UNIVERSITÉ LOUIS PASTEUR STRASBOURG

Observatoire astronomique de Strasbourg

Thèse pour l'obtention du grade de
Docteur de l'Université Louis Pasteur
Strasbourg

Spécialité Astrophysique

Par Alexis KLUTSCH

Caractérisation physique et cinématique de la population d'étoiles actives en rayons X au voisinage solaire

Soutenue publiquement le 15 décembre 2008

Membres du jury

Directeur de thèse :	Mr Rubens FREIRE FERRERO, Maître de conférence, Observatoire de Strasbourg
Présidente du jury et Rapporteur Interne :	Mme Ariane LANÇON, Professeur, Observatoire de Strasbourg
Rapporteur Externe :	Mr Salvatore SCIORTINO, Professeur, INAF - Observatoire de Palerme (Italie)
Rapporteur Externe :	Mr Carlos Alberto TORRES, Professeur, Laboratoire national d'astrophysique (Brésil)
Examinateur :	Mme Annie ROBIN, DR CNRS, Observatoire de Besançon
Co-encadrant et Examinateur :	Mr Patrick GUILLOUT, Astronome, Observatoire de Strasbourg

Résumé

Ce travail de thèse présente la caractérisation physique et cinématique des étoiles actives en rayons X et présumées jeunes du voisinage solaire qui sont les contreparties optiques (catalogue Tycho) des sources X du relevé ROSAT All-Sky Survey.

Lors de notre programme d'observations spectroscopiques à haute résolution, plus de 800 étoiles tardives furent observées et un total de plus de 1600 spectres a été obtenu. La majorité des paramètres stellaires a été dérivée de ces spectres en utilisant des spectres synthétiques et la méthode de corrélation croisée. Il s'avère que cet échantillon se compose principalement d'étoiles jeunes ayant un âge inférieur au milliard d'années et d'une importante fraction de systèmes multiples spectroscopiques. De nouveaux membres de courants bien connus dont 5 très bons candidats post-T Tauri furent découverts lors de l'analyse de la cinématique avec nos deux méthodes probabilistes. Une nouvelle concentration d'étoiles jeunes (semblable à l'association TW Hydra) a été détectée dont les étoiles ont un âge de $50-100$ Ma et sont localisées dans l'hémisphère nord. Contrairement aux hypothèses courantes, la contamination par des étoiles évoluées n'est pas négligeable. La modélisation faite de leur contribution dans le modèle de population stellaire en rayons X de Besançon reproduit assez bien les ordres de grandeurs observés.

Par la suite, cette étude permettra une meilleure compréhension de l'histoire récente de la formation d'étoiles dans l'environnement proche du Soleil.

Abstract

This thesis work presents the physical and kinematical characterization of X-ray active and presumed young stars in the solar neighborhood which are optical (Tycho catalog) counterparts of ROSAT All-Sky Survey X-ray sources.

During our program of spectroscopic observations at high resolution, more than 800 late-type stars were observed and a total of more than 1600 spectra has been obtained. The majority of the stellar parameters was derived from these spectra using synthetic spectra and cross-correlation method. This sample consists mainly of stars younger than one billion years and contains a high fraction of spectroscopic multiple systems. New members of well-known moving groups and 5 very good post-T Tauri candidates were discovered during the kinematics analysis with our two probabilistic methods. A new concentration of young stars (similar to the association TW Hydra) was detected and these stars have an age of $50-100$ Ma and are located in the northern hemisphere. Contrary to usual assumptions, the contamination by evolved stars is not negligible. Modeling of their contribution in the Besançon stellar X-ray population model reproduced quite well the orders of magnitude observed.

Thereafter, the study will enable a better understanding of the recent history of star formation in the nearby solar environment.

Description plus détaillée de ce travail

L'astronomie X stellaire est une discipline assez récente qui a pris un réel essor à la suite de la mission spatiale du satellite Einstein (1978-1981). Une de ces découvertes majeures, bien qu'inattendue, fut l'universalité de l'émission X (coronale) en provenance de l'ensemble des étoiles du diagramme de Hertzsprung-Russell (HR). Dès lors, de nombreuses études ont montré que les paramètres stellaires dits "classiques" (couleur, magnitude absolue, gravité) n'influaient que très peu sur l'intensité de l'émission X dont l'origine est liée à des phénomènes d'origine magnétique. En effet, cette émission semble être produite par l'activité magnétique superficielle engendrée par le phénomène dynamo lors de la circulation du plasma stellaire. Ce dernier est entraîné par la rotation différentielle des couches de convection sous la photosphère.

Suite au lancement du satellite ROSAT (1990), la connaissance de la composition du ciel dans la bande des rayons X mous s'appuya principalement sur la détection de plus de $150\,000$ sources X lors d'un relevé exhaustif du ciel : ROSAT All-Sky Survey (RASS). Malheureusement, les données X, à elles seules, ne suffisent pas à identifier sans ambiguïté une source X à une classe d'objets astrophysiques. Au milieu des années 90, des observations multi-longueurs d'onde visant à identifier formellement l'ensemble des sources X dans de petites zones du ciel permirent de mettre en évidence que la composante stellaire est majoritairement constituée d'étoiles tardives (G-K) d'âge inférieur au milliard d'années. À présent, il est donc bien établi que l'émission X stellaire est un excellent traceur des étoiles (très) jeunes.

Bien que le scénario de l'histoire de la formation stellaire dans notre galaxie soit assez bien connu de sa naissance jusqu'à il y a quelques milliards d'années, paradoxalement le taux récent de formation d'étoiles est, quant à lui, très mal déterminé. Ceci est principalement dû à la difficulté de sélectionner les étoiles jeunes de champ noyées dans la population ambiante du plan galactique. L'utilisation de l'émission X comme traceur à grande échelle (sur tout le ciel) de la population d'étoiles nées au voisinage du Soleil lors du dernier milliard d'années constitue donc une approche intéressante pour palier aux difficultés rencontrées par les méthodes "classiques".

C'est dans le cadre de cette problématique qu'a été constitué, en 1998, l'échantillon *RasTyc*, résultat de la corrélation croisée du catalogue RASS avec le catalogue TYCHO (expérience spatiale HIPPARCOS). Cet ensemble d'environ $14\,000$ étoiles statistiquement identifiées avec une source de rayons X mous est encore le plus grand et le plus homogène échantillon construit à ce jour. Dans l'optique d'obtenir une caractérisation physique et cinématique des étoiles jeunes du voisinage solaire, nous avons mené, pour plus de 800 étoiles, un programme d'observations spectroscopiques à haute résolution sur des télescopes européens de la classe des 1-4 mètres.

Dans le cadre d'un programme clé (OHP, France), nous avons ainsi pu observer plus de 500 étoiles dans deux régions spectrales centrées autour de la raie Hα et de celle du lithium. La raie Hα est l'un des meilleurs diagnostics de l'activité chromosphérique, tandis que la raie du lithium est un bon estimateur de l'âge.

Nous utilisons des méthodes d'analyse informatisées et automatisées qui se basent sur *une approche synthétique* et sur *la corrélation croisée* pour dériver la majorité des paramètres physiques de nos sources. Chaque spectre synthétique est construit pour être du même type spectral et de la même résolution que le spectre observé. À partir de cette procédure et de l'étude des variations de la vitesse radiale par décalage Doppler, nous pouvons en déduire si le spectre observé est celui d'une étoile isolée, d'un système double, d'un système triple ou bien d'un système de multiplicité plus élevée. Les paramètres orbitaux de ces systèmes multiples ont pu être déterminés avec une excellente précision grâce à la qualité des observations spectroscopiques (haute résolution et rapport signal/bruit élevé).

Afin de déterminer les paramètres astrophysiques (température effective, gravité, métallicité, vitesse de rotation projetée) aussi bien pour les étoiles simples que pour les systèmes multiples, nous procédons à l'ajustement des spectres observés par des spectres d'étoiles de référence, peu ou pas actives et pauvres en lithium, en utilisant la méthode de moindres carrés. En appliquant

la technique dite *de soustraction spectrale*, nous pouvons estimer la luminosité chromosphérique à partir de la raie Hα. Pour chacune de nos étoiles, nous disposons ainsi de deux mesures de l'activité à différents niveaux des couches externes de l'atmosphère stellaire. L'échantillon *RasTyc*, de part son homogénéité et sa taille, est bien adapté pour étudier la dépendance de l'activité chromosphérique et coronale avec les paramètres stellaires et, en particulier, pour identifier ceux qui conditionnent son intensité.

L'âge est un paramètre extrêmement difficile à déterminer pour une étoile de champ, néanmoins, en appliquant une méthode empirique consistant à comparer, pour chacune de nos étoiles, l'abondance en lithium (dérivée par soustraction spectrale) à celle observée dans des amas d'âge connu, nous sommes en mesure d'estimer un âge statistique pour chacune d'elles. Notre étude a permis de montrer qu'environ $70\,\%$ des étoiles observées ont un âge inférieur au milliard d'années. En particulier, nous trouvons que plus de la moitié des étoiles est âgée de moins de 300 millions d'années.

Des études récentes ont permis de mettre en évidence au voisinage du Soleil de nombreux courants d'étoiles jeunes dont l'origine est encore assez mal connue. L'identification de nouveaux membres voire même la découverte de courant(s) encore inconnu(s) revêt une importance considérable pour contraindre les modes de formation stellaire et les mécanismes de dissolution des amas. Afin de déterminer de manière *quantitative* l'appartenance de nos étoiles les plus jeunes (sur la base de leurs abondances en lithium) aux 5 courants les plus connus, nous avons développé deux méthodes de calcul basées sur l'analyse des paramètres cinématiques. Ces méthodes qui permettent d'attribuer à chaque étoile une probabilité d'appartenance à chacun de ces courants nous ont conduit à la découverte d'une trentaine de nouveaux membres dont 5 très bons candidats au statut d'étoiles post-T Tauri.

L'analyse des cartographies du ciel en rayons X mous suppose généralement que la composante stellaire est constituée majoritairement d'étoiles jeunes de séquence ou de pré-séquence principale. En revanche, la contamination par des systèmes plus évolués pour lesquels le haut degré d'activité magnétique n'est pas lié à l'âge mais à la synchronisation des périodes rotationnelle et orbitale est généralement ignorée (à cause du manque de connaissance de cette population). L'étude détaillée des binaires non-résolues identifiées comme des systèmes évolués de type RS CVn a montré que leur fraction au sein de notre échantillon est de l'ordre de $20\,\%$ en moyenne et atteint plus de $50\,\%$ si l'on ne considère que les étoiles K. Ce résultat nous a conduit à modéliser leur contribution dans le modèle de population stellaire en rayons X de Besançon. Les résultats montrent que le modèle reproduit assez bien les ordres de grandeurs observées.

Ce travail a permis d'apporter des informations cruciales sur les caractéristiques physiques et cinématiques d'un échantillon représentatif du contenu stellaire des cartographies en rayons X mous. Il constitue une étape indispensable pour aboutir à une meilleure compréhension de l'histoire récente de formation d'étoiles dans l'environnement proche du Soleil. Grâce à la qualité des données, nous avons pu identifier de nouveaux membres de courants d'étoiles jeunes au voisinage du Soleil ainsi que de très bons candidats au statut d'étoiles post-T Tauri. Étant donné leur âge et leur proximité, ces étoiles sont d'une importance capitale pour comprendre l'évolution des disques circumstellaires, en particulier, la phase de transition disque-planètes et les disques de débris. La contamination par des systèmes de type RS CVn s'est révélée ne pas être négligeable contrairement aux hypothèses généralement avancées. La comparaison de l'ensemble de ces observables avec les prédictions du modèle de populations stellaires en rayons X permettra d'établir de nouvelles contraintes sur le taux de formation d'étoiles et l'échelle de hauteur des étoiles jeunes ainsi que sur les inhomogénéités dans la distribution locale des étoiles jeunes.

Publications

J'ai collaboré en tant que premier auteur ou co-auteur à plusieurs articles (acceptés, soumis ou en préparation) qui ont été motivés par l'étude de l'échantillon *RasTyc* menée au cours de cette thèse. Les trois articles acceptés ou soumis sont inclus dans la thèse, à la fin du chapitre correspondant. Ci-dessous, j'ai listé l'ensemble de ces papiers :

- Newly discovered active binaries in the *RasTyc* sample of stellar X-ray sources
  I. Orbital and physical parameters of six new binaries
  A. Frasca, P. Guillout, E. Marilli, R. Freire Ferrero, K. Biazzo et **A. Klutsch**
  A&A, 2006, 454, 301 (Annexe B)
- New triple systems in the *RasTyc* sample of stellar X-ray sources
  A. Klutsch, A. Frasca, P. Guillout, R. Freire Ferrero, E. Marilli, G. Mignemi et K. Biazzo
  A&A, 2008, 490, 737 (Chapitre IV)
- Spectroscopic Survey of the Youngest Field Stars in the Solar Neighborhood
  I. The optically bright sample
  P. Guillout, **A. Klutsch**, A. Frasca, R. Freire Ferrero, E. Marilli, G. Mignemi, K. Biazzo, J. Bouvier, R. Monier, C. Motch et M. Sterzik
  Soumis à A&A (Chapitre III)
- New Moving Groups members in the ROSAT All-Sky – Tycho sample
  A. Klutsch, P. Guillout, R. Freire Ferrero, A. Frasca, D. Montes et E. Marilli
  En préparation

Communications

Afin de montrer l'avancement de nos travaux, nous avons participé à diverses conférences au cours desquelles nous avons présenté nos résultats sous forme d'un poster et/ou d'une présentation orale. J'ai ainsi pu collaborer à plusieurs comptes-rendus de conférence dont la liste est présentée ci-dessous. J'y ai également inclus les deux présentations orales montrant les principaux résultats de cette étude. Tous ces compte-rendus ont été placés dans l'annexe B.

- Active binaries in stellar soft X-ray surveys
  P. Guillout, A. Frasca, **A. Klutsch**, R. Freire Ferrero et E. Marilli
  Compte-rendu de conférence pour un poster lors de "The X-ray Universe 2005", ed. A. Wilson, ESA SP-604, 87, 2006
- Stellar X-ray sources as diagnostic of the local star formation history
  A. Klutsch, P. Guillout, et R. Freire Ferrero
  Présentation orale au Departmento de Astrofisica, Facultad, Universidad Complutense, Madrid (Espagne), Octobre 2007
- Newly discovered multiple systems in the *RasTyc* sample
  A. Klutsch, A. Frasca, P. Guillout, R. Freire Ferrero, E. Marilli, et G. Mignemi
  Compte-rendu de conférence pour un poster lors de "14th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", ed. Gerard T. van Belle, ASP Conference Series, Vol. 384, Poster #84, 2008 (CD-ROM)
- Study of the solar neighborhood with the *RasTyc* sample
  A. Klutsch, P. Guillout, A. Frasca, R. Freire Ferrero, E. Marilli, G. Mignemi et O. Hérent
  Compte-rendu de conférence pour un poster lors de "14th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", ed. Gerard T. van Belle, ASP Conference Series, Vol. 384, Poster #85, 2008 (CD-ROM)

– New Moving Groups members in the ROSAT All-Sky – Tycho sample
A. Klutsch, P. Guillout, R. Freire Ferrero, A. Frasca, et E. Marilli
Poster pour la conférence ESO : "Star Formation across the Milky Way Galaxy", Mars 2008 (http ://www.eso.org/sci/meetings/MilkyWayStarFormation/)

– New Moving Groups members and post-T Tauri stars candidates
P. Guillout, **A. Klutsch**, A. Frasca, R. Freire Ferrero, E. Marilli, G. Mignemi, J. Bouvier, R. Monier, C. Motch, M. Sterzik et S. Turck-Chieze
Contribution orale lors de la conférence ESO : "Star Formation across the Milky Way Galaxy", Mars 2008 (http ://www.eso.org/sci/meetings/MilkyWayStarFormation/)

Autres travaux

J'ai également collaboré à une publication ainsi qu'à un compte-rendu de conférence présentant des études détaillées de sources présentant des caractéristiques intéressantes. Au cours de ces travaux, certaines procédures développées au cours de cette thèse ont été utilisées.

– The young active star SAO 51891
K. Biazzo, A. Frasca, E. Marilli, E. Covino, J. M. Alcalà, Ö. Çakirli, **A. Klutsch**, et M. R. Meyer
Soumis à A&A

– Post-T Tauri stars in the solar neighborhood : isolated or members of young associations and moving groups
D. Montes, J. López-Santiago, R. M. Martínez-Arnáiz, P. Guillout, **A. Klutsch**, R. Freire Ferrero, A. Frasca et E. Marilli
Compte-rendu de conférence pour un poster lors de "15th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun"

Remerciements

En tout premier lieu, je tiens à remercier mon directeur de thèse, Rubens FREIRE FERERRO, pour avoir su me guider depuis le tout début de notre collaboration. De plus, grâce à ses nombreux et précieux conseils ainsi qu'à la confiance qu'il m'a témoignée, il m'a encouragé à toujours approfondir les différents sujets de recherche tout en me laissant une très grande autonomie.

Je tiens à remercier très chaleureusement Patrick GUILLOUT pour tous ses conseils et ses encouragements prodigués au cours de ces années. Étant à l'origine de tout ce travail grâce à la création de l'échantillon *RasTyc* (l'objet de mon étude), il m'a permis de travailler sur **LE** sujet que je souhaitais depuis de longues années. Il m'a également apporté toutes les bases nécessaires pour me familiariser aux deux principaux langages de programmation (MIDAS et IDL) utilisés lors de cette recherche.

Je les remercie également pour m'avoir proposé de prolonger et d'approfondir encore plus le travail que j'ai effectué au cours de mon stage DEA. Cela m'a conforté dans l'idée que j'avais les capacités requises pour mener à bien ce travail de thèse. De plus, par leur travail et leurs dévouements, le sujet initial a pu s'étoffer grâce à la mise en place de nombreuses collaborations. Ils m'ont également vivement encourager à participer aux conférences ce qui m'a permis de discuter avec d'autres chercheurs (dont David MONTES et Carlos Alberto TORRES) dont les sujets de recherche sont très proches des nôtres. Tout ceci nous a notamment permis de faire de nombreux programmes d'observations pour les prochaines années.

Nul doute que sans la collaboration d'Antonio FRASCA et d'Ettore MARILLI depuis le début de cette aventure, je n'aurai jamais pu aborder tant de sujets si captivants. Je les remercie vivement pour leur soutien et pour leur accueil à l'Observatoire de Catane lors de mes deux séjours au sein de leur institut. J'ai également eu l'occasion de travailler avec deux autres membres de cet Observatoire : Katia BIAZZO et de Guiseppe MIGNEMI. Merci à eux deux pour leurs implications dans ce projet.

Plus récemment, le travail mené conjointement avec David MONTES nous a permis de compléter notre travail sur la cinématique de nos sources. Je le remercie ainsi que Jose Antonio CABALLERO de m'avoir accueilli dans leur institut pendant un mois. Ce séjour n'aurait jamais été possible sans un financement espagnol (ASTROCAM) et un autre français (École Doctorale des Sciences de la Terre, de l'Univers et de l'Environnement de Strasbourg). Cela m'a permis de faire mon premier séminaire en dehors des murs de l'Observatoire de Strasbourg.

J'adresse un grand merci à Antonio FRASCA et à David MONTES pour m'avoir proposé de prolonger notre collaboration dans le cadre d'un post-doc.

J'espère que la collaboration que nous avons mise en place pourra se poursuivre encore de longues années et que l'on mènera à bien tous nos projets.

Il n'est pas certain que sans la participation et le soutien de Jérôme BOUVIER, de Richard MONIER, de Chistrian MOTCH, de Michael STERZIK et de Sylvaine TURCK-CHIEZE, le projet d'observations des sources *RasTyc* aurait été sélectionné comme l'un des progammes clés sur le télescope de 152 cm à l'observatoire de Haute Provence. Pour la plupart, l'intérêt porté sur ce sujet est resté intact malgré les nombreuses années écoulées depuis le début des observations. Je tiens donc à leur témoigner ma profonde reconnaissance pour tout cela.

En débutant une collaboration avec les chercheurs du Laboratoire d'Astrophysique de Bordeaux (Anne DUTREY, Stéphane GUILLOTEAU et Yann BOEHLER), nous ouvrons un nouveau volet de ce travail. Merci à eux de l'intérêt qu'ils portent sur notre travail.

Ce travail s'appuya sur de nombreux outils (*SIMBAD*, *VIZIER*, *ALADIN* et *SAADA*) développés à l'Observatoire de Strasbourg. Je voudrais saluer tout particulièrement Marc WENGER,

François OCHSENBEIN, Pierre FERNIQUE, Thomas BOCH et Laurent MICHEL pour avoir répondu à mes différentes interrogations et/ou montré comment les utiliser au mieux.

Je remercie aussi tous les membres de mon jury de thèse d'avoir accepté d'évaluer le mémoire de ce travail. En particulier, un grand merci est adressé aux trois rapporteurs (Ariane LANÇON, Salvatore SCIORTINO et Carlos Alberto TORRES) pour la lecture du manuscrit et pour leurs différentes recommandations faites afin de l'améliorer. Je tiens également à signaler ma reconnaissance à Annie ROBIN d'avoir accepté d'être examinatrice pour ce travail.

Merci à l'ensemble du personnel de l'Observatoire de Strasbourg pour votre accueil au cours de ces années et, en particulier, les membres des équipes *des Hautes Énergies* et *de Physique stellaire* dont j'ai fait parties. De plus, grâce à l'entente entre l'ensemble des thésards, les moments de détente permirent de bien nous remettre en forme pour recommencer le travail dans la bonne humeur. Je salue notamment Fabien GRISÉ et Maxime VIALLET avec qui j'ai partagé le bureau pendant près de deux ans ainsi que Jean-Julien FLECK pour le développement de MKTHESE (programme Ruby permettant la compilation de ce manuscrit avec des fichiers de style LaTeX déjà incorporés).



Au cours de cette aventure, j'ai également eu le soutien et les encouragements de bons nombres d'anciens camarades de classe provenant de différents horizons. Je tiens à saluer tout particulièrement Adrien, Célia, Christine, Éric, Luc, Nicolas, Régis, Sébastien et Vincent.

Je tiens à remercier vivement tous les membres de ma famille qui n'ont cessé de me soutenir et de m'encourager dans l'ensemble de mes choix. Je voudrais également adresser une pensée pour toutes les personnes de ma famille qui nous ont déjà quittés et qui, malheureusement, je n'ai pu connaître que pendant trop peu de temps.

Finalement, je finirai cette salve de remerciements en adressant mes plus sincères remerciements à mes parents et ma petite sœur, Virginie. En effet, par leur soutien et leur présence au quotidien, j'ai toujours pu avancer dans la vie dans une profonde sérénité malgré certains moments plus difficiles. Pendant toutes ces années passées à étudier, ils m'ont toujours encouragé à atteindre les rêves auxquels j'aspire. C'est pour toutes ces raisons que je souhaite leur dédier ce travail afin de leur témoigner ma profonde gratitude, toute mon affection et ma reconnaissance de tous les sacrifices auxquels ils ont consentis.

Table des matières

Introduction **1**

1 Astronomie X stellaire . . . 1
2 Formation d'étoiles dans le voisinage solaire . . . 4
3 Les courants d'étoiles jeunes . . . 6
4 Les systèmes binaires et triples . . . 11
5 Plan de la thèse . . . 11
Références . . . 13

I Échantillons *RasTyc* et *RasHip* **17**

1 Construction des deux échantillons . . . 17
1.1 Mission ROSAT et données en rayons X . . . 17
1.2 Satellite Hipparcos et données optiques . . . 19
1.3 Échantillons *RasTyc* et *RasHip* . . . 22
2 Critères de sélection et programme d'observations . . . 24
2.1 Critères de sélection et distributions . . . 24
2.2 Programme des observations . . . 26
2.2.1 Programme à l'OHP . . . 27
2.2.2 Observations à Catane . . . 27
2.2.3 Observations au TNG . . . 29
2.3 Identification possible de systèmes SB1 . . . 29
3 Réduction des spectres du OHP T152 . . . 29
3.1 Déroulement d'une nuit d'observation . . . 30
3.2 Rôle des différents types de spectres . . . 31
3.2.1 Offset . . . 31
3.2.2 Flat Field . . . 31
3.2.3 Lampes de calibration . . . 31
3.2.4 Spectres stellaires . . . 34
3.3 Correction des spectres . . . 34
3.3.1 Suppression des effets instrumentaux . . . 34
3.3.2 Suppression des rayons cosmiques . . . 34
3.4 Calibration et normalisation des spectres . . . 35
3.4.1 Calibration . . . 35
3.4.2 Normalisation . . . 36
3.5 Les raies telluriques . . . 37
3.5.1 Vérification de la calibration . . . 37
3.5.2 Suppression des raies telluriques . . . 37
4 Catalogue des sources *RasTyc* . . . 38
5 Conclusions . . . 40
Références . . . 41

II Propriétés stellaires **43**

1 Méthodes d'analyse . . . 43
1.1 Spectres synthétiques . . . 43
1.1.1 "Création" de ces spectres . . . 43
1.1.2 Détermination du spectre synthétique à utiliser . . . 45
1.2 Méthode des corrélations croisées . . . 46
1.2.1 Profils d'ajustement des fonctions de corrélation . . . 46
1.2.2 Application de masque sur certaines raies stellaires . . . 46
2 Détermination des paramètres spectroscopiques . . . 49
2.1 Détermination des vitesses radiale et de rotation projetée . . . 49
2.1.1 Recherche des pics les plus significatifs . . . 49
2.1.2 Ajustement de la CCF . . . 49
2.1.3 Recherche des pics secondaires . . . 50
2.1.4 Détermination de la vitesse radiale héliocentrique . . . 50
2.1.5 Détermination de la vitesse de rotation . . . 52
2.1.6 Regroupement spectral . . . 54
2.2 Détermination des paramètres astrophysiques . . . 54
2.3 Émission chromosphérique . . . 57
2.4 Abondance en lithium . . . 57
2.5 Fiches d'identification . . . 57
3 Résultats et discussion . . . 60
3.1 Identification des systèmes SB1 . . . 61
3.2 Systèmes binaires et multiples . . . 63
3.3 Statut d'évolution . . . 65
3.4 Âge . . . 66
3.5 Géantes K . . . 72
3.6 Sources avec un excès en infra-rouge . . . 75
4 Conclusions . . . 75
Références . . . 76

III Étude de la cinématique **79**

1 Introduction . . . 79
2 Cinématique . . . 81
2.1 Détermination de la distance photométrique . . . 81
2.1.1 Distance photométrique des étoiles isolées . . . 81
2.1.2 Distance photométrique des systèmes multiples . . . 83
2.2 Détermination de la cinématique de nos sources . . . 85
3 Critères d'appartenance aux MGs . . . 87
3.1 Méthode 3D . . . 87
3.2 Méthode 2D . . . 89
3.3 Simulations Monte-Carlo . . . 91
3.4 Critères d'Eggen . . . 96
3.4.1 Critère sur la vitesse dite "singulière" . . . 97
3.4.2 Critère sur la vitesse radiale . . . 97
3.5 Recherche d'autre(s) courant(s) . . . 97
4 Résultats et discussion . . . 98
4.1 Application aux étoiles classées sur la base du lithium . . . 98
4.1.1 Application aux étoiles PMS-like . . . 98
4.1.2 Application aux autres groupes d'âge . . . 102
4.2 Détection de possible(s) nouveau(x) courant(s) d'étoiles . . . 103
5 Conclusions . . . 107
Références . . . 128

IV Étude de trois systèmes triples **131**

1 Introduction . . . 131
2 Observation et réduction de données . . . 132
2.1 Observations spectroscopiques . . . 133
2.2 Observations photométriques . . . 133
3 Résultats . . . 133
3.1 Résultats Vitesse radiale et éléments orbitaux . . . 135
3.2 Détermination de la vitesse de rotation . . . 144
3.3 Photométrie . . . 144
3.4 Types spectraux et paramètres stellaires . . . 145
3.5 Détermination des distances photométriques . . . 146
3.6 Contenu en lithium et Âge . . . 148
3.7 Cinématique . . . 148
4 Discussion . . . 151
4.1 Propriétés globales des systèmes triples . . . 151
4.2 Stabilité dynamique des systèmes triples . . . 152
4.3 Estimation de l'âge . . . 153
5 Conclusion et perspectives . . . 154
Références . . . 168

V Modélisation de la population des étoiles évoluées **171**

1 Introduction . . . 171
2 Ingrédients et méthode du modèle en rayons X . . . 172
2.1 Méthode du modèle en rayons X utilisé . . . 172
2.1.1 Principes de base de la méthode . . . 172
2.1.2 Réponse instrumentale et spectre de la source émettrice . . . 174
2.1.3 Cas d'une distribution uniforme . . . 174
2.2 Ingrédients du modèle en rayons X . . . 176
2.2.1 Fonctions de luminosités . . . 176
2.2.2 Modèle de synthèse des populations stellaires de la Galaxie . . . 176
2.2.3 Facteur de Conversion en Énergie . . . 178
2.2.4 Évaluation de la fraction de chaque population . . . 178
3 Résultats . . . 180
4 Conclusions . . . 184
Références . . . 186

Conclusions et Perspectives **187**

1 Conclusions . . . 187
1.1 Procédures de réduction et d'analyse . . . 187
1.2 Les étoiles jeunes . . . 188
1.3 Les systèmes binaires et multiples . . . 189
1.4 Les étoiles évoluées . . . 190
1.5 Catalogue des sources *RasTyc* . . . 191
2 Perspectives . . . 191
Références . . . 197

Annexes **199**

A Les systèmes triples dans l'échantillon *RasTyc* **201**

Références . . . 208

B Publications jointes à ce travail **209**

1 Article publié 209
2 Conférence “The X-ray Universe 2005” (Septembre 2005) 219
3 Conférence “Cool Stars XIV” (Novembre 2006) 222
4 Conférence ESO : “Star Formation Across the Milky Way Galaxy” (Février 2008) . 242
5 Conférence “Cool Stars XV” (Juillet 2008) 244
Références 249

Table des figures

1 Position dans le diagramme HR des sources X stellaires dans le relevé d'Einstein . 2
2 Position dans le diagramme HR observationnelle des sources Hipparcos et des sources *RasHip* . . . 3
3 Illustration d'un groupe associé à l'amas ouvert IC 2391 et composé d'étoiles allant dans la même direction . . . 6
4 Formation d'un super-amas à partir d'étoiles du voisinage solaire ayant un mouvement spatial similaire dans le plan spatial (X,Y) . . . 7
5 Formation d'un super-amas à partir d'étoiles du voisinage solaire ayant un mouvement spatial similaire dans le plan des vitesses spatiales (U,V) . . . 8

I.1 Distribution galactique des $18\,811$ sources RASS les plus brillantes . . . 18
I.2 Complétude des catalogues HIPPARCOS et TYCHO . . . 19
I.3 Description des deux catalogues . . . 20
I.4 Systèmes photométriques de HIPPARCOS et de TYCHO . . . 21
I.5 Distribution des différences de position (en arcsec) entre la source X et celle en optique . . . 23
I.6 Distribution galactique (projection "Aitoff") des étoiles sélectionnées pour le programme d'observations . . . 24
I.7 Distributions de la magnitude V_T et de l'indice de couleur $(B-V)_T$ des étoiles de notre échantillon . . . 25
I.8 Spectres optiques dans les régions spectrales centrées autour de Hα et du lithium obtenus avec le spectrographe AURELIE . . . 28
I.9 Schéma présentant notre stratégie pour l'identification des systèmes de type SB1 : DF Cam est prise comme exemple . . . 30
I.10 Schéma illustrant la procédure de réduction d'une nuit d'observations . . . 31
I.11 Offset moyen et ajustement du flat field . . . 32
I.12 Identification des raies utilsées lors de la calibration . . . 33
I.13 Suppression des rayons cosmiques . . . 35
I.14 Relation de dispersion . . . 36
I.15 Procédure de normalisation . . . 36
I.16 Spectre "synthétique" des raies telluriques utilisé comme modèle . . . 38
I.17 Suppression des raies telluriques . . . 39

II.1 Schéma illustrant la procédure d'analyse . . . 44
II.2 Comparaison de l'efficacité des deux profils utilisés . . . 47
II.3 Application d'un masque pour la raie Hα . . . 48
II.4 Fonctions de corrélation et leurs ajustements gaussiens en fonction de la multiplicité de la source *RasTyc* . . . 50
II.5 Détection dans la fonction de corrélation d'un pic secondaire dans le cas de RasTyc 0524+6739 et dans celui de RasTyc 0013+7702 . . . 51
II.6 Comparaison de nos mesures de vitesses radiales des étoiles standards avec celles trouvées dans la littérature . . . 53

II.7 CCFs de HD 47047 (RasTyc 0638+4020) dans la région de Hα, dans celle du lithium et en regroupant ces deux régions . . . 55
II.8 Ajustement de spectres avec COMPO1 . . . 56
II.9 Ajustement de spectres avec COMPO2 . . . 56
II.10 Fiche d'identification dans la région Hα de RasTyc 0102+6236 (HD 6026) . . . 58
II.11 Fiche d'identification dans la région du lithium de RasTyc 0102+6236 (HD 6026) . 59
II.12 Fiches d'identification du système binaire RasTyc 0025+6848 (BD+67 34) et du système triple RasTyc 2034+8253 (BD+82 622) . . . 60
II.13 Recherche des systèmes SB1 dans l'échantillon BRILLANT . . . 61
II.14 Diagramme HR des sources de l'échantillon BRILLANT ayant une parallaxe trigonométrique fiable . . . 65
II.15 Diagramme $\log g$ vs. T_{eff} des étoiles analysées avec ROTFIT et des étoiles TGMET 66
II.16 Diagramme de la largeur équivalente du lithium (EW(Li)) en fonction de l'indice de couleur $B-V$ . . . 67
II.17 Diagramme de l'abondance du lithium ($\log N$(Li)) en fonction de la largeur équivalente du lithium (EW(Li)) connaissant les paramètres astrophysiques (T_{eff} et $\log g$) de nos sources . . . 68
II.18 Diagramme de la largeur équivalente du lithium (EW(Li)) en fonction de l'indice de couleur $B-V$ pour les étoiles brillantes . . . 69
II.19 Spectres Aurélie des nouveaux candidats PTTS . . . 71
II.20 Spectres Aurélie des géantes riches en lithium . . . 72
II.21 Diagramme $\log L_{H\alpha} - \log(v \sin i)$ pour les sources D30 observées dans la région spectrale centré sur Hα . . . 73
II.22 Distribution des magnitudes V_T et K_S de toutes les sources *RasTyc* . . . 74

III.1 Diagramme du module de distance (m-M) en fonction de la distance . . . 82
III.2 Distributions des vitesses spatiales U, V et W des membres connus des 5 courants jeunes les plus étudiés . . . 88
III.3 Système de coordonnées (V_{MG}, α) . . . 89
III.4 Positions de la source candidate ainsi que des membres du courant des Pléiades dans les systèmes de coordonnées ($V_{MG}\cos(\alpha)$, $V_{MG}\sin(\alpha)$) et (a,b). . . . 90
III.5 Sélection des membres des courants sur la base de l'angle α . . . 91
III.6 Comparaison des probabilités trouvées avec la méthode 2D (P_{2D}) par rapport à celle de la méthode 3D (P_{3D}) . . . 93
III.7 Diagrammes $U-V$, $V-W$ et $U-W$ des sources considérées comme "membres" pour les 5 courants d'étoiles étudiés . . . 94
III.8 Position en coordonnés galactiques des 7 étoiles PMS-like . . . 99
III.9 Diagrammes U–V, U–W et V–W des 7 étoiles PMS-like . . . 101
III.10 Carte de densité du sous-échantillon des sources *RasTyc* sélectionnées pour nos observations (petites structures) en coordonnées galactiques . . . 104
III.11 Carte de densité du sous-échantillon des sources *RasTyc* sélectionnées pour nos observations (structures étendues) en coordonnées galactiques . . . 105
III.12 Carte montrant le nombre de sources *RasTyc* sélectionnées pour nos observations dans un rayon donné . . . 106
III.13 Diagrammes $U-V$ et $V-W$ montrant la position des 4 sources *RasTyc* ayant des mouvements spatiaux similaires . . . 107

IV.1 Librairie de spectres à haute-résolution obtenue pour les systèmes triples : RasTyc 0524+6739, RasTyc 1828+3506 et RasTyc 2034+8253 . . . 134
IV.2 Fonctions de corrélation de RasTyc 0524+6739 . . . 136
IV.3 Fonctions de corrélation de RasTyc 1828+3506 . . . 137
IV.4 Fonctions de corrélation de RasTyc 2034+8253 . . . 137
IV.5 Courbe de vitesses radiales de RasTyc 0524+6739 . . . 141
IV.6 Courbe de vitesses radiales de RasTyc 1828+3506 . . . 142
IV.7 Courbe de vitesses radiales de RasTyc 2034+8253 . . . 142

IV.8 Variation de la vitesse radiale de la troisième composante de RasTyc 1828+3506 . . 143
IV.9 Ajustement des spectres de trois systèmes triples par un spectre de référence qui leur est propre 147
IV.10 Diagramme U–V des trois systèmes triples *RasTyc* 149
IV.11 Diagramme U–W des trois systèmes triples *RasTyc* 150
IV.12 Diagramme V–W des trois systèmes triples *RasTyc* 150
IV.13 Configuration des systèmes triples 151
IV.14 Évolution temporelle de la troisième composante de RasTyc 2034+8253. 154

V.1 Ingrédients et méthode du modèle en rayons X utilisé 173
V.2 Valeurs du Facteur de Conversion en Énergie (ECF) pour le PSPC de ROSAT utilisées lors de la modélisation 175
V.3 Variation de la luminosité X stellaire pour les systèmes RS CVn et pour les géantes simples 177
V.4 Diagramme HR des sources des catalogues Hipparcos et *RasHip* indiquant la sélection des étoiles évoluées 179
V.5 Distribution de l'indice de couleur $(B-V)$ du système photométrique Johnson de étoiles évoluées des catalogues Hipparcos et *RasHip* 179
V.6 Variation du nombre totale de sources X stellaires prédit en fonction de la latitude galactique dans le cas des systèmes RS CVn et des géantes simples 181
V.7 Distribution en distance et en magnitude V Johnson des sources X stellaires identifiées comme des systèmes RS CVn plus brillantes que ~ 0.03 cnt s^{-1} en fonction de la latitude galactique et de la magnitude visuelle 182
V.8 Distribution en distance et en magnitude des systèmes RS CVn détectés au cours de notre programme d'observations 183

1 Position des candidats PTTS de XMM Newton / RASS sur le ciel 194
2 Résultat de la classification de l'analyse en composante principale pour les sources XMM 195

A.1 Spectres et fonctions de corrélation du système triple RasTyc 0318+3203 202
A.2 Spectres et fonctions de corrélation du système triple RasTyc 1500+7303 202
A.3 Spectres et fonctions de corrélation du système triple RasTyc 0856+1225 203
A.4 Spectres et fonctions de corrélation du système triple RasTyc 1522+5516 203
A.5 Spectres et fonctions de corrélation du système triple RasTyc 1543+2220 204
A.6 Spectres et fonctions de corrélation du système triple RasTyc 1932+5433 204
A.7 Spectres et fonctions de corrélation du système triple RasTyc 1702+1521 205
A.8 Spectres et fonctions de corrélation du système triple RasTyc 2236-0033 205
A.9 Spectres et fonctions de corrélation du système triple RasTyc 0646+3124 206
A.10 Spectres et fonctions de corrélation du système triple RasTyc 1953+2540 206

Liste des tableaux

I.1 Résumé du programme d'observations 26
I.2 Comparaison entre les longueurs d'onde (en Å) théoriques et observées pour trois des raies telluriques de la région Hα. 37
I.3 Paramètres de la future base de données des sources *RasTyc* 40

II.1 Grille des spectres synthétiques utilisés 45
II.2 Liste des systèmes SB1 identifiés dans l'échantillon *RasTyc* 62
II.3 Liste des systèmes multiples résolus (38 SB2 et 9 SB3) identifiés dans l'échantillon BRILLANT 64
II.4 Les candidates pré-séquence principale issus du catalogue *RasTyc* 70

III.1 Paramètres décrivant les 5 courants d'étoiles jeunes les plus étudiés. 80
III.2 Fractions de sources en fonctions des quatre possibilités d'appartenance de la méthode 2D 92
III.3 Propriétés cinématiques des candidates au statut d'étoiles pré-séquence principale 100
III.4 Comparaison entre la classe d'âge des étoiles de l'échantillon BRILLANT et le courant d'étoile trouvé avec la méthode 3D 102
III.5 Comparaison entre la classe d'âge des étoiles de l'échantillon BRILLANT et le courant d'étoile trouvé avec la méthode 3D si la parallaxe est fiable 103

IV.1 Principales données provenant de la littérature pour les trois systèmes triples. . . . 132
IV.2 Vitesse radiale des trois composantes de RasTyc 0524+6739 138
IV.3 Vitesse radiale des trois composantes de RasTyc 1828+3506 139
IV.4 Vitesse radiale des trois composantes de RasTyc 2034+8253 140
IV.5 Paramètres orbitaux des trois systèmes triples. 141
IV.6 Données photométriques et distance photométrique estimées pour chaque système. 144
IV.7 Paramètres astrophysiques pour chaque composante des trois systèmes triples. . . 146
IV.8 Paramètres cinématique des trois systèmes triples. 149
IV.9 Mesures de l'angle de position et de la séparation pour la troisième composante de RasTyc 2034+8253. 153

Introduction

Le travail de cette thèse porte sur l'analyse d'un échantillon de sources stellaires qui ont la particularité d'émettre en X. Dans ce chapitre, je vais d'abord décrire le contexte général dans lequel se situe notre étude. Par la caractérisation physique et cinématique d'un tel échantillon, nous pouvons améliorer les connaissances actuelles dans les domaines de recherche suivants : l'astronomie X stellaire, l'histoire de la formation des étoiles dans le voisinage solaire, les courants d'étoiles jeunes et les systèmes multiples.

1 Astronomie X stellaire

Ce domaine de recherche est une discipline assez récente qui a pris un réel essor à la suite de la mission spatiale du satellite Einstein (1978-1981). Une de ses découvertes majeures, bien qu'inattendue, fut l'universalité de l'émission X (coronale) en provenance de l'ensemble des étoiles du diagramme de Hertzsprung-Russell (HR) (Fig. 1). En effet, presque tous les types spectraux sont émetteurs en rayon X avec des luminosités dans la gamme $10^{26} - 10^{34}$ erg s^{-1} (Vaiana *et al.* 1981). Dès lors, de nombreuses études ont montré que les paramètres stellaires dits "classiques" (couleur, magnitude absolue, gravité) n'influaient que très peu sur l'intensité de l'émission X dont l'origine est liée à des phénomènes d'origine magnétique. En effet, cette émission semble être produite par l'activité magnétique superficielle engendrée par le phénomène dynamo lors de la circulation du plasma stellaire. Ce dernier est entraîné par la rotation différentielle des couches de convection sous la photosphère.

Suite au lancement du satellite ROSAT (1990), nous avons eu la confirmation de ces résultats. La connaissance de la composition du ciel dans la bande des rayons X mous s'appuya principalement sur la détection de plus de $150\,000$ sources X lors d'un relevé exhaustif du ciel : ROSAT All-Sky Survey (RASS ; Voges 1992). Ceci est encore vrai actuellement. Cependant, à hautes et basses latitudes galactiques, cette connaissance est partiellement basée sur les investigations du relevé appelé "Einstein Medium Sensitivity Survey" (EMSS ; Gioia *et al.* 1990, Stocke *et al.* 1991). Malheureusement, les données X, à elles seules, ne suffisent pas à identifier sans ambiguïté une source X à une classe d'objets astrophysiques.

Au milieu des années 90, pour explorer cette quantité sans précédent de données, la voie généralement utilisée consista à identifier formellement l'ensemble des sources X dans de petites zones du ciel (Motch *et al.* 1997, Zickgraf *et al.* 1997, 2005) en utilisant des observations multi-longueurs d'onde. En particulier, une identification systématique en optique de toutes les sources X dans des zones dont la taille est typiquement inférieure à quelques centaines de degrés au carré (deg^2) a été faite afin d'estimer au moins statistiquement le contenu des rayons X du ciel vu par ROSAT.

Des analyses détaillées de régions test prises à basses et hautes latitudes galactiques montrent que les étoiles tardives (F-M), jeunes et actives représentent entre $30\,\%$ (Zickgraf *et al.* 1997) et $85\,\%$ (Motch *et al.* 1997) des sources RASS dans la bande des rayons X. Elles permirent notamment de mettre en évidence que la composante stellaire est majoritairement constituée d'étoiles tardives (G-K) d'âge inférieur au milliard d'années. À présent, il est donc bien établi que l'émission X stellaire est un excellent traceur des étoiles (très) jeunes (Henry *et al.* 1996, Sterzik & Schmitt 1997).

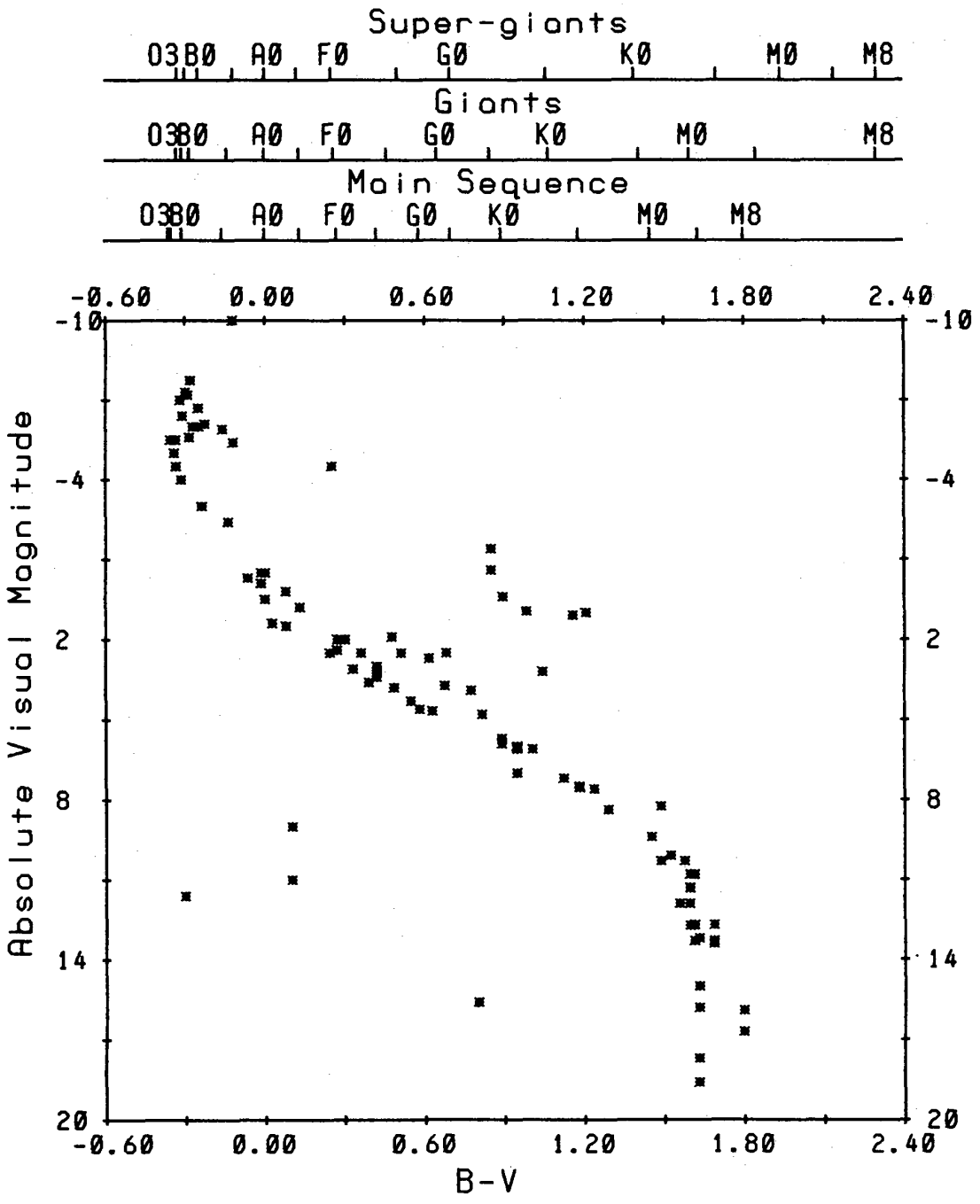


FIG. 1 – Position dans le diagramme HR des sources X stellaires dans le relevé d'Einstein. Cette figure est extraite de Vaiana *et al.* (1981).

Le RASS apparaît donc comme une pièce maîtresse pour étudier les propriétés des étoiles jeunes du voisinage solaire et, en particulier, leur distribution sur de larges échelles (voire même tout le ciel). Cependant, une identification formelle en optique pour tous les candidats est une tâche très longue et très consommatrice en temps d'observations. Cette démarche constitue le principal problème rencontré avec l'analyse multi-longeurs d'onde de larges échantillons. Tout ceci va bien au-delà de nos capacités de terrain.

Étant donné que nous savons que les rayons X permettent de sélectionner efficacement les

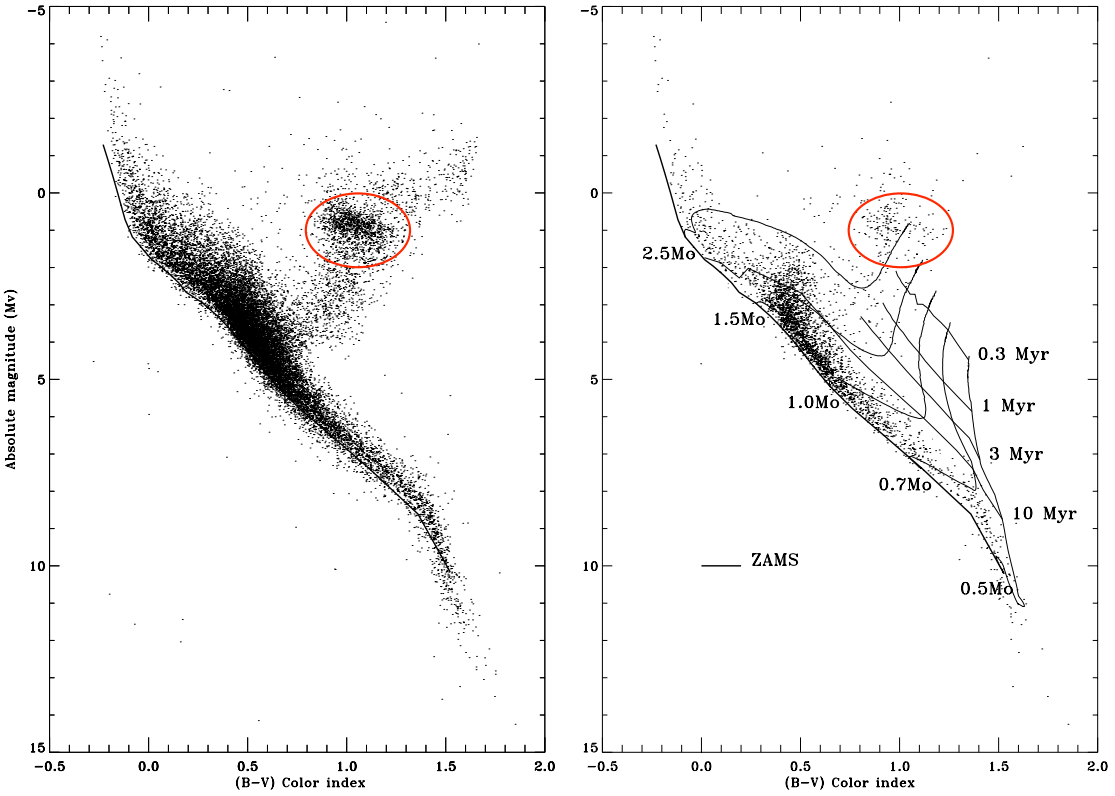


FIG. 2 – Position dans le diagramme HR observationnelle de 19 350 étoiles Hipparcos (à gauche) et 3 407 sources *RasHip* (à droite) ayant des distances trigonométriques ($\sigma_\pi/\pi \leqslant 0.1$) et des indices de couleur ($\sigma_{B-V} \leqslant 0.025$) fiables. La ZAMS et le "Clump des géantes" sont également indiqués sur les deux figures. Les tracés évolutifs des PMS (de 0.5 à 2.5 $M_\odot$) de Siess *et al.* (1997) et les isochrones (de 0.3 à 10 millions d'années) ne sont affichés que sur la figure de droite. Cette figure est extraite du papier de Guillout *et al.* (1999).

étoiles jeunes, une approche alternative est la corrélation du catalogue RASS avec des catalogues d'étoiles réparties partout dans le ciel. Ceci permet de constituer de grands catalogues de cette population plus rapidement que dans le passé. Une telle tentative a été conduite avec succès par Guillout *et al.* (1999) en obtenant les échantillons *RasTyc* et *RasHip* d'étoiles actives à partir de la corrélation croisée du catalogue RASS avec les catalogues Tycho et Hipparcos, respectivement. Tous trois sont créés à partir des deux expériences spatiales majeures des années 90 effectuées à bord des satellites ROSAT et Hipparcos. Cette alternative a l'avantage de créer des échantillons dont les propriétés X et optiques sont connues. Ces échantillons ont déjà permis d'étudier la distribution sur une grande échelle (voire même tout le ciel) d'étoiles actives en X situées dans notre environnement proche Guillout *et al.* (1998*a*) et ont conduit à la découverte de la population d'étoiles tardives de la ceinture de Gould (GB ; Guillout *et al.* 1998*b*). Cette structure d'étoiles jeunes fut pour la première fois remarquée par Sir John Herschel à partir de l'asymétrie de la distribution des étoiles brillantes du plan galactique et fut étudiée par la suite par B. A. Gould.

L'émission X est quasi-universelle dans le diagramme HR (Fig. 2) ce qui permet de confirmer le résultat obtenu par Vaiana *et al.* (1981) (Fig. 1). La séquence principale y est très bien définie et s'étend des étoiles très chaudes (autour de B0) jusqu'aux étoiles très froides (M5 – M6). Les étoiles de la branche des géantes ainsi que celle du "*Clump*" (zone encerclée, Fig. 2) sont aussi détectées en tant que sources X. Comparé à la séquence principale dans le diagramme HR des étoiles Hipparcos, celle des sources *RasHip* apparaît plus fine et est située très proche de la Zero-Age Main Sequence (ZAMS). Perryman *et al.* (1995) en ont conclu que l'âge et les effets d'évolution étaient responsables de l'épaisseur de la séquence principale dans Hipparcos. Ceci confirme encore que

les étoiles émettant en rayons X sont des étoiles jeunes.

Hormis les étoiles jeunes, les observations faites par le satellite Einstein ont montré que la population des étoiles tardives géantes émet également en rayon X lorsque l'indice de couleur $B-V$ est inférieur 1.3. Au-delà de cette limite, très peu de sources émettant en X sont détectées en tous cas aux niveaux du flux accessible par les télescopes X opérationnels à ce moment-là. La confirmation de cette séparation (autour du type spectral K3 *III*) fut apportée par Hünsch *et al.* (1996) suite à l'étude d'un échantillon composé de 39 géantes proches ($d < 25\,\mathrm{pc}$) faite grâce à des observations pointées obtenues avec le satellite ROSAT.

2 Formation d'étoiles dans le voisinage solaire

Bien que le scénario de l'histoire de la formation stellaire dans notre galaxie soit assez bien connu de sa naissance jusqu'à il y a quelques milliards d'années (Haywood *et al.* 1997), paradoxalement le taux récent de formation d'étoiles est, quant à lui, très mal déterminé. Ceci est principalement dû à la difficulté de sélectionner les étoiles jeunes de champ noyées dans la population ambiante du plan galactique. L'utilisation de l'émission X comme traceur à grande échelle (sur tout le ciel) de la population d'étoiles nées au voisinage du Soleil lors du dernier milliard d'années constitue donc une approche intéressante pour palier aux difficultés rencontrées par les méthodes "classiques".

Bien que, lors de l'effondrement du nuage parent, les étoiles nouvellement formées soient localisées dans une même région spatiale (par exemple, les amas ouverts ou les associations), de nombreux événements ont tendance à les éloigner les unes des autres. L'éjection du gaz non-utilisé peut réduire la masse de l'amas jusqu'à ce qu'il devienne gravitationnellement non-relié et qu'il se désagrège. De plus, lors de la rotation galactique, les rencontres occasionnelles avec de nuages moléculaires géants proches peuvent même perturber rapidement l'amas en entier. L'une des conséquences est que la plupart des amas ouverts ne survit que quelques centaines de millions d'années bien que la durée de vie de l'amas dépende de sa masse (par exemple, M67 est un amas ayant un âge similaire au Soleil). Finalement, les étoiles jeunes se trouvent éparpillées et mélangées avec la population stellaire ambiante composée d'étoiles plus âgées (nées dans des amas/associations, il y a des centaines de millions d'années voire des milliards d'années). Une fois mélangé à l'environnement de la population stellaire du plan galactique, les étoiles jeunes sont virtuellement indiscernables parce que ni leurs propriétés photométriques, ni la présence à proximité de gaz ne peuvent contribuer à les différencier des étoiles plus âgées. Par conséquent, le taux récent de formation d'étoiles dans le voisinage solaire est pauvrement connue dû aux difficultés rencontrées pour sélectionner proprement les étoiles tardives (G-K) jeunes de la séquence principale dans le champ à partir des seules données optiques.

Cette difficulté cause également des problèmes pour connaître l'échelle de hauteur galactique de ces étoiles. Comme les étoiles plus âgées, elles ont tendance à diffuser à des latitudes plus hautes au-dessus du plan galactique, ce processus est connu sous le nom de *chauffage du disque*. La thermalisation de la population des étoiles jeunes est encore un sujet de discussion et, actuellement, leur échelle de hauteur est généralement assumée pour être similaire à celle des nuages moléculaires d'où elles sont nées. Heureusement, la situation a été améliorée suite à l'utilisation de détecteurs sensible aux photons X.

Pendant la dernière décennie, une description fascinante de l'histoire récente de la formation stellaire dans le voisinage solaire a émergé. Il y a environ 50 millions d'années (Ma), des étoiles étaient en cours de formation dans des nuages moléculaires proche de la position actuelle du Soleil ; $30\,\mathrm{Ma}$ plus tard, la première génération des étoiles massives explosèrent en supernova déclenchant la formation d'étoiles dans une structure étendue sous forme d'un anneau et modelèrent la cavité de gaz dans le voisinage solaire (c'est-à-dire la bulle locale). Bien que le bord actuel coïncide avec la plupart des associations OB proches, la distribution des étoiles jeunes exposée par l'échantillon *RasTyc* indique que la formation stellaire a eu lieu également à 100 parsec ou plus à l'intérieur de la ceinture, sur une extension radiale encore mal contrainte. Bien que le contenu en

étoiles massives a été intensément étudié, on en sait beaucoup moins sur la formation des étoiles de faible masse dans la ceinture dont l'âge est incertain par un facteur 2 résultant du désaccord entre l'échelle de temps dynamique ($20-30$ Ma ; Moreno *et al.* 1999, Perrot & Grenier 2003) et l'âge stellaire ($30-60$ Ma ; Comeron & Torra 1994, Torra *et al.* 2000).

À partir des études statistiques, on sait que la formation stellaire dérivée à partir des amas compte seulement pour $10\,\%$ du total galactique bien que Piskunov *et al.* (2008) et Zinnecker (2008) ont récemment suggéré qu'ils pouvaient contributer pour plus de $50\,\%$. Le reste se produisait dans les associations OB. De plus, des observations en optique pour des sources RASS ont identifié une population largement dispersée d'étoiles T Tauri ("Weak-line T Tauri stars" = WTTS ; Alcalá *et al.* 1996, Krautter *et al.* 1997, Wichmann *et al.* 1997). Briceño *et al.* (1997), Micela *et al.* (1997) et Favata *et al.* (1997) ont émis quelques doutes sur la nature de la population de WTTS largement dispersée, suggérant qu'une fraction est susceptible d'être des étoiles de séquence de type *Pleiades-like* n'étant pas reliées aux régions de formation d'étoiles sur lesquels elles sont projetées. Des observations à haute-résolusion démontrèrent que la plupart des étoiles sont en réalité des étoiles pré-séquence principale (PMS) de faible masse (Wichmann *et al.* 1999, Alcalá *et al.* 2000, Frasca *et al.* 2003). La distribution des périodes rotationnelles de la population rare de WTTS dans Orion (Marilli *et al.* 2007) est notablement différent de celle des étoiles les plus âgées dans les Pléiades et ce celle des étoiles PMS très jeunes de l'amas de la nébuleuse d'Orion (Orion Nebula Cluster – ONC, $1-2$ Ma), suggérant que cette population pourrait être d'une génération précédente composée d'étoiles nées dans la même région mais environ $10-30$ Ma avant l'ONC.

Les étoiles post-T Tauri (PTTS) devraient être abondantes dans le voisinage des régions de formation d'étoiles. Or, les études se concentrant sur de telles régions ne parviennent souvent pas à trouver le nombre de PTTS prévu à partir de la formation des étoiles et des théories d'évolution. Il y a près de 30 ans, ce résultat avait déjà été mentionné par Herbig (1978). Soderblom *et al.* (1998) ont discutés d'une possible explication au **problème des PTTS** et, en particulier, ont suggéré que de nombreuses PTTS pouvaient exister dans des environnements isolés mais qu'ils seraient difficilement visibles car ils n'ont, le plus souvent, pas de signatures optiques évidentes de leurs progéniteurs. Ces étoiles couvrent la période d'évolution entre 5 à 50 Ma (c'est à dire entre l'âge des T Tauri et celui des ZAMS).

Néanmoins, de nombreuses étoiles jeunes et isolées ont récemment été découvertes. Cependant, l'existence d'étoiles très jeunes loin de tout matériel interstellaire reste difficile à réconcilier avec le scénario standard de la formation stellaire. La raison est qu'elles sont trop jeunes pour avoir pu parcourir la distance qui les sépare des nuages les plus proches au cours de leurs courtes durées de vie. Différents scénario ont été proposés pour expliquer la présence de ces TTS loin de tous les nuages moléculaires connus. Sterzik & Durisen (1995) suggèrent que **les étoiles PMS isolées ont été éjectées ("run-away TTS") de leur lieu de naissance** à cause des rencontres avec les membres proches du nuage d'origine. Une autre explication évoquée par Feigelson (1996) est que **ces sources se sont formées dans de petits nuages**. Dépendant de son orientation et sa position, le GB pourrait constituer une explication alternative pour la présence de WTTS distribuées largement autour des région de formation d'étoiles et peut aussi expliquer la présence d'étoiles isolées et très jeunes. En particulier, bien que TW Hya montre toutes les caractéristiques d'une étoile T Tauri (TTS) – forte émission de la raie Hα et absorption du lithium –, cette source est notamment connue du fait qu'aucun nuage sombre a été détecté dans son voisinage. L'origine de cette source a longtemps intrigué les astronomes. De plus, les recherches menées dans cette même région du ciel ont révélé la présence d'autres TTS (de la Reza *et al.* 1989, Gregorio-Hetem *et al.* 1992) ayant le même mouvement spatial que TW Hya. Maintenant, la région où se trouve cette source est connue comme l'une des régions de formation d'étoiles les plus proches (l'association de TW Hya) dont la distance est de seulement ~ 50 pc et dont l'âge est de ~ 12 Ma. Jusqu'à la fin de 1990, les amas des Hyades (600 Ma) et de UMa (300 Ma) ont été les seules concentrations contemporaines d'étoiles jeunes et en co-mouvement identifiés dans un rayon de 60 pc autour du Soleil (Zuckerman & Song 2004). Cependant, durant les dix dernières années, il est devenu incontestable qu'un nombre considérable d'étoiles très jeunes est présent dans le voisinage solaire et que ces étoiles ne sont pas liées aux importantes régions de formation d'étoiles (Montes *et al.* 2001*a*,*b*, López-Santiago 2004, López-Santiago *et al.* 2006). Comme la découverte de l'associa-



FIG. 3 – *À gauche* : Un champ DSS typique du ciel de 60 arcmin centré sur l'amas IC 2391 ($\alpha = 8^{\rm h}40^{\rm m}.2$, $\delta = -53°04'.0$). *À droite :* Même champ dont l'astrométrie a été calibrée avec ALADIN. Nous appliquons grâce à ce même outil une sélection des sources de la base de données SIMBAD partageant le même mouvement spatial (cercles violets). Au final, toutes les étoiles sélectionnées sont effectivement associées à IC 2391 dans cette même base.

tion TW Hya, 8 associations proches encore plus jeunes ont été identifiées (Zuckerman *et al.* 2006) jusqu'à cette distance et d'autres sont encore attendues (Torres *et al.* 2006, 2008).

3 Les courants d'étoiles jeunes

Les premiers courants d'étoiles ont été découverts relativement tôt dans l'histoire de la dynamique galactique. En effet, dès le milieu du *XIX* siècle, un certain nombre d'astronomes avaient découvert l'existence de groupes d'étoiles ayant des mouvements spatiaux communs. En particulier, Proctor (1869) trouva que "*certaines étoiles montrent une tendance bien marquée à dériver vers une direction définie*". Dans cet article, il publia un travail dans lequel il identifia un groupe d'étoiles autour de l'amas ouvert des Hyades qui bougait ensemble à travers la galaxie. Il a également trouvé 5 autres étoiles dans la constellation de la Grande Ourse (Ursa Major – UMa). Par la suite, cette constatation a également pu s'établir dans d'autres régions du ciel (p. ex., dans la constellation du Lion et du Cancer) grâce des cartes indiquant le mouvement propre des étoiles. Un exemple d'une telle association d'étoiles est montré par Fig. 3 (panneau de droite).

Au début du *XX* siècle, la recherche de candidats autour de groupes d'étoiles déjà connus a permis de découvrir de nouveaux membres augmentant encore plus les régions sur lesquelles s'étendent ces groupes. Hertzsprung (1909) découvrit notamment que Sirius (α Canis Majoris) possède un mouvement similaire à celui des membres de UMa en dépit de la grande distance angulaire les séparant et des masses stellaires variées. Ce résultat se fonda non seulement sur l'étude des mouvements propres, mais également sur celle des vitesses radiales et sur la démonstration de l'existence d'un point de convergence (technique développée un an plus tôt par Boss 1908). Durant des années et jusqu'à très récemment, de nouveaux groupes se greffèrent à la liste constatant que ces multiples regroupements d'étoiles ayant le même mouvement se trouvaient sur tout le ciel. Par conséquent, une théorie complète sur les courants d'étoiles fut élaborée. Dans ce cadre, d'autres terminologies (comme super-amas ou groupes cinétiques) ont été introduits à *posteriori*, formant ainsi la base de ce qui est connu actuellement comme la théorie des courants d'étoiles.

Dans une série de papiers répartie sur plusieurs décennies, Olin Eggen a fortement contribué à la découverte de groupes cinématiques d'étoiles plus ou moins jeunes (p. ex., Eggen & Sandage

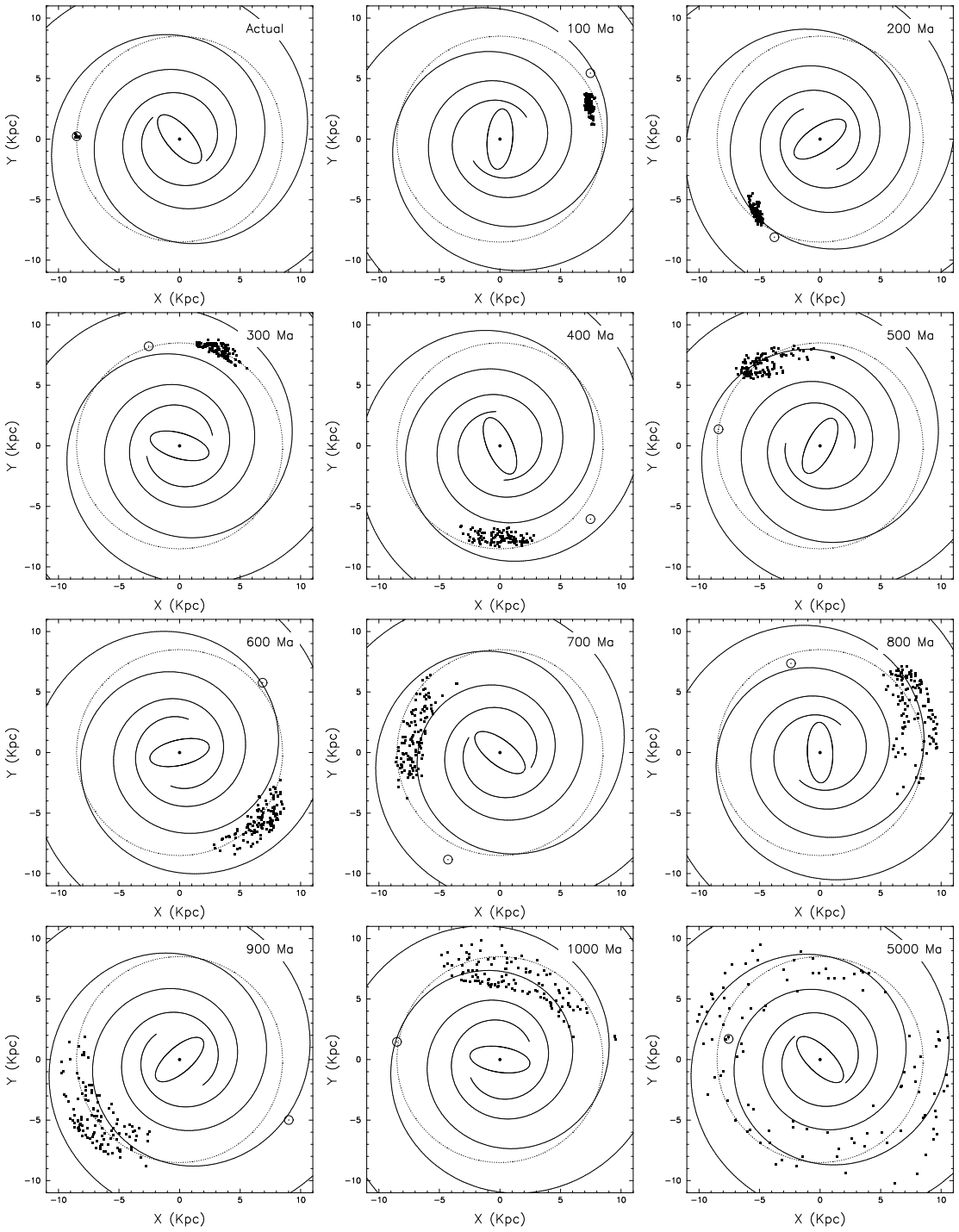


FIG. 4 – Formation d'un super-amas à partir d'étoiles du voisinage solaire ayant un mouvement spatial similaire dans le plan spatial (X,Y) de maintenant jusqu'à $5\,000$ millions d'années (Ma) dans le futur. Tant la rotation des bras spiraux que celle de la barre centrale ont été supposées constantes utilisant les valeurs $\Omega_p = 13.5\,\mathrm{km\ s^{-1}\ kpc^{-1}}$ (Yuan 1969) et $\Omega_b = 70\,\mathrm{km\ s^{-1}\ kpc^{-1}}$ (Binney *et al.* 1991). Le symbole $\odot$ correspond à la position du Soleil aux différentes périodes. Cette figure est extraite de López-Santiago (2004).

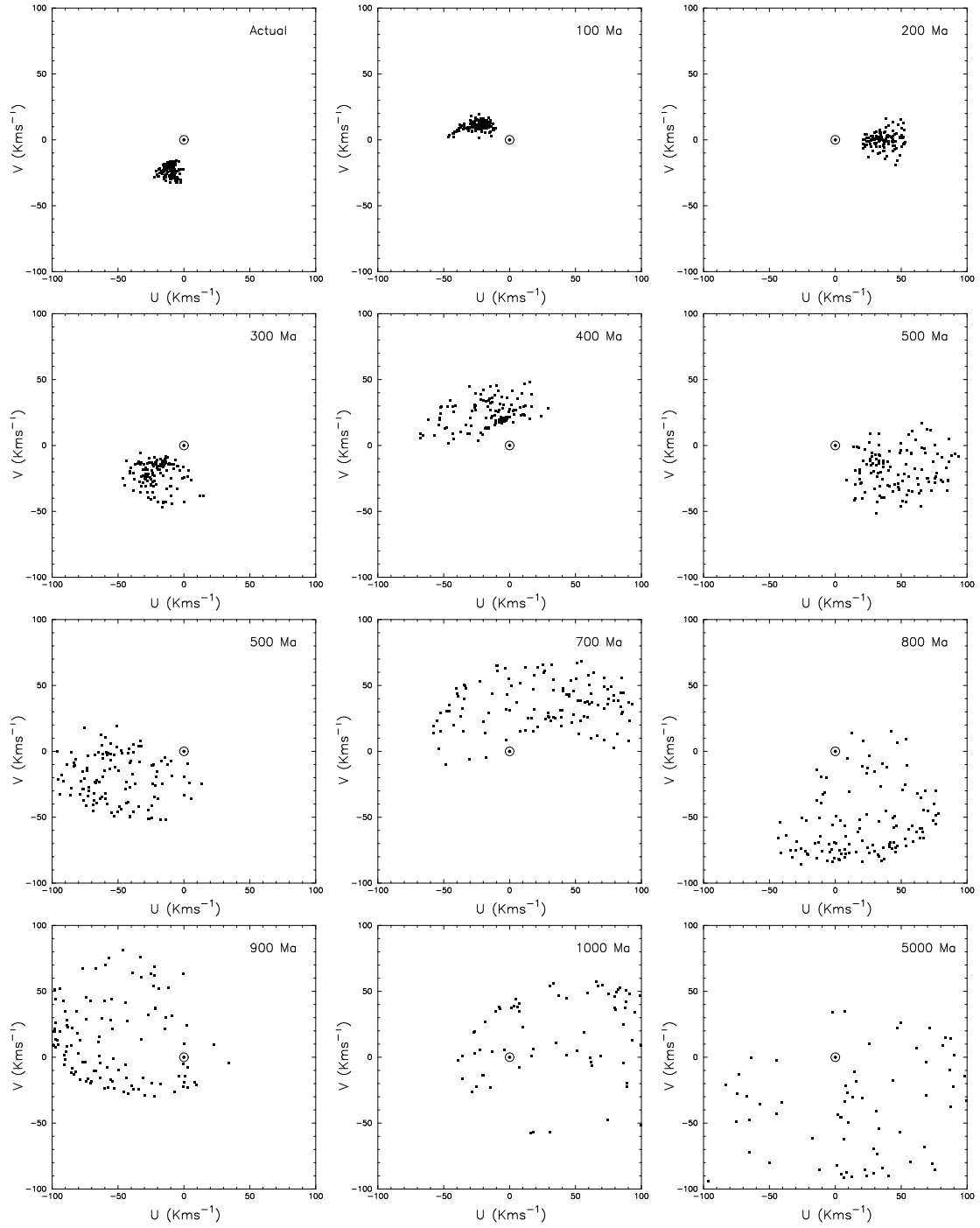


FIG. 5 – Formation du super-amas de la Fig. 4 dans le plan des vitesses spatiales (U, V). Les vitesses ont été calculées à chaque instant par rapport au Soleil. Le symbole $\odot$ correspond à la position du Soleil qui est $(U_\odot, V_\odot) = (0, 0)$ km s^{-1}. Cette figure est extraite de López-Santiago (2004).

1959, Eggen 1969, 1970, 1971*a*,*b*,*c*, 1994). C'est ce chercheur qui a introduit **le concept de courants d'étoiles**. L'hypothèse est basée sur la supposition suivante : si plusieurs étoiles se forment dans une certaine région du ciel, alors ces dernières créent un amas dont l'âge, la position et la vitesse sont bien définis. Dans ce cas, la vitesse de chaque étoile peut être décomposée en une vitesse relative par rapport au centre de gravité du courant et en une vitesse moyenne de l'amas. Même si l'on suppose que ces vitesses sont faibles et même distribuées dans toutes les directions, l'amas d'origine se sera évaporé et les étoiles de cet amas se seront dispersées après plusieurs rotations autour de la galaxie. Les composantes de vitesses dans la direction de la rotation galactique s'apparenteront à celles des étoiles dans un tube d'écoulement. Dès que le Soleil passe au travers du tube d'un courant, les étoiles composant ce groupe seront alors distribuées sur tout le ciel, mais leur mouvement commun devrait encore nous permettre de distinguer les membres du groupe. C'est ainsi qu'Eggen (1994) a pu définir ce qu'était un "super-amas (SC)" et un "courant d'étoile". Le premier est un groupe d'étoiles gravitationnellement non-liées partageant le même mouvement, pouvant occuper des régions étendues dans la galaxie et ayant une origine commune (tel que l'évaporation d'un amas ouvert, les restes de régions de formation d'étoiles, une juxtaposition de plusieurs petits sursauts de formation d'étoiles à différentes époques ...). Quant au second, c'est une partie d'un super-amas qui entre dans le voisinage solaire et qui peut être observé sur l'ensemble de la voûte céleste. López-Santiago (2004) développa un modèle permettant de mieux comprendre l'évolution spatiale (Fig. 4) et des vitesses spatiales (Fig. 5) au cours du temps. Dans ces deux figures, on peut voir très clairement que, plus l'amas vieillit, plus la dispersion spatiale des sources augmente ce qui engendre des effets similaires dans l'espace des vitesses.

Les membres les mieux connus de ces courants sont généralement des étoiles précoces (de type O-B) et, avant 2000, peu d'études avaient été consacrées à la composante tardive de ces courants (Montes *et al.* 2001*b*). Depuis une dizaine d'années, plusieurs groupes de chercheurs ont commencé à combler ce manque (Montes *et al.* 2001*b*, Torres *et al.* 2006, Guillout *et al.* 2008). Des évidences ont été trouvées que plusieurs jeunes étoiles tardives peuvent être membres de certains courants jeunes : les étoiles actives en X et EUV et celles riches en lithium (Jeffries 1995) ainsi que la population d'étoiles tardives de la ceinture de Gould (Guillout *et al.* 1998*b*, Makarov & Urban 2000). L'identification d'un nombre important d'étoiles tardives comme membres de ces courants jeunes pourrait être capitale pour l'étude de l'évolution temporelle de leur activités chromosphérique et coronale. C'est dans ce but qu'a été étudié la composante cinématique de sources *RasTyc* répondant parfaitement aux critères de sélection énoncés ici.

Depuis qu'Olin Eggen a introduit le concept de courants d'étoiles et émis l'idée que les étoiles peuvent maintenir une signature cinématique sur de longues périodes, leur existence (principalement les courants les plus vieux) est fortement controversée (p. ex., Griffin 1998, Taylor 2000). Il y a principalement deux facteurs qui s'opposent à la persistance d'un courant : LA ROTATION GALACTIQUE DIFFÉRENTIELLE qui tend à disperser les étoiles et LE CHAUFFAGE DU DISQUE qui augmente la dispersion de la vitesse des étoiles du disque quand l'âge augmente. Cependant, des études récentes (Dehnen 1998, Chereul *et al.* 1998, 1999, Skuljan *et al.* 1999, Asiain *et al.* 1999, Torra *et al.* 2000, Mylläri 2000, Feltzing & Holmberg 2000) utilisant les données astrométriques du satellite Hipparcos et différentes procédures pour détecter des courants d'étoiles n'ont confirmé que l'existence des courants classiques (dont certains très âgés), mais détectèrent également des structures plus fines dans l'espace des vitesses qui, dans plusieurs cas, peuvent être reliées aux propriétés cinématiques d'amas ouverts ou d'associations proches. Skuljan *et al.* (1997) trouvèrent que l'utilisation des données astrométriques d'Hipparcos permet de réduire considérablement les dispersions de vitesses de tous les courants d'Eggen confirmant ainsi l'hypothèse de ce dernier. Cependant, le critère d'appartenance d'Eggen d'un V constant ne fut pas confirmé et ils conclurent que les composantes de vitesses U et V doivent être utilisées pour créer des critères d'appartenance plus réalistes.

Il est bien connu que les amas ouverts étroitement liés et à longue durée de vie ne comptent que pour une faible fraction du taux total de formation d'étoiles dans la galaxie (Wielen 1971). Par conséquent, soit la plupart des amas et des associations se dispersent très rapidement après que la formation d'étoiles a commencé ou beaucoup d'étoiles naissent dans des environnements isolés (Wichmann *et al.* 2003). L'existence de courants d'étoiles très jeunes composés de quelques douzaines d'étoiles montrant les mêmes propriétés spectroscopiques – âge, métallicité, niveau

d'activité, ...– est en accord avec la première explication. De petites associations peuvent être dispersées par la rotation galactique différentielle pour deux raisons : elles ne sont pas assez liées gravitationnellement et leurs noyaux ne se composent que de peu d'étoiles comme c'est le cas du courant de UMa (Soderblom & Mayor 1993, King *et al.* 2003) ou celui de AB Dor (Zuckerman *et al.* 2004). La localisation de ces jeunes courants à l'intérieur de celui des Pléiades et leurs proximités dans le plan (U, V) peuvent être expliqués comme le résultat de la juxtaposition de plusieurs sursauts de formation d'étoiles (Montes *et al.* 2001*b*, Fernández *et al.* 2001, 2008) ou des perturbations dynamiques causées par des ondes spirales (De Simone *et al.* 2004, Famaey *et al.* 2005, Quillen & Minchev 2005). Ainsi, on s'attend à trouver des groupes d'étoiles avec un même mouvement spatial dans notre voisinage.

Au moment où Eggen étudia l'association locale, les premiers détecteurs en rayons X ont été installés sur des fusées lancées vers l'espace. Ceci conduisit à la découverte du fond diffus des rayons X mous (diffuse soft X-ray background – SXRB). L'anti-corrélation observée en SXRB et la colonne de densité de H I a rapidement été interprétée comme l'évidence d'une cavité locale dans le milieu interstellaire remplie par un plasma émettant en rayons X connue comme la *bulle locale* (Locale Bubble – LB). Le lancement du satellite ROSAT en 1990 a permis d'étudier la LB avec beaucoup de détails. L'ouverture du champ X du ciel et les observations des étoiles appartenant aux amas d'âge connu permirent également de déduire que l'émission X persiste dans les étoiles jeunes sur une période de l'ordre de 100 Ma. Une importante fraction de ces étoiles jeunes émettant en X sont des étoiles T Tauri. Celles qui sont très jeunes ($\lesssim 10$ Ma) présentent également des excès en infra-rouge (IR) – dû à la présence de disques ou d'enveloppes formés de particules de poussière chauffées à proximité des étoiles – ainsi que des émissions des raies UV et du continu (accrétion de la poussière et du gaz environnant). Quand les étoiles atteignent un âge de ~ 10 Ma, les émissions IR et l'activité optique déclinent considérablement. L'activité X devient alors un élément de base pour la détermination de la jeunesse. Par conséquent, en utilisant une approche cinématique et en cherchant des groupes d'étoiles ayant le même mouvement, l'identification de nouvelles étoiles T Tauri isolées est possible. De plus, de nombreuses évidences ont été trouvées que les étoiles actives en X et en EUV, ainsi que celles riches en lithium, sont des membres de ces associations (Favata *et al.* 1993, 1995, 1998, Jeffries & Jewell 1993, Mulliss & Bopp 1994, Jeffries 1995).

Ces associations d'étoiles jeunes et très jeunes sont d'excellents laboratoires pour étudier la formation de systèmes planétaires (Zuckerman *et al.* 2004). Néanmoins, ces sources sont généralement situées à des distances supérieures à 50 pc ce qui rend moins accessibles ces systèmes planétaires à l'optique adaptative, même lorsqu'elle est utilisée sur de grands télescopes. Les étoiles jeunes (p. ex., les étoiles post-T Tauri) sont d'une grande importance pour comprendre l'évolution des disques circumstellaires (en particulier, la phase de transition disque-planètes et les disques de débris) ainsi que de donner un nouveau point de vue sur le processus de la migration des planètes.

Ces jeunes associations locales, dont une importante fraction de leurs étoiles sont des sources Hipparcos, offrent un aperçu des processus de formation stellaire dans des environnements de faible densité, font la lumière sur le domaine des objets de faible masse (p. ex., les naines brunes). Depuis une dizaine d'années, des douzaines de naines ont été identifiées en leur sein. Pour le moment, il a été confirmé que les naines brunes isolées peuvent se former dans ces environnements peu denses (Webb *et al.* 1999, Lowrance *et al.* 1999, Chauvin *et al.* 2003). Ces associations pourraient également jouer un rôle crucial dans la compréhension de l'histoire récente du milieu interstellaire local. En raison de leur proximité (moins de 100 pc), ces étoiles couvrent de larges régions du ciel rendant difficile l'identification des associations comme une simple entité. En outre, elles sont très éloignées des nuages moléculaires ou des régions de formation d'étoiles. Tout ceci permet d'expliquer pourquoi ces différents groupes sont restés inaperçus jusqu'à récemment.

Pour preuve, au cours de ces dernières années, une série de groupes cinématiques jeunes (amas, associations et courants) d'étoiles tardives partageant le même mouvement spatial et dont l'âge est compris entre 8 et 50 Ma (cf., p. ex., Jayawardhana 2000, Zuckerman & Song 2004, Fernández *et al.* 2008, Torres *et al.* 2008) a été découverte dans le voisinage solaire (plus proche que ~ 100 pc) : les associations TW Hya, β Pic, AB Dor, η Cha, Tucana et Horologium. En plus, plu-

sieurs associations plus distantes telles que MBM 12 (Hearty *et al.* 2000), Corona Australis (Quast *et al.* 2001) et le possibe groupe d'étoiles dont le mouvement est similaire à celui de HD 141569 (Weinberger *et al.* 2000) ont également été identifiés. Dans l'espace des vitesses galactiques, tous ces groupes sont situés à l'intérieur des limites connues pour l'association locale (López-Santiago *et al.* 2006, Fig. 1) qui semble être un mélange complexe de plusieurs associations ou courants stellaires jeunes, d'associations OB et de T Tauri, d'âge très varié (Eggen 1975, 1983*b*,*a*, Montes *et al.* 2001*b*). En 2001, le courant de β Pic a été confirmé comme étant, à ce jour, le groupe le plus proche. Ce dernier est composé d'étoiles dont l'âge et la distance moyenne sont évalués à ≈ 12 Ma (Zuckerman *et al.* 2001, Ortega *et al.* 2004) et à ≈ 35 pc. Toutes les sources associées à ce courant se déplacent avec l'étoile jeune et très connue : AB Dor (âge ≈ 50 Ma et distante de ≈ 50 pc). Néanmoins, l'existence d'une association encore plus proche a été proposée par Gaidos (1998) et étudiée par Fuhrmann (2004). Cependant, son existence est assez controversée.

4 Les systèmes binaires et triples

Les systèmes binaires et multiples sont de très importants laboratoires d'étude en astrophysique. En particulier, les binaires spectro-photométriques et spectro-astrométriques offrent l'unique opportunité de déterminer les principaux paramètres stellaires (la masse, le rayon et la température effective) avec un haut niveau de confiance afin de mener à bien l'étude de la structure stellaire et de l'évolution des étoiles. Cependant, la formation ainsi que l'évolution des étoiles binaires sont encore des sujets de discussion actifs (p. ex., Zinnecker & Mathieu 2001). En particulier, l'un des problèmes encore non-résolus est le mécanisme de formation des binaires serrées composées d'étoiles de la séquence principale dont la séparation n'est que de quelques rayons solaires seulement impliquant, peut-être, qu'elles furent en contact lors de la phase proto-stellaire.

Pour répondre à un certain nombre de ces questions, d'importants efforts tant observationnels que théoriques ont été réalisées au cours de ces dernières années. Les statistiques concernant les systèmes binaires – ayant des périodes, des rapports de masses ainsi que des status d'évolution différents – sont continuellement améliorées (p. ex., Tokovinin *et al.* 2006).

D'un côté, les binaires serrées contenant au moins une composante tardive (tel que les systèmes RS CVn ou BY Dra) sont des objets dont l'activité magnétique est la plus forte. Cette activité se manifeste sous la forme de tâches, de plages ou de flares et est induite par une action dynamo dans la zone de convection sous la photosphère ainsi que par l'influence gravitationnelle mutuelle. Les binaires serrées représentent certainement un scénario différent de celui du Soleil à l'intérieur duquel opère la dynamo solaire. D'un autre côté, l'observation des sources stellaires montrant de fortes activités chromosphérique et coronale (émission en rayons X) est un moyen privilégié pour la détection de nouveaux systèmes binaires et multiples.

Les relevés du ciel en rayons X, qui ont été menés dans ces dernières années, ont permis de découvrir des milliers d'étoiles tardives actives de champ ou dans des amas galactiques ouverts. Brandner *et al.* (1996) a noté que les binaires non-résolues de ROSAT sont des sources statistiquement plus brillantes que les étoiles simples. Les relevés limités en flux X sont donc biaisés vers les binaires. Des observations de suivi des contreparties optiques de ces sources X ont conduit à la détection de nombreuses binaires spectroscopiques (cf., Wichmann *et al.* 2003, Frasca *et al.* 2006). La connaissance de l'incidence des systèmes multiples dans les échantillons d'étoiles actives sélectionnées par le biais des rayons X réprésente un important moyen pour étudier la récente histoire de formation d'étoiles dans le voisinage du Soleil.

5 Plan de la thèse

Les échantillons *RasTyc* et *RasHip* peuvent contenir virtuellement des centaines de telles étoiles jeunes encore non-découvertes. Afin d'exploiter complètement le large potentiel scientifique de ces échantillons, nous avons fait, au cours de cette thèse, un travail dont le but est

d'étudier les caractéristiques physiques et cinématiques d'un échantillon de sources X stellaires présentes dans le voisinage solaire. Ce manuscrit s'articule autour de 5 chapitres dont les résultats sont fortement corrélés entre eux.

Le premier chapitre décrit comment les échantillons *RasTyc* et *RasHip* ont été construits. Nous y présentons aussi l'ensemble de notre programme d'observations ainsi que les méthodes utilisées pour réduire les données. En particulier, nous détaillons la réduction employée pour les observations menées sur le télescope de 152 cm de l'Observatoire de Haute Provence car nous l'avons conçu entièrement. Tout ce travail nous a permis de concevoir une première base de données de ces deux catalogues.

Dans **le second chapitre**, nous détaillons notre procédure d'analyse en présentant tous les programmes implémentés afin de dériver l'ensemble des paramètres stellaires des sources observées. La caractérisation de l'échantillon étudié est présentée à la fin de ce chapitre. En particulier, ce travail a permis d'identifier certaines étoiles très jeunes et d'évaluer la contamination de cette population par des systèmes évolués (p. ex., les systèmes RS CVn).

Le troisième chapitre montre les deux méthodes probabilistes que nous avons développées pour déterminer si une source pouvait être un nouveau membre d'un courant déjà connu. Nous avons utlisé des simultations Monte-Carlo pour vérifier leur robustesse. Ces méthodes nous permettront de détecter de nouveaux membres des courants étudiés. Pour les étoiles jeunes non-associées à un courant, nous avons cherché à savoir si elles pouvaient appartenir à un ou plusieurs courant(s) encore non-identifié(s).

Dans **le quatrième chapitre**, nous avons étudié en détail trois systèmes triples que nous avons récemment découverts dans l'échantillon *RasTyc*. Nous avons développé une procédure pour déterminer les paramètres astrophysiques des différentes composantes de ces systèmes en nous appuyant sur les méthodes décrites dans les 2 chapitres précédents.

Le cinquième chapitre décrit notre modélisation de la population des étoiles tardives géantes dans les relevés en rayons X mous et compare ces résultats à ceux obtenus grâce aux observations.

En annexe A, je présente 10 des systèmes triples découverts. Cependant, la multiplicité obtenue pour certaines sources nécessite encore une confirmation qui devrait être apportée grâce à de nouvelles observations.

L'annexe B contient les communications (article, compte-rendus de conférence et poster) présentées au cours de ces trois années de thèse.



Références

ALCALÁ, J. M., COVINO, E., TORRES, G., STERZIK, M. F., PFEIFFER, M. J. & NEUHÄUSER, R., 2000 ; *High-resolution spectroscopy of ROSAT low-mass pre-main sequence stars in Orion.* A&A, **353**, 186

ALCALÁ, J. M., TERRANEGRA, L., WICHMANN, R., CHAVARRIA-K., C., KRAUTTER, J., SCHMITT, J. H. M. M., MORENO-CORRAL, M. A., DE LARA, E. & WAGNER, R. M., 1996 ; *New weak-line T Tauri stars in Orion from the ROSAT all-sky survey.* A&AS, **119**, 7

ASIAIN, R., FIGUERAS, F., TORRA, J. & CHEN, B., 1999 ; *Detection of moving groups among early type stars.* A&A, **341**, 427

BINNEY, J., GERHARD, O. E., STARK, A. A., BALLY, J. & UCHIDA, K. I., 1991 ; *Understanding the kinematics of Galactic centre gas.* MNRAS, **252**, 210

BOSS, L. J., 1908 ; *Convergent of a moving cluster in Taurus.* AJ, **26**, 31

BRANDNER, W., ALCALÁ, J. M., KUNKEL, M., MONETI, A. & ZINNECKER, H., 1996 ; *Multiplicity among T Tauri stars in OB and T associations. Implications for binary star formation.* A&A, **307**, 121

BRICEÑO, C., HARTMANN, L. W., STAUFFER, J. R., GAGNE, M., STERN, R. A. & CAILLAULT, J.-P., 1997 ; *X-Rays Surveys and the Post-T Tauri Problem.* AJ, **113**, 740

CHAUVIN, G., THOMSON, M., DUMAS, C., BEUZIT, J.-L., LOWRANCE, P., FUSCO, T., LAGRANGE, A.-M., ZUCKERMAN, B. & MOUILLET, D., 2003 ; *Adaptive optics imaging survey of the Tucana-Horologium association.* A&A, **404**, 157

CHEREUL, E., CREZE, M. & BIENAYME, O., 1998 ; *The distribution of nearby stars in phase space mapped by HIPPARCOS. II. Inhomogeneities among A-F type stars.* A&A, **340**, 384

CHEREUL, E., CRÉZÉ, M. & BIENAYMÉ, O., 1999 ; *The distribution of nearby stars in phase space mapped by Hipparcos. Clustering and streaming among A-F type stars.* A&AS, **135**, 5

COMERON, F. & TORRA, J., 1994 ; *The origin of the Gould Belt by the impact of a high velocity cloud on the galactic disk.* A&A, **281**, 35

DE LA REZA, R., TORRES, C. A. O., QUAST, G., CASTILHO, B. V. & VIEIRA, G. L., 1989 ; *Discovery of new isolated T Tauri stars.* ApJ, **343**, L61

DE SIMONE, R., WU, X. & TREMAINE, S., 2004 ; *The stellar velocity distribution in the solar neighbourhood.* MNRAS, **350**, 627

DEHNEN, W., 1998 ; *The Distribution of Nearby Stars in Velocity Space Inferred from HIPPARCOS Data.* AJ, **115**, 2384

EGGEN, O. J., 1969 ; *Stellar Groups in the Old Disk Population.* PASP, **81**, 553

—, 1970 ; *Stellar kinematics and evolution.* Vistas in Astronomy, **12**, 367

—, 1971*a* ; *Some Red Giants of the Old Disk Population.* PASP, **83**, 423

—, 1971*b* ; *The Arcturus Group.* PASP, **83**, 271

—, 1971*c* ; *The ζ Herculis, σ Puppis, Indi, and η Cephei Groups of Old Disk Population Stars.* PASP, **83**, 251

—, 1975 ; *Structure and age of the local association /Pleiades group/.* PASP, **87**, 37

—, 1983*a* ; *Concentrations in the Local Association - Part Two - the Northern Concentrations Including the Alpha-Persei Pleiades M34 and Delta-Lyrae Clusters.* MNRAS, **204**, 391

—, 1983*b* ; *Concentrations in the local association. I - The southern concentrations NGC 2516, IC 2602, Centaurus-Lupus and upper Scorpius.* MNRAS, **204**, 377

—, 1994 ; *Evolved GK stars near the Sun. 2 : The young disk population.* AJ, **107**, 594

EGGEN, O. J. & SANDAGE, A. R., 1959 ; *Stellar groups, IV. The Groombridge 1830 group of high velocity stars and its relation to the globular clusters.* MNRAS, **119**, 255

FAMAEY, B., JORISSEN, A., LURI, X., MAYOR, M., UDRY, S., DEJONGHE, H. & TURON, C., 2005 ; *Local kinematics of K and M giants from CORAVEL/Hipparcos/Tycho-2 data. Revisiting the concept of superclusters.* A&A, **430**, 165

FAVATA, F., BARBERA, M., MICELA, G. & SCIORTINO, S., 1993 ; *A Search for Yellow Young Disk Population Stars among EMSS Stellar X-Ray Sources by Means of Lithium Abundance Determination.* A&A, **277**, 428

—, 1995 ; *Lithium, X-ray activity and rotation in an X-ray selected sample of solar-type stars.* A&A, **295**, 147

FAVATA, F., MICELA, G. & SCIORTINO, S., 1997 ; *On the widespread Weak-Line T-Tauri population detected in the ROSAT All-Sky Survey.* A&A, **326**, 647

FAVATA, F., MICELA, G., SCIORTINO, S. & D'ANTONA, F., 1998 ; *The evolutionary status of activity-selected solar-type stars and of T Tauri stars as derived from HIPPARCOS parallaxes : evidence for long-lived T Tauri disks ?* A&A, **335**, 218

FEIGELSON, E. D., 1996 ; *Dispersed T Tauri Stars and Galactic Star Formation*. ApJ, **468**, 306

FELTZING, S. & HOLMBERG, J., 2000 ; *The reality of old moving groups - the case of HR 1614. Age, metallicity, and a new extended sample*. A&A, **357**, 153

FERNÁNDEZ, D., FIGUERAS, F. & TORRA, J., 2001 ; *Kinematics of young stars. II. Galactic spiral structure*. A&A, **372**, 833

—, 2008 ; *On the kinematic evolution of young local associations and the Scorpius-Centaurus complex*. A&A, **480**, 735

FRASCA, A., ALCALÁ, J. M., COVINO, E., CATALANO, S., MARILLI, E. & PALADINO, R., 2003 ; *Further identification of ROSAT all-sky survey sources in Orion*. A&A, **405**, 149

FRASCA, A., GUILLOUT, P., MARILLI, E., FREIRE FERRERO, R., BIAZZO, K. & KLUTSCH, A., 2006 ; *Newly discovered active binaries in the RasTyc sample of stellar X-ray sources. I. Orbital and physical parameters of six new binaries*. A&A, **454**, 301

FUHRMANN, K., 2004 ; *Nearby stars of the Galactic disk and halo. III.* Astronomische Nachrichten, **325**, 3

GAIDOS, E. J., 1998 ; *Nearby Young Solar Analogs. I. Catalog and Stellar Characteristics*. PASP, **110**, 1259

GIOIA, I. M., MACCACARO, T., SCHILD, R. E., WOLTER, A., STOCKE, J. T., MORRIS, S. L. & HENRY, J. P., 1990 ; *The Einstein Observatory Extended Medium-Sensitivity Survey. I - X-ray data and analysis*. ApJS, **72**, 567

GREGORIO-HETEM, J., LEPINE, J. R. D., QUAST, G. R., TORRES, C. A. O. & DE LA REZA, R., 1992 ; *A search for T Tauri stars based on the IRAS point source catalog.* AJ, **103**, 549

GRIFFIN, R. F., 1998 ; *44 Leonis Minoris and the "Pleiades Supercluster"*. The Observatory, **118**, 223

GUILLOUT, P., KLUTSCH, A., FRASCA, A., FREIRE FERRERO, R., MARILLI, E., MIGNEMI, G., BIAZZO, K., BOUVIER, J., MONIER, R., MOTCH, C. & STERZIK, M., 2008 ; *Spectroscopic Survey of the Youngest Field Stars in the Solar Neighborhood. I. The optically bright sample*. A&A, **soumis le 07/11/2008**

GUILLOUT, P., SCHMITT, J. H. M. M., EGRET, D., VOGES, W., MOTCH, C. & STERZIK, M. F., 1999 ; *The stellar content of soft X-ray surveys. II. Cross-correlation of the ROSAT All-Sky Survey with the Tycho and Hipparcos catalogs*. A&A, **351**, 1003

GUILLOUT, P., STERZIK, M. F., SCHMITT, J. H. M. M., MOTCH, C., EGRET, D., VOGES, W. & NEUHAEUSER, R., 1998*a* ; *The large-scale distribution of X-ray active stars*. A&A, **334**, 540

GUILLOUT, P., STERZIK, M. F., SCHMITT, J. H. M. M., MOTCH, C. & NEUHAEUSER, R., 1998*b* ; *Discovery of a late-type stellar population associated with the Gould Belt*. A&A, **337**, 113

HAYWOOD, M., ROBIN, A. C. & CREZE, M., 1997 ; *The evolution of the Milky Way disc. II. Constraints from star counts at the galactic poles.* A&A, **320**, 440

HEARTY, T., NEUHÄUSER, R., STELZER, B., FERNÁNDEZ, M., ALCALÁ, J. M., COVINO, E. & HAMBARYAN, V., 2000 ; *ROSAT PSPC observations of T Tauri stars in MBM12 PSPC observations of T Tauri stars in MBM12*. A&A, **353**, 1044

HENRY, T. J., SODERBLOM, D. R., DONAHUE, R. A. & BALIUNAS, S. L., 1996 ; *A Survey of Ca II H and K Chromospheric Emission in Southern Solar-Type Stars*. AJ, **111**, 439

HERBIG, G. H., 1978 ; *Can Post-T Tauri Stars Be Found ?* Problems of Physics and Evolution of the Universe, pp. 171–+

HERTZSPRUNG, E., 1909 ; *On new members of the system of the stars beta, gamma, delta, epsilon, zeta Ursae Majoris.* ApJ, **30**, 135

HÜNSCH, M., SCHMITT, J. H. M. M., SCHROEDER, K.-P. & REIMERS, D., 1996 ; *ROSAT X-ray observations of a complete, volume-limited sample of late-type giants.* A&A, **310**, 801

JAYAWARDHANA, R., 2000 ; *New Stars on the Block*. Science, **288**, 64

JEFFRIES, R. D., 1995 ; *The kinematics of lithium-rich, active late-type stars : evidence for a low-mass Local Association*. MNRAS, **273**, 559

JEFFRIES, R. D. & JEWELL, S. J., 1993 ; *The Kinematics of Active Late Type Stars Observed by the ROSAT Wide-Field Camera.* MNRAS, **264**, 106

KING, J. R., VILLARREAL, A. R., SODERBLOM, D. R., GULLIVER, A. F. & ADELMAN, S. J., 2003 ; *Stellar Kinematic Groups. II. A Reexamination of the Membership, Activity, and Age of the Ursa Major Group*. AJ, **125**, 1980

KRAUTTER, J., WICHMANN, R., SCHMITT, J. H. M. M., ALCALA, J. M., NEUHAUSER, R. & TERRANEGRA, L., 1997 ; *New "weak-line"–T Tauri stars in Lupus*. A&AS, **123**, 329

LÓPEZ-SANTIAGO, J., 2004 ; *Estudio de la actividad, rotación cinemaática y edad en estrellas frías miembros de grupos cinemáticos jóvenes*. Thèse de doctorat, Universidad Complutense de Madrid (Facultad de CC. Físicas), Madrid (Spain)

LÓPEZ-SANTIAGO, J., MONTES, D., CRESPO-CHACÓN, I. & FERNÁNDEZ-FIGUEROA, M. J., 2006 ; *The Nearest Young Moving Groups*. ApJ, **643**, 1160

LOWRANCE, P. J., MCCARTHY, C., BECKLIN, E. E., ZUCKERMAN, B., SCHNEIDER, G., WEBB, R. A., HINES, D. C., KIRKPATRICK, J. D., KOERNER, D. W., LOW, F., MEIER, R., RIEKE, M., SMITH, B. A., TERRILE, R. J. & THOMPSON, R. I., 1999 ; *A Candidate Substellar Companion to CD -33 deg7795 (TWA 5).* ApJ, **512**, L69

MAKAROV, V. V. & URBAN, S., 2000 ; *A moving group of young stars in Carina-Vela.* MNRAS, **317**, 289

MARILLI, E., FRASCA, A., COVINO, E., ALCALÁ, J. M., CATALANO, S., FERNÁNDEZ, M., ARELLANO FERRO, A., RUBIO-HERRERA, E. & SPEZZI, L., 2007 ; *Rotational periods of solar-mass young stars in Orion.* A&A, **463**, 1081

MICELA, G., FAVATA, F. & SCIORTINO, S., 1997 ; *HIPPARCOS distances of X-ray selected stars : implications on their nature as stellar population.* A&A, **326**, 221

MONTES, D., LÓPEZ-SANTIAGO, J., FERNÁNDEZ-FIGUEROA, M. J. & GÁLVEZ, M. C., 2001*a* ; *Chromospheric activity, lithium and radial velocities of single late-type stars possible members of young moving groups.* A&A, **379**, 976

MONTES, D., LÓPEZ-SANTIAGO, J., GÁLVEZ, M. C., FERNÁNDEZ-FIGUEROA, M. J., DE CASTRO, E. & CORNIDE, M., 2001*b* ; *Late-type members of young stellar kinematic groups - I. Single stars.* MNRAS, **328**, 45

MORENO, E., ALFARO, E. J. & FRANCO, J., 1999 ; *The Kinematics of Stars Emerging from Expanding Shells : an Analysis of the Gould Belt.* ApJ, **522**, 276

MOTCH, C., GUILLOUT, P., HABERL, F., PAKULL, M. W., PIETSCH, W. & REINSCH, K., 1997 ; *The ROSAT Galactic Plane Survey : Analysis of a low latitude sample area in Cygnus.* A&AS, **122**, 201

MULLISS, C. L. & BOPP, B. W., 1994 ; *A search for chromospherically active stars from the ROSAT EUV source list.* PASP, **106**, 822

MYLLÄRI, A. A., 2000 ; *On the Stability of Homographic N-body Configurations.* Dans *IAU Colloq. 174 : Small Galaxy Groups*, M. J. Valtonen & C. Flynn, réds., tm. 209 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*

ORTEGA, V. G., DE LA REZA, R., JILINSKI, E. & BAZZANELLA, B., 2004 ; *New Aspects of the Formation of the β Pictoris Moving Group.* ApJ, **609**, 243

PERROT, C. A. & GRENIER, I. A., 2003 ; *3D dynamical evolution of the interstellar gas in the Gould Belt.* A&A, **404**, 519

PERRYMAN, M. A. C., LINDEGREN, L., KOVALEVSKY, J., TURON, C., HOEG, E., GRENON, M., SCHRIJVER, H., BERNACCA, P. L., CREZE, M., DONATI, F., EVANS, D. W., FALIN, J. L., FROESCHLE, M., GOMEZ, A., GREWING, M., VAN LEEUWEN, F., VAN DER MAREL, H., MIGNARD, F., MURRAY, C. A., PENSTON, M. J., PETERSEN, C., LE POOLE, R. S. & WALTER, H. G., 1995 ; *Parallaxes and the Hertzsprung-Russell diagram for the preliminary HIPPARCOS solution H30.* A&A, **304**, 69

PISKUNOV, A. E., KHARCHENKO, N. V., SCHILBACH, E., RÖSER, S., SCHOLZ, R.-D. & ZINNECKER, H., 2008 ; *The initial luminosity and mass functions of the Galactic open clusters.* A&A, **487**, 557

PROCTOR, R. A., 1869 ; *Preliminary Paper on Certain Drifting Motions of the Stars.* Royal Society of London Proceedings Series I, **18**, 169

QUAST, G. R., TORRES, C. A. O., DE LA REZA, R., DA SILVA, L. & DRAKE, N., 2001 ; *The Extended R CrA Young Association.* Dans *Young Stars Near Earth : Progress and Prospects*, R. Jayawardhana & T. Greene, réds., tm. 244 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*

QUILLEN, A. C. & MINCHEV, I., 2005 ; *The Effect of Spiral Structure on the Stellar Velocity Distribution in the Solar Neighborhood.* AJ, **130**, 576

SIESS, L., FORESTINI, M. & DOUGADOS, C., 1997 ; *Synthetic Hertzsprung-Russell diagrams of open clusters.* A&A, **324**, 556

SKULJAN, J., COTTRELL, P. L. & HEARNSHAW, J. B., 1997 ; *Eggen's Moving Groups : Fact or Fiction ?* Dans *Hipparcos - Venice '97*, tm. 402 de *ESA Special Publication*

SKULJAN, J., HEARNSHAW, J. B. & COTTRELL, P. L., 1999 ; *Velocity distribution of stars in the solar neighbourhood.* MNRAS, **308**, 731

SODERBLOM, D. R., KING, J. R., SIESS, L., NOLL, K. S., GILMORE, D. M., HENRY, T. J., NELAN, E., BURROWS, C. J., BROWN, R. A., PERRYMAN, M. A. C., BENEDICT, G. F., MCARTHUR, B. J., FRANZ, O. G., WASSERMAN, L. H., JONES, B. F., LATHAM, D. W., TORRES, G. & STEFANIK, R. P., 1998 ; *HD 98800 : A Unique Stellar System of Post-T Tauri Stars.* ApJ, **498**, 385

SODERBLOM, D. R. & MAYOR, M., 1993 ; *Stellar kinematic groups. I - The Ursa Major group.* AJ, **105**, 226

STERZIK, M. F. & DURISEN, R. H., 1995 ; *Escape of T Tauri stars from young stellar systems.* A&A, **304**, L9+

STERZIK, M. F. & SCHMITT, J. H. M. M., 1997 ; *Young Cool Stars in the Solar Neighborhood.* AJ, **114**, 1673

STOCKE, J. T., MORRIS, S. L., GIOIA, I. M., MACCACARO, T., SCHILD, R., WOLTER, A., FLEMING, T. A. & HENRY, J. P., 1991 ; *The Einstein Observatory Extended Medium-Sensitivity Survey. II - The optical identifications.* ApJS, **76**, 813

TAYLOR, B. J., 2000 ; *A statistical analysis of the metallicities of nine old superclusters and moving groups*. A&A, **362**, 563

TOKOVININ, A., THOMAS, S., STERZIK, M. & UDRY, S., 2006 ; *Tertiary companions to close spectroscopic binaries*. A&A, **450**, 681

TORRA, J., FERNÁNDEZ, D. & FIGUERAS, F., 2000 ; *Kinematics of young stars. I. Local irregularities*. A&A, **359**, 82

TORRES, C. A. O., QUAST, G. R., DA SILVA, L., DE LA REZA, R., MELO, C. H. F. & STERZIK, M., 2006 ; *Search for associations containing young stars (SACY). I. Sample and searching method*. A&A, **460**, 695

TORRES, C. A. O., QUAST, G. R., MELO, C. H. F. & STERZIK, M. F., 2008 ; *Young Nearby Loose Associations*. ArXiv e-prints, **808**, 3362

VAIANA, G. S., CASSINELLI, J. P., FABBIANO, G., GIACCONI, R., GOLUB, L., GORENSTEIN, P., HAISCH, B. M., HARNDEN, JR., F. R., JOHNSON, H. M., LINSKY, J. L., MAXSON, C. W., MEWE, R., ROSNER, R., SEWARD, F., TOPKA, K. & ZWAAN, C., 1981 ; *Results from an extensive Einstein stellar survey*. ApJ, **245**, 163

VOGES, W., 1992 ; *The ROSAT all-sky X ray survey*. Rap. tech.

WEBB, R. A., ZUCKERMAN, B., PLATAIS, I., PATIENCE, J., WHITE, R. J., SCHWARTZ, M. J. & MCCARTHY, C., 1999 ; *Discovery of Seven T Tauri Stars and a Brown Dwarf Candidatein the Nearby TW Hydrae Association*. ApJ, **512**, L63

WEINBERGER, A. J., RICH, R. M., BECKLIN, E. E., ZUCKERMAN, B. & MATTHEWS, K., 2000 ; *Stellar Companions and the Age of HD 141569 and Its Circumstellar Disk*. ApJ, **544**, 937

WICHMANN, R., COVINO, E., ALCALÁ, J. M., KRAUTTER, J., ALLAIN, S. & HAUSCHILDT, P. H., 1999 ; *High-resolution spectroscopy of ROSAT-discovered weak-line T Tauri stars near Lupus*. MNRAS, **307**, 909

WICHMANN, R., KRAUTTER, J., COVINO, E., ALCALA, J. M., NEUHAEUSER, R. & SCHMITT, J. H. M. M., 1997 ; *The T Tauri star population in the Lupus star forming region*. A&A, **320**, 185

WICHMANN, R., SCHMITT, J. H. M. M. & HUBRIG, S., 2003 ; *New spectroscopic binaries among nearby stars*. A&A, **400**, 293

WIELEN, R., 1971 ; *The Age Distribution and Total Lifetimes of Galactic Clusters*. A&A, **13**, 309

YUAN, C., 1969 ; *Application of the Densiity-Wave Theory to the Spiral Structure of the Milky way System. I. Systematic Motion of Neutral Hydrogen*. ApJ, **158**, 871

ZICKGRAF, F.-J., KRAUTTER, J., REFFERT, S., ALCALÁ, J. M., MUJICA, R., COVINO, E. & STERZIK, M. F., 2005 ; *Identification of a complete sample of northern ROSAT All-Sky Survey X-ray sources. VIII. The late-type stellar component*. A&A, **433**, 151

ZICKGRAF, F.-J., THIERING, I., KRAUTTER, J., APPENZELLER, I., KNEER, R., VOGES, W. H., ZIEGLER, B., CHAVARRIA, C., SERRANO, A., MUJICA, R., PAKULL, M. & HEIDT, J., 1997 ; *Identification of a complete sample of northern ROSAT All-Sky Survey X-ray sources. II. The optical observations*. A&AS, **123**, 103

ZINNECKER, H., 2008 ; *Do All Stars Form in Clusters ?* ESO : "Star Formation Across the Milky Way Galaxy". URL `http://www.eso.org/sci/meetings/MilkyWayStarFormation/Abstract/Zinnecker.txt`

ZINNECKER, H. & MATHIEU, R. (réds.), 2001 ; *The Formation of Binary Stars*, tm. 200 de *IAU Symposium*

ZUCKERMAN, B., BESSELL, M. S., SONG, I. & KIM, S., 2006 ; *The Carina-Near Moving Group*. ApJ, **649**, L115

ZUCKERMAN, B. & SONG, I., 2004 ; *Young Stars Near the Sun*. ARA&A, **42**, 685

ZUCKERMAN, B., SONG, I. & BESSELL, M. S., 2004 ; *The AB Doradus Moving Group*. ApJ, **613**, L65

ZUCKERMAN, B., SONG, I., BESSELL, M. S. & WEBB, R. A., 2001 ; *The β Pictoris Moving Group*. ApJ, **562**, L87

Premier Chapitre

Échantillons *RasTyc* et *RasHip*

Sommaire

1 Construction des deux échantillons 17
2 Critères de sélection et programme d'observations 24
3 Réduction des spectres du OHP T152 29
4 Catalogue des sources *RasTyc* 38
5 Conclusions 40
Références 41

1 Construction des deux échantillons

C'est dans le cadre de la problématique exposée dans l'introduction que Guillout *et al.* (1999) ont constitué les échantillons *RasTyc* et *RasHip* (§ 1.3) fondés sur deux expériences spatiales majeures des années 90 effectuées à bord des satellites ROSAT[1] (§ 1.1) et Hipparcos (§ 1.2). Nous obtenons ainsi un échantillon de sources dont les propriétés en rayons X et en optique sont connues. Cette technique est une approche alternative à l'identification formelle d'un ensemble de sources X détectées dans de petites zones du ciel à une classe d'objet (étoile, galaxie, variable cataclysmique ...) et a l'avantage d'être mise en place plus facilement que les méthodes antérieures.

1.1 Mission ROSAT et données en rayons X

Le satellite utilisé au cours de cette mission était un observatoire X lancé aux États-Unis le 1^{er} juin 1990 à bord d'un fusée McDonald Douglas Delta-II. Il fut développé conjointement par l'Allemagne, les États-Unis et le Royaume Uni, conçu par le Max-Planck-Institut für extraterrestrische Physik (MPE) et dirigé depuis l'Allemagne. Après un peu moins de 9 ans d'observations, la mission se termina le 12 février 1999. Ce satellite était équipé d'un télescope de type Wolter et d'instruments dont la sensibilité est meilleure que celle de ces prédécesseurs de plusieurs ordres de grandeur. Une revue des principales caractéristiques du satellite ROSAT et de son instrumentation peuvent être trouvé dans Truemper (1982) et dans Pfeffermann & Briel (1986). La mission ROSAT fut menée pour atteindre deux objectives scientifiques majeurs :

- Faire le premier relevé de l'ensemble du ciel avec un télescope X et un télescope dans l'extrême ultra-violet (EUV) ;
- Analyser en détail les sources détectées lorsque l'on fait une sélection dans ces deux domaines spectraux.

Le premier objectif était d'effectuer le relevé de tout le ciel en mode "scan" avec les télescopes X dans la bande des rayons X mous entre $0.1 - 2.4$ keV (correspondant au domaine de longueurs

[1] ROSAT est l'acronyme de Röntgen Satellite et est accessible depuis les sites :
`http ://www.mpe.mpg.de/xray/wave/rosat/index.php ?lang=en`
`http ://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/rosat/rosgof.html`

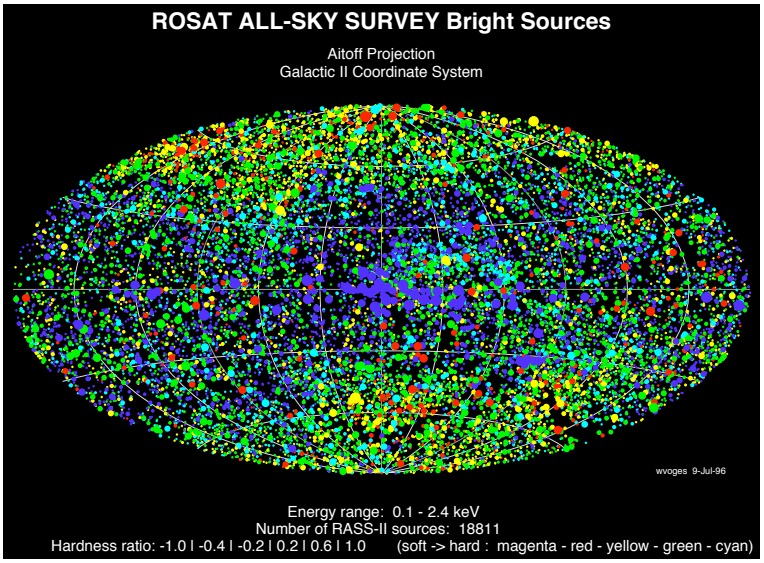


FIG. I.1 – Distribution galactique des $18\,811$ sources RASS les plus brillantes (Voges *et al.* 1996).

d'onde $6-100$ Å) ainsi que dans la région de l'EUV allant de $0.06-0.2$ keV (correspondant aux domaines $60-300$ Å). C'est ainsi que certaines des sources détectées ont des intensités cent fois plus faibles que celles des sources les plus faibles observées lors des relevés précédents. ROSAT a ainsi réalisé un inventaire de l'ensemble du ciel identifiant près de $125\,000$ sources dans le domaine des rayons X mous et 479 sources dans l'EUV. Dans ce mode, l'emplacement des sources a pu être déterminé avec une incertitude inférieure à 30 arcsec. Mais la plus grande partie du temps d'observation a été consacrée à un nombre très limité de sources pour des observations longues et minutieuses en exploitant l'excellente résolution des instruments (mode "pointing"). L'emplacement des sources est alors déterminée avec une incertitude inférieure à 10 arcsec. L'ensemble des sources X détectées est nettement plus important que les 840 sources mise en évidence grâce au satellite HEAO-I. Ce qui est encore plus important que ce progrès quantitatif est l'élargissement de l'horizon scientifique. Grâce à ce relevé, l'émission diffuse X galactique a pu être cartographiée avec une résolution sans précédent.

Le relevé nommé "ROSAT All-Sky Survey" (RASS – Voges 1992) a été mené durant les six premiers mois de cette mission entre juillet 1990 et février 1991. À cette occasion, le "Position Sensitive Proportional Counter" (PSPC) a été déplacé dans le plan focal du télescope en rayons X. La résolution spectrale du télescope couplée à cette configuration du PSPC a permis une analyse spectrale raisonnable dans trois bandes d'énergie bien qu'une meilleure résolution puisse être possible pour les sources X les plus brillantes ou ayant une exposition plus grande. La détection de sources utilisa la technique du maximum de vraisemblance (ou "maximum likelihood (ML) technique") décrite par Voges *et al.* (1999*a*) et fut effectué dans ces trois bandes permettant de calculer les rapports de dureté HR1 et HR2 définis de la manière suivante :

$$\begin{aligned} \mathrm{HR1} &= \frac{(0.5-2.0)-(0.1-0.4)}{(0.1-0.4)+(0.5-2.0)} \\ \mathrm{HR2} &= \frac{(1.0-2.0)-(0.5-1.0)}{(1.0-2.0)} \end{aligned}$$

où $(A-B)$ correspond au taux de comptage de la source dans la bande d'énergie $A-B$ exprimée en keV.

Environ $125\,000$ sources ont été détectées au cours de ce relevé avec un $ML \geqslant 7$. Comme le montre la Fig.6 de Voges (1992) lors d'une analyse préliminaire du RASS, la densité de sources X est prèsque constante sur l'ensemble du ciel. Les caractéristiques de RASS sont présentées par

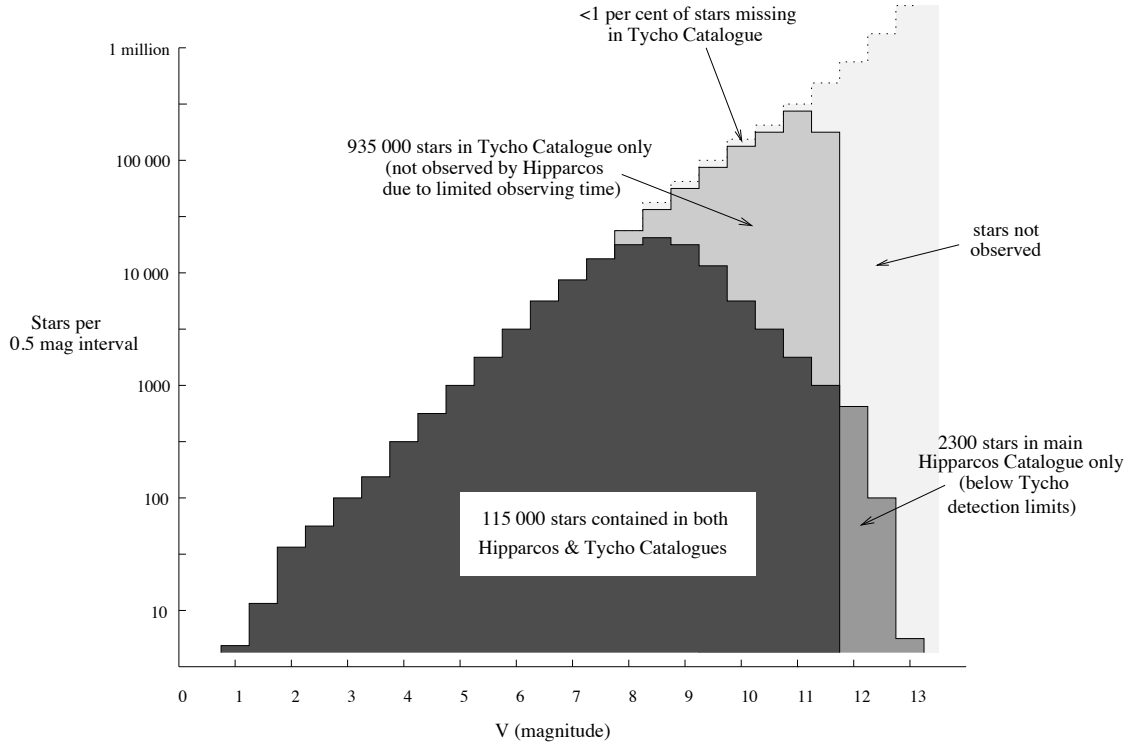


FIG. I.2 – Complétude et superposition des 118 218 entrées du catalogue HIPPARCOS et de l'ensemble du catalogue TYCHO. Le premier est largement complet pour $V = 7.3 – 9$ mag, en fonction de la latitude galactique et du type spectral. Les étoiles ayant une magnitude $V > 9$ mag, distribuées avec une densité relativement constante au-dessus de la sphère céleste, sont toutes sous la limite de détection de $V \approx 12.5$ mag. Le catalogue TYCHO est largement complet jusqu'à environ $V = 10.5$ mag et contient également des objets jusqu'à la limite de cette instrument ($V \approx 11 – 11.5$ mag). Par conséquent, la plupart des entrées HIPPARCOS sont également contenues dans le catalogue TYCHO, sauf pour près de 2 300 sources dont la magnitude est supérieure au seuil de détection de TYCHO. Cette figure est extraite de ESA (1997).

Voges *et al.* (1999*b*, 2000*a*). La Fig. I.1[2] montre la distribution des sources les plus brillantes. L'ensemble des sources RASS sont réparties sur deux échantillons :

- les 18 806 sources les plus brillantes forment le catalogue :
  ROSAT All-Sky Bright Source Catalogue (RASS - BSC – Voges *et al.* 1999*a*) ;
- les 105 924 sources les plus faibles constituent l'extension de RASS - BSC :
  ROSAT All-Sky Survey Faint Source Catalog (RASS - FSC – Voges *et al.* 2000*b*).

Depuis le lancement de ce satellite, **la connaissance de la composition du ciel dans la bande des rayons X mous s'appuye principalement sur ce relevé**.

1.2 SATELLITE HIPPARCOS ET DONNÉES OPTIQUES

Les catalogues HIPPARCOS et TYCHO (ESA 1997) sont basés sur des observations faites au cours de la mission opérée à bord du satellite Hipparcos[3] entre novembre 1989 et mars 1993. Résultant d'une analyse complète de la sphère céleste pendant plus de trois ans, le programme TYCHO a fourni un relevé exhaustif (plus d'un million de sources) de toutes les étoiles jusqu'à la magnitude V limite $11 – 11.5$ mag (Fig. I.2) tandis que la mission principale ne se focalisa que sur 118 218 objets issus du catalogue d'entrée d'HIPPARCOS (Turon *et al.* 1992). Les différences dans

[2] `http ://www.mpe.mpg.de/xray/wave/rosat/gallery/calendar/1997/jun.php`

[3] http ://www.rssd.esa.int/index.php ?project=HIPPARCOSpage=Overview

Summary of the Hipparcos and Tycho Catalogues

Measurement period	1989.85–1993.21
Catalogue epoch	J1991.25
Reference system	ICRS
Coincidence with respect to ICRS (all 3 axes)	±0.6 mas
Proper motion deviation from inertial (all 3 axes)	±0.25 mas/yr
Hipparcos Catalogue:	
Number of entries	118 218
Entries with associated astrometry	117 955
Entries with associated photometry	118 204
Mean sky density	~ 3 per square degree
Limiting magnitude	V ~ 12.4 mag
Completeness	Up to V = 7.3 – 9.0 mag
Median precision of positions, J1991.25 (Hp < 9 mag)	0.77/0.64 mas (RA/dec)
Median precision of parallaxes (Hp < 9 mag)	0.97 mas
Median precision of proper motions (Hp < 9 mag)	0.88/0.74 mas/yr (RA/dec)
10 per cent (each of the five parameters) better than	0.47–0.66 mas
Distance determined to better than 10 per cent (σ_π/π < 0.1)	20853
Distance determined to better than 20 per cent (σ_π/π < 0.2)	49399
Inferred ratio of external errors to standard errors	~ 1.0 – 1.2
Estimated systematic errors in astrometry	< 0.1 mas
Total number of independent astrometric abscissae	~ 3.6×10^6
Median photometric precision (Hp, for Hp < 9 mag)	0.0015 mag
Mean number of photometric observations per star	110
Total number of Hp photometric measurements	~ 13×10^6
Number of entries variable or possibly variable	11597 (8237 new)
Periodic variables	2712 (970 new)
Cepheid type	273 (2 new)
RR Lyrae type	186 (9 new)
δ Scuti and SX Phoenicis type	108 (35 new)
Eclipsing binaries (e.g. EA, EB, EW,..)	917 (343 new)
Other types (e.g. M, SR, RV Tau,..)	1238 (576 new)
Non-periodic and unsolved (e.g. RCrB, γ Cas, Z And)	5542 (4145 new)
Not investigated (including micro-variables)	3343 (3122 new)
Number of solved or suspected double/multiple systems	23882
Systems with component data (annex part C)	12195 (2996 new)
Orbital systems (annex part O)	235
Astrometric binaries (annex parts G and V)	2910
Suspected non-single (including annex part X)	8542
Tycho Catalogue:	
Number of entries (including 6301 HIP only)	1 058 332
Mean sky density	~ 25 per square degree
Limiting magnitude	V_T ~ 11.5 mag
Completeness	V_T ~ 10.5 mag
Median astrometric precision (all stars), J1991.25	25 mas
Median astrometric precision (V_T < 9 mag), J1991.25	7 mas
Inferred ratio of external errors to standard errors	~ 1.0 – 1.5
Systematic errors in astrometry	< 1 mas
Mean number of astrometric and photometric observations per star	130
Total number of astrometric and photometric observations	~ 130×10^6
Median photometric precision (all stars): B_T, V_T, $B_T - V_T$	0.07, 0.06, 0.10 mag
Median photometric precision (V_T < 9 mag): B_T, V_T, $B_T - V_T$	0.014, 0.012, 0.019 mag

FIG. I.3 – Description des deux catalogues (ESA 1997, Vol. 1).

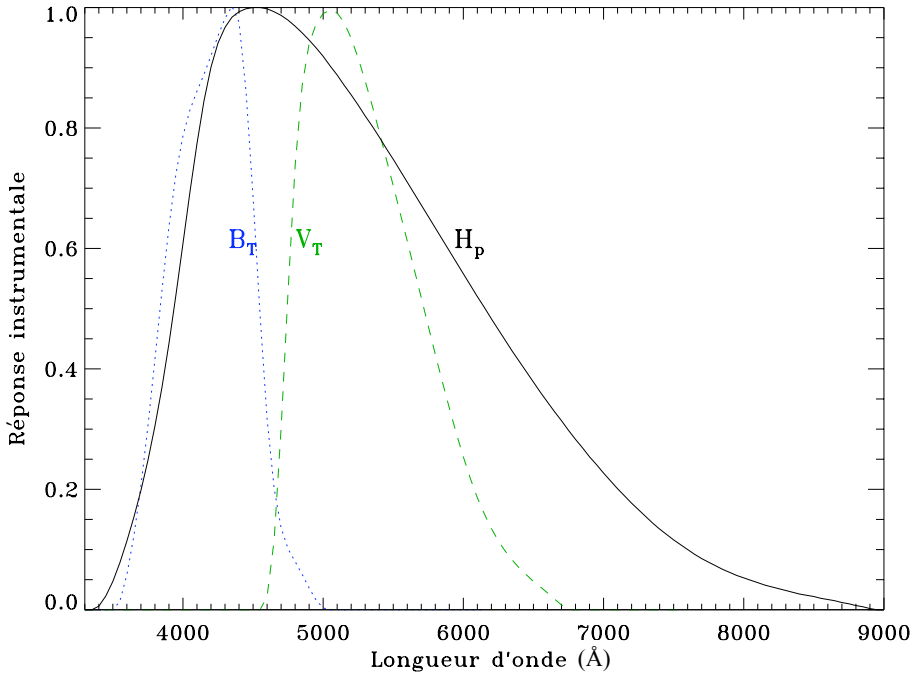


FIG. I.4 – Systèmes photométriques de HIPPARCOS (H_p) et de TYCHO (B_T et V_T).

le contenu ainsi que dans les précisions astrométriques et photométriques reflètent les spécificités de l'acquisition et des procédures de réductions des deux expériences (Fig. I.3).

En dépit d'un problème inattendu avec le moteur d'apogée, la mission a été effectuée avec succès et tous les objectifs scientifiques adoptés en 1980 ont même été dépassés. Les paragraphes suivants présentent brièvement les données les plus pertinentes de HIPPARCOS/TYCHO pour notre étude. Une documentation plus détaillée de ces deux expériences peut être trouvée dans ESA (1997, Vol. 4) et Høg *et al.* (1997).

a Les données astrométriques

Bien que la qualité astrométrique soit plus faible que celle des données HIPPARCOS (< 1 mas), le catalogue TYCHO fournit également l'astrométrie (la position et les mouvements propres dans un cadre quasi-inertiel ainsi que les parallaxes trigonométriques) pour $1\,058\,332$ étoiles. La précision astrométrique médiane (≈ 25 mas) est au moins aussi bonne que celle atteinte par des instruments méridiens situés au sol, mais concerne un échantillon homogène dont la densité moyenne sur le ciel est sans précédent (≈ 25 par degré carré). Les erreurs astrométriques dépendent fortement de la magnitude de l'étoile mais n'excèdent jamais 5 mas pour les objets les plus brillants.

b Les données photométriques

En plus de l'astrométrie, l'expérience TYCHO a obtenu les données photométriques dans deux bandes de couleur (B_T et V_T) très proche des magnitudes du système Johnson (B_J et V_J), respectivement. Les correspondances entre les différentes magnitudes et les indices de couleurs associés sont données par de simples transformations linéaires (Eq. I.1).

$$\begin{aligned} V_J &= V_T - 0.090\,(B-V)_T \\ (B-V)_J &= 0.850\,(B-V)_T \end{aligned} \tag{I.1}$$

Harmanec (1998) publia la relation suivante pour déterminer la magnitude V Johnson à partir de celle présente dans le catalogue HIPPARCOS (H_p) :

$$V_J = H_\mathrm{p} - 0.2964(B-V)_J + 0.0050(U-B)_J + 0.1110(B-V)_J^2 + 0.0157(B-V)_J^3 + 0.0072.$$

Par construction, les systèmes photométriques V_T, B_T et H_p (Fig. I.4) sont liés et normalisés au système Johnson avec les conditions suivantes :

$$\begin{aligned} V_T &\equiv 0 \quad \text{pour} \quad V_J = 0 \text{ et } (B-V)_J = 0 \\ B_T &\equiv 0 \quad \text{pour} \quad B_J = 0 \text{ et } (B-V)_J = 0 \\ H_p &\equiv 0 \quad \text{pour} \quad V_J = 0 \text{ et } (B-V)_J = 0 \end{aligned}$$

La magnitude limite est $V_T \approx 11.5$ mag tandis que le catalogue TYCHO n'est complet que jusqu'à la magnitude $V_T = 10.5$ mag (cf., Figs. I.3 et I.4). Près de $90\,\%$ des sources de ce catalogue entre ont une magnitude inférieure à cette limite (Egret & Fabricius 1997). L'erreur standard médiane est inférieure à 0.01 mag pour les étoiles plus brillantes que $V_T = 8$ mag mais n'excède pas 0.08 mag pour les plus faibles (ESA 1997, Vol. 4, Table 16.1).

Le catalogue TYCHO est donc présenté comme étant **le relevé photométrique le plus large vu dans 2 couleurs**. D'un autre côté, le catalogue HIPPARCOS ne contient qu'une seule magnitude, la magnitude H_p dont la bande passante s'étant de 3400 à 8900 Å (ESA 1997, Vol. 1, Table 1.3.1) mais avec une **excellente précision** de 0.0015 mag pour les étoiles plus brillantes que $H_p \approx 9$ mag.

c Les autres données importantes

En raison de la méthode de scan, une centaine d'observations photométriques individuelles dans les canaux H_p, B_T et V_T a été effectuée pour chaque étoile dans des intervalles de temps allant de 30 minutes à 6 mois. La détection d'étoiles variables sur de grandes échelles de temps a donc également été réalisée à partir de ces deux catalogues (ESA 1997, Vols. 11 et 12).

Dans le cadre de la mission TYCHO, la multiplicité a également été indiquée (ESA 1997, Vol. 10) et constitue un élément d'information très important. Nous y trouvons aussi des notes concernant les sources en commun avec le catalogue HIPPARCOS et d'autres catalogues (PPM, HD, GCVS, ...).

1.3 ÉCHANTILLONS *RasTyc* ET *RasHip*

La procédure de corrélation consista à chercher les étoiles TYCHO à moins de 2 arcmin de chaque source RASS. Finalement, $38\,324$ entrées dont $6\,090$ sources X associées à plusieurs sources TYCHO furent trouvées. En traçant la distribution du décalage en position des données X par rapport à celles en optiques des $32\,234$ solutions les plus proches (Fig. I.5), on constate que le nombre d'étoiles augmente rapidement avec un pic vers $6-7$ arcsec qui est connu comme l'erreur affectant les positions des sources X et diminue ensuite jusqu'au niveau d'un fond.

Afin d'estimer la population des fausses détections présente dans cet histogramme, Guillout *et al.* (1999) firent la corrélation d'environ $150\,000$ positions distribuées uniformément couvrant tout le ciel (similaire à la liste des sources RASS obtenues avant publication) avec un catalogue artificiel simulé dans un degré carré autour de chaque position X. Pour respecter le gradient de densité obtenu par TYCHO, ils utilisèrent, comme densité stellaire, 43 étoiles par degré carré (étoiles/deg^2) à basses latitudes galactiques ($|\mathrm{b}| \leqslant 20°$) et 17 étoiles/deg^2 à hautes latitudes galactiques ($|\mathrm{b}| > 20°$). Ceci correspond à une densité de surface moyenne de 25.84 étoiles/deg^2 qui est très proche de celle de TYCHO (Fig. I.3). En moyennant les résultats des 20 expérimentations, la distribution des décalage des solutions les plus proches est obtenue (Fig. I.5, zone grisée). La simulation reproduisant parfaitement la forme de la distribution observée au-delà de 2 arcmin. Par conséquent, elle donne une bonne approximation du nombre de fausses détections en fonction de la distance entre la source X et la source optique.

Le meilleur ajustement de la distribution des solutions physiques avec une fonction en log normal (Fig. I.5, ligne continue) permettant de minimiser la distribution moyenne des fausses

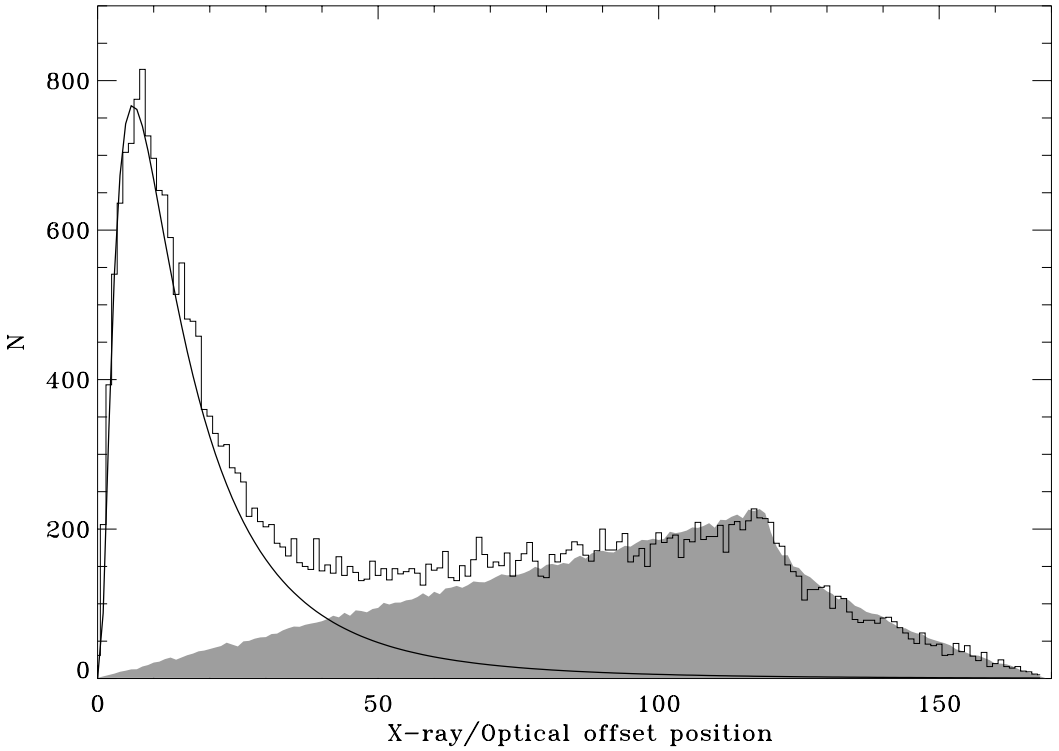


FIG. I.5 – Distribution des différences de position (en arcsec) entre la source X et celle en optique pour les 32 234 solutions les plus proches résultant de la procédure des catalogues RASS et Tycho. La ligne continue correspond au meilleure ajustement par une fonction en log normal de la distribution des solutions physiques attendues. La zone grisée correspnd à la simulation de la population des fausses détections. Cette figure est extraite du papier de Guillout *et al.* (1999).

détections donne les résultats listés dans la Table 1 de Guillout *et al.* (1999). Au final, l'échantillon *RasTyc* est défini comme les 13 875 sources ayant un décalage inférieur à 30 arcsec avec un niveau de détections erronées estimé à environ 7 %.

À ce stade, 4 984 et 722 sources RASS possèdent encore 2 et 3 contreparties dans TYCHO, respectivement. La distribution de la seconde composante la plus proche présente un excès clair vers 10 – 12 arcsec tandis que celle de la troisième est caractéristique d'une distributions de fausses détections (Guillout *et al.* 1999, Fig. 3). Cet excès pourrait être dû à des systèmes binaires non-résolus à cause d'une résolution limitée de ROSAT et, en partie, à des étoiles dans des amas jeunes.

Le catalogue HIPPARCOS étant un sous-échantillon de TYCHO, cette procédure est également appliquée lors de la corrélation de ce catalogue avec celui du RASS. L'échantillon *RasHip* est alors défini comme les 6 200 sources *RasTyc* ayant une contrepartie HIPPARCOS.

RasHip nous fournit des données pour 45 % de l'échantillon *RasTyc* qui sont environ 10 fois plus précises qu'initialement. Cependant, l'échantillon *RasTyc* n'est affecté que par des biais X et optique connus (non basés sur une liste d'observations *a priori*) alors que l'échantillon *RasHip* est affecté en plus par des effets de sélection pouvant compliquer d'avantage l'interprétation.

Lorsque l'on compare la distribution dans le diagramme HR obtenue pour les sources HIPPARCOS (Figure 2a de Høg 1997) à celle obtenue pour les étoiles de ce même échantillon détectées sur la base de leur émission X (Figure 4 de Guillout *et al.* 1999), on constate aisément deux différences majeures dans la seconde distribution : une forte diminution dans la partie bleue du diagramme ($B-V \leqslant 0.35$) et seulement la détection de la partie bleue du "clump" des géantes. Cependant, la luminosité X étant indépendante de la couleur, les jeunes étoiles M sont essentiellement détectées dans le RASS jusqu'à des distances au cours de laquelle les jeunes étoiles F peuvent

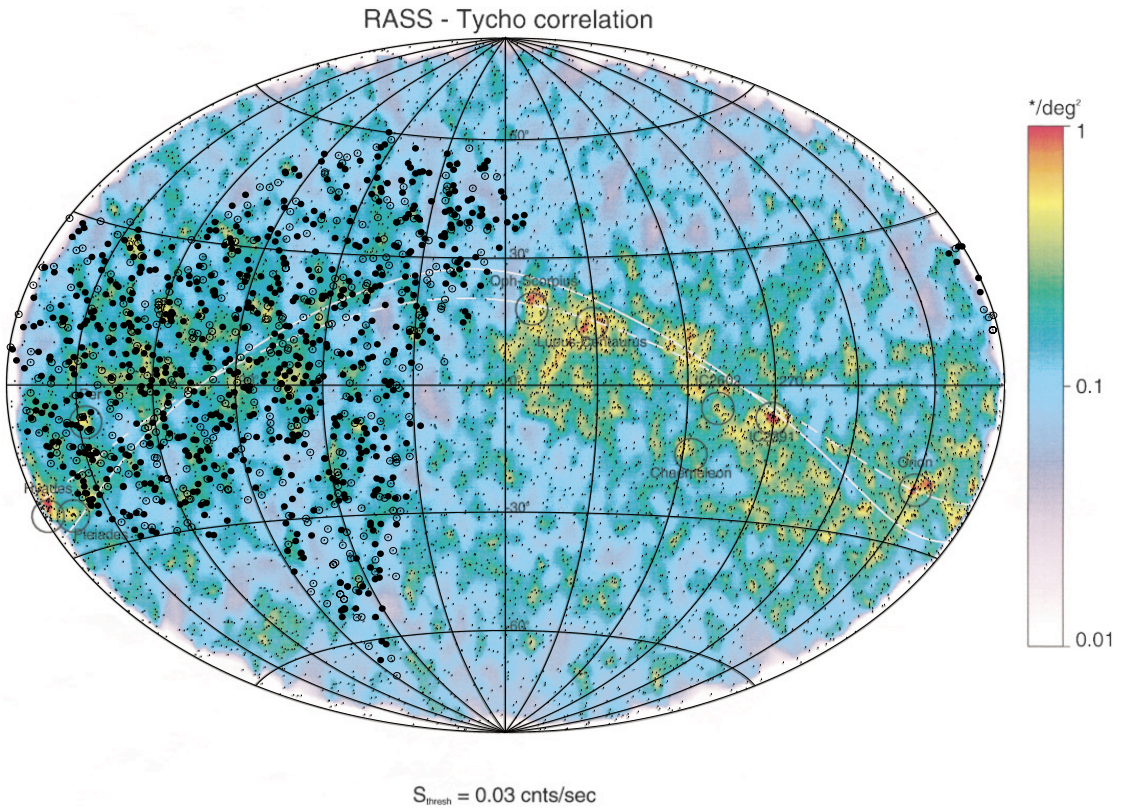


FIG. I.6 – Distribution galactique (projection"Aitoff") des étoiles sélectionnées pour le programme d'observations *(grands cercles)* indiquée par-dessus celles des 8 593 sources *RasTyc (petits points)*. Toutes les sources de l'échantillon BRILLANT *(cercles pleins)* ont déjà été observées et analysées, tandis que celles de l'échantillon FAIBLE *(cercles vides)* sont en cours d'observations sur le TNG T358 (télescope italien) à La Palma.

également être détectées. Or, la sensibilité limitée de TYCHO excluant les étoiles optiquement les plus faibles situées à de grandes distances, l'échantillon *RasTyc* est de fait plus incomplet pour les étoiles de type K–M que pour celles de type F–G. Ce biais optique explique pourquoi le pic *rouge* ($B-V = 1.5$) observé dans les échantillons limités en volume ou en flux X (Sciortino *et al.* 1995, Motch *et al.* 1997) et prédit par les modèles de population X stellaire (Sciortino *et al.* 1995, Guillout 1996, Guillout *et al.* 1996) est absent dans notre échantillon. De plus, comme les données X privilégient les régions les plus exposées, il semblerait qu'un seuil de détection de $0.03\,cnt\,s^{-1}$ soit un bon compromis pour avoir de larges échantillons distribués sur l'ensemble du ciel qui ne sont pas trop affectés par ce biais (Guillout *et al.* 1999, Fig. 3 et Table 2).

Les échantillons *RasTyc* et *RasHip* comptent donc 8 593 et 4 422 étoiles réparties sur l'ensemble de la voûte céleste, respectivement.

2 Critères de sélection et programme d'observations

2.1 CRITÈRES DE SÉLECTION ET DISTRIBUTIONS

Ne pouvant pas analyser des échantillons d'une telle ampleur sans avoir une caractérisation préalable de la population des étoiles détectées dans le domaine des rayons X, un sous-échantillon a été sélectionné afin d'obtenir des résultats significatifs statistiquement pour près d'un millier de sources *RasTyc* du voisinage solaire sur la base des critères suivant :

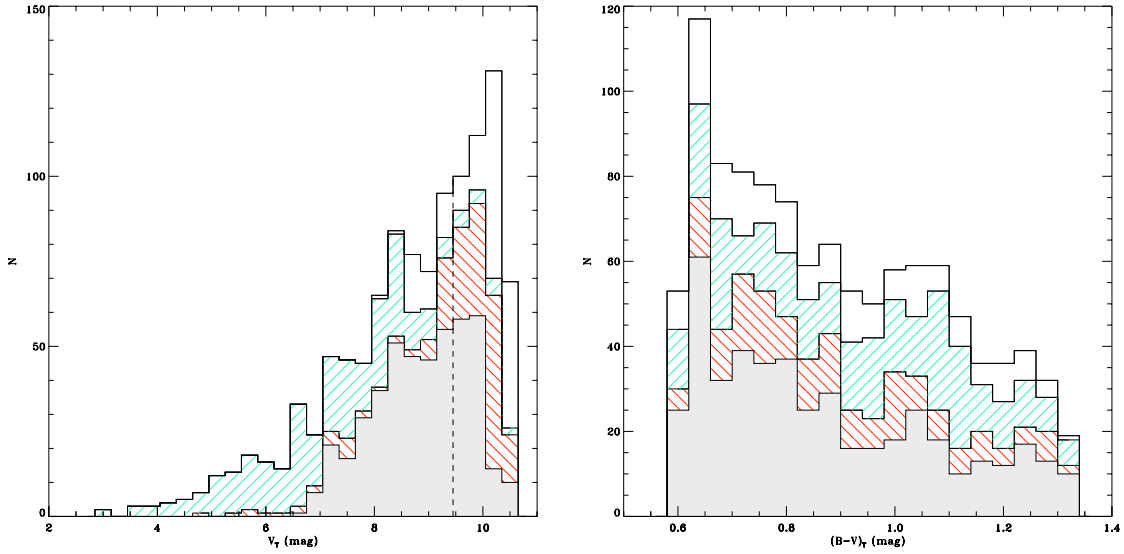


FIG. I.7 – Distributions de la magnitude V_T *(à gauche)* et de l'indice de couleur $(B-V)_T$ *(à droite)* des étoiles de notre échantillon. Les étoiles ayant des mesures valables dans la littérature *(aire hachurée en vert)* ont été écartées du programme d'observations. Les observations spectroscopiques de l'échantillon BRILLANT ont été conduites principalement sur le OHP T152 *(aire grisée)* tandis que une partie de l'échantillon FAIBLE a été programmée sur le OHP T193 et sur le TNG T358 *(aire hachurée en rouge)*. Un faible nombre de sources *(aire en blanc)* a également été observé avec le OAC T091. L'échantillon est principalement composé d'étoiles tardives de type G et K. La figure de droite montre bien que notre stratégie d'observations n'a introduit aucun biais important vers les types précoces.

- DÉCLINATION : $\delta \geqslant 0°$ assurant que toutes sources puissent être observées avec une masse d'air faible depuis les télescopes nationaux français et italiens ;
- ASCENSION DROITE : $16° \leqslant \alpha \leqslant 8°$ couvrant à la fois les régions à basses et à hautes latitudes galactiques au cours des périodes allant de Mai-Juin à Décembre-Janvier décidées comme nos créneaux d'observations dans le cadre d'un programme clé à l'observatoire de Haute Provence (OHP, France) ;
- INDICE DE COULEUR : $0.6 \leqslant (B-V)_\mathrm{T} \leqslant 1.33$ correspondant au domaine pour lequel le comportement de l'épuisement du lithium est plus efficace. En effet, il est bien connu que la profondeur de la raie du lithium située à 6707.8 Å puisse être utilisée comme un indicateur de la jeunesse (Martin & Claret 1996) pour des étoiles plus froides que le type spectral G médian, bien que, pour les étoiles M, le lithium est brûlé si rapidement dans leurs profondes enveloppes convectives que cette raie n'est détectable qu'uniquement pour des étoiles extrêmement jeunes. De plus, le plateau observé pour les étoiles F ne nous a pas permis d'utiliser cette raie pour estimer l'âge de ces étoiles ;
- TAUX DE COMPTAGE : le taux dans la bande des rayons X mous du satellite ROSAT (PSPC count) $\geqslant 0.03$ cnt s^{-1} minimisant ainsi les biais de RASS (Guillout *et al.* 1999) ;
- MAGNITUDE V TYCHO : $V_\mathrm{T} \leqslant 10.5$ mag justifiée par la complétude de ce catalogue jusqu'à cette limite (ESA 1997, Vol 1.).

Nous aboutissons ainsi à un total de 1 097 sources observables dont la médiane de la magnitude V_T est de 9.0 mag. Nous présentons la distribution galactique de cet sous-échantillon par-dessus celle de tout le catalogue *RasTyc* (Fig. I.6) ainsi que leurs distributions en magnitudes et en couleur (Fig. I.7).

TAB. I.1 – Résumé du programme d'observations

Année	Période	Nombre de nuits	Télescope	Résolution	Nombre de spectres
Échantillon BRILLANT :					
2000	Septembre - Décembre	22	OHP T193	42 000	60
2000	Août	12	OHP T193	42 000	50
2001	Octobre - Décembre	29	OHP T152	38 000	290
2002	Juin - Juillet + Octobre - Novembre	53	OHP T152	38 000	396
2003	Janvier	23	OHP T152	38 000	207
2004	Juin - Septembre	29	OHP T152	38 000	231
2005	Juillet - Août	20	OHP T152	38 000	126
2007	Septembre - Octobre	*	OAC T091	21 000	28
2008	Mars - Juillet	*	OAC T091	21 000	18
Échantillon FAIBLE :					
2007	Février - Juin	*	TNG T358	46 000	83
2007	Septembre - Décembre	4	TNG T358	46 000	112
Total		**> 192**			**1 601**

* Observations faites en mode "queue"

2.2 PROGRAMME DES OBSERVATIONS

Afin de recueillir le maximum d'informations sur ces sources et de minimiser le temps consacré aux observations, nous n'avons pas observé les étoiles (Fig. I.7, aire hachuré en vert) dont les caractéristiques sont déjà connues (base de données SIMBAD). Ces sources sont typiquement les étoiles les plus brillantes ($V_T \geqslant 6.0$ mag) de notre échantillon ayant généralement plus de 50 références bibliographiques. Pour celles moins brillantes que cette magnitude limite, une vérification au cas par cas a été faite écartant uniquement celles possédant déjà des données spectroscopiques. Cependant, certaines sources communes avec le relevé Vienna-KPNO[4] (Strassmeier *et al.* 2000) furent observées pour tester la compatibilité de nos résultats avec ceux des travaux antérieurs.

La plupart des sources restantes ont été observées au cours de notre programme d'observations. Au final, un total de **1 601** spectres ont été acquis sur l'ensemble des nuits (**> 192**) consacrées à ce programme (Table I.1). Les sources restantes devront être observées par la suite.

Nous n'avons pas pu observer toutes les sources de notre échantillon avec les télescopes français et italiens de la classe de $1-2$ mètres en raison du temps nécessaire pour observer les sources les moins brillantes dépassant l'heure d'observations. Afin de remédier à cela, nous avons mis en place un programme dédié à ces sources sur le télescope italien de 3.58 mètres sur lequel ces dernières peuvent être observées dans un délai raisonnable (moins de 20 minutes pour une source de magnitude 10.5). Ceci a eu pour effet de nous décider à répartir toutes nos sources dans deux échantillons distincts sur la base de la magnitude V_T. L'échantillon dit BRILLANT contient toutes

[4] http ://www.aip.de/groups/activity/Ca2HK/survey.html

les sources ayant une magnitude V_T inférieure à 9.5 (comparable à la magnitude limite de Strassmeier *et al.* 2000) tandis que celles dont la magnitude V_T est comprise entre 9.5 et 10.5 forment l'échantillon FAIBLE.

2.2.1 Programme à l'OHP

Lors d'un projet de recherche sur une zone restreinte du ciel, 110 étoiles ont été observées en 2000 sur le télescope national français T193 cm (noté OHP T193 par la suite) de l'Observatoire de Haute Provence (OHP). Le spectrographe échelle ÉLODIE (Baranne *et al.* 1996) a été utilisée pour les observations faites sur le domaine $3900 - 6800$ Å avec un pouvoir de résolution ($R = \lambda/\Delta\lambda$) de l'ordre de $42\,000$. La réduction de tous ces spectres a été réalisée directement au cours de la nuit d'observations en utilisant la procédure standard développée pour cet instrument et incluant la corrélation croisée avec au masque de référence et l'utilisation de la procédure TGMET pour effectuer la classification spectrale de nos sources (Soubiran *et al.* 1998).

Le principal programme d'observations (près de $85\,\%$ du total des nuits d'observations) a été conduit sur le télescope national français T152 cm à l'OHP (noté OHP T152[5] par la suite) entre novembre 2001 et août 2005. Elles on été faites avec le spectrographe AURÉLIE (Gillet *et al.* 1994) dans le **cadre d'un programme clé** sur cet instrument. Nous avons utilisé le réseau #7 qui a une très haute résolution spectrale ($R \sim 38\,000$) dans les deux domaines de longueur d'onde de nos observations, c'est à dire dans les régions spectrales de Hα (6495-6625 Å) et du lithium (6650-6775 Å). Dans ces deux régions spectrales et à cette résolution, nous avons une précision en longueur d'onde de 0.03 Å. Pour pouvoir en dériver des largeurs équivalentes (EW) fiables et en déterminer des vitesses radiale et de rotation, un haut signal sur bruit (S/N) de $70 - 100$ par élément de résolution (dépendant de la magnitude de l'étoile) a été requis. La caméra CCD *Horizon 2000*[6] a permis d'atteindre toutes nos exigences efficacement. Un spectre typique de chaque région est montré en Fig I.8. Tous ces spectres obtenus ont été réduits par la procédure MIDAS[7] décrite à la fin de ce chapitre (§ 3).

Les équipements de ces deux télescopes ont des efficacités très proches. Le temps d'exposition va d'une dizaine de minutes pour les étoiles de magnitude 7 à plus d'une heure pour les moins brillantes ($V_T \geqslant 9$ mag) pour ces deux instruments.

2.2.2 Observations à Catane

Un programme d'observations a également été mis en place à la station $M.G.Fracastoro$[8] (Serra La Nave, Mt. Etna, 1 750 m a.s.l.) de l'Observatoire Astrophysique de Catane (OAC - Italie). De ce site, nous avons effectué des observations spectroscopiques et photométriques.

Les observations spectroscopiques ont été menées entre 2007 et 2008 avec le spectrographe échelle FRESCO monté sur le télescope T091 cm (noté OAC T091 par la suite). Cet instrument est alimenté par une fibre optique (UV - NIR, $100\,\mu m$ de diamètre) et est placé en position stable dans une pièce sous le dôme. Les spectres sont enregistrés sur une caméra équipée d'une fine CCD au SITe de 1024×1024 pixels (taille 24×24 μm). La résolution spectrale déduite de la largeur à mi-hauteur des raies de la lampe de calibration au Th-Ar est d'environ $21\,000$. Le cross-disperseur de 300-ligne/mm permet d'enregistrer à peu près 2500 Å en même temps. Les 19 ordres couvrent ainsi la région spectrale comprise entre 4250 et 6850 Å. Dans tous les cas, le S/N a été suffisant pour réaliser de bonnes mesures de vitesses radiales (VRs). La réduction de ces spectres a été faite par l'utilisation de la procédure ÉCHELLE de IRAF[9] suivant les étapes standards, c'est à dire : la soustraction du **background**, la division par le spectre du **flat-field** donné par la lampe

[5] http ://www.obs-hp.fr/www/guide/t152-doc.html

[6] http ://www.obs-hp.fr/www/guide/aurelie/ccd_aurelie.html

[7] MIDAS est l'acronyme pour "the Munich Image Data Analysis System" qui est développé et maintenu par the European Organization for Astronomical Research in the Southern Hemisphere (ESO).

[8] http ://www.ct.astro.it/sln/strumenti.html

[9] IRAF est distribué par "the National Optical Astronomy Observatories", qui est exploité par "the Association of Universities for Research in Astronomy", Inc., en vertu de l'accord de coopération avec "the National Science Foundation".

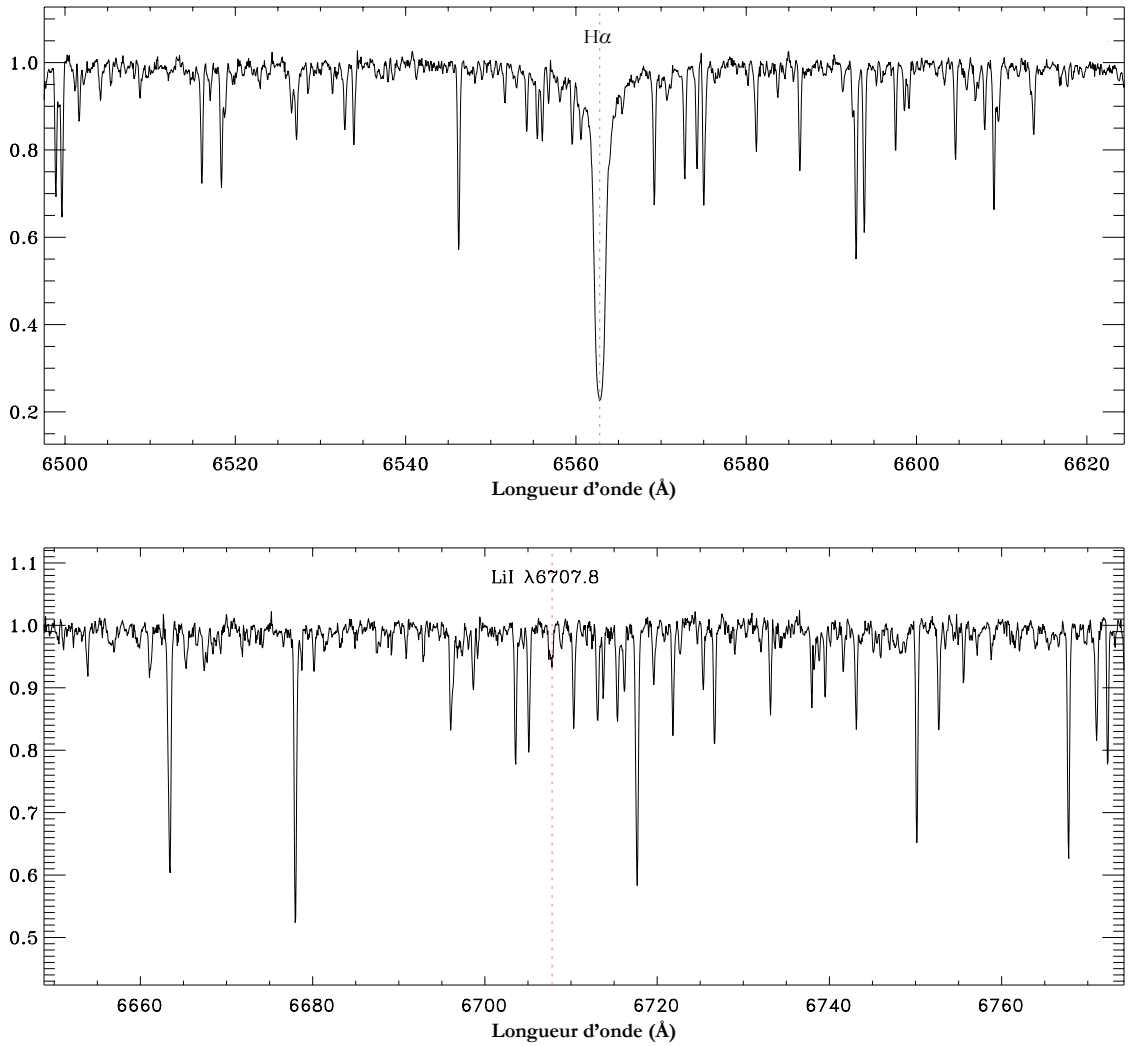


FIG. I.8 – Spectres optiques de haute résolution de l'étoile RasTyc 0102+6236 (HD 6026) obtenus avec le spectrographe AURÉLIE dans les régions spectrales centrées autour de Hα *(en haut)* et du lithium *(en bas)*. La droite verticale en pointillé indique l'emplacement de la raie Hα ou celle du lithium sur leur figure respective.

halogène, la calibation en longueur d'onde utilisant les raies d'émission de la lampe au Th-Ar et la normalisation du continu de l'étoile par un ajustement polynomial.

Les observations photométriques ont été menées dans le système standard UBV avec le télescope OAC T091 équipé d'un photomètre réfrigéré comptant les photons associé à un photomultiplicateur EMI $9893\mathrm{QA}/350$ refroidi à $-15°$C. Le bruit de fond du détecteur à cette température est d'environ 1 photon/sec. Pour chaque champ des sources *RasTyc*, nous avons choisi deux ou trois étoiles avec les magnitudes UBV très bien connues afin de les utiliser comme standards locaux et de déterminer les "points zéro" instrumentaux de notre photométrie. En plus, plusieurs étoiles sélectionnées dans la table de Landolt (1992) ont également été observées durant ces même nuits d'observations pour de déterminer les coefficients de transformation vers le système Johnson classique. Une observation typique consiste en plusieurs cycles d'intégration (de 1 à 3 en fonction de la brillance de l'étoile) de 10, 5, 5 secondes, dans les filtres U, B, et V, respectivement. Pour gagner du temps, les observations en U ont été faites seulement pendant certaines nuits, tandis les filtres B et V ont été utilisés normalement. Nous avons utilisé un diaphragme de 21″. Les données ont été réduites avec la procédure de réduction des données photométrique, PHOT, conçue pour la photométrie photoélectrique du OAC (Lo Presti & Marilli 1993). Les coefficients moyens d'extinc-

tion en fonction de la saison pour l'Observatoire Serra La Nave ont été adopté pour la correction de l'extinction atmosphérique. Les erreurs photométriques, estimées à partir des étoiles standards d'une brillance comparable à celle du programme, sont typiquement $\sigma_V = 0.006$, $\sigma_{B-V} = 0.008$, et $\sigma_{U-B} = 0.010$.

Un spectre a été acquis pour chacune des 46 sources *RasTyc* (plus brillantes que $V_{\rm T} = 9.0$ mag) pour lesquelles nous n'avons pas eu suffisamment de temps pour les observer à l'OHP en raison des contraintes de temps ou des conditions climatiques. Cependant des observations de suivi (en spectroscopie et en photométrie) ont déjà commencé depuis 2001 pour étudier plus en détail des caractéristiques intéressantes de certaines sources *RasTyc* telles que des systèmes binaires (Frasca *et al.* 2006) ou triples (Klutsch *et al.* 2008) et des étoiles riches en lithium (observations en cours).

2.2.3 Observations au TNG

Toutes les observations des sources les plus faibles (9.5 mag $< V_T < 10.5$ mag) ont été menées avec le télescope italien T358 cm (noté TNG T358 par la suite) du Telescopio Nazionale Galileo (TNG) sur une période équivalente à 8 nuits d'observations au cours des périodes Février – Juin (4 nuits en mode "queue") et Septembre – Décembre (du 2 au 4 septembre 2008 et la nuit du 24 décembre 2008). Pour cela, nous avons utilisé le spectrographe échelle SARG composé de 54 ordres. La caméra dioptrique a un rapport focal de $f/4.8$ et le détecteur est une mosaïque de deux CCD de 2K $\times$4K avec des pixels de $13.5\,\mu$m de taille et une échelle de 0.16 arcsec/pixel. Nous avons utilisé le réseau "Yellow" dont la dispersion est de 61.0 Å/mm et le fitre FW4. Les spectres couvrent en continu un domaine spectral allant de 4620 à 7920 Å, avec un pouvoir de résolution de l'ordre de $57\,000$, rapportant un FWHM de 5 km s^{-1}. Toutes ces observations sont actuellement en cours de réduction.

2.3 Identification possible de systèmes SB1

Bien que les observations faites avec le OHP T152 dans deux régions spectrales différentes puissent être un handicap pour le nombre d'heures nécessaire pour effectuer tout le programme (doublé par rapport à celui des observations sur un spectrographe échelle), elles s'avèrent être d'une très grande utilité pour identifier les systèmes binaires non-résolus de type SB1. Ces systèmes sont des binaires spectroscopiques avec des rapports de masse (M_P/M_S) entre la composante principale (P) et la composante secondaire (S) nettement supérieurs à 1. Par exemple, ces systèmes peuvent être composés d'une étoile évoluée (classe de luminosité III et IV) et d'une étoile de séquence (classe de luminosité V) OU de deux étoiles de même classe mais ayant des types spectraux très différents. Pour une telle binaire, on ne peut distinguer que le spectre de la composante primaire (étoile la plus brillante) dans lequel est noyé celui de l'autre composante, donc non-visible. Leurs vitesses radiales (VR) évoluent au cours du temps (Fig. I.9), comme c'est le cas pour les binaires spectroscopiques de type SB2. Cependant notre stratégie d'observations ne nous permet d'identifier qu'une fraction de ces systèmes. En effet, si l'on considère deux observations – l'une proche de la conjonction et l'autre proche de la quadrature de phase (Fig. I.9) – on voit bien que la variation de vitesses radiales dans le premier cas (permettant l'identification des SB1) est supérieure au double de l'incertitude théorique (soit ≈ 3 km.s^{-1}) tandis que, dans le second cas (moins favorable), les deux vitesse radiales dérivées ont le même ordre de grandeur.

Par conséquent, nous sommes en mesure de détecter qu'une fraction de ces systèmes : ceux dont la variation de sa vitesse radiale est supérieure à la somme des incertitudes trouvées sur ce paramètre.

3 Réduction des spectres du OHP T152

Étant donné que le programme d'observation dédié aux étoiles *RasTyc* sur ce télescope comporterait des centaines de spectres, il s'est avéré judicieux de rendre automatique et homogène la réduction des données spectroscopiques. Par la suite, il a fallu mettre au point deux procédures

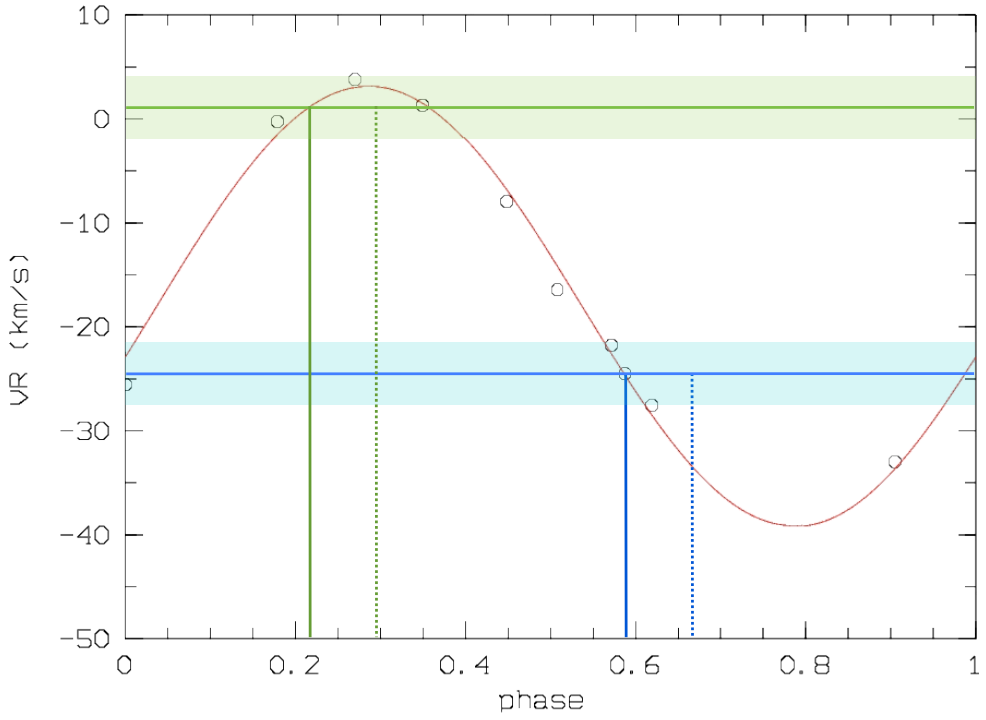


FIG. I.9 – Schéma présentant notre stratégie pour l'identification des systèmes de type SB1 : DF Cam est prise comme exemple. Les mesures de vitesses radiales et la solution orbitale sont indiquées par des cercles noirs et une ligne continue rouge, respectivement. Nous avons illustré notre stratégie d'observations pour une observation proche de conjonction *(en bleu)* et pour une seconde proche de la quadrature de phase *(en vert)*. Pour ces deux observations, nous avons également indiqué le milieu de la première observation *(trait vertical en continu)*, celui (au plus tôt) de la seconde *(trait vertical en pointillé)* et la boîte d'incertitude (deux fois celle théorique) due à la résolution de nos données centrée sur la vitesse radiale dérivée lors de la première observation *(trait horizontal en continu)*.

informatisées réduisant les données obtenues (un spectre pour chaque étoile étudiée) au cours d'une nuit d'observation et analysant tous les spectres d'une même étoile (Chapitre II).

Dans un premier temps, il a fallu s'atteler à la réduction des 154 nuits (autrement dit 80 % de toutes celles obtenues) d'observations (Fig. I.10) acquises le spectrographe Aurélie du OHP T152. Cet instrument est le seul utilisé pour lequel aucune procédure de réduction n'a été développée. Pour remédier à cela, nous avons utilisé le logiciel MIDAS. Durant mon stage de DEA, j'ai fortement contribué au développement de cette procédure. Au commencement de la thèse, j'ai repris ce travail pour y incorporer de nouvelles fonctionnalités ainsi que pour améliorer celles déjà présentes. Nous avons décidé d'écrire complètement une telle procédure pour homogénéiser la réduction de l'ensemble de nos spectres dont le nombre s'élève approximativement à 1250 (soit 85 % des spectres acquis).

3.1 DÉROULEMENT D'UNE NUIT D'OBSERVATION

Avant de traiter de la réduction en elle-même, voyons comment se déroule chaque nuit d'observations en expliquant le rôle des différents spectres acquis durant celle-ci. Elle doit impérativement comporter l'acquisition de cinq différents types de spectres :

- offset,
- flat field,
- lampes de calibration,

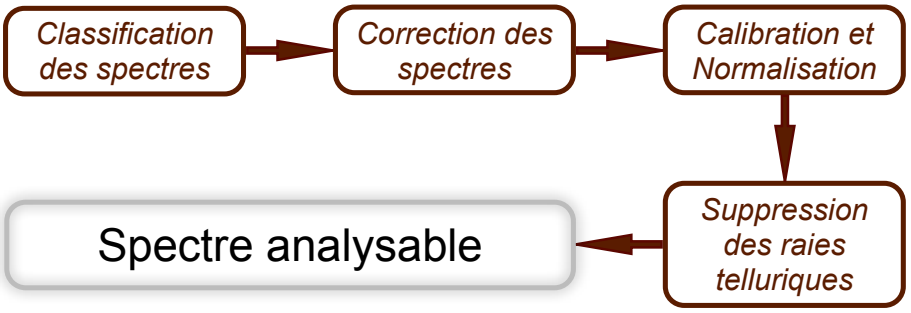


FIG. I.10 – Schéma illustrant les différentes étapes de la procédure de réduction d'une nuit d'observations. Elle est utilisée pour rendre les spectres exploitables lors d'une analyse détaillée.

– étoiles standard en vitesse radiale et/ou en vitesse de rotation (dans notre cas),
– étoiles étudiées.

Les "offsets", les "flat field" ainsi que les spectres des lampes de calibration sont pris en début et en fin de nuit pour connaître l'évolution de la réponse instrumentale au cours de la nuit. Pour que la calibration puisse se faire très précisément, il est également nécessaire de faire l'acquisition d'une série de lampes de calibration en cours de nuit. En effet, en fonction de la température ambiante, il peut y avoir de légers déplacements des raies sur le spectrographe.

3.2 RÔLE DES DIFFÉRENTS TYPES DE SPECTRES

La première étape mise en œuvre dans la réduction des spectres d'une nuit d'observation est la création de quatre catalogues de spectres bien distincts qui correspondent aux différents types de spectres que l'on va obtenir au cours de ces nuits. Chaque type de spectre doit subir un traitement qui lui est propre.

3.2.1 Offset

L'offset n'est rien d'autre qu'un signal électrique ajouté artificiellement à tous les spectres afin de ne pas avoir de pixels ayant des valeurs négatives. Après la création du catalogue d'offsets, on calcule la médiane de l'ensemble des offsets pris au cours d'une nuit. J'ai choisi d'utiliser la médiane plutôt que la moyenne car son emploi permet également de supprimer les rayons cosmiques détectés par les capteurs de la CCD (Charge-Coupled Device). Le spectre d'un offset moyen est montré avec la Fig. I.11 (panneau supérieur).

3.2.2 Flat Field

Le flat field (FF) est un spectre en lumière blanche produit par une lampe au tungstène qui permet de caractériser la réponse instrumentale donnée par chaque pixel de la CCD. Comme précédemment, nous calculons un flat field moyen (FF_{moyen}) en utilisant la médiane. Le flat field normalisé (FF_{norm}) est alors obtenu en retranchant l'offset moyen ($offset_{moyen}$) au flat field moyen dont le résultat sera divisé par un lissage du flat field moyen (FF_{liss}) illustré par la courbe verte (Fig. I.11, panneau inférieur), comme décrit par l'équation I.2.

$$FF_{norm} = \frac{FF_{moyen} - offset_{moyen}}{FF_{liss}} \tag{I.2}$$

3.2.3 Lampes de calibration

Le spectre de la lampe de calibration au thorium-argon ($Th - Ar$) comporte une série de raies d'émission dont l'emplacement est bien connu (Fig. I.15). Son utilisation est décrite au § 3.4.1.

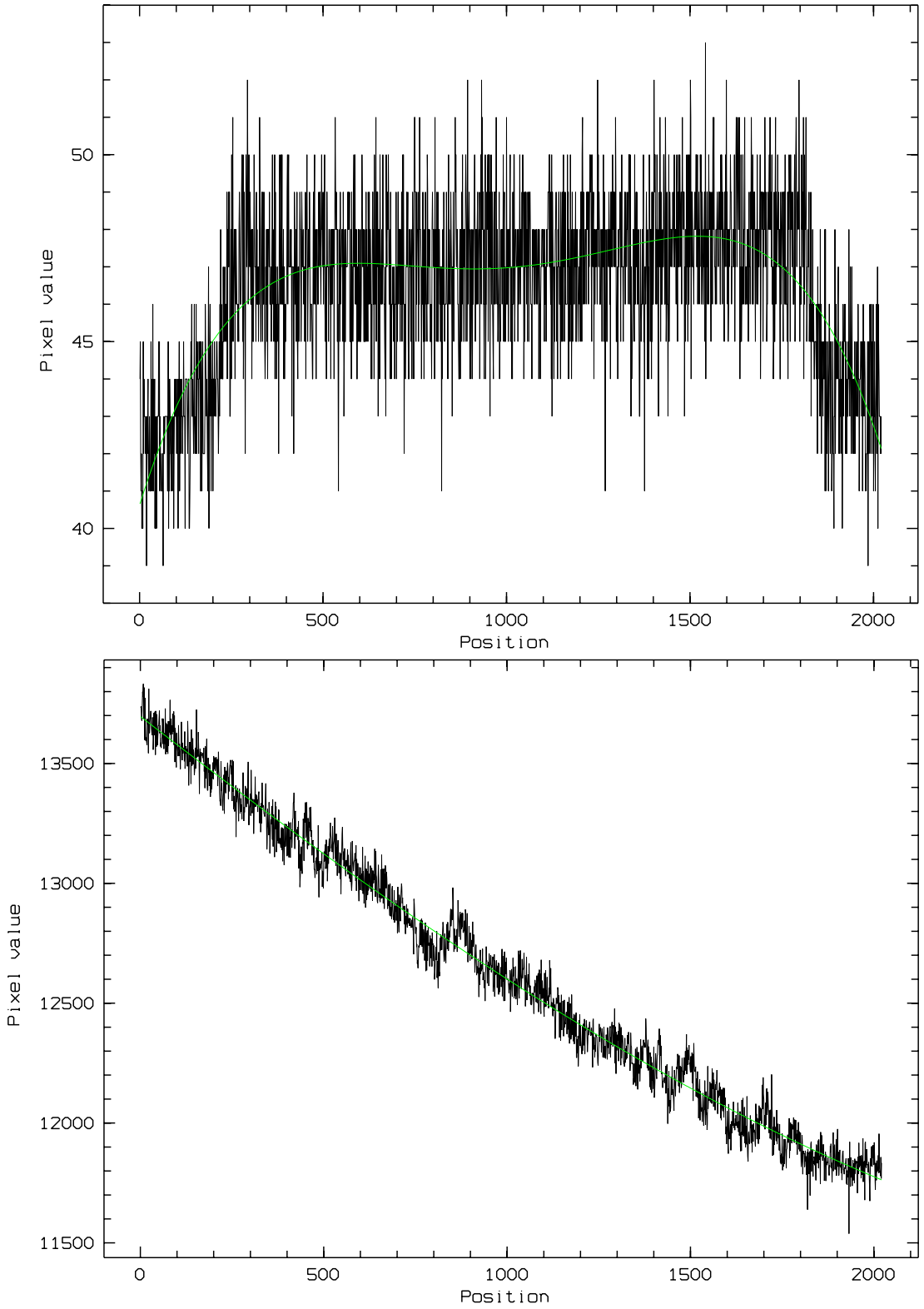


FIG. I.11 – Offset moyen *(panneau supérieur)* et ajustement du flat field *(panneau inférieur)*.

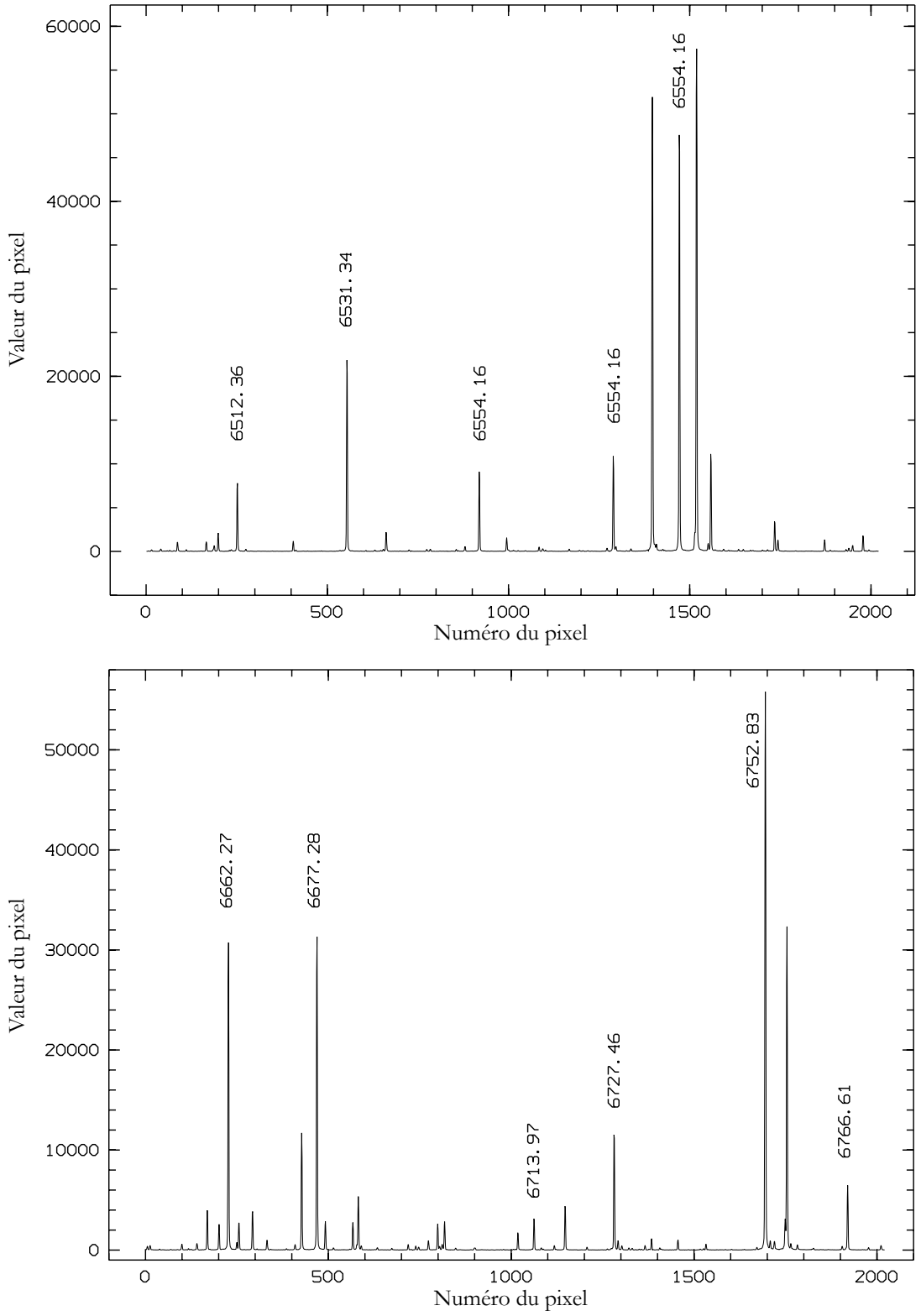


FIG. I.12 – Identification des raies utilisées lors de la calibration des spectres dans les régions spectrales centrées autour de la raie Hα *(en haut)* et de celle du lithium *(en bas)*. Toutes les longueurs d'onde indiqées sur la figure s'expriment en Å.

3.2.4 Spectres stellaires

Le dernier de ces catalogues est celui contenant tous les spectres des étoiles que nous allons réduire de toutes les sources *RasTyc* et de toutes les étoiles standards utilisées comme référence en vitesse radiale et/ou en vitesse de rotation.

3.3 Correction des spectres

Il est nécessaire, avant toute autre chose, de corriger nos spectres de différents effets qui sont introduits par l'instrumentation utilisée (p. ex., la CCD) et par les conditions observationnelles.

3.3.1 Suppression des effets instrumentaux

Comme on vient de l'expliquer, le rajout d'un signal électrique (offset) et la réponse instrumentale différente pour chaque pixel sont tous deux des effets indroduits par la CCD. Il est donc impératif de les corriger car ils sont présents sur l'ensemble des spectres acquis.

a Suppression de l'offset et de la réponse instrumentale

La méthode que l'on utilise consiste à soustraire l'offset moyen de chaque spectre puis de diviser ce rapport par le flat field normalisé, comme décrit par équation I.3.

$$spectre_{cor} = \frac{spectre_{obs} - offset_{moyen}}{FF_{norm}} \tag{I.3}$$

b Détection et suppression des pixels abimés

La caméra CCD peut avoir un ou plusieurs pixels endommagés ayant pour conséquence de sous-estimer la réponse du pixel quelle que soit l'impulsion. Si la réponse est constamment nulle, on parle alors de pixels "morts". La correction consiste simplement à remplacer la valeur du pixel par la moyenne des points qui l'encadrent.

3.3.2 Suppression des rayons cosmiques

Ces étapes accomplies, on dispose de spectres stellaires corrigés de l'offset et du flat field. Il faut maintenant corriger les spectres des rayons cosmiques. Voyons d'abord ce qu'est un rayon cosmique et, ensuite, quelle est la méthode utilisée pour les supprimer.

a Rayons cosmiques

La première mise en évidence du rayonnement cosmique a été faite par le physicien autrichien Hess (1912). Les rayons cosmiques sont des particules chargées électriquement (1 GeV à plusieurs GeV) qui se déplacent à très grande vitesse et qui proviennent du milieu interstellaire. Ce sont principalement des protons (85 %) et des noyaux d'hélium (14 %). Mais les sources émettant ces particules ne sont pas encore très bien connues. Au sol, ce ne sont pas les rayons cosmiques primaires que nous détectons sur les spectres, mais des rayons cosmiques secondaires résultant de l'impact des particules primaires venant de l'espace sur les atomes de la haute atmosphère. Il se forme typiquement des gerbes atmosphériques dont la découverte fut faite par un astronome français (Auger *et al.* 1939). Selon une hypothèse émise par le physicien italien Fermi (1949), ces particules pourraient être accélérées lors des explosions de supernovae avant d'arriver sur Terre. À l'heure actuelle, cette hypothèse n'est pas encore confirmée. Le Soleil émet aussi des particules hautement énergétique mais, généralement, leur énergie est très inférieure au GeV.

b Méthode de suppression des rayons cosmiques

Sur un spectre, les rayons cosmiques apparaissent comme des raies en émission, très fines (typiquement 2–3 pixels) et très intenses, avec cependant un profil différent de celui de l'instrument. Dans un premier temps, on détecte les raies dont la valeur du pixel est supérieure à la moyenne

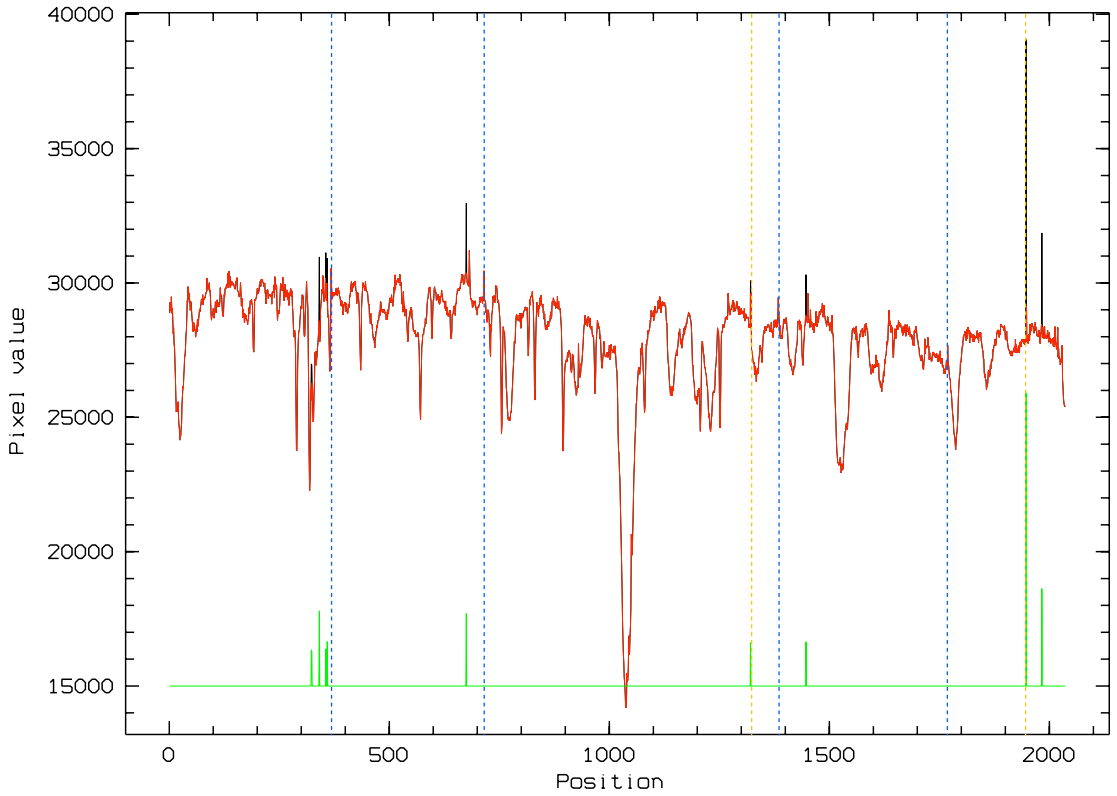


FIG. I.13 – Suppression des rayons cosmiques. Les spectres noir et rouge correspondent au spectre d'origine et celui traité, respectivement. La différence des deux spectres *(courbe verte)* représente l'ensemble des rayons cosmiques détectés. Les rayons cosmiques persistants ou non-détectés sont marqués par des lignes verticales oranges et bleues, respectivement.

locale d'un facteur de $5\,\sigma$ (Fig. I.13). Cette recherche ne concerne que les raies en émission car, à l'exception de la raie Hα, toutes les autres raies sont en absorption. Dès que les rayons cosmiques sont localisés, on peut procéder à leur suppression (étape par étape) en remplaçant l'amplitude du rayon cosmique par la moyenne des pixels voisins. Cette méthode est utilisée jusqu'à ce que tous les rayons cosmiques soient supprimés. Nous procédons de cette façon car le but est de corriger le spectre de ces rayons le plus efficacement possible tout **en conservant l'intégralité de celui de l'étoile**.

Lors du processus de réduction, une trace de la qualité de leur suppression est stockée. On peut visualiser un exemple de la suppression des rayons cosmiques (Fig. I.13) où les spectres noir et rouge correspondent au spectre d'origine et celui traité, respectivement. Quant à la courbe en vert, elle correspond à la différence des deux spectres et, par conséquent, représente l'ensemble des rayons cosmiques détectés. À la fin de ce travail, si certains persistent encore (lignes verticales de la Fig. I.13), une suppression manuelle est réalisée.

3.4 CALIBRATION ET NORMALISATION DES SPECTRES

3.4.1 Calibration

La calibration des spectres en longueur d'onde se fait par le biais d'une lampe de calibration au thorium-argon ($Th - Ar$). La longueur d'onde de chaque raie de son spectre est très bien connue (Fig. I.15). Pour le domaine spectral de Hα et celui du lithium, nous avons sélectionné respectivement 5 et 6 raies réparties sur la totalité des deux régions. Cette sélection nous permet d'obtenir une première solution de la relation de dispersion qui sera affinée en prenant en compte la totalité

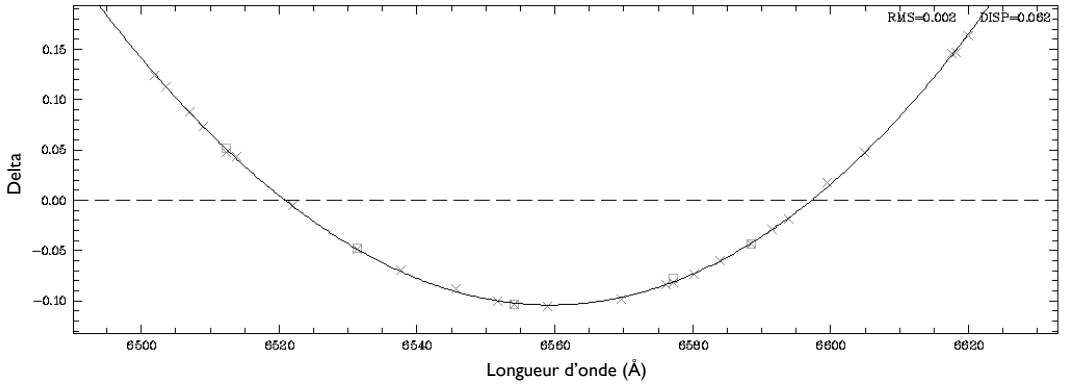


FIG. I.14 – Relation de dispersion obtenue où les carrés et les croix sont utilisés pour les raies sélectionnées et pour toutes les autres raies connues, respectivement.

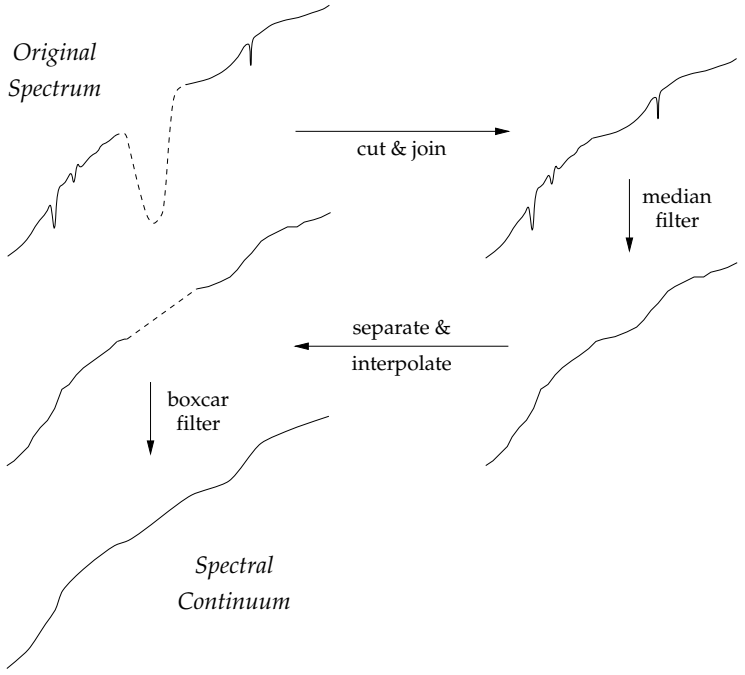


FIG. I.15 – Procédure de normalisation décrite par Bailer-Jones *et al.* (1998).

des raies (Fig. I.14). La précision théorique pour nos spectres, en nous basant sur la résolution spectrale ($R \sim 38\,000$), est de 0.03 Å ce qui équivaut en termes de vitesse radiale à une précision d'environ $1-1.5$ km s-1.

3.4.2 Normalisation

Pour pouvoir déterminer le continu d'une étoile, nous avons utilisé une procédure similaire à celle développée par Bailer-Jones (1996) et par Bailer-Jones *et al.* (1998) consistant à appliquer un filtre médian sur le spectre auquel on a préalablement enlevé les raies importantes et juxtaposé les parties restantes (Fig. I.15) puis à réintégrer les parties enlevées en les remplaçant par une interpolation linéaire. La raie Hα est l'unique exemple de raie importante que l'on doit "enlever" dans les deux régions spectrales étudiées. En raison de la nature même de la raie (présence des ailes), nous n'avons pas exactement suivi cette procédure mais nous interpolons directement cette raie par une droite et appliquons ensuite le filtre médian sur ce nouveau spectre.

Comme cette procédure n'a pas pu être utilisée à chaque fois, nous avons développé une autre

méthode utilisant les zones du spectre où l'on trouve peu de raies. En effet, les sources observées sont des étoiles tardives, par conséquent certaines régions sont dépourvues de raies et nous avons ainsi un accès direct au continu de l'étoile. Nous pouvons alors déterminer le continu en interpolant ces régions et en extrapolant linéairement le reste du spectre.

Mais la présence d'un très grand nombre de raies peut cependant mettre en échec ces deux procédures. Dans de telles circonstances, nous recourons à une méthode manuelle.

Nous déterminons le continu suivant l'une de ces trois procédures en privilégiant toutefois la première. Pour obtenir le spectre normalisé, nous divisons le spectre réel par le continu obtenu précédemment.

3.5 LES RAIES TELLURIQUES

3.5.1 Vérification de la calibration

Les raies telluriques sont dues à la présence de vapeur d'eau et de dioxygène dans l'atmosphère terrestre. Elles permettent, entre autre, de vérifier la qualité de notre calibration en longueur d'onde. En effet, leurs longueurs d'onde sont parfaitement connues et répertoriées dans l'ouvrage de Moore *et al.* (1966). Je compare les longueurs d'onde de trois de ces raies à celles mesurées à partir du spectre (Tab. I.2). Je constate que la différence entre ces deux séries de mesures est inférieure ou du même ordre de grandeur que la précision en longueur d'onde annoncée auparavant (§ 2.2.1) ce qui nous conforte sur la qualité de notre calibration.

TAB. I.2 – Comparaison entre les longueurs d'onde (en Å) théoriques et observées pour trois des raies telluriques de la région Hα.

Longueurs d'onde théoriques	Longueurs d'onde obtenues	Différence
6543.91	6543.92	0.01
6572.09	6572.09	0.00
6574.85	6574.88	0.03

3.5.2 Suppression des raies telluriques

Bien que ces raies sont très utiles pour vérifier la calibration, il est nécessaire de les supprimer car leur présence engendre un bruit supplémentaire dans la fonction de cross-corrélation utilisée par déterminer la vitesse radiale. Ceci est d'autant plus vrai car nous travaillons avec des spectres ayant une haute résolution spectrale. De plus, la présence de ces raies rend encore plus difficiles la détermination des paramètres stellaires dérivés de l'ajustement du spectre observé avec un autre de comparaison pour lequel nous les connaissons.

Cette opération est primordiale surtout dans la région centrée sur la raie Hα où la contamination par ce type de raie est très importante (notamment vers 6515 Å). Dans la région autour du lithium, les raies telluriques sont peu nombreuses et leurs intensités sont négligeables par rapport à celles des raies stellaires, donc nous n'avons pas jugé nécessaire de les supprimer dans ce cas.

Afin de supprimer les raies telluriques des spectres stellaires, j'ai créé un spectre synthétique de raies telluriques I.16). À parti de l'ouvrage de Moore *et al.* (1966), j'ai créé un tableau répertoriant la longueur d'onde des raies telluriques ainsi que leurs largeurs réduites ($\Delta\lambda/\lambda$) dans la région $6490 - 6620$ Å. Après avoir divisé par la largeur réduite la plus importante, on obtient la largeur relative de chaque raie ce qui me permet de connaître l'influence relative de chacune des

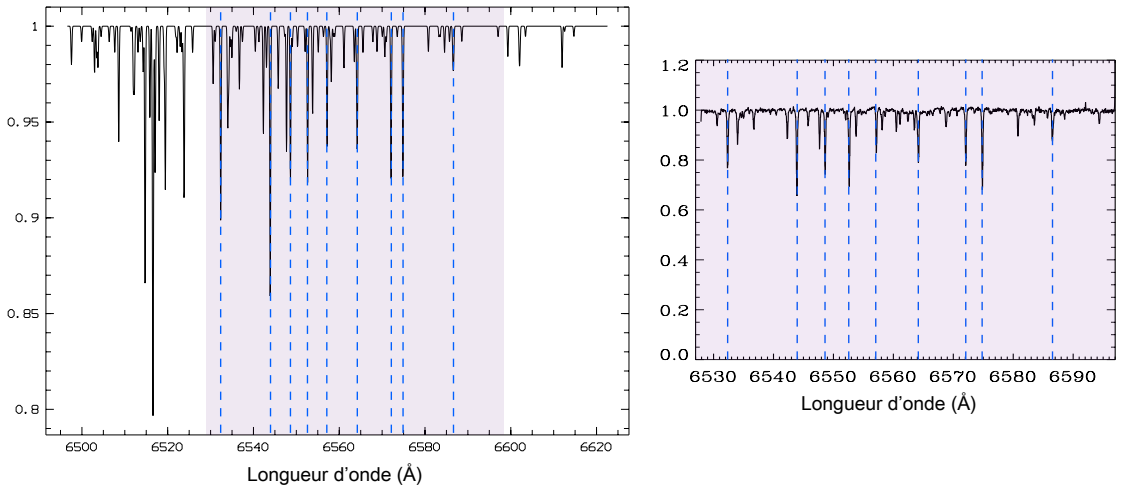


FIG. I.16 – Spectre "synthétique" des raies telluriques utilisé comme modèle dans la région Hα *(à gauche)* à comparer au modèle *(à droite)* publié par Frasca *et al.* (2000) obtenu par la division du spectre observé par celui ajusté. J'ai indiqué le positionnement des raies telluriques les plus importantes *(ligne bleue en tirets)* dans la région commune aux deux spectres *(en violet)*.

raies. Le spectre synthétique de ces raies s'obtient alors en convoluant leurs largeurs relatives avec une gaussienne dont l'écart type Σ s'exprime en pixels et est obtenu à partir de la largeur à mi-hauteur (FWHM) du profil instrumental dérivée des lampes de calibration (Eq. I.4).

$$\Sigma = \frac{\sigma * nbp}{tdl} \quad \text{avec} \quad \sigma = \frac{FWHM}{2\sqrt{2\,ln2}} \tag{I.4}$$

Dans cette équation, les paramètre nbp et tdl correspondent respectivement au nombre de points présents dans la table et à la taille du domaine de longueur d'onde couvert par cette table. Ces valeurs sont respectivement $15\,300$ points et 152.99 Å. Le paramètre σ correspond à l'écart type de la gaussienne donné en Å.

Pour corriger le spectre stellaire de la contamination par les raies telluriques, j'utilise deux spectres synthétiques normalisés par rapport à deux des raies les plus intenses. J'ai procédé de cette façon car la raie la plus intense se trouve parmi un grand nombre de raies telluriques vers 6515 Å. L'adaptation de ces deux modèles à nos observations nécessite la reproduction de l'intensité des raies telluriques prises comme références. Pour cela, je détermine leurs intensités sur le spectre et je multiplie les différents modèles par la valeur de l'intensité en fonction de la raie de référence. Puis en divisant le spectre par chacun des deux modèles, j'obtiens deux spectres corrigés. Je sélectionne celui qui donne le meilleur résultat en comparant le résultat obtenu pour l'ensemble du spectre. Une étoile A et un rotateur rapide à fort signal sur bruit (supérieur à 200) ont été utilisés pour montrer la suppression de ces raies de leurs spectres (Fig. I.17).

4 Catalogue des sources *RasTyc*

Afin de rendre public l'ensemble des résultats dérivés de cet échantillon, nous sommes actuellement en train de créer le catalogue des sources *RasTyc* contenant les principaux paramètres des catalogues TYCHO et RASS. Cependant, certains paramètres apparaissent dans plusieurs catalogues. En effet, la détermination des mouvements propres (μ_α et μ_δ) provient des catalogues TYCHO-1 (ESA 1997) et TYCHO-2 (Høg *et al.* 2000). Finalement, seule la seconde apparaîtra dans notre catalogue car la précision de cette mesure est plus fiable.

Nous avons aussi recherché pour toutes les sources *RasTyc* la contrepartie infra-rouge pré-

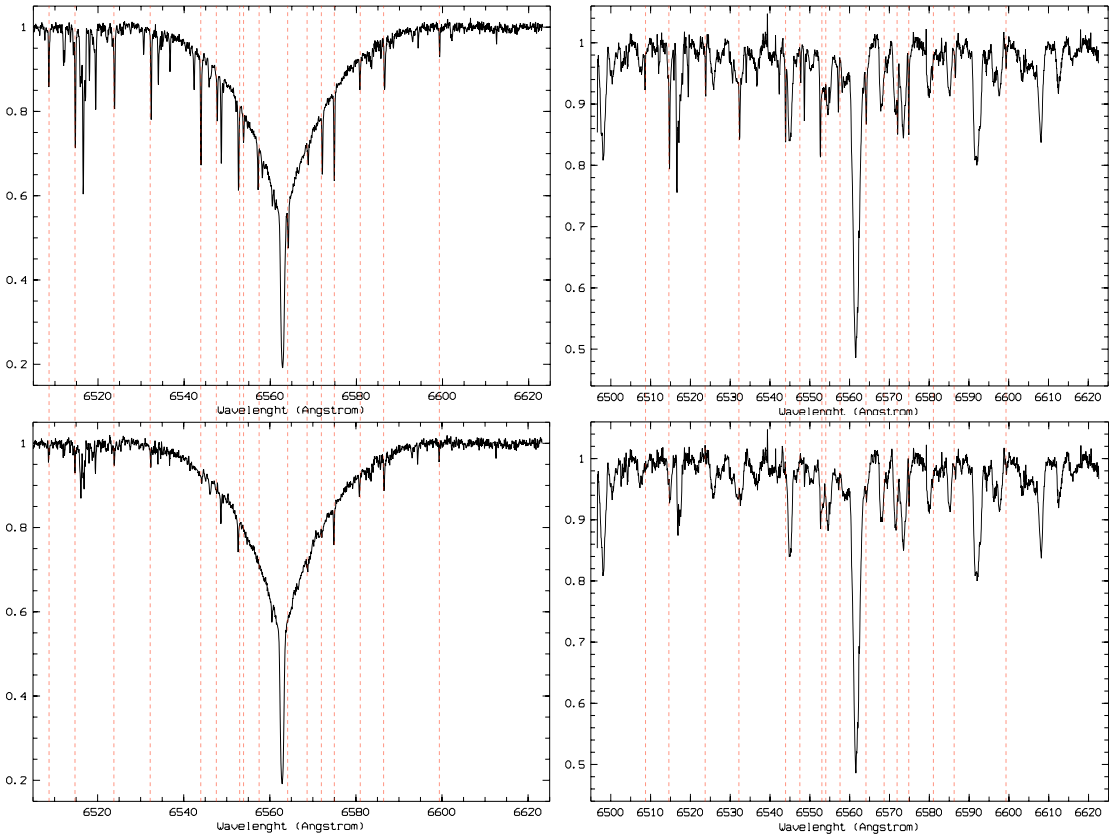


FIG. I.17 – Suppression des raies telluriques (Figure non définitive).

sente dans le catalogue 2MASS (Cutri *et al.* 2003) à partir de VIZIER[10]. Pour récupérer toutes les informations provenant de la base de données SIMBAD[11], nous avons utilisé le mode script sur le site internet de cette base à partir du nom de la source. Tout ceci nous a permis de connaître les propriétés multi-longeur d'onde de nos sources. Certes la grande majorité de ce travail peut être fait directement à partir de SIMBAD, à l'exception des sources TYCHO ne figurant pas dans cette base car aucune contrepartie de ces sources n'était connue lorsque le catalogue TYCHO a été intégré dans SIMBAD. Finalement, ce catalogue contiendra toutes les propriétés spectroscopiques dérivées de ce travail (Chapitre II) ainsi que les propriétés cinématiques (Chapitre III).

Pour le moment, cette table existe sous un format ASCII et une procédure IDL a été mise en place pour la lire automatiquement et la mettre à jour dès que l'analyse des sources de l'échantillon FAIBLE sera finie. Tous ces paramètres sont listés dans la Table I.3. Concernant la parallaxe trigonométrique (π) et les mouvements propres, nous avons également trouvé d'autres mesures provenant de Kharchenko (2001) et Kharchenko *et al.* (2007*a*,*b*). La valeur finalement utilisée lors des calculs est la mesure la plus précise, privilégiant toutefois la parallaxe du catalogue HIPPARCOS et le mouvement propre du catalogue TYCHO-2 en cas de précision comparable.

En utilisant le concept de SAADA[12], nous pouvons incorporer l'ensemble des données analysées (spectres en format fits, etc...) à ce catalogue.

[10] Base de données de l'Observatoire de Strasbourg : `http ://webviz.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR`

[11] Base de données de l'Observatoire de Strasbourg : `http ://simbad.u-strasbg.fr/simbad/`

[12] Générateur de bases de données développé à l'Observatoire de Strasbourg : `http ://amwdb.u-strasbg.fr/saada/`

TAB. I.3 – Paramètres de la future base de données des sources *RasTyc*

RASS	TYCHO	2MASS	SIMBAD	HIPPARCOS	Notre étude
α_X	α_T	J	Identifiants	π	VR
δ_X	δ_T	H	l	H_p	$v \sin i$
PSPC Count	V_T	K_S	b		T_{eff}
HR1	B_T		U		$\log g$
HR2	μ_α		B		[Fe/H]
	μ_δ		V		EW(Li)
	π		R		log N(Li)
			J		$W^{em}_{H\alpha}$
			H		L(Hα)
			K_S		Multiplicité
			Références		U,V,W

5 Conclusions

Dans ce chapitre, nous venons de présenter les échantillons *RasTyc* et *RasHip* qui sont les résultats de la corrélation de la position des sources du RASS avec les catalogues TYCHO et HIPPARCOS. Ils comptent respectivement $8\,593$ et $4\,422$ étoiles réparties sur l'ensemble de la voûte céleste. Nous avons mené, pour près d'un millier de sources *RasTyc* sélectionnées, une importante campagne d'observations sur différents télescopes européens (de la classe des 1 à 4 mètres) entre septembre 2000 et juillet 2008.

L'une de nos demandes de temps a notamment été choisie comme programme majeur sur le télescope OHP T152 (d'octobre 2001 à août 2005) et contribue à environ $85\,\%$ de la totalité des nuits obtenues et des spectres acquis. Afin d'homogénéiser la réduction de ce grand ensemble de spectres obtenus avec cet instrument, nous avons développé une procédure automatique permettant de corriger les spectres acquis des biais instrumentaux, de les calibrer en longueur d'onde et de les normaliser (en s'inspirant de la procédure de Bailer-Jones *et al.* 1998). Finalement, nous avons supprimé les raies telluriques en les modélisant à l'aide d'un spectre "synthétique" et en utilisant la méthode décrite par Frasca *et al.* (2000).



Références

AUGER, P., MAZE, R., EHRENFEST, P. & FREON, A., 1939 ; *Les grandes gerbes de rayons cosmiques*. URL http://hal.archives-ouvertes.fr/jpa-00233636/en/

BAILER-JONES, C. A. L., IRWIN, M. & VON HIPPEL, T., 1998 ; *Semi-automated extraction of digital objective prism spectra*. MNRAS, **298**, 1061

BAILER-JONES, C. L. A., 1996 ; *Neural Network Classification of Stellar Spectra*. Thèse de doctorat, Institut of Astronomy and Emmanuel College Cambridge

BARANNE, A., QUELOZ, D., MAYOR, M., ADRIANZYK, G., KNISPEL, G., KOHLER, D., LACROIX, D., MEUNIER, J.-P., RIMBAUD, G. & VIN, A., 1996 ; *ELODIE : A spectrograph for accurate radial velocity measurements.* A&AS, **119**, 373

CUTRI, R. M., SKRUTSKIE, M. F., VAN DYK, S., BEICHMAN, C. A., CARPENTER, J. M., CHESTER, T., CAMBRESY, L., EVANS, T., FOWLER, J., GIZIS, J., HOWARD, E., HUCHRA, J., JARRETT, T., KOPAN, E. L., KIRKPATRICK, J. D., LIGHT, R. M., MARSH, K. A., MCCALLON, H., SCHNEIDER, S., STIENING, R., SYKES, M., WEINBERG, M., WHEATON, W. A., WHEELOCK, S. & ZACARIAS, N., 2003 ; *2MASS All Sky Catalog of point sources.* The IRSA 2MASS All-Sky Point Source Catalog, NASA/IPAC Infrared Science Archive. URL http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/Gator/

EGRET, D. & FABRICIUS, C., 1997 ; *The TYCHO Catalogue : Stellar Content*. Dans *Hipparcos - Venice '97*, R. M. Bonnet, E. Høg, P. L. Bernacca, L. Emiliani, A. Blaauw, C. Turon, J. Kovalevsky, L. Lindegren, H. Hassan, M. Bouffard, B. Strim, D. Heger, M. A. C. Perryman & L. Woltjer, réds., tm. 402 de *ESA Special Publication*

ESA, 1997 ; *The Hipparcos and Tycho Catalogues*. ESA SP-1200. URL www.rssd.esa.int/index.php?project=HIPPARCOS&page=Overview.

FERMI, E., 1949 ; *Nuclear Physics*. University Of Chicago Press

FRASCA, A., FREIRE FERRERO, R., MARILLI, E. & CATALANO, S., 2000 ; *Spots and plages on a young main-sequence solar-type star : HD 206860*. A&A, **364**, 179

FRASCA, A., GUILLOUT, P., MARILLI, E., FREIRE FERRERO, R., BIAZZO, K. & KLUTSCH, A., 2006 ; *Newly discovered active binaries in the RasTyc sample of stellar X-ray sources. I. Orbital and physical parameters of six new binaries.* A&A, **454**, 301

GILLET, D., BURNAGE, R., KOHLER, D., LACROIX, D., ADRIANZYK, G., BAIETTO, J. C., BERGER, J. P., GOILLANDEAU, M., GUILLAUME, C., JOLY, C., MEUNIER, J. P., RIMBAUD, G. & VIN, A., 1994 ; *AURELIE : the high resolution spectrometer of the Haute-Provence Observatory.* A&AS, **108**, 181

GUILLOUT, P., 1996 ; *Étude du contenu stellaire des cartographies en rayons X*. Thèse de doctorat, Université Louis Pasteur, Strasbourg I (France)

GUILLOUT, P., HAYWOOD, M., MOTCH, C. & ROBIN, A. C., 1996 ; *The stellar content of soft X-ray surveys. I. An age dependent numerical model.* A&A, **316**, 89

GUILLOUT, P., SCHMITT, J. H. M. M., EGRET, D., VOGES, W., MOTCH, C. & STERZIK, M. F., 1999 ; *The stellar content of soft X-ray surveys. II. Cross-correlation of the ROSAT All-Sky Survey with the Tycho and Hipparcos catalogs*. A&A, **351**, 1003

HARMANEC, P., 1998 ; *A reliable transformation of HIPPARCOS H_p magnitudes into Johnson V and B magnitudes*. A&A, **335**, 173

HESS, V., 1912 ; *Uber Beobachtungen der durchdringenden Strahlung bei sieben Freiballonfahrten*. Physikalische Zeitschrift, **13**, 1084

HØG, E., 1997 ; *The TYCHO Catalogue : Astrometry and Photometry*. Dans *Hipparcos - Venice '97*, tm. 402 de *ESA Special Publication*

HØG, E., BÄSSGEN, G., BASTIAN, U., EGRET, D., FABRICIUS, C., GROSSMANN, V., HALBWACHS, J. L., MAKAROV, V. V., PERRYMAN, M. A. C., SCHWEKENDIEK, P., WAGNER, K. & WICENEC, A., 1997 ; *The TYCHO Catalogue*. A&A, **323**, L57

HØG, E., FABRICIUS, C., MAKAROV, V. V., URBAN, S., CORBIN, T., WYCOFF, G., BASTIAN, U., SCHWEKENDIEK, P. & WICENEC, A., 2000 ; *The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars*. A&A, **355**, L27

KHARCHENKO, N. V., 2001 ; *All-sky compiled catalogue of 2.5 million stars*. Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel, **17**, 409

KHARCHENKO, N. V., SCHOLZ, R.-D., PISKUNOV, A. E., ROESER, S. & SCHILBACH, E., 2007*a* ; *ASCC-2.5 supplement (Kharchenko+, 2007)*. VizieR On-line Data Catalog : J/other/AN/328.889. Originally published in : 2007AN....328..889K, **10**, 32801

KHARCHENKO, N. V., SCHOLZ, R.-D., PISKUNOV, A. E., RÖSER, S. & SCHILBACH, E., 2007*b* ; *Astrophysical supplements to the ASCC-2.5 : Ia. Radial velocities of*
55000 stars and mean radial velocities of 516 Galactic open clusters and associations. Astronomische Nachrichten, **328**, 889

KLUTSCH, A., FRASCA, A., GUILLOUT, P., FREIRE FERRERO, R., MARILLI, E., MIGNEMI, G. & BIAZZO, K., 2008 ; *New triple systems in the RasTyc sample of stellar X-ray sources*. A&A, **490**, 737

LANDOLT, A. U., 1992 ; *UBVRI photometric standard stars in the magnitude range 11.5-16.0 around the celestial equator*. AJ, **104**, 340

LO PRESTI, C. & MARILLI, E., 1993 ; *PHOT. Photometrical Data Reduction Package*. Internal report of Catania Astrophysical Observatory, **N. 2/1993**

MARTIN, E. L. & CLARET, A., 1996 ; *Stellar models with rotation : an exploratory application to pre-main sequence Lithium Depletion.* A&A, **306**, 408

MOORE, C. E., MINNAERT, M. G. J. & HOUTGAST, J., 1966 ; *The solar spectrum 2935 A to 8770 A*. National Bureau of Standards Monograph, Washington : US Government Printing Office (USGPO), 1966

MOTCH, C., GUILLOUT, P., HABERL, F., PAKULL, M. W., PIETSCH, W. & REINSCH, K., 1997 ; *The ROSAT Galactic Plane Survey : Analysis of a low latitude sample area in Cygnus*. A&AS, **122**, 201

PFEFFERMANN, E. & BRIEL, U. G., 1986 ; *Performance of the position sensitive proportional counter of the ROSAT telescope*. Dans *X-ray instrumentation in astronomy ; Proceedings of the Meeting, Cannes, France, December 2-4, 1985 (A87-19722 07-35). Bellingham, WA, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers, 1986, p. 208-212.*, J. L. Culhane, réd., tm. 597 de *Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference*

SCIORTINO, S., FAVATA, F. & MICELA, G., 1995 ; *The stellar coronal component of the Galaxy. II. an analysis of the stellar content of the Einstein Extended Medium Sensitivity Survey.* A&A, **296**, 370

SOUBIRAN, C., KATZ, D. & CAYREL, R., 1998 ; *Online determination of stellar atmospheric parameters T_eff, log g, [Fe/H] from ELODIE echelle spectra. II. The library of F5 to K7 stars*. A&AS, **133**, 221

STRASSMEIER, K., WASHUETTL, A., GRANZER, T., SCHECK, M. & WEBER, M., 2000 ; *The Vienna-KPNO search for Doppler-imaging candidate stars. I. A catalog of stellar-activity indicators for 1058 late-type Hipparcos stars*. A&AS, **142**, 275

TRUEMPER, J., 1982 ; *The ROSAT mission*. Advances in Space Research, **2**, 241

TURON, C., CRÉZÉ, M., EGRET, D., GÓMEZ, A. E., GRENON, M., JAHREISS, H., RÉQUIÈME, Y., ARGUE, A. N., BEC-BORSENBERGER, A., DOMMANGET, J., MENNESSIER, M. O., ARENOU, F., CHARETON, M., CRIFO, F., MERMILLIOD, J. C., MORIN, D., NICOLET, B., NYS, O., PRÉVOT, L., ROUSSEAU, M., PERRYMAN, M. A. C., ET AL., TURON, C., CRÉZÉ, M., EGRET, D., GÓMEZ, A. E., GRENON, M., JAHREISS, H., RÉQUIÈME, Y., ARGUE, A. N., BEC-BORSENBERGER, A., DOMMANGET, J., MENNESSIER, M. O., ARENOU, F., CHARETON, M., CRIFO, F., MERMILLIOD, J. C., MORIN, D., NICOLET, B., NYS, O., PRÉVOT, L., ROUSSEAU, M., PERRYMAN, M. A. C. & ET AL. (réds.), 1992 ; *The HIPPARCOS input catalogue*, tm. 1136 de *ESA Special Publication*. (ESA SP-1136)

VOGES, W., 1992 ; *The ROSAT all-sky X ray survey*. Rap. tech.

VOGES, W., ASCHENBACH, B., BOLLER, T., BRAEUNINGER, H., BRIEL, U., BURKERT, W., DENNERL, K., ENGLHAUSER, J., GRUBER, R., HABERL, F., HARTNER, G., HASINGER, G., KUERSTER, M., PFEFFERMANN, E., PIETSCH, W., PREDEHL, P., ROSSO, C., SCHMITT, J. H. M. M., TRUEMPER, J. & ZIMMERMANN, H. U., 1999*a* ; *ROSAT All-Sky Bright Source Catalogue (1RXS) (Voges+ 1999)*. VizieR Online Data Catalog, **9010**, 0

VOGES, W., ASCHENBACH, B., BOLLER, T., BRAUNINGER, H., BRIEL, U., BURKERT, W., DENNERL, K., ENGLHAUSER, J., GRUBER, R., HABERL, F., HARTNER, G., HASINGER, G., KURSTER, M., PFEFFERMANN, E., PIETSCH, W., PREDEHL, P., ROSSO, C., SCHMITT, J. H. M. M., TRUMPER, J. & ZIMMERMANN, H.-U., 1996 ; *ROSAT All-Sky Survey Bright Source Catalogue*. , **6420**, 2

VOGES, W., ASCHENBACH, B., BOLLER, T., BRÄUNINGER, H., BRIEL, U., BURKERT, W., DENNERL, K., ENGLHAUSER, J., GRUBER, R., HABERL, F., HARTNER, G., HASINGER, G., KÜRSTER, M., PFEFFERMANN, E., PIETSCH, W., PREDEHL, P., ROSSO, C., SCHMITT, J. H. M. M., TRÜMPER, J. & ZIMMERMANN, H. U., 1999*b* ; *The ROSAT all-sky survey bright source catalogue*. A&A, **349**, 389

VOGES, W., ASCHENBACH, B., BOLLER, T., BRAUNINGER, H., BRIEL, U., BURKERT, W., DENNERL, K., ENGLHAUSER, J., GRUBER, R., HABERL, F., HARTNER, G., HASINGER, G., PFEFFERMANN, E., PIETSCH, W., PREDEHL, P., SCHMITT, J., TRUMPER, J. & ZIMMERMANN, U., 2000*a* ; *Rosat All-Sky Survey Faint Source Catalogue*. , **7432**, 3

—, 2000*b* ; *ROSAT All-Sky Survey Faint Source Catalog (Voges+ 2000)*. VizieR Online Data Catalog, **9029**, 0

Chapitre II

Propriétés stellaires

Sommaire

1 **Méthodes d'analyse** 43
2 **Détermination des paramètres spectroscopiques** 49
3 **Résultats et discussion** 60
4 **Conclusions** 75
Références 76

Une fois la réduction avec le logiciel MIDAS finie, on obtient des spectres calibrés, normalisés et corrigés des raies telluriques ainsi que des rayons cosmiques. À partir de maintenant, nous travaillons sur les spectres associés à une étoile donnée (acquis au cours de différentes nuits d'observations) et non à une nuit donnée.

Comme précemment, dans un soucis de simplification et d'homogénéisation de l'analyse, la procédure automatique "CC_Synth_Obs" (Fig. II.1) a été développée et programmée en utilisant le langage IDL[1]. Elle est basée sur une approche synthétique (§ 1.1) et sur la méthode de corrélation croisée (§ 1.2) permettant de déterminer la plupart des paramètres stellaires des sources *RasTyc* dont la vitesse radiale et la vitesse de rotation projetée (§ 2.1 – 2.4). À la fin de ce travail, une fiche récapitulant l'ensemble des résultats obtenus est générée automatiquement (§ 2.5).

1 Méthodes d'analyse

1.1 Spectres synthétiques

1.1.1 "Création" de ces spectres

Les spectres synthétiques utilisés ont été générés à partir des modèles[2] d'atmosphère calculés par Kurucz et ses collaborateurs (Kurucz 1979, 1993, Castelli & Kurucz 2004, 2006). La totalité de ces modèles est contenue dans 8 fichiers correspondant chacun à une métalicité différente. L'application d'un script PERL sur ces fichiers m'a permis d'en extraire près de 3 800 modèles. Cependant, nos sources étant des étoiles tardives, nous pouvons nous limiter à 1 360 modèles différents (Table II.1). À partir de chacun d'eux, nous avons généré le spectre synthétique en utilisant le code SPECTRUM[3]. Ils ont été calculés en convoluant chaque modèle d'atmosphère avec une gaussienne correspondant au **profil instrumental**. La largeur à mi-hauteur de ce profil est déduite de celle dérivée du profil des raies en émission dans les spectres des lampes de calibration. Ceci nous permet donc de générer des spectres synthétiques dont la résolution spectrale correspond à celle de nos observations.

[1] IDL est l'acronyme pour "Interactive Data Language" et est développé et maintenu par ITT Corporation.

[2] http ://kurucz.harvard.edu/grids.html

[3] http ://www.phys.appstate.edu/spectrum/spectrum.html

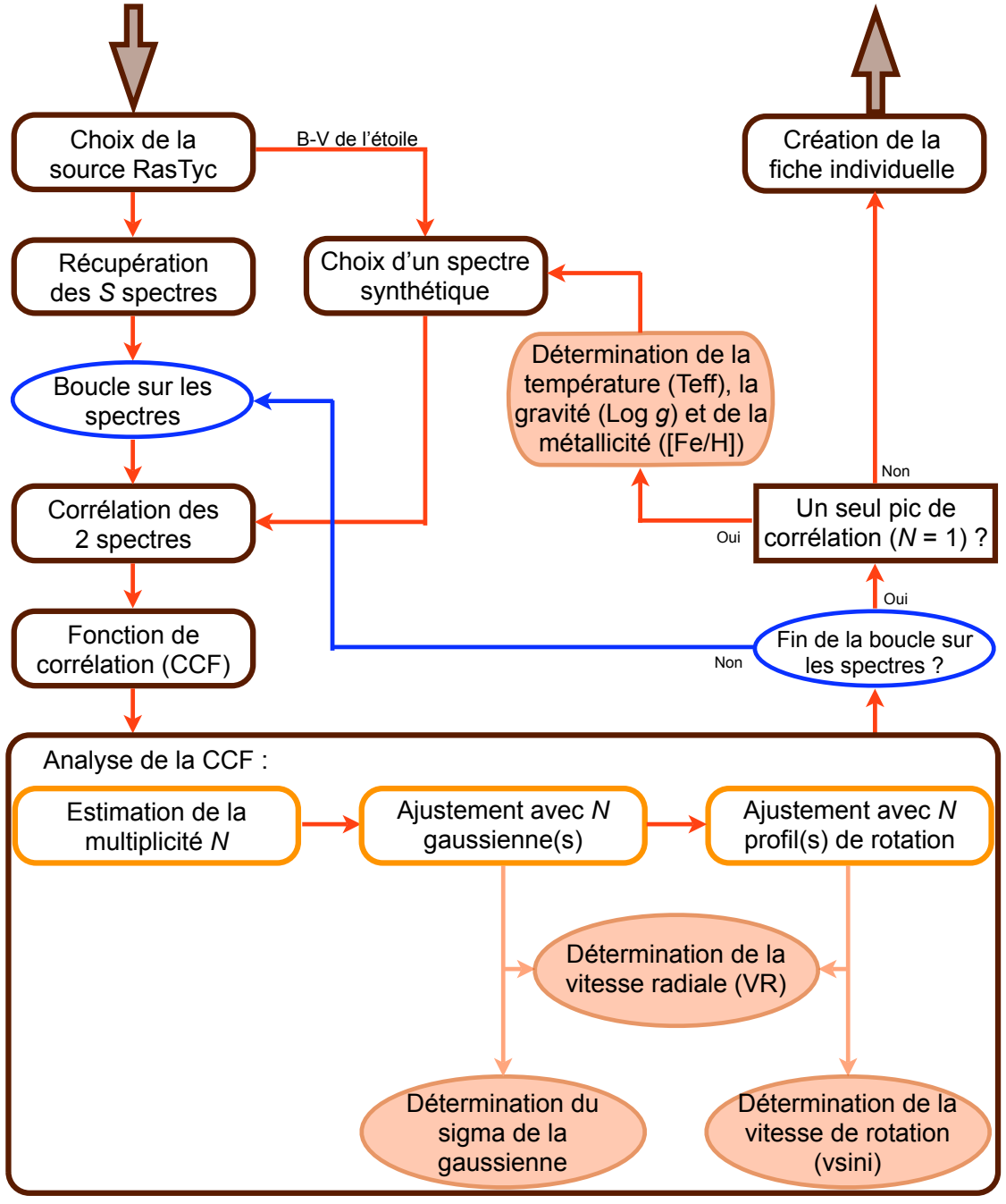


FIG. II.1 – Schéma illustrant les différentes étapes de la procédure utilisée pour analyser les spectres d'une source *RasTyc* donnée afin d'extraire un maximum d'informations sur ses paramètres sellaires.

TAB. II.1 – Grille des spectres synthétiques utilisés. La température effective et la gravité de surface sont comprises respectivement entre $3\,500 - 7\,250$ K et $0.0 - 5.0$. Pour une température effective et une gravité de surface données, nous disposons de 8 métallicités différentes entre -2.5 et 0.5.

Température effective (K)	Gravité ($\log g$) 0.0	0.5	1.0	1.5	2.0	2.5	3.0	3.5	4.0	4.5	5.0	Nombre de modèles
3 500	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	88
3 750	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	88
4 000	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	88
4 250	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	88
4 500	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	88
4 750	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	88
5 000	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	88
5 250	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	88
5 500	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	88
5 750	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	88
6 000		X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	80
6 250		X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	80
6 500		X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	80
6 750		X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	80
7 000		X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	80
7 250		X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	80

1.1.2 Détermination du spectre synthétique à utiliser

Pour sélectionner le spectre synthétique adéquat à chaque source *RasTyc*, je suis parti des seules données en relation avec le type spectral des sources : la photométrie TYCHO (B_T et V_T) connue avec une bonne précision. J'ai utilisé les relations permettant de passer de ces données photométriques à celles de Johnson (Eq. I.1). À partir de l'indice de couleur $B-V$, j'ai pu contraindre le choix du spectre synthétique pour qu'il ait un type spectral proche de celui de l'étoile étudiée. En me basant sur les tables de calibration de Cox (2000), j'ai pu relier cet indice à la température effective ($T_{\rm eff}$). **Dans un premier temps**, je n'utilise que les spectres des étoiles naines et de métallicité solaire car je n'ai pas, à ce stade, la possibilité de contraindre ces deux paramètres. Ce sont précisément ces paramètres qui caractérisent les modèles d'atmosphère de Kurucz. Pour simplifier encore cette recherche, j'ai décidé d'utiliser une grille restreinte composée de 9 spectres synthétiques correspondant aux types spectraux suivants : F0 V, F5 V, G0 V, G5 V, K0 V, K2 V, K5 V, M0 V et M5 V.

Une autre méthode aurait consisté à rechercher le meilleur spectre synthétique parmi la grille de $1\,360$ modèles d'atmosphères (Kurucz). Mais cela aurait demandé un énorme travail en termes de temps de calcul et de temps d'analyse de toutes les fonctions de corrélation.

À la fin de l'analyse de la fonction de corrélation (cf., § 2), nous déterminons à nouveau le spectre synthétique à utiliser, mais uniquement pour les étoiles dont la fonction de corrélation ne met en évidence qu'un seul pic significatif. Pour ces dernières, nous avons utilisé le code ROTFIT (§ 2.2 pour une description plus détaillée), développé par Frasca *et al.* (2003, 2006), pour déterminer les paramètres astrophysiques ($T_{\rm eff}$, $\log g$, [Fe/H] et $v \sin i$). Ceci nous permet de sélectionner le spectre synthétique dont les propriétés stellaires se rapprochent le plus des paramètres astrophysiques de la source étudiée (Fig. II.1). À partir de cette nouvelle sélection, **nous analysons une seconde fois la fonction de corrélation** afin d'obtenir les différents paramètres des étoiles

analysées **avec une meilleure précision**.

1.2 MÉTHODE DES CORRÉLATIONS CROISÉES

Nous utilisons une méthode de corrélation croisée pour déterminer la vitesse radiale ainsi que la vitesse de rotation projetée de nos étoiles. Cette méthode consiste à comparer les spectres acquis avec un spectre synthétique servant de référence (§ 1.1 de ce chapitre). En déplaçant le spectre synthétique par rapport à celui observé, on calcule la convolution des 2 spectres à chaque déplacement obtenant ainsi la fonction de corrélation (CCF – Fig. II.2). Le pic de corrélation correspond alors au décalage où les spectres sont le plus ressemblant. Mais au préalable, il est important de décrire les fonctions utilisées pour l'ajustement de la CCF et d'améliorer la qualité de cette dernière par l'application de masques sur certaines raies importantes.

1.2.1 Profils d'ajustement des fonctions de corrélation

Comme la grande majorité des chercheurs analysant la CCF, nous avons utilisé un profil gaussien pour l'ajuster (Fig. II.2, boîte centrale). Cependant, nous nous sommes rendu compte que la forme de ce profil ajuste parfaitement celle des CCF pour les rotateurs lents ($v \sin i \lesssim 20\,\mathrm{km\ s^{-1}}$), mais le pic de corrélation a une forme qui diffèrent nettement du profil gaussien lorsque l'étoile a une vitesse de rotation importante ($v \sin i \gtrsim 40\,\mathrm{km\ s^{-1}}$). Dans ce cas, nous avons utilisé le profil servant à introduire les effets de la rotation dans les spectres synthétiques (appelé "profil de rotation" par la suite) afin qu'ils reproduisent les spectres stellaires. L'équation du profil de rotation a été dérivée du code *AVSINI* associé à SPECTRUM. Nous avons constaté que ce dernier ajuste la CCF des rotateurs rapides avec une grande précision, contrairement à celle des rotateurs faibles (Fig. II.2, boîte inférieure).

Le profil gaussien et le profil de rotation sont donc complémentaires et leurs utilisations permettent un ajustement très efficace de l'ensemble des CCF obtenues au cours de notre étude. La vitesse de rotation limite pour laquelle l'ajustement obtenu avec le profil gaussien est moins bon que celui réalisé avec le profil de rotation est de $25 - 35\,\mathrm{km\ s^{-1}}$ (dépendant du type spectrale de l'étoile et du domaine de longueur d'onde considéré).

1.2.2 Application de masque sur certaines raies stellaires

Lors de l'application de la méthode de corrélation croisée, nous avons remarqué que toutes les raies n'ont pas la même influence dans la CCF. Suite à cela, j'ai décidé d'identifier ces raies et de leur appliquer un masque afin quelles n'influencent pas le résultat final de la corrélation. Pour chacun des modèles, j'ai déterminé la taille du masque à utiliser pour les différentes raies afin d'avoir un bon compromis entre la qualité de la forme du pic de corrélation et le bruit de la CCF.

Par exemple, la présence de la raie Hα dans le spectre entraine un élargissement du pic de la fonction de corrélation dû notamment aux ailes de cette raie (Fig. II.3). De plus, les étoiles tardives sont en général des étoiles actives (comme le Soleil) ce qui influe la forme de cette raie. En effet, la profondeur en son cœur est moins importante pour les étoiles faiblement actives tandis que la raie Hα apparaît en émission pour celles fortement actives. L'inconvénient majeur du masque sur Hα est qu'on réduit le domaine de longueur d'onde sur lequel on applique la méthode de corrélation pouvant aller jusqu'à la moitié du domaine spectral pour les étoiles les plus chaudes de notre échantillon. Donc l'usage d'un tel masque implique une réduction de l'effet des ailes de cette raie ainsi qu'une augmentation du bruit de la CCF. Cependant, la nouvelle forme du pic (sans aile) permet d'avoir une détermination de la vitesse de rotation avec une précision nettement accrue.

La seconde raie pour laquelle un masque est prévu est celle du lithium (Li I λ6707.8 Å). Cette raie est plus profonde dans les spectres synthétiques d'étoiles M que les autres raies. Or cet élément est rapidement brûlé dans la zone convective quand la température atteint quelques millions de degrés ce qui implique que son abondance diminue rapidement. Par conséquent, ce masque réduit la sensibilité de la CCF à cette raie et n'engendre pas de bruit supplémentaire dans la CCF car la raie n'est pas très large.

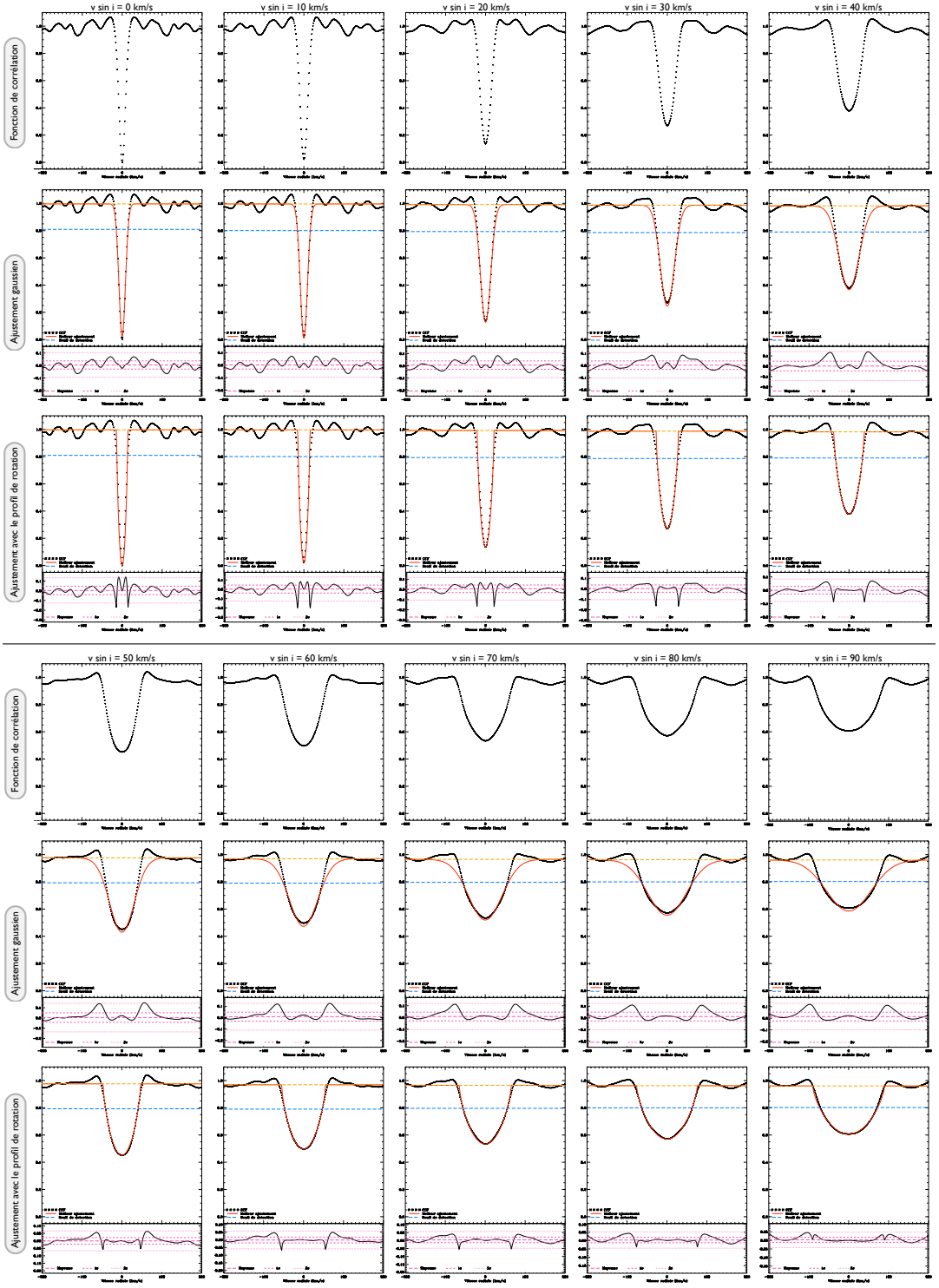


FIG. II.2 – Comparaison de l'efficacité des deux profils utilisés pour ajuster la CCF. Pour chaque vitesse de rotation, je montre la CCF obtenue *(boîte supérieure)* lors de la corrélation entre le spectre synthétique d'une étoile K3 V ($T_{eff} = 4750$ K, $\log g = 4.00$ et [Fe/H] $= 0.00$) de vitesse de rotation connue avec le spectre synthétique de cette même étoile sans rotation ($v \sin i = 0$ km s^{-1}). Les meilleurs ajustements trouvés avec un profil gaussien *(boîte centrale)* et avec un profil de rotation *(boîte inférieure)* sont également affichés. Les panneaux inférieurs (lors des ajustements) montrent les résidus obtenus après la soustraction de l'ajustement à la fonction de corrélation ainsi que la moyenne *(lignes violettes en tirets longs)* et les dispersions à $1\,\sigma$ *(lignes violettes en tirets)* et $3\,\sigma$ *(lignes violettes en pointillé)* des résidus.

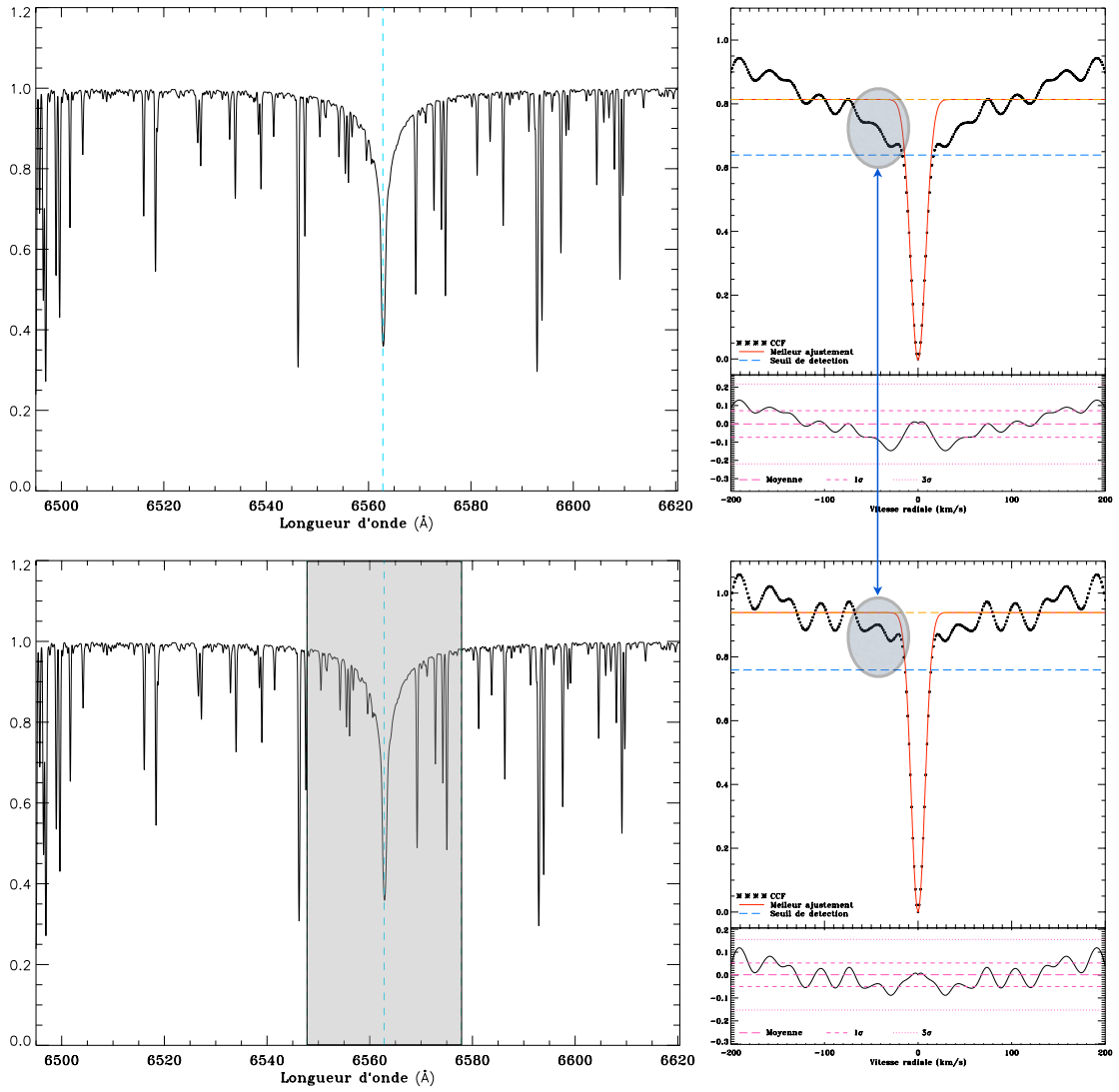


FIG. II.3 – Application d'un masque pour la raie Hα. Pour illustrer le rôle de ce masque, j'ai généré le spectre synthétique d'une étoile G5 V ($T_{eff} = 5500$ K, $\log g = 4.0$, [Fe/H]$= 0.00$ et $v \sin i = 0.0$ km s^{-1}). Les spectres *(panneaux de gauche)* et leurs CCFs associées *(panneaux de droite)* sont indiqués pour le cas sans masque *(panneaux supérieurs)* et avec masque *(panneaux inférieurs)*. La CCF obtenue résulte de la corrélation de chaque spectre avec lui-même. Ces deux CCFs montrent que l'influence des ailes est nettement réduite lors de l'application du masque. En effet, la base de la gaussienne *ligne orange pointillée* passe de ~ 8.1 (sans masque) à ~ 9.4 (avec masque) ce qui est notamment dû à la diminution des "ailes" autour du pic significatif (zones encerclée).

2 Détermination des paramètres spectroscopiques

2.1 Détermination des vitesses radiale et de rotation projetée

2.1.1 Recherche des pics les plus significatifs

La vitesse radiale correspond à la valeur sur l'axe des abscisses pour laquelle on a un minimum en ordonnée dans la fonction de corrélation. Afin de trouver cette vitesse pour nos étoiles, j'ai automatisé la recherche de ces minima. Lors du passage d'une boîte de part et d'autre de la fonction de corrélation, je recherche la présence d'un minimum local à l'intérieur de cette boite. Les seules conditions pour que cette valeur soit retenue sont qu'elle ne corresponde pas aux bords de la boîte et que les coordonnées du point ne soient pas déjà connues. Une fois cette tâche accomplie, il se peut que plusieurs minima soient trouvés ce qui est typique des systèmes multiples. Dans ce cas, les différents minima trouvés sont triés en fonction de leur importance. Pour que cette recherche soit possible, il a fallu définir un certain nombre de paramètres :

- LE PAS DE L'ÉCHANTILLONNAGE : il est fixé à 0.03 Å (l'incertitude en Å de nos mesures),
- LE SEUIL DE DÉTECTION : la limite (Fig. II.2, ligne bleue en tirets) au-dessus de laquelle la recherche de minima n'a pas lieu (seuil = médiane de la courbe - 1.5 $\sqrt{variance}$),
- LA MOYENNE DU BRUIT DE LA FONCTION DE CORRÉLATION : la moyenne arithmétique de l'ensemble des points au-dessus de ce seuil (Fig. II.2, ligne orange en tirets),
- LE NOMBRE DE POINTS DE MESURE : la boîte est constituée de 16 points de mesure,
- LA DIMENSION DE LA BOÎTE : elle est de 0.48 Å (boîte = pas $\times 16$),
- LE DÉCALAGE DE LA BOÎTE : il correspond à la moitié de la boîte, soit 0.24 Å.

Afin de ne pas oublier les minima proches des bord de la boîte, nous la décalons de la moitié de sa dimension. De toute cette démarche, **nous obtenons directement une information sur la multiplicité de la source étudiée** ainsi que sur la contribution relative de chacune des composantes du système observé à la condition que ces composantes aient des vitesses de rotation très proches (cf. Chapitre IV sur le rôle crucial de la vitesse de rotation sur la forme de la CCF).

Une autre méthode pour détecter les variations de pente de la CCF consiste à calculer la dérivée première de cette fonction ce qui se traduit alors par la recherche des valeurs égales à 0. Or, au pied des pics significatifs de la CCF, on observe des ondulations (= "bruit" de la CCF) ce qui implique que la dérivée première présente de nombreux 0 (tous les minima ou maxima). Le problème majeur de cette démarche est qu'elle ne permet pas de faire la distinction entre les pics significatifs et les ondulations.

2.1.2 Ajustement de la CCF

Dans le paragraphe précédent, nous avons déterminé le nombre et l'emplacement du (des) pic(s) significatif(s) ce qui nous donne une idée précise de la multiplicité de la source. Nous pouvons alors ajuster la CCF avec une fonction composée de multiple gaussiennes (1 à 3 en fonction de la multiplicité obtenue) et une autre de plusieurs profils de rotation (cf., Fig. II.4).

Trois paramètres sont nécessaires pour définir le(s) pic(s) de ces deux fonctions : sa valeur moyenne en abscisse, son amplitude et sa largeur à mi-hauteur. En ce qui concerne les deux premiers paramètres, nous avons déjà une idée assez précise de leur valeur suite à la détection des pics significatifs. N'ayant à ce stade aucune connaissance du dernier paramètre, nous commençons avec un domaine de solutions très large. En utilisant une grille "adaptative" , nous parvenons à nous approcher de la meilleure combinaison de ces paramètres.

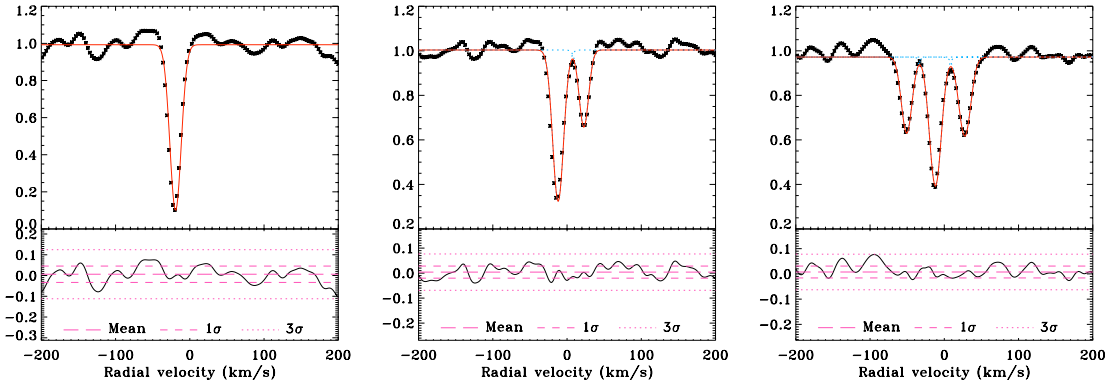


FIG. II.4 – Fonction de corrélation *(symboles étoiles)* et le meilleur ajustement gaussien *(ligne continue rouge)* trouvé pour l'étoile simple RasTyc 0102+6236 (HD 6026 ; à gauche), pour la binaire SB2 RasTyc 0025+6848 (BD+67 34 ; au milieu) et pour RasTyc 2034+8253 (BD+82 622 ; à droite).

Grâce à tous les ajustements de la CCF réalisés à partir de la grille utilisée, nous avons pu déterminé la meilleure combinaison des paramètres reproduisant au mieux la fonction de corrélation par la minimisation du résidu. La valeur obtenue pour ces derniers correspond à la moyenne pondérée de tous les ajustements.

2.1.3 Recherche des pics secondaires

Lorsque les pics détectés (les plus significatifs) ont pu être "supprimés" dans la fonction de corrélation grâce à leur ajustement, nous avons accès à de nouvelles informations sur la nature de la source. On considère qu'un pic est significatif si son amplitude est supérieure à 3 ou 3.5 fois la dispersion du résidu suivant que l'on traite des données de la région du lithium ou de Hα. On utilise un seuil plus important pour le second domaine car, à la base des pics significatifs (en particulier dans le cas avec un pic), on détecte de petits pics (aire encerclée de Fig. II.3, boîte inférieure à droite) qui s'accentuent lorsque le rapport du signal sur bruit diminue. Cela apparaît à cause des ailes restantes ainsi que par le bruit correspondant à la restriction du domaine spectral analysé. Malgré toutes les précautions prises, nous avons constaté certaines fausses détections de systèmes multiples dues à ce problème. Cependant, cette technique appliquée sur des résidus a déjà donné des résultats intéressants comme la découverte d'une troisième composante de RasTyc 0524+6739 (Fig. II.5, en haut) ou la détection d'un rotateur faible ($v \sin i \leqslant 5$ km s^{-1}) dont le spectre est noyé dans celui d'une source (Fig. II.5, en bas) ayant une rotation rapide ($v \sin i \simeq 42$ km s^{-1}).

2.1.4 Détermination de la vitesse radiale héliocentrique

Deux étapes – la détermination de la vitesse radiale géocentrique et le calcul de la correction barycentrique – sont encore nécessaires pour connaître la vitesse radiale héliocentrique. La connaissance de ce paramètre permet de recaler le spectre dans le référentiel absolu.

a La vitesse radiale géocentrique

En ajustant le pic de corrélation, j'obtiens le décalage entre les deux spectres (centre de la gausienne ou celui du profil de rotation) qui est donné en Å. Comme on connait le décalage en longueur d'onde ($\Delta\lambda$), on peut remonter à la vitesse radiale géocentrique (VR$_{geo}$) :

$$VR_{geo} = \frac{c\,\lambda_{lab}}{\Delta\lambda} \quad avec \quad \Delta\lambda = \lambda_{obs} - \lambda_{lab} \tag{II.1}$$

où λ_{obs} et λ_{lab} correspondent respectivement à la longueur d'onde d'une raie observée et à celle de cette même raie dans le référentiel absolu.

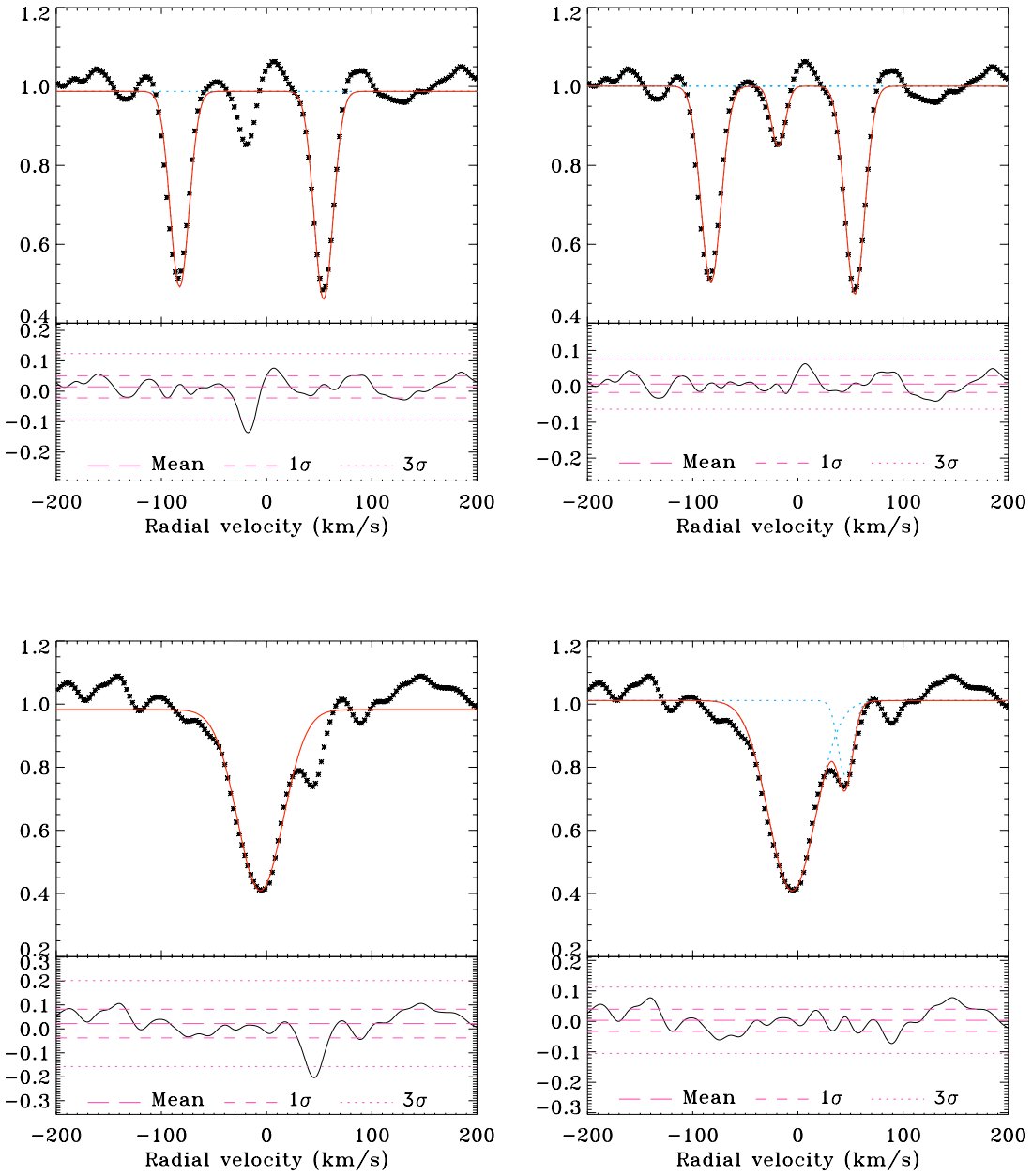


FIG. II.5 – Détection dans la fonction de corrélation du pic secondaire correspondant à la troisième composante du sytème triple RasTyc 0524+6739 *(en haut)* et de celui correspondant à la deuxième composante du système binaire RasTyc 0013+7702 *(en bas)* dont la vitesse de rotation est faible par rapport à celle de la composante primaire.

b Détermination de la correction en vitesse

Le mouvement de la Terre autour du Soleil occasionne un décalage spectral (par effet Doppler) de la vitesse radiale géocentrique de l'étoile. Afin de déterminer exactement la correction barycentrique à appliquer (VR_{bary}), j'ai utilisé la commande COMPUT/BARY de MIDAS connaissant la date de l'observation ainsi que l'ascension de droite et la déclinaison de la source.

c Calcul de la vitesse radiale par rapport au Soleil

Connaissant la vitesse radiale géocentrique et la correction barycentrique, on peut directement calculer la vitesse radiale héliocentrique :

$$VR_{helio} = VR_{geo} + VR_{bary} \tag{II.2}$$

d Calibration des spectres dans le référentiel terrestre

Pour recaler les spectres dans le référentiel du laboratoire, il suffit alors de soustraire le décalage $\Delta\lambda = \lambda_{obs} - \lambda_{lab}$. Cette opération nous permet d'identifier formellement la composition spectrale d'une étoile à partir de catalogues de raies tels que ceux de "National Institute of Standards and Technology"[4] (NIST) et de la "Atomic Line List"[5].

e Application aux étoiles standards en vitesse radiale

La précision sur le paramètre de vitesse radiale de notre échantillon est illustrée par l'application de notre procédure d'analyse sur les 17 étoiles choisies comme standard dans ce domaine. En comparant les vitesses radiales que l'on dérive de nos spectres à celles bien connues trouvées dans la littérature (Fig. II.6), on constate que toutes nos mesures sont cohérentes car elles sont localisées dans la région délimitée par les deux lignes de petits tirets. Cette région est centrée sur la relation 1 à 1 (ligne de longs tirets) et correspond à notre région d'incertitude (de $1.5\,\mathrm{km\ s^{-1}}$) due à la résolution de nos spectres.

2.1.5 Détermination de la vitesse de rotation

La largeur du pic de corrélation est reliée à la vitesse de rotation projetée ($v \sin i$). En effet, plus une étoile tourne rapidement, plus le pic est large (Fig. II.2). Par conséquent, $v \sin i$ est lié au paramètre caractérisant la largeur du profil utilisé : **la largeur à mi-hauteur** du profil gaussien et **la rotation introduite** dans le profil de rotation. Afin de déterminer $v \sin i$, nous avons utilisé une méthode similaire à celle de Queloz *et al.* (1998) lors de l'analyse de la CCF.

En utilisant une approche synthétique, nous sommes en mesure de connaître les relations liant le $v \sin i$ de l'étoile à ces deux paramètres. Grâce au programme *AVSINI* associé à SPECTRUM, nous sommes en mesure de convoluer un spectre synthétique avec un profil dont la vitesse de rotation est connue. Ceci nous a permis de générer pour chaque modèle d'atmosphère un spectre synthétique dont la vitesse de rotation est comprise entre 0 et $100\,\mathrm{km\ s^{-1}}$ avec un pas de $2\,\mathrm{km\ s^{-1}}$. Pour l'ensemble de ces spectres, nous avons appliqué notre procédure standard d'analyse afin de déterminer la valeur de la largeur à mi-hauteur du profil gaussien et de la rotation introduite dans le profil de rotation en fonction de $v \sin i$. Ceci a été fait pour les deux régions spectrales étudiées.

À bas régime ($v \sin i \lesssim 25\,\mathrm{km\ s^{-1}}$), les relations peuvent être approximées par une fonction en racine carré et une petite erreur sur la largeur du pic de corrélation engendre une erreur relativement importante sur $v \sin i$ ($\sim 50\,\%$). Dans l'autre cas, à haut régime, la relation est plus linéaire et l'erreur relative est plus basse ($\sim 10\,\%$). Dans tous les cas, notre résolution spectrale ne nous permet pas de dériver un $v \sin i$ plus bas que $v \sin i \geq 5\,\mathrm{km\ s^{-1}}$. Connaissant la largeur à mi-hauteur du profil gaussien et la rotation introduite dans le profil de rotation pour les étoiles *RasTyc*, nous sommes en mesure d'estimer la vitesse de rotation projetée de nos étoiles à partir des calibrations

[4] http ://physics.nist.gov/PhysRefData/datarefs/contents.html

[5] http ://www.pa.uky.edu/∼peter/atomic/

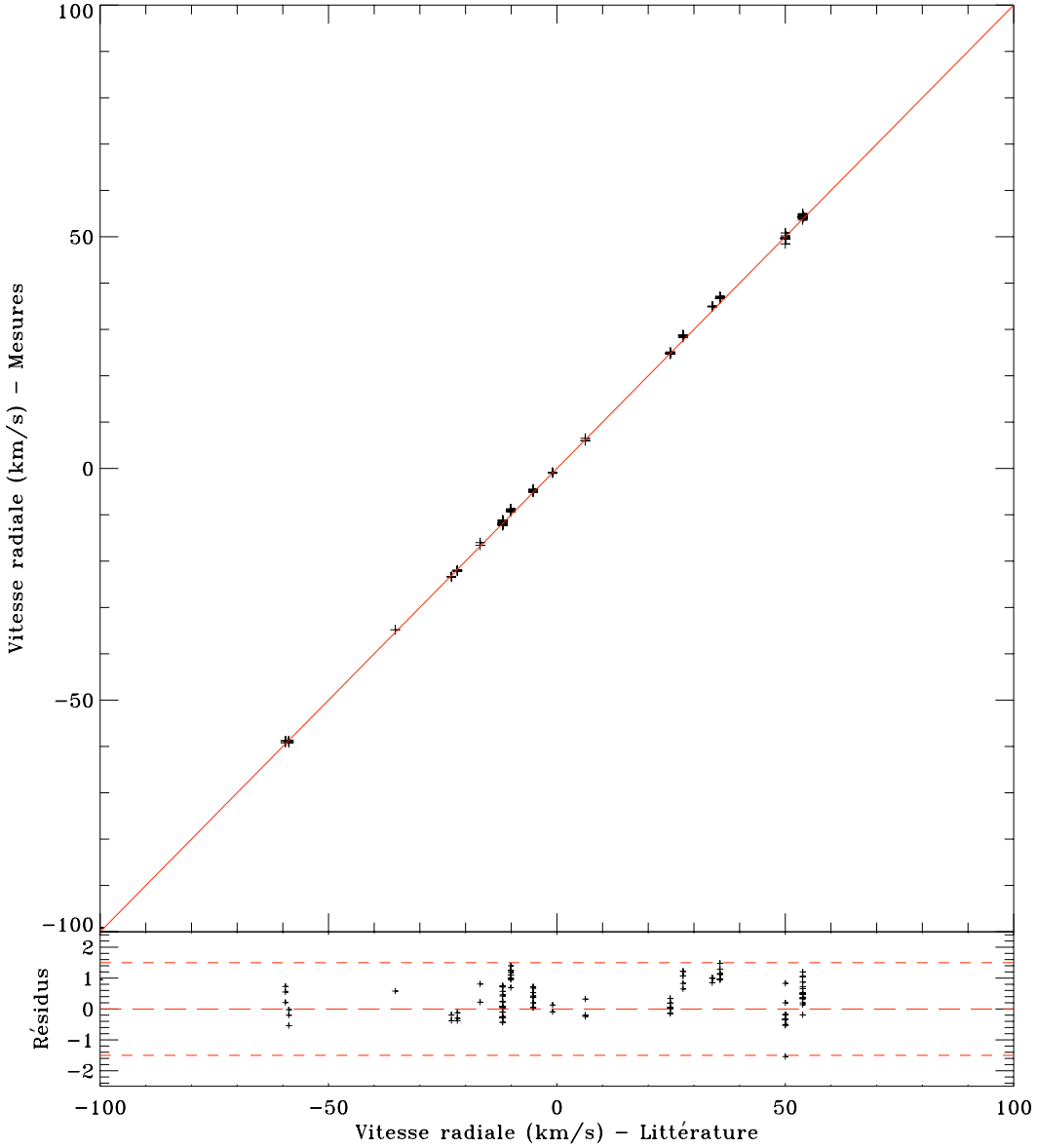


FIG. II.6 – Comparaison de nos mesures de vitesses radiales *(symboles "+"* des étoiles standards avec celles trouvées dans la littérature. Ces étoiles ont été observées au cours du même programme d'observations. La relation unitaire *ligne rouge en continu* est indiqué sur le panneau du haut. La différence entre nos mesures et cette relation est montré sur le panneau inférieur avec la ligne composée de longs tirets. Celles composées de petits tirets délimite la région de $1.5\,\mathrm{km\ s^{-1}}$ autour de la relation unitaire.

reliant ces deux paramètres à $v \sin i$. L'erreur sur $v \sin i$ a été calculée pour chaque étoile et dépend fortement du rapport signal/bruit ainsi que de la pente de ces relations.

De plus, pour les étoiles simples ou les systèmes de type SB1, nous pouvons également déterminer $v \sin i$ à partir du programme ROTFIT (Frasca *et al.* 2003, 2006) décrit dans le paragraphe § 2.2. Les résultats obtenus avec ces différentes méthodes sont compatibles en eux. Ceci nous conforte dans l'idée que l'interpolation de $v \sin i$ à partir de la largeur du pic de corrélation donne de bons résultats.

Nous avons ainsi pu appliquer notre procédure au cas des systèmes multiples. Le fait de déterminer $v \sin i$ pour chaque composante des systèmes multiples avec une bonne précision permet

l'ajustement des spectres observés car ces valeurs sont utilisées comme paramètres d'entrée pour la procédure COMPO2 (Frasca *et al.* 2006) décrite dans le paragraphe § 2.2.

Finalement, il faut toujours garder à l'esprit que deux (ou plusieurs) pics de corrélation très proches peuvent être identifiés comme un unique pic élargi. Dans ce cas particulier, le pic de corrélation "combiné" imite alors celui d'une étoile ayant une plus grande vitesse de rotation projetée ce qui engendre des estimations erronées des paramètres de l'astrophysique.

2.1.6 Regroupement spectral

À l'issue de la détermination de la vitesse radiale et de la recherche des éventuels systèmes SB1, nous sommes en mesure d'identifier les étoiles simples parmi les sources *RasTyc*. Nous avons donc regroupé les spectres des deux régions (de Hα et du Li) pour obtenir un spectre composé de ces 2 "ordres" (du point de vue des spectres échelle). En appliquant notre procédure d'analyse à ce spectre recomposé, la fonction de corrélation obtenue nous permet d'ajuster plus facilement le pic principal car le bruit a été réduit par l'ajout de données (Fig. II.7, en bas) et, en particulier, de lever l'incertitude (§ 2.1.3) concernant la multiplicité de certaines de ces sources dans la région Hα. En plus, nous pouvons déterminer le $v \sin i$ de ces étoiles avec une plus grande précision, en particulier par un meilleur positionnement de la base de la gaussienne lors de l'ajustement.

Cependant, il se peut encore que **certaines des étoiles considérées comme étant simples soient en réalité des binaires spectroscopiques** que nous n'avons pas pu identifier en tant que telles au cours de nos observations.

2.2 DÉTERMINATION DES PARAMÈTRES ASTROPHYSIQUES

Dans le cas où seulement un pic a pu être détecté dans la fonction de corrélation (c'est-à-dire celles des étoiles simples et des systèmes SB1), nous utilisons systématiquement le code ROTFIT (Frasca *et al.* 2003, 2006) qui permet de trouver le type spectral de la source en cherchant dans une librairie de spectres d'étoiles standards provenant de l'archive ELODIE (Prugniel & Soubiran 2001). Les paramètres astrophysiques correspondent alors à ceux du spectre de comparaison élargi par rotation donnant le meilleur ajustement (sur la base du minimum de résidu) de celui obtenu pour la cible (Fig. II.8), après l'élargissement rotationnel. Donc ce programme nous donne une mesure indépendante de $v \sin i$. Nous utilisons un jeu de 185 spectres d'étoiles standards (Prugniel & Soubiran 2001) pour lesquels les paramètres astrophysiques sont déjà bien connus (Moultaka *et al.* 2004) et distribués aussi bien en température et en gravité que dans un domaine convenable des métallicités.

Pour les systèmes binaires, nous avons utilisé un autre code IDL, COMPO2 (Frasca *et al.* 2006), qui cherche la meilleure combinaison de deux spectres d'étoiles standards permettant de reproduire au mieux le spectre observé pour un système SB2. En donnant initialement la vitesse radiale et la vitesse de rotation de chaque composante du système dérivées de l'analyse de la CCF, ce programme trouve, pour la région spectrale considérée, les types spectraux et les contributions de flux de chaque composante ajustant convenablement le spectre observé, autrement dit la combinaison pour laquelle la différence entre le spectre observé et celui obtenu en combinant deux spectres d'étoiles standards est à son minimum. À cette fin, nous utilisons une librairie restreinte de 87 spectres de référence provenant de l'archive ELODIE qui représente bien les étoiles avec une métallicité solaire pour les types spectraux de F0 à M0 et pour les classes de luminosité V, IV et III. Un exemple des résultats provenant de cette procédure est montré par Fig. II.9. Afin de vérifier l'efficacité de notre classification spectrale avec COMPO2 pour les composantes des systèmes SB2, nous avons comparé nos résultats avec ceux de 5 binaires provenant de la littérature (Guillout *et al.* 2008) et vérifié que nos valeurs sont compatibles avec celles obtenues par d'autres chercheurs.

Nous ne disposons pas d'une version équivalente à COMPO2 (*en cours de développement*) pour l'analyse des systèmes multiples ce qui nous a empêché de déterminer leurs paramètres astrophysiques de manière systématique. Nous espérons réaliser ce code prochainement. D'autre part, pour les sources dont nous ne disposons pas actuellement de suffisamment de données, nous

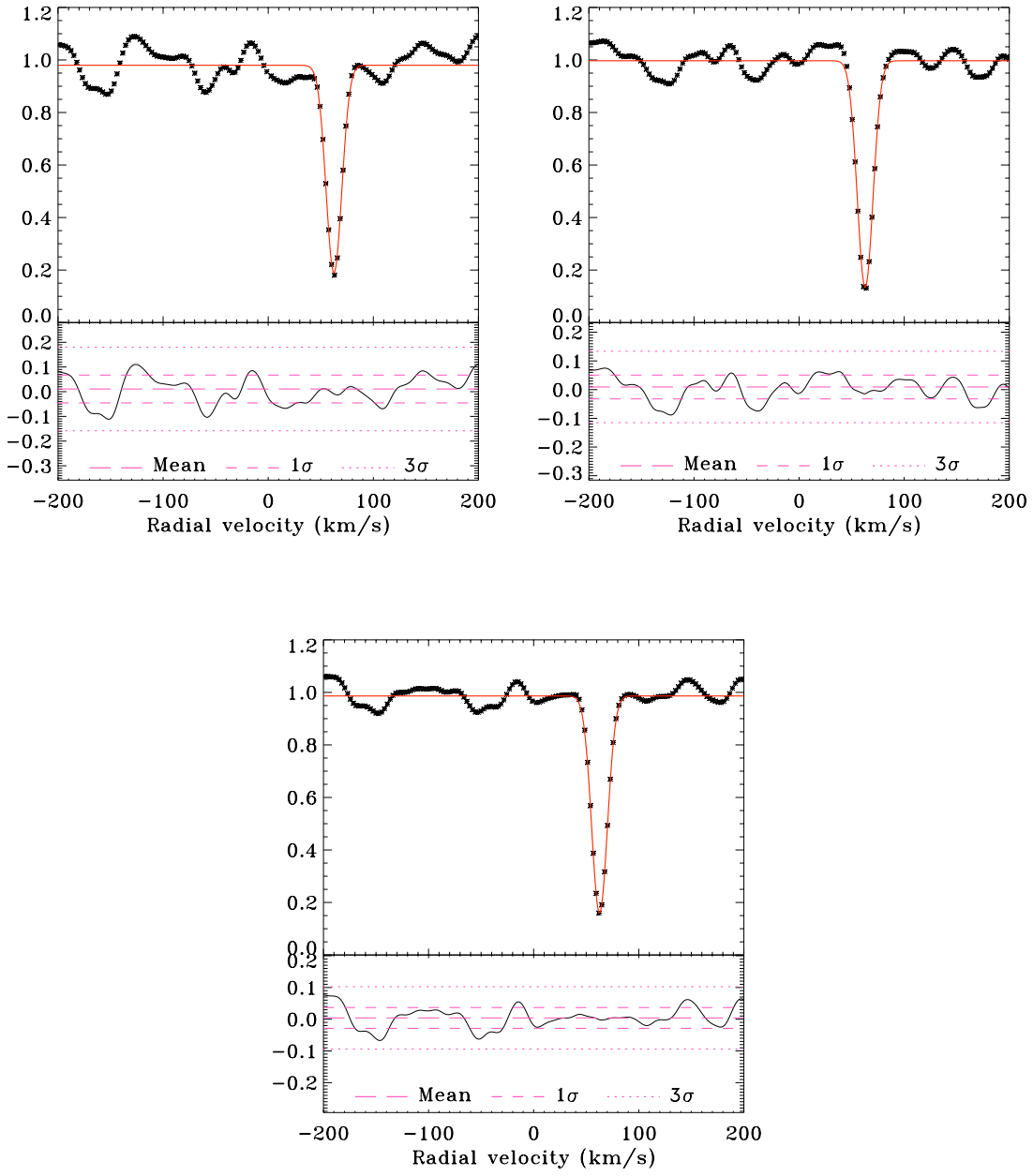


FIG. II.7 – CCFs de HD 47047 (RasTyc 0102+6236) dans la région de Hα *(en haut, à gauche)*, dans celle du Li *(en haut, à droite)* et en regroupant ces deux régions *(en bas)*.

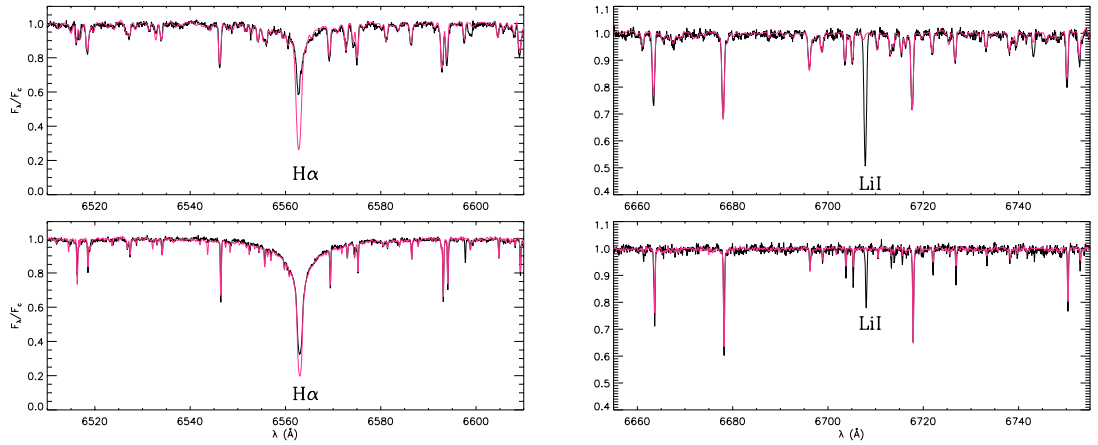


FIG. II.8 – Ajustement avec COMPO1 de spectres *(lignes noires)* dans les régions Hα *(panneaux de gauche)* et dans celle du lithium *(panneayx de droite)* pour l'étoile BD+45 598 (RasTyc 0221+4600) riche en lithium *(panneaux du haut)* et pour l'étoile BD+38 194 (RasTyc 0107+3915) assez jeune *(panneaux du bas)*. Le spectre de l'étoile de référence (considérée comme n'ayant aucune activité) est également indiqué avec une ligne rouge.

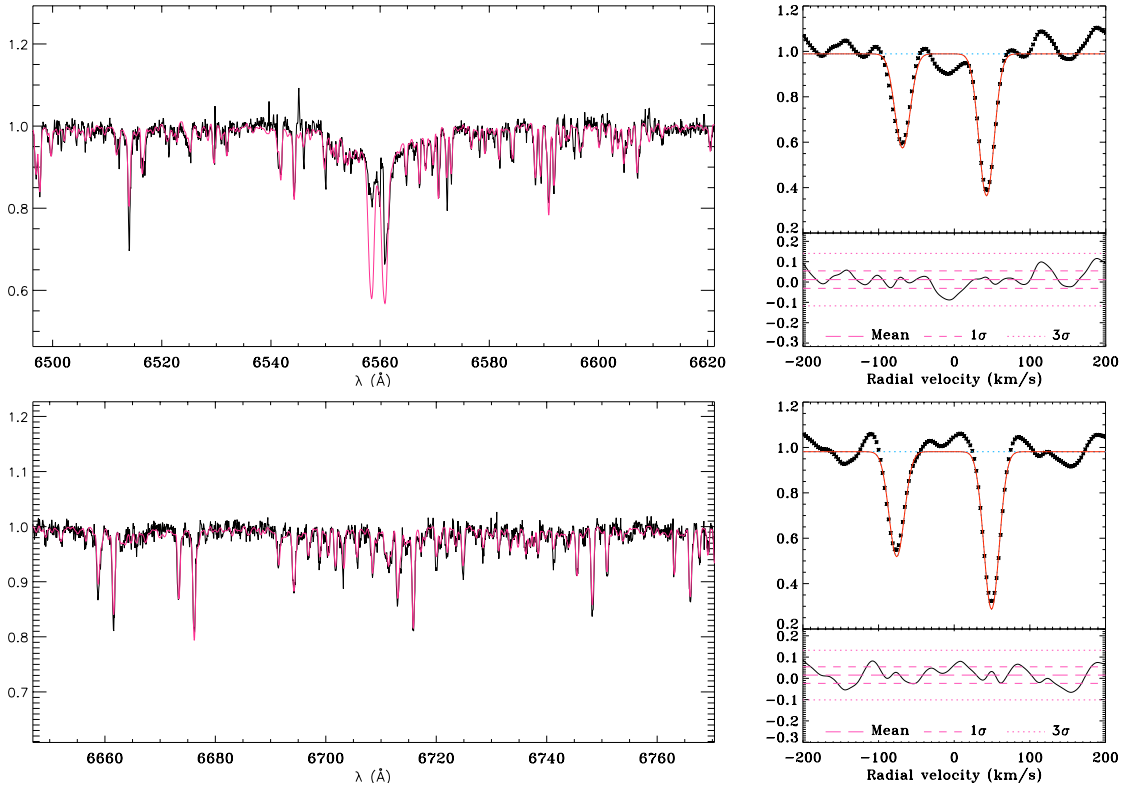


FIG. II.9 – Spectres *Aurélie* observé *(panneaux de droite, ligne continue en noir)* du système SB2, BD+02 4456 (RasTyc 2159+0302), dans les régions spectrales de Hα *(panneaux du haut)* et du lithium *(panneaux du bas)* sur lequel on a superposé le spectre synthétique *(ligne continue en rouge)* construit comme la somme pondérée de deux spectres de référence *Elodie* élargis à la vitesse de rotation des composante du système et décalés suivant les vitesses radiales. Ces deux paramètres sont déterminés à partir de l'ajustement de la CCF *(panneaux de droite)*.

prévoyons de les observer lors d'un programme de suivi et de les analyser dans un futur proche. Cependant, un code basé sur l'analyse de la composante tertiaire avec ROTFIT et celles de la binaire interne avec COMPO2 a été présentée par Klutsch *et al.* (2008) lors de l'étude détaillée de trois systèmes triples découverts au sein de notre échantillon. Le principe de fonctionnement du code utilisé et les résultats obtenus sont présentés en détail dans le paragraphe 3.4 du chapitre IV.

2.3 ÉMISSION CHROMOSPHÉRIQUE

En plus des paramètres fondamentaux (température effective, gravité, métallicité et vitesse de rotation), les codes ROTFIT et COMPO2 permettent également de déduire l'intensité de l'activité magnétique stellaire. Nous estimons le niveau de l'émission chromosphérique par la technique de "soustraction spectrale" (see, e.g., Herbig 1985, Barden 1985, Frasca & Catalano 1994, Montes *et al.* 1995) qui est basée sur la soustraction d'un spectre de référence d'une étoile non-active (spectre synthétique ou spectre observé d'une étoile de faible rotation ayant le même type spectral et un niveau négligeable d'activité chromosphérique). La largeur équivalente nette de Hα ($W^{em}_{\rm H\alpha}$) a été mesurée dans le spectre obtenu après soustraction du spectre de référence par l'intégration du profil résiduel de l'émission de Hα. Bien que ce ne soit pas facile d'obtenir réellement des étoiles de type solaire (ou plus froides) sans activité, l'utilisation des spectres avec le flux minimum de Hα nous a permis de détecter des étoiles avec une activité modérée et d'en évaluer le niveau d'activité. La luminosité qui est le paramètre le plus approprié pour établir le niveau de l'activité chromosphérique a été calculé à partir de la largeur à mi-hauteur nette de Hα, de la distance d de l'étoile et du flux continu f_{6563} à la Terre à la longueur d'onde de Hα, en accord avec l'équation suivante :

$$\begin{aligned} L_{\rm H\alpha} &= 4\pi d^2 f_{6563} W^{em}_{\rm H\alpha} \\ &= 4\pi d^2 \frac{F_{6563}}{F_{5556}} 10^{(-0.4V_0-8.451)} W^{em}_{\rm H\alpha}, \end{aligned} \tag{II.3}$$

où $10^{(-0.4V_0-8.451)}$ est le flux stellaire à la Terre à 5556 Å de l'étoile étudiée dont la magnitude visuelle corrigée du rougissement est V_0 (Gray 1992). Le rapport de flux continu F_{6563}/F_{5556} a été évalué grâce à un spectre synthétique à basse résolution provenant de NextGen (Hauschildt *et al.* 1999) dont le type spectral est comparable à celui de notre source.

2.4 ABONDANCE EN LITHIUM

Comme le lithium est fortement détruit dans les couches convectives profondes, une profonde raie d'absorption de Li I λ6707.8 est généralement considérée comme un signe de jeunesse (e.g., Soderblom *et al.* 1998). En appliquant la technique de "soustraction spectrale" (comme dans le § 2.3) dans la région spectrale du lithium, nous pouvons mesurer la largeur équivalente de cette raie ($EW(Li)$) sur le spectre résiduel. Cette technique permet d'enlever directement la faible contribution de la raie proche de Fe I λ6707.44 dont l'intensité est similaire à celle du spectre de référence. Cependant, dans un nombre limité de cas, nous détectons la raie du lithium dans le spectre de référence. Dans ce cas, la mesure obtenue correspond à une limite inférieure. Nous estimons qu'une détection de la raie de Li I λ6707.8 n'est significative que si le $EW(Li)$ est supérieur à 10 mÅ (c'est-à-dire la précision de nos mesures) ce qui dépend fortement du signal sur bruit du spectre. L'abondance du lithium ($\log N$(Li)) est finalement déduite de $EW(Li)$ et de $T_{\rm eff}$ par une double interpolation des valeurs théoriques calculées par Pavlenko & Magazzu (1996).

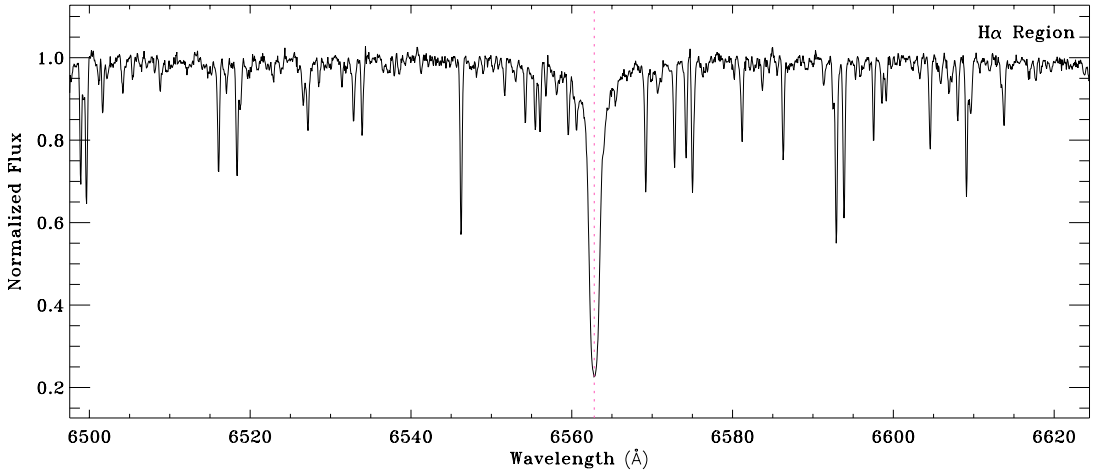
2.5 FICHES D'IDENTIFICATION

Dans le cadre de ce travail, nous avons été amenés à traiter et travailler avec un très grand nombre de données. Il est donc impératif d'avoir un suivi de ce travail. Par conséquent, à la fin de la procédure, une fiche d'identification de chacune des sources *RasTyc* étudiées est générée automatiquement dans les différentes régions spectrales observées (Figs. II.10 et II.11). Cette fiche

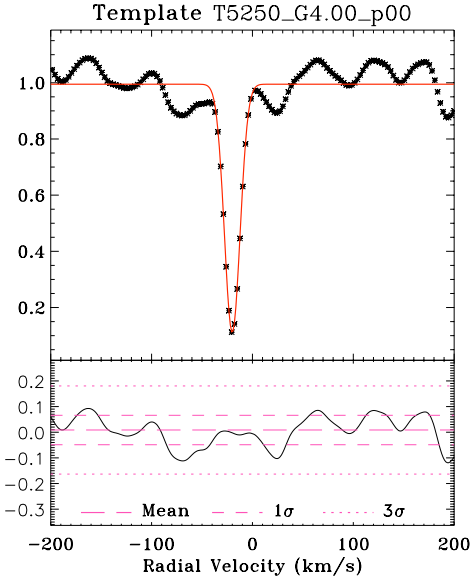
Source RasTyc0102+6236

1RXS J010253.0+623634 ; α_X : 01 02 53.00 ; δ_X : +62 36 33.98 ; PSPC = 0.044 ; b_{ii} = −0.2

TYC 4021−1044−1 ; α_T : 01 02 50.39 ; δ_T : +62 36 32.67 ; V_T = 7.36 ; $(B-V)_T$ = 1.05 ; Π = 7.10 ± 3.70



Cross−Correlation Function



Single Star (S)

Date	VR	$v\sin i$	EW(Hα)
2002−11−18	−20.0	3.7	0.0173

Stellar Parameters

Stellar parameters obtained by χ^2−minimization of the observed spectrum fit with a grid of stellar spectra (ELODIE Archive).

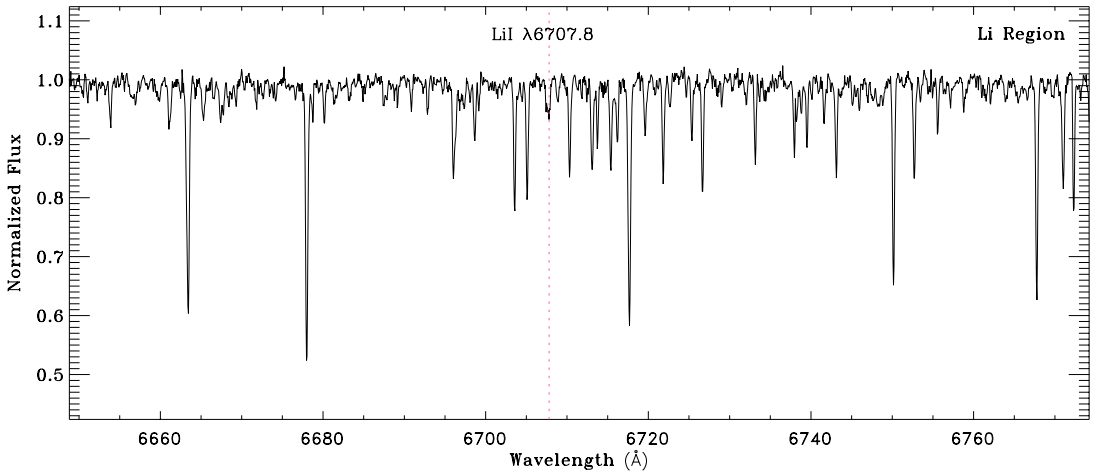
T_{eff}	$\log g$	[Fe/H]	$v\sin i$
5201 ± 81	3.84 ± 0.45	−0.01 ± 0.10	5.60 ± 0.50

FIG. II.10 – Fiche d'identification dans la région Hα de RasTyc 0102+6236 (HD 6026). Attention : le paramètre $EW_{\mathrm{H}\alpha}$ correspond en réalité à $W^{em}_{\mathrm{H}\alpha}$. Je corrigerai cela pour la publication de nos données.

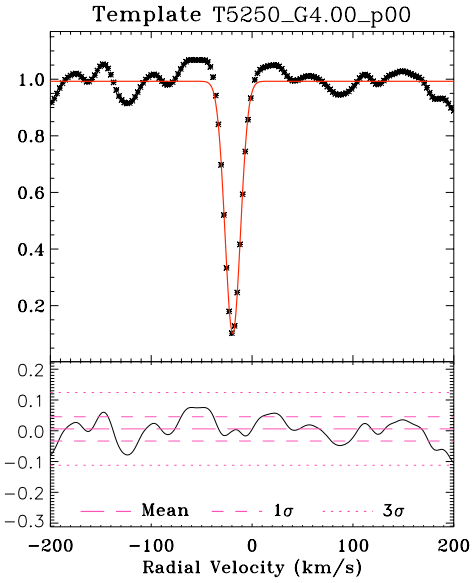
Source RasTyc0102+6236

1RXS J010253.0+623634 ; α_X : 01 02 53.00 ; δ_X : +62 36 33.98 ; PSPC = 0.044 ; b_{II} = −0.2

TYC 4021−1044−1 ; α_T : 01 02 50.39 ; δ_T : +62 36 32.67 ; V_T = 7.36 ; $(B-V)_T$ = 1.05 ; Π = 7.10 ± 3.70



Cross−Correlation Function



Single Star (S)

Date	VR	$v \sin i$	EW(Li)
2002−11−07	−19.2	0.0	0.0185

Stellar Parameters

Stellar parameters obtained by χ^2−minimization of the observed spectrum fit with a grid of stellar spectra (ELODIE Archive).

T_{eff}	Log$g$	[Fe/H]	$v \sin i$
5201 ± 81	3.84 ± 0.45	−0.01 ± 0.10	5.60 ± 0.50

FIG. II.11 – Fiche d'identification dans la région du lithium de RasTyc 0102+6236 (HD 6026).

récapitulative est constituée de deux parties communes à tous les types de spectres, d'une partie s'adaptant aux données fondamentales ainsi que d'une quatrième partie facultative suivant les résultats obtenus lors de l'analyse.

Ces parties sont :

- le nom de la source *RasTyc* plus les paramètres majeurs des catalogues RASS et Tycho ;
- le spectre recalé en longueur d'onde sur lequel est indiqué l'emplacement de la raie Hα ou celle du lithium ;
- la fonction de corrélation, les valeurs des vitesses radiale et de rotation ainsi que la mesure de la largeur équivalente nette de Hα ou la largeur équivalente du lithium ;
- les paramètres astrophysiques dérivée de la procédure ROTFIT (si un seul pic de corrélation a été détecté).

Concernant la partie montrant la fonction de corrélation (la plus modulable), nous pouvons voir d'emblée toutes les mesures de vitesses radiales et rotationelles de chaque composante des systèmes multiples et cela pour toutes les observations faites dans un domaine spectral donné (Fig. II.12). Il est à noter que toutes ces fiches devraient être accessibles dans un avenir proche depuis le catalogue des sources *RasTyc* (cf., § 4 du Chapitre I, pour une description détaillée).

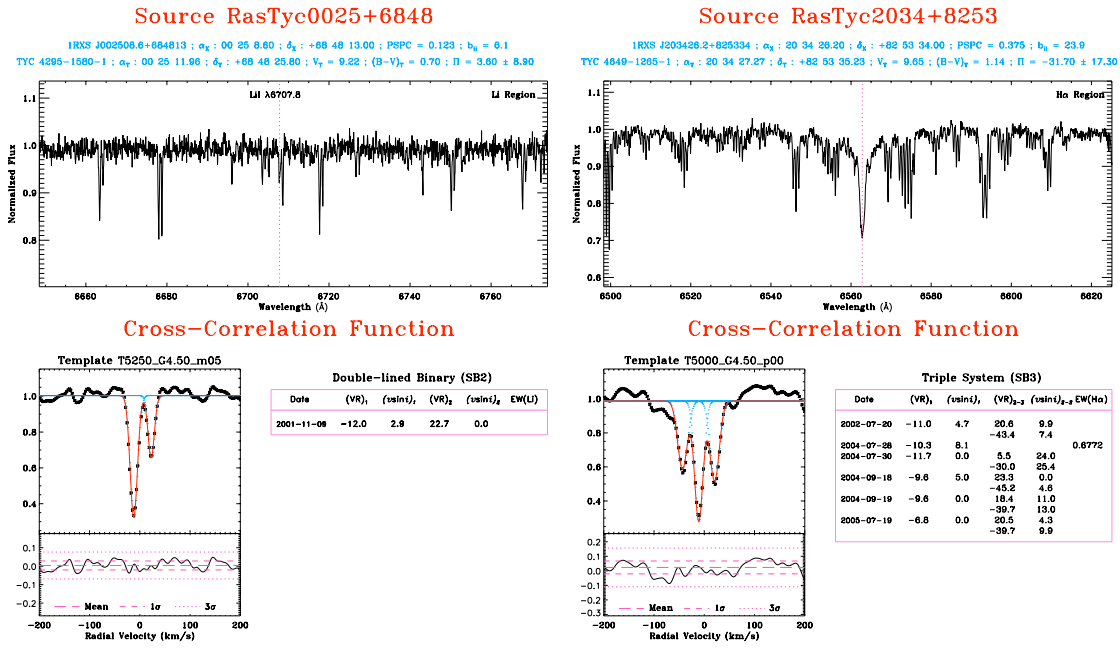


FIG. II.12 – Fiches d'identification *(panneaux de gauche à droite)* du système binaire RasTyc 0025+6848 (BD+67 34) et du système triple RasTyc 2034+8253 (BD+82 622).

3 Résultats et discussion

Bien qu'une analyse multidimensionnelle détaillée de tous les paramètres dérivés des spectres soit reportée à plus tard, nous discutons des propriétés stellaires de l'échantillon *RasTyc* dans les paragraphes suivants. Nous discutons de l'identification des systèmes SB1 (§3.1) ainsi que la détermination de la fraction des systèmes multiples (§ 3.2) au sein de notre échantillon. Pour toutes nos sources, nous avons également déterminé leurs statuts d'évolution (§3.3) et leurs classifications en âge (§3.4). Nous discutons aussi de la population des étoiles tardives géantes concernant leur luminosité Hα et leur rotation (§3.5) ainsi que des étoiles ayant un excès infra-rouge (§3.6).

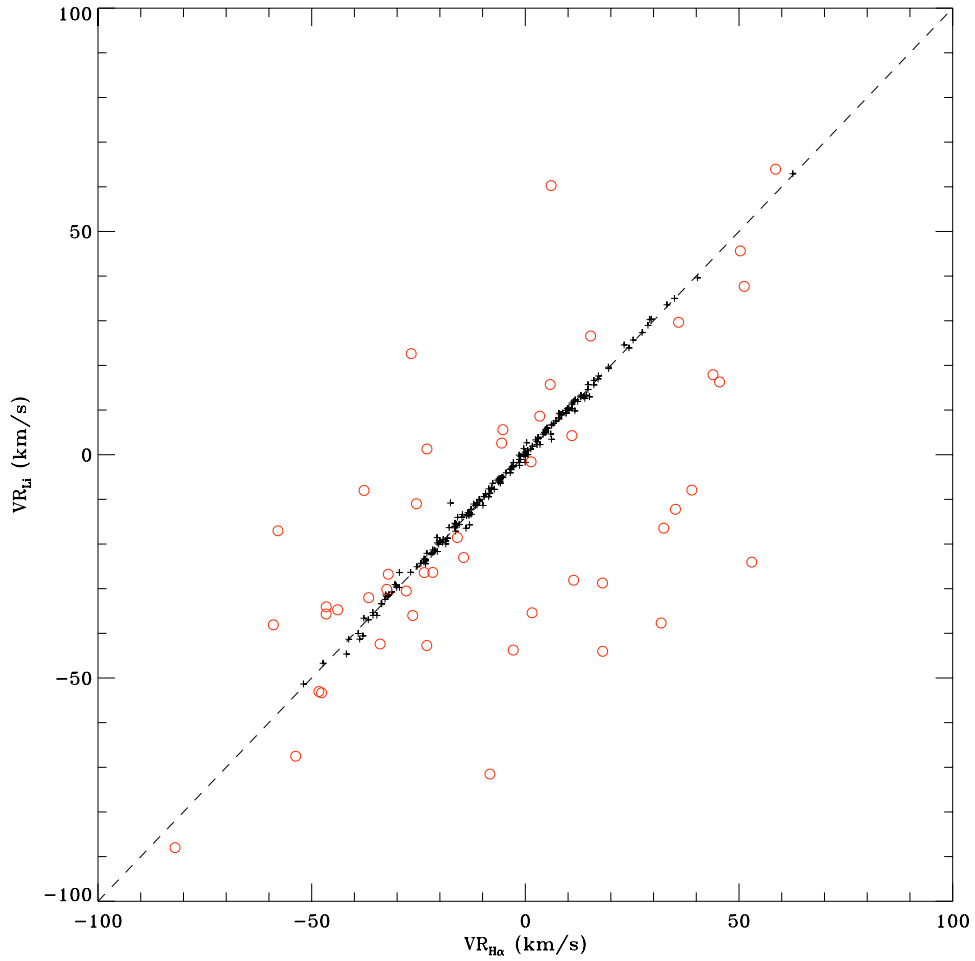


FIG. II.13 – Recherche des systèmes SB1 dans l'échantillon BRILLANT. Cette figure représente la mesure de la vitesse radiale dans la région du lithium par rapport à celle dans la région de Hα pour les sources n'ayant qu'un seul pic de corrélation. Des cercles rouges sont utilisés pour les sources identifiées comme étant des systèmes SB1 tandis que les croix noires sont utilsées pour les étoiles "simples".

3.1 IDENTIFICATION DES SYSTÈMES SB1

Une binaire de type SB1 est une binaire spectroscopique dont le rapport de masse (M_P/M_S) est supérieur à 1 tel que les systèmes composés d'une étoile évoluée (classe de luminosité III et IV) et d'une étoile naine (classe de luminosité V). Pour une telle binaire, on ne peut distinguer que le spectre de la composante primaire (étoile la plus évoluée) car celui de la composante secondaire est noyé dans celui de la primaire, donc non visible.

Pour la recherche de tels systèmes, j'ai inclu dans la procédure un programme qui me permet de trouver les sources qui sont susceptibles d'être des systèmes SB1. En effet, leur vitesse radiale (VR) évolue au cours du temps, comme c'est le cas pour les binaires spectroscopiques de type SB2. Je considère qu'une source *RasTyc* est un système SB1 si la variation de sa vitesse radiale (ΔVR) est supérieure à la somme des 2 incertitudes trouvées pour chaque mesure de VR et si on ne détecte qu'un seul pic de corrélation. Pour avoir une idée de l'ordre de grandeur, la valeur de cette variation correspond environ à deux fois l'incertitude théorique, soit ~ 3 km.s^{-1}.

$$\Delta VR = |VR_1 - VR_2| > \sigma(VR_1) + \sigma(VR_2) \tag{II.4}$$

TAB. II.2 – Liste des systèmes SB1 identifiés dans l'échantillon *RasTyc*. Nous en avons identifiés 47 (cercles rouges de la Fig. II.13) et 18 dans les échantillons BRILLANT et FAIBLE, respectivement.

Source *RasTyc*	Nom	α (2000) (h m s)	δ (2000) ($^\circ$ $'$ $''$)	V_T (mag)	ΔVR (km s^{-1})	ΔT (en jour)
Échantillon BRILLANT						
RasTyc 0113+4139	HD 7205	01 13 05.82	+41 39 15.83	7.33	5.0	1
RasTyc 0150+3551	HD 11202	01 50 53.07	+35 50 42.18	7.18	47.6	11
RasTyc 0307+4305	BD+42 702	03 07 14.39	+43 05 57.21	9.36	3.0	2
RasTyc 0312+4417	TYC 2860-1435-1	03 12 57.01	+44 17 14.90	8.01	10.6	2
RasTyc 0323+3425	HD 20932	03 23 41.37	+34 25 18.78	8.56	5.8	5
RasTyc 0329+4110	HD 21523	03 29 51.78	+41 10 35.05	8.91	63.4	6
RasTyc 0330+5417	HD 21494	03 30 28.20	+54 17 38.72	8.94	54.4	1
RasTyc 0332+6618	HD 21509	03 32 06.59	+66 18 08.09	8.06	6.0	11
RasTyc 0359+7524	HD 24273	03 59 07.03	+75 24 46.04	9.30	3.3	1
RasTyc 0426+5329	HD 232953	04 26 29.39	+53 29 27.63	9.23	11.0	3
RasTyc 0436+5501	HD 28907	04 36 18.27	+55 01 35.72	8.68	47.0	1
RasTyc 0536+7835	BD+78 192	05 36 44.99	+78 35 14.59	9.01	16.7	2
RasTyc 0552+3426	HD 39251	05 52 52.73	+34 26 43.04	7.96	5.7	12
RasTyc 0559+6004	BD+60 917	05 59 14.32	+60 05 03.48	9.05	18.4	3
RasTyc 0606+3315	HD 41343	06 06 03.29	+33 15 15.30	8.22	6.1	9
RasTyc 0616+3738	HD 43094	06 16 06.08	+37 38 12.08	7.20	13.4	11
RasTyc 0738+3119	HD 61013	07 38 24.08	+31 19 43.65	8.46	4.1	42
RasTyc 1510+6352	HD 135262	15 10 49.80	+63 52 26.18	8.43	14.6	1
RasTyc 1549+4728	HD 141970	15 49 49.65	+47 28 22.36	8.65	4.0	1
RasTyc 1609+0552	HD 145230	16 09 38.06	+05 52 37.54	9.41	69.0	31
RasTyc 1618+0719	HD 146875	16 18 16.51	+07 19 57.46	8.89	12.5	4
RasTyc 1618+3302	BD+33 2709	16 18 26.79	+33 02 29.84	9.24	37.1	33
RasTyc 1629+0744	HD 148710	16 29 46.69	+07 44 56.20	7.00	48.9	8
RasTyc 1632+0314	HD 149162	16 32 51.84	+03 14 47.34	8.90	5.6	7
RasTyc 1651+0255	HD 152140	16 51 29.15	+02 55 34.73	9.24	29.3	3
RasTyc 1744+4404	HD 161570	17 44 07.57	+44 04 51.65	8.32	8.5	3
RasTyc 1745+1917	HD 161479	17 45 02.84	+19 17 25.23	8.21	29.7	4
RasTyc 1755+5602	HD 164025	17 55 55.31	+56 02 06.10	8.93	41.0	2
RasTyc 1808+2941	V815 Her	18 08 15.96	+29 41 28.34	7.78	47.8	25
RasTyc 1815+2948	BD+29 3217	18 15 10.44	+29 48 23.94	9.25	39.4	1
RasTyc 1829+2958	BD+29 3272B	18 29 34.90	+29 58 04.70	9.16	2.0	15
RasTyc 1839+5105	HD 172884	18 39 56.26	+51 05 34.68	8.93	26.4	3
RasTyc 1842+5751	HD 173605	18 42 49.31	+57 51 54.62	8.03	11.2	3
RasTyc 1917+4115	HD 181068	19 17 08.98	+41 15 53.38	7.20	5.3	1
RasTyc 1949+2952	HD 187460	19 49 02.99	+29 52 58.28	8.41	21.5	10
RasTyc 1956+3734	HD 189039	19 56 42.01	+37 34 05.16	8.19	40.8	10
RasTyc 2010+0454	HD 191616	20 10 43.82	+04 54 49.55	9.50	9.6	1
RasTyc 2027+7734	BD+77 779	20 27 40.44	+77 34 18.12	9.29	4.4	3
RasTyc 2028-0006	HD 195004	20 28 43.54	-00 06 46.51	8.84	8.7	2
RasTyc 2035+2742	HD 340540	20 35 56.53	+27 42 39.75	9.25	5.6	4
RasTyc 2117-0104	HD 202605	21 17 02.04	-01 04 38.52	8.15	4.7	$\sim$ 300
RasTyc 2131+5925	HD 205113	21 31 01.19	+59 25 05.03	6.95	8.0	1
RasTyc 2255+4450	HD 216839	22 55 44.41	+44 50 52.13	8.69	13.8	1
RasTyc 2302+7630	HD 218028	23 02 35.12	+76 30 13.27	8.71	100.0	3
RasTyc 2335+7638	HD 221945	23 35 24.12	+76 39 11.29	9.02	9.3	6
RasTyc 2351+6235	HD 223649	23 51 13.90	+62 35 34.26	8.40	49.2	5
RasTyc 2358+7033	HD 224473	23 58 12.01	+70 33 22.84	8.39	62.4	1

Suite de la table page suivante ...

Suite de la Table II.2

Source *RasTyc*	Nom	α (2000) (h m s)	δ (2000) (° ′ ″)	V_T (mag)	ΔVR (km s^{-1})	ΔT (en jour)
Échantillon FAIBLE						
RasTyc 0140+4211	BD+41 324	01 40 28.78	+42 12 01.58	10.47	12.2	3
RasTyc 0156+4354	BD+43 395	01 56 38.45	+43 54 46.85	9.74	28.9	6
RasTyc 0218+4346	TYC 2842-24-1	02 18 13.49	+43 46 30.23	9.95	12.4	10
RasTyc 0229+7206	TYC 4320-1432-1	02 29 44.65	+72 06 03.81	9.81	36.1	3
RasTyc 0316+6048	BD+60 656	03 16 59.73	+60 49 11.00	9.71	7.0	1
RasTyc 0413+3832	BD+38 859	04 13 28.59	+38 32 26.57	9.79	72.4	3
RasTyc 0620+7353	TYC 4357-209-1	06 20 07.99	+73 53 30.53	9.79	5.6	4
RasTyc 0652+5720	HD 237554	06 52 29.28	+57 20 46.78	9.73	23.1	2
RasTyc 0712+7021	TYC 4364-1262-1	07 12 50.04	+70 21 06.83	9.98	7.7	4
RasTyc 1620+0707	BD+07 3142	16 20 03.26	+07 07 29.58	9.99	22.3	4
RasTyc 1705-0147	HD 154361	17 05 08.46	-01 47 09.60	9.66	26.0	5
RasTyc 1816+2848	BD+28 2972	18 16 31.34	+28 48 11.19	9.55	3.0	3
RasTyc 1949-0804	TYC 5725-63-1	19 49 35.22	-08 04 50.29	9.86	8.2	28
RasTyc 2048-0644	HD 198217	20 48 59.58	-06 44 59.58	9.63	4.2	2
RasTyc 2141+2659	TYC 2197-1430-1	21 41 16.74	+26 58 58.05	9.54	10.5	~ 300
RasTyc 2159+1602	BD+15 4538	21 59 40.16	+16 02 18.52	9.86	36.1	5
RasTyc 2301+3528	BD+34 4820	23 01 47.79	+35 28 48.70	9.77	15.5	1
RasTyc 2302+3515	TYC 2758-1743-1	23 02 09.27	+35 15 39.52	10.06	26.3	2

Dans la majorité des cas, les indices *1* et *2* de l'équation II.4 correspondent respectivement à la mesure de la vitesse radiale dérivée de spectres acquis dans la région du lithium et dans celle de Hα. Ces 2 spectres ont été obtenus à différentes dates d'observations. Mais, dans certains cas, cela n'a pas été possible car une de ces deux mesures était manquante. À cette condition et si nous avions quand même deux observations de cette source dans une unique région, les indices 1 et 2 indiquent ces différentes observations (Eq. II.4). Dans la Table II.2, je liste toutes les sources *RasTyc* identifiées formellement comme des systèmes SB1. Pour chaque source, je donne son nom *RasTyc* et son identifiant HD / BD / TYC. J'indique également quelle ΔVR a été obtenue ainsi que la durée séparant les deux observations (ΔT).

Dans cette table, on peut notamment voir que certains systèmes (p.ex., HD 224473 ou RasTyc 2358+7033) ont d'importantes variations de la vitesse radiale sur des durées très courtes. Ceci indique que les composantes sont proches l'une de l'autre dans ce type de système.

3.2 SYSTÈMES BINAIRES ET MULTIPLES

Brandner *et al.* (1996) ont noté que les binaires non-résolues de ROSAT sont des sources statistiquement plus brillantes que les étoiles simples. Les relevés limités en flux X sont donc biaisés vers les binaires. En effet, un large nombre de binaires spectroscopiques (SB) a été découvert dans notre échantillon. Plus quantitativement, notre échantillon de sources *brillantes* observées avec *Aurélie* contient 210 sources simples, 47 systèmes de type SB1, 38 systèmes SB2 et 9 systèmes triples SB3. Les Tables II.3 et II.2 listent l'ensemble de ces systèmes multiples. Cependant, 2 de nos systèmes triples ont potentiellement une multiplicité plus élevée. Dans notre échantillon, nous avons donc ~ 15.5 %, ~ 12.5 % et ~ 3.0 % de systèmes SB1, SB2 et SB3, respectivement. Toutes ces fractions prises ensemble font que **les systèmes binaires et multiples comptent pour $\geqslant 30$ % de notre échantillon**. Nous avons découvert la plupart de ces systèmes binaires et multiples car ils ne sont répertoriés comme tels dans la bibliographie (SIMBAD).

À ce jour, six binaires (3 SB1 et 3 SB2 ; Frasca *et al.* 2006) ainsi que 3 systèmes SB3 (Klutsch *et al.* 2008) ont déjà été étudiés en détail. Nous avons pu tracer les courbes de vitesses radiales avec une bonne précision ce qui nous a permis de déterminer les paramètres orbitaux et physiques. Bien

TAB. II.3 – Liste des systèmes multiples résolus (38 SB2 et 9 SB3) identifiés dans l'échantillon BRILLANT.

Source *RasTyc*	Nom	α (2000) (h m s)	δ (2000) (° ′ ″)	V_T (mag)	Multiplicité	Note
RasTyc 0025+6848	TYC 4295-1580-1	00 25 11.96	+68 48 25.80	9.22	SB2	
RasTyc 0036+3813	TYC 2784-1735-1	00 36 40.70	+38 14 13.03	9.26	SB2	
RasTyc 0051+4356	TYC 2810-738-1	00 51 27.72	+43 56 04.51	8.67	SB2	Grande séparation des pics
RasTyc 0155+4755	TYC 3284-1260-1	01 55 22.79	+47 55 35.93	8.97	SB2	
RasTyc 0256+7252	TYC 4321-1378-1	02 56 11.33	+72 53 10.37	8.08	SB2	
RasTyc 0257+4431	TYC 2858-2674-1	02 57 45.98	+44 31 26.72	9.06	SB2	
RasTyc 0307+3020	TYC 2339-1426-1	03 07 59.19	+30 20 26.69	9.27	SB2	À confirmer
RasTyc 0313+7417	TYC 4338-1674-1	03 13 27.48	+74 17 47.02	7.37	SB2	À confirmer
RasTyc 0318+3203	TYC 2345-1205-1	03 18 35.80	+32 03 13.29	8.78	SB3	Uniquement Hα
RasTyc 0505+6117	TYC 4079-1846-1	05 05 04.65	+61 17 21.04	8.73	SB2	Possible SB3 : uniquement Hα
RasTyc 0508+5349	TYC 3735-1002-1	05 08 59.00	+53 49 40.84	8.45	SB2	
RasTyc 0513+4651	TYC 3345-1575-1	05 13 08.65	+46 51 09.39	8.24	SB2	Grande séparation
RasTyc 0524+6739	TYC 4343-994-1	05 24 53.25	+67 39 39.06	9.09	SB3	
RasTyc 0537+3705	TYC 2416-768-1	05 37 32.51	+37 05 12.25	8.12	SB2	Possible SB3
RasTyc 0732+4632	TYC 3406-1470-1	07 32 39.97	+46 32 05.79	7.70	SB2	$M_1 > M_2$
RasTyc 1500+7303	TYC 4417-836-1	15 00 59.75	+73 0 11.11	8.73	SB3	À confirmer : uniquement Hα
RasTyc 1522+5516	TYC 3871-111-1	15 22 28.36	+55 16 20.02	9.31	SB3	
RasTyc 1543+2220	TYC 1501-1336-1	15 43 57.93	+22 20 23.25	8.21	SB3	Troisième composante pas au centre
RasTyc 1601+5120	TYC 3497-736-1	16 01 47.54	+51 20 51.82	8.68	SB2	Rotateurs rapides et grande séparationdes pics
RasTyc 1607+3240	TYC 2576-1746-1	16 07 34.90	+32 40 13.89	9.31	SB2	Possible SB3 : rotateurs rapides
RasTyc 1615+4433	TYC 3068-1298-1	16 15 42.54	+44 33 09.38	8.93	SB2	Rotateurs rapides
RasTyc 1624-0327	TYC 5039-764-1	16 24 48.55	-03 27 15.07	9.20	SB2	À confirmer
RasTyc 1702+1521	TYC 1522-901-1	17 02 44.73	+15 21 59.37	9.29	SB3	Binaire interne : rotateurs très rapides
RasTyc 1712+3005	TYC 2591-66-1	17 12 46.43	+30 05 59.71	9.43	SB2	
RasTyc 1717+1025	TYC 982-2178-1	17 17 34.67	+10 24 59.27	8.54	SB2	$M_1 > M_2$ et Secondaire = rotateur rapide ?
RasTyc 1752+0142	TYC 417-695-1	17 52 34.14	+01 42 34.60	7.85	SB2	À confirmer : rotateurs rapides
RasTyc 1805+7204	TYC 4437-1454-1	18 05 31.31	+72 04 27.85	9.38	SB2	À confirmer : rotateurs rapides
RasTyc 1828+3506	TYC 2632-1647-1	18 28 50.26	+35 06 34.35	9.08	SB3	
RasTyc 1906+2742	TYC 2130-2347-1	19 06 21.36	+27 42 49.59	9.02	SB2	$M_1 > M_2$
RasTyc 1912+4619	TYC 3542-1492-1	19 12 04.86	+46 19 26.46	9.39	SB2	Rotateurs rapides
RasTyc 1938+3514	TYC 2663-458-1	19 38 55.74	+35 14 13.50	8.34	SB2	$M_1 > M_2$
RasTyc 1947+0105	TYC 480-2950-1	19 47 33.34	+01 05 21.98	6.84	SB2	
RasTyc 1951+4044	TYC 3141-2210-1	19 51 24.75	+40 44 07.21	8.35	SB2	$M_1 > M_2$
RasTyc 1953+2540	TYC 2144-503-1	19 53 30.18	+25 40 26.72	9.42	SB3	À confirmer : rotateurs rapides
RasTyc 2002+5438	TYC 3940-110-1	20 02 07.91	+54 38 27.91	8.49	SB2	
RasTyc 2004+2629	TYC 2149-827-1	20 04 48.29	+26 29 00.43	8.56	SB2	
RasTyc 2005+6918	TYC 4446-662-1	20 05 56.44	+69 18 50.60	9.39	SB2	$M_1 > M_2$
RasTyc 2014+4501	TYC 3559-2228-1	20 14 49.12	+45 01 43.96	7.86	SB2	$M_1 > M_2$
RasTyc 2050+2252	TYC 2171-1014-1	20 50 27.82	+22 53 03.88	8.09	SB2	Raies très fines
RasTyc 2056+4940	TYC 3583-374-1	20 56 41.96	+49 40 17.61	8.91	SB2	À confirmer : uniquement Hα
RasTyc 2140+5735	TYC 3975-1824-1	21 40 22.84	+57 35 00.49	8.72	SB2	Possible SB3
RasTyc 2214+3356	TYC 2741-2276-1	22 14 28.26	+33 56 29.56	9.05	SB2	
RasTyc 2224+1653	TYC 1699-534-1	22 24 37.32	+16 53 48.77	8.37	SB2	
RasTyc 2233+1639	TYC 1696-1090-1	22 33 28.44	+16 39 01.44	9.49	SB2	À confirmer
RasTyc 2255+5540	TYC 3989-1784-1	22 55 04.58	+55 40 52.00	9.40	SB2	Rotateurs rapides
RasTyc 2236-0033	TYC 5233-2133-1	22 36 33.81	-00 33 52.67	8.44	SB3	
RasTyc 2254+5131	TYC 3634-68-1	22 54 59.52	+51 31 31.94	9.32	SB2	À confirmer
RasTyc 2346+5811	TYC 4013-168-1	23 46 52.69	+58 11 47.63	8.08	SB2	$M_1 > M_2$

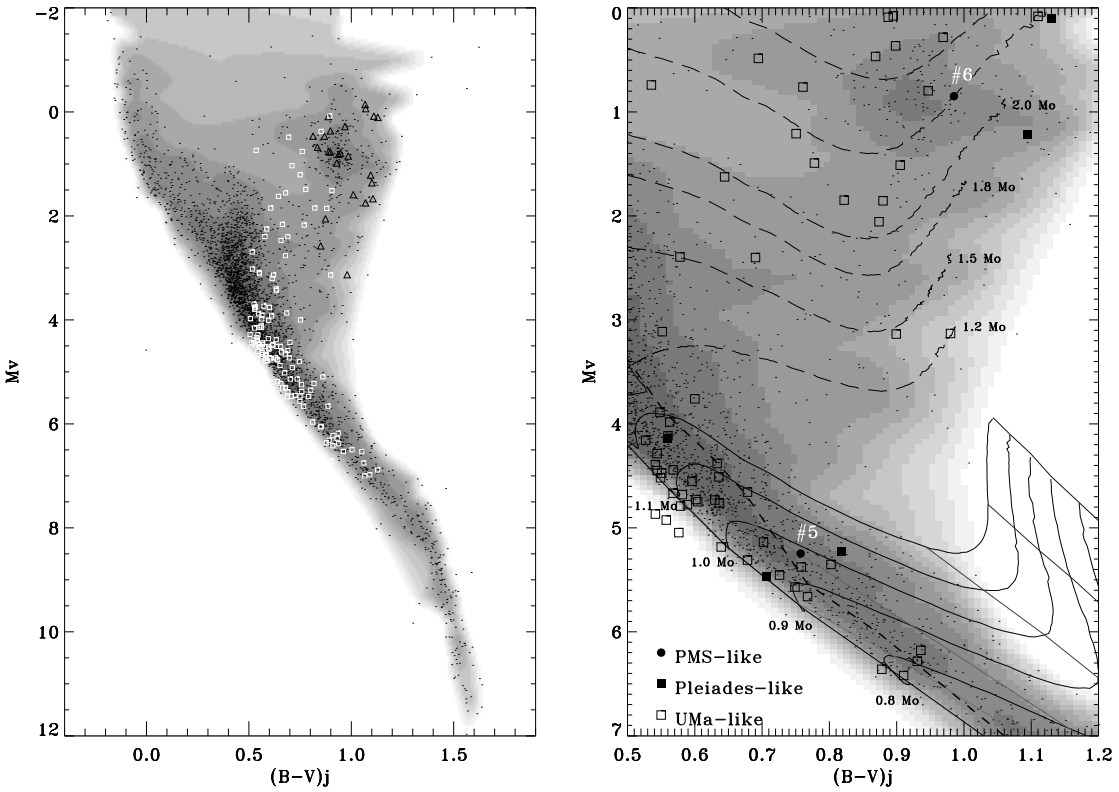


FIG. II.14 – *Panneau de gauche* : Sources de l'échantillon BRILLANT ayant une parallaxe trigonométrique fiable (meilleure que 30 % – D30). Ces sources sont de classe de luminosité *V (carrés blancs)* et *III* ou *IV (triangles noirs)*. Toutes ces sources sont superposées sur le diagramme HR des ~ 3400 sources *RasHip (les points ; l'échelle de couleur grise code la densité)* dont la distance est fiable ($\sigma_\pi/\pi \leq 0.1$) et l'erreur sur l'indice de couleur $B-V$ est faible ($\sigma_{B-V} \leq 0.025$). *Panneau de droite* : Agrandissement sur la région des étoiles tardives du diagramme HR montrant les régions de la séquence principale et le "clump" des géantes avec les étoiles D30 classées en tant que *PMS-like* (la source correspondant au #i est donnée dans la Table II.4), *Pleiades-like* et *UMa-like* sur la base de l'abondance en lithium. On indique aussi les tracés évolutifs de Siess *et al.* (1997) pour les PMS et pour les étoiles post-séquence principale (de 1.2 à $4.0\,M_\odot$) et les isochrones (1, 3, 10, 30 et 50 Ma de haut en bas). La "Zero-Age Main Sequence" *(ligne pleine)* et la "Terminal-Age Main Sequence" *(ligne en tirets)* sont aussi marquées. Les deux étoiles *PMS-like* sont discutées dans le paragraphe 4.1.1 du Chapitre III.

qu'aucune conclusion significative ne peut être dressée dans l'état actuel de notre étude, nous poursuivons les observations d'un échantillon représentatif de binaires spectroscopiques (SB1 et SB2) détectées dans l'échantillon *RasTyc* (en collaboration avec Guiseppe Mignemi, thèse en cotutelle entre Catane et Strasbourg). Les premiers résultats montrent que la fraction des systèmes ayant une source évoluée est importante.

3.3 STATUT D'ÉVOLUTION

Les spectres de haute résolution dans les régions de Hα et du lithium ont permis de déterminer des valeurs fiables des paramètres astrophysiques (AP) pour la plupart de nos étoiles (cf. § 2.2). Leurs précisions dépendent du signal sur bruit de nos spectres ainsi que de la couverture homogène de la grille de ces paramètres par les étoiles de référence. Afin de vérifier le niveau de confiance sur la détermination des AP, en particulier de la gravité, nous sélectionnons les étoiles classifiées par ROTFIT dont la parallaxe trigonométrique est connue avec une incertitude infé-

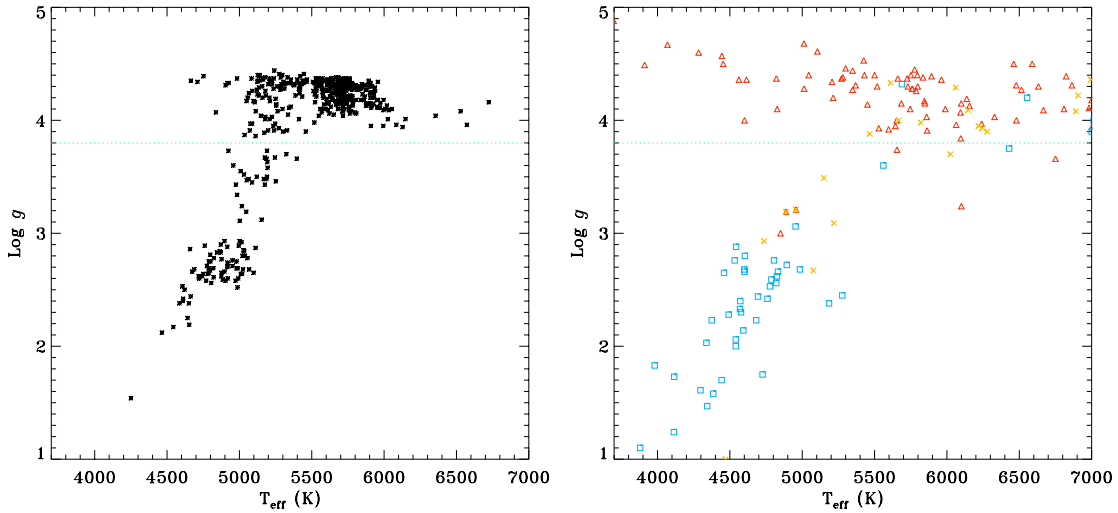


FIG. II.15 – Diagramme $\log g$ vs. T_{eff} des étoiles analysées avec ROTFIT *(panneau de gauche)* comparable au diagramme des étoiles de TGMET *(panneau de droite)*.

rieure à $30\,\%$ (D30) et les plaçons sur un diagramme HR (Fig. II.14, à gauche). Ceci montre qu'aucune étoile située sur la séquence principale n'a été déclassée comme géante et que parmi les 50 étoiles ayant un indice de couleur plus grand que 0.8, seulement 6 géantes ou sous-géantes (en fonction de leur position sur le diagramme HR), c'est à dire $12\,\%$, sont classées comme étant de la classe de luminosité V. D'un autre côté, les étoiles quittant la séquence principale mais qui n'ont pas encore atteint le "clump" des géantes sont systématiquement **classées à tort** comme des étoiles de classe V par notre programme de classification. Quantitativement, parmi les 111 étoiles ayant un indice de couleur $B-V$ inférieur à 0.81, seules 22 sources (c'est-à-dire $\sim$ $20\,\%$) sont mal classées principalement en raison du manque d'étoiles de ce type dans notre librairie de référence. En effet, la distribution des paramètres astrophysiques dérivés avec ROTFIT et celle de la librairie TGMET sont très semblables (Fig. II.15) et les étoiles quittant la séquence principale pour atteindre le "clump" des géantes sont trop peu représentées par rapport aux étoiles de la séquence principale et des étoiles géantes. Afin de remédier à cette mauvaise classification, nous allons compléter notre grille de spectres stellaires couvrant ainsi l'espace des paramètres manquants.

Les relevés stellaires dans la bande des rayons X mous sont considérés de longue date comme étant principalement composés d'étoiles tardives, actives et jeunes avec une possible contamination par de vieilles binaires géantes actives telles que les systèmes RS CVn (Sciortino *et al.* 1995). Cependant, à cause du manque de connaissance de cette population en termes de densité et d'échelle de hauteur, la comparaison des modèles de population X stellaire avec les sources X identifiées optiquement ont généralement supposé que cette contamination par des systèmes évolués n'est que marginale. En fonction de son importance, l'impact de cette contamination par des systèmes plus âgés imitant les étoiles jeunes peut mener à d'importantes erreurs dans la déduction des paramètres tels que le taux récent de formation d'étoiles au voisinage solaire (Affer *et al.* 2008). En supposant que l'échantillon *RasTyc* est représentatif des relevés non-biaisés en X et limités en magnitude, nous dérivons une contamination d'ensemble par des étoiles évoluées (des systèmes RS CVn à hauteur de $90\,\%$) de l'ordre de $35\,\%$ atteignant un pic à $60\,\%$ dans la région des étoiles K ($0.81 < B-V < 1.1$), alors que cette fraction diminue à seulement $20\,\%$ et $10\,\%$ pour les étoiles plus précoces (F-G) et plus tardives (M), respectivement. La première estimation de l'influence de cette contamination est traitée dans le Chapitre V.

3.4 ÂGE

L'utilisation de l'abondance en lithium comme un indicateur empirique de l'âge est maintenant communément acceptée pour les étoiles plus froides que l'indice de couleur $B-V$ valant

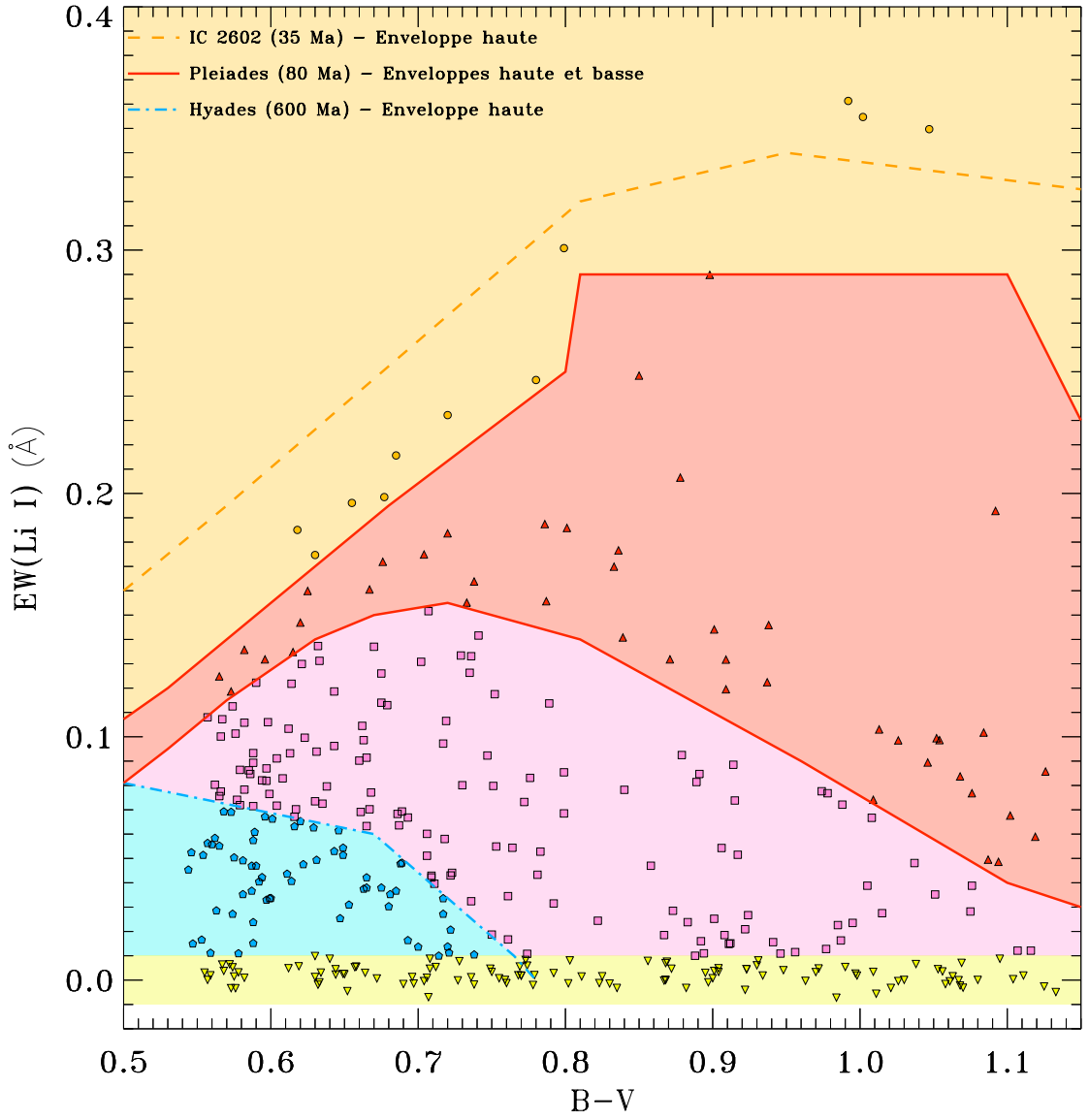


FIG. II.16 – Diagramme de la largeur équivalente du lithium (EW(Li)) en fonction de l'indice de couleur $B-V$ pour toutes les sources *RasTyc* de notre échantillon. Les enveloppes d'amas stellaires très bien connus (âge compris entre 10 Ma et 600 Ma) sont également indiquées. Les sources ayant des quantités en lithium comparable aux étoiles de type *PMS-like*, *Pléiades-like*, *UMa-like*, *Hyades-like* sont symbolisées par des cercles oranges, triangles rouges, carrées roses et des pentagones bleus, respectivement. Les étoiles les plus âgées (*Old*) sont situées dans la zone jaunâtre (EW(Li) < 10 mÅ).

0.6. À partir du diagramme $B-V$ vs. EW(Li), nous pouvons classer sur la base du lithium, avec un haut niveau de confiance, les localisations des populations d'étoiles assimilables aux étoiles de type *PMS-like*, *Pleiades-like*, *UMa-like*, *Hyades-like* et *Old* (c'est-à-dire celles avec EW(Li) en-dessous de notre limite de détection). Un tel diagramme est présenté par Fig II.16 pour seulement toutes les étoiles simples et les systèmes SB1, avec les enveloppes de IC 2602 (Montes *et al.* 2001), des Pléiades (Soderblom *et al.* 1993, Neuhäuser 1997) et des Hyades (Soderblom *et al.* 1990). Certaines de nos sources montrent une largeur équivalente en lithium plus grande voire comparable à celle de IC 2602, indiquant de possibles candidats PMS ou PTTS (cf. § 4.1.1 du Chapitre III). Les autres étoiles occupent un domaine similaire à celui des Pléiades (âge ~ 100 Ma), de UMa (âge ~ 300 Ma)

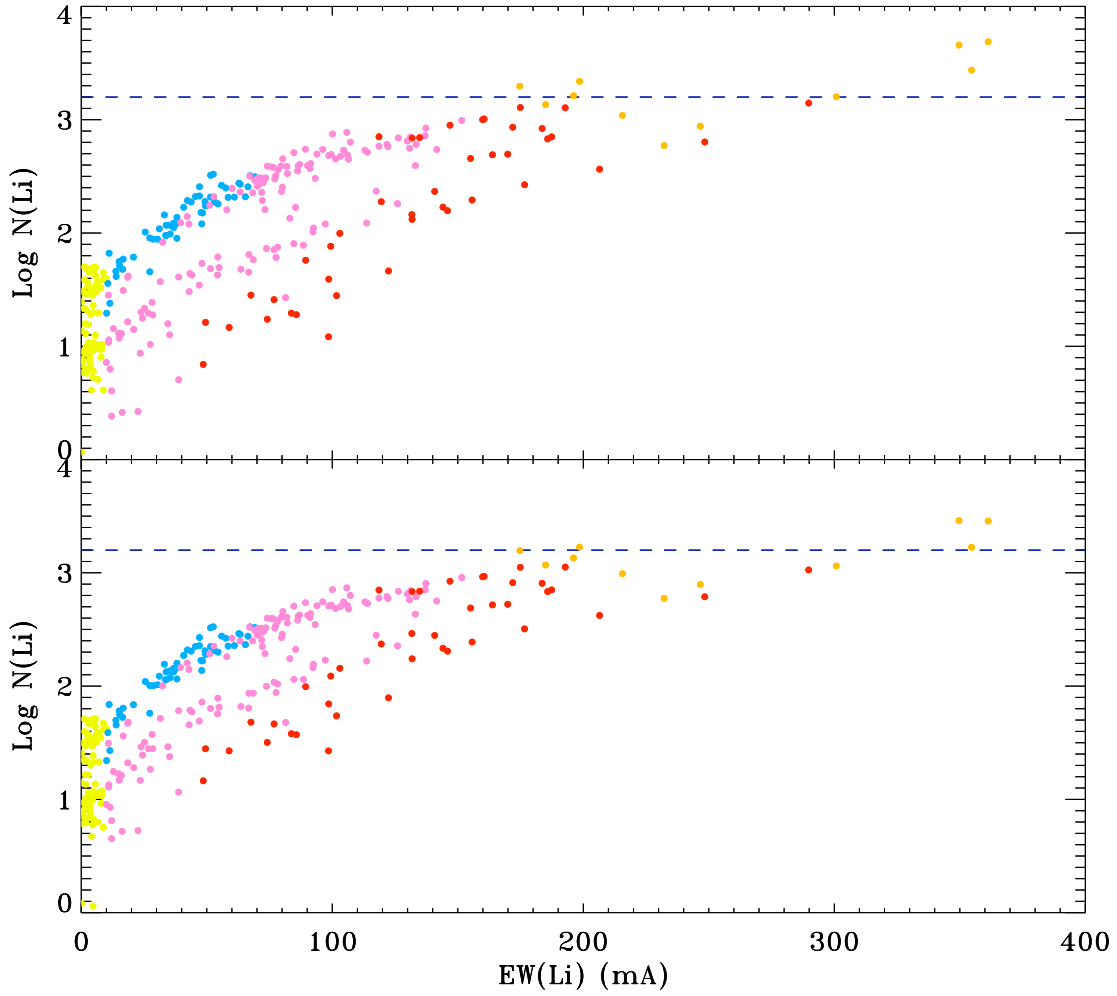


FIG. II.17 – Diagramme de l'abondance du lithium ($\log N$(Li)) en fonction de la largeur équivalente du lithium (EW(Li)) connaissant les paramètres astrophysiques (T_{eff} et $\log g$) de nos sources. Les couleurs correspondent aux différents groupes d'âge identifiés et sont similaires à celles utilisées en Fig II.16. Nous avons utilisé les calculs de Pavlenko & Magazzu (1996) dans le cas ETL *(panneau supérieur)* et dans le cas NETL *(panneau inférieur)*. Les droites horizontales ($\log N$(Li) = 3.2) correspondent à l'abondance du lithium primordiale.

ou des Hyades (âge ~ 600 Ma) et ont donc un âge comparable à ces derniers. Il y a aussi des étoiles pour lesquelles nous ne détectons pas la raie de lithium ou ayant un contenu en lithium inférieur à l'enveloppe basse des Hyades et qui sont légèrement plus âgées que le milliard d'années suivant les modèles de population X stellaire. À partir de la mesure de EW(Li), nous avons déterminé l'abondance en lithium (Fig. II.17). Sur cette figure, les différentes séquences observées sont liées aux différentes relations de Pavlenko & Magazzu (1996) établies pour diverses températures effectives (ou indices de couleur $B-V$). En particulier, cette différenciation est nettement visible avec les étoiles classées *Hyades-like*. Cette population a un $B-V$ dans une gamme restreinte (allant de $0.50-0.77$) par rapport aux autres groupes d'âge et ne se situe que sur la séquence supérieure.

Dans la suite de ce paragraphe, nous analyserons l'échantillon BRILLANT pour avoir une caractérisation très précise de ce sous-échantillon en termes d'âge car cet échantillon est le plus complet. Pour cette sélection, le diagramme $B-V$ vs. EW(Li) est présenté Fig II.18.

Les fractions des *PMS-like*, des *Pleiades-like*, des *UMa-like*, des *Hyades-like* et des *Old* sont de 2.6 %, 7.0 %, 39.1 %, 19.2 % et 32.1 %, respectivement. La fraction dérivée des *PMS-like* sur la base

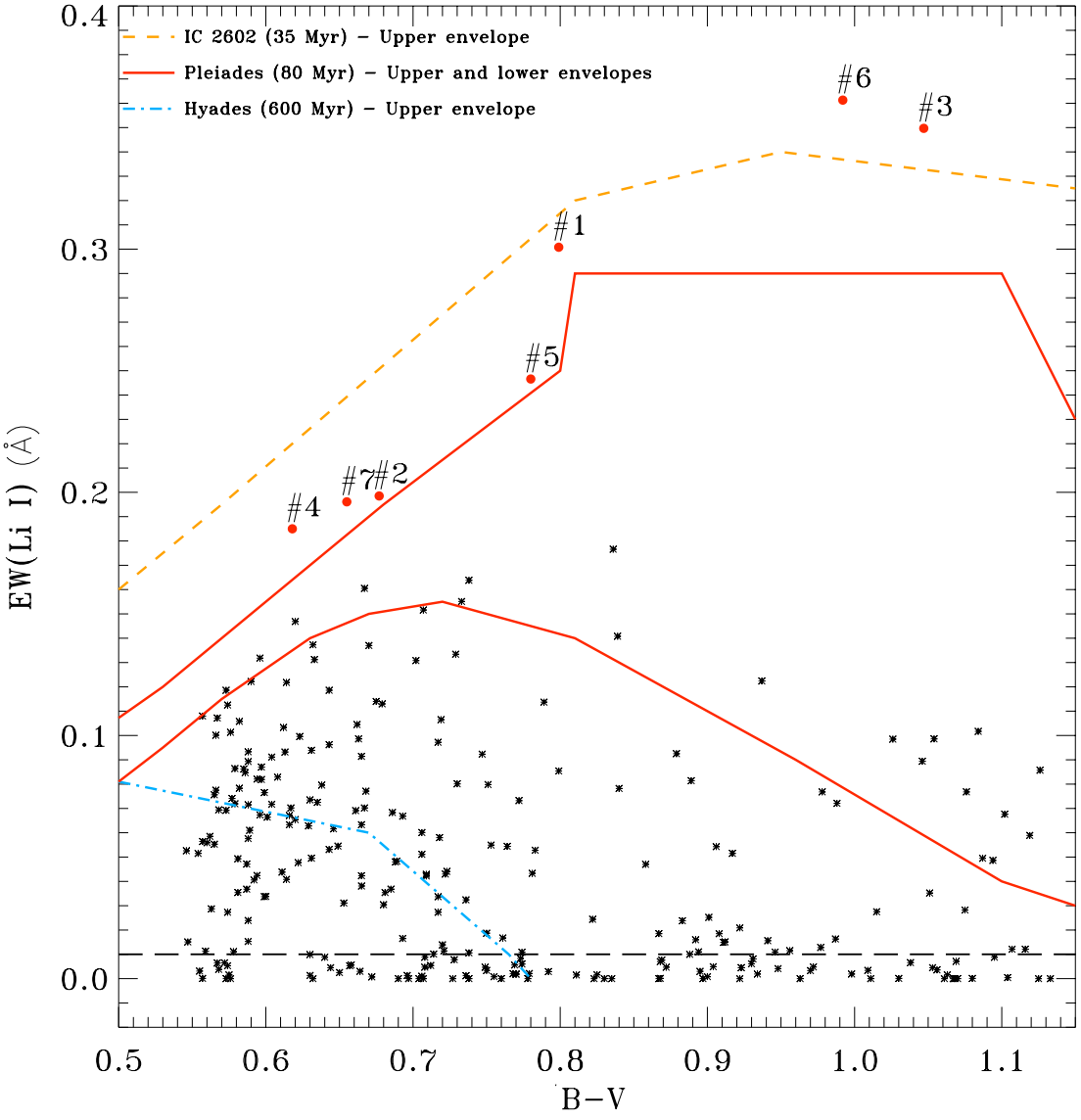


FIG. II.18 – Diagramme de la largeur équivalente du lithium (EW(Li)) en fonction de l'indice de couleur $B-V$ pour toutes les sources *RasTyc* de l'échantillon BRILLANT. Les enveloppes d'amas stellaires très bien connus (âge compris entre 10 Ma et 600 Ma) sont également indiquées. Les sources *PMS-like* et celles des autres groupes d'âge (*Pleiades-like*, *UMa-like*, *Hyades-like* et *Old*) sont symbolisées par des cercles et des astérisques, respectivement. La limite de détection correspondant aux étoiles les plus âgées (*Old*) est de $EW(\mathrm{Li}) < 10$ mÅ. La table II.4 indique à quelle source correspond l'indication # i.

du lithium est similaire à celle prédite par Guillout *et al.* (1999) obtenue par l'analyse statistique des échantillons *RasTyc*/*RasHip*. L'ensemble des étoiles plus jeunes que 300 Ma (c'est-à-dire les *PMS-like*, les *Pleiades-like* et les *UMa-like*) contribue pour la moitié de notre échantillon. Si l'on considère toutes les étoiles avec un âge inférieur au milliard d'années (c'est-à-dire, les étoiles précédentes plus les *Hyades-like*), cette fraction augmente à environ 70 %. En dehors des sites de formation d'étoiles (amas ou association), les étoiles jeunes ne contribuent généralement que marginalement ($\leqslant$10 % en supposant un taux de formation d'étoiles constant) pour les comptages des étoiles en optique, en contraste avec la haute fraction que nous observons. Bien que le lithium est très rapidement brûlé dans les enveloppes convectives des étoiles froides, ce n'est pas surprenant

TAB. II.4 – Les candidates pré-séquence principale issus du catalogue *RasTyc*

# Nom	Source *RasTyc*	α (2000) (h m s)	δ (2000) (° ′ ″)	PSPC (ct/s)	T_{eff} (K)	$\log g$	[Fe/H]	$\log N(Li)$	Log(Hα)
Échantillon BRILLANT									
#1 BD+45 598	RasTyc 0221+4600	02 21 13.0	+46 00 7.6	0.35	5149	4.04	-0.09	3.20	28.95
#2 BD+29 525	RasTyc 0307+3020	03 07 59.2	+30 20 26.7	0.45	5827	4.31	-0.03	3.34	—
#3 HD 275148	RasTyc 0319+4212	03 19 52.8	+42 12 31.1	0.03	5158	3.39	-0.00	3.66	30.27
#4 HD 22179	RasTyc 0335+3113	03 35 29.9	+31 13 37.8	0.26	5705	4.32	-0.06	3.13	29.34
#5 HD 23524	RasTyc 0348+5202	03 48 23.0	+52 02 16.9	0.86	5213	4.22	-0.06	2.94	29.33
#6 HD 170527	RasTyc 1825+6450	18 25 10.1	+64 50 17.8	0.23	5118	3.60	-0.09	3.69	31.10
#7 BD+44 3670	RasTyc 2100+4530	21 00 47.0	+45 30 10.4	0.35	5719	4.23	-0.01	3.21	29.26

de détecter une fraction significative d'étoiles riches en lithium car notre échantillon est biaisée vers les étoiles les plus jeunes en raison de notre sélection sur la base des rayons X. Une analyse préliminaire des distributions de la latitude galactique concernant les populations d'étoiles *jeunes* et *vieilles* ne révèle pas d'augmentation d'étoiles jeunes dans le plan galactique. Ceci n'est pas surprenant car la majorité des étoiles analysées (70 %) est localisée à moins de 100 pc du Soleil, un rayon plus faible ou comparable à l'échelle de hauteur des étoiles jeunes dont l'estimation est comprise entre 70 pc (en adoptant l'échelle de hauteur des nuages moléculaires ; Sanders *et al.* 1984) et 140 pc (comme calculée dans le modèle de Besançon : Robin & Creze 1986 ; Robin *et al.* 2003). La comparaison de notre échantillon avec les prédictions du modèle de population X stellaire de Besançon (suivant la méthode de Guillout 1996) est reportée à un travail futur.

Nous avons fait un agrandissement sur la région des étoiles tardives de l'échantillon BRILLANT (Fig. II.14, en droite) dans le diagramme HR montrant la séquence principale et le "clump" des géantes dans lequel nous montrons le positionnement des étoiles D30 classées en tant que *PMS-like* (cercles pleins), *Pleiades-like* (carrés pleins) et *UMa-like* (carrés) sur la base de la largeur équivalente du lithium. De manière inattendue, ceci montre qu'une fraction importante (23 sur 50, c'est-à-dire 46 %) des étoiles évoluées sont aussi des étoiles riches en lithium. La plupart d'entre elles sont classées en tant que *UMa-like* mais peu d'entre elles ont une largeur équivalente du lithium encore plus grande et sont classées comme des étoiles *Pleiades-like* ou *PMS-like*. Ces étoiles ont des progéniteurs de $2-3.0\,M_\odot$ sur la séquence principale (de type A) qui sont connus pour être des rotateurs rapides mais ne montrant généralement pas de raie du lithium.

Les plus importants EW(Li) dans l'échantillon BRILLANT des étoiles *RasTyc* étudiées dépassent les 350 mÅ (RasTyc 1825+6450 (#6) et RasTyc 0319+4212 (#3)). Cependant, 5 autres étoiles (RasTyc 0221+4600, #1 ; RasTyc 0307+3020, #2 ; RasTyc 0335+3113, #4 ; RasTyc 0348+5202, #5 and RasTyc 2100+4530, #7) montrent également un EW(Li) compatible à celle de IC 2602 et ont des abondances de lithium très proches de l'abondance primordiale : $\log N(Li) \sim 3.2$ (Table II.4). Elles peuvent sérieusement être considérées comme de possibles étoiles pré-séquence principale. Les spectres observés pour ces 7 sources sont présentés dans la Fig II.19 (pour les étoiles de séquence principale) et dans la Fig. II.20 (pour les sources classifiées "géantes"). Ceci montre facilement que toutes les sources (à l'exception de RasTyc 0319+4212) présentent des profils de la raie Hα remplie de manière significative comme conséquence de l'activité stellaire. Cependant, aucune n'exhibe d'émission importante en Hα ce qui est caractéristique des systèmes CTTS.

Bien que RasTyc 1825+6450 et RasTyc 0319+4212 soient les étoiles les plus riches en lithium de notre échantillon, elles sont classifiées comme géantes par la procédure de classification automatique (ROTFIT). Une forte absorption de la raie du lithium dans l'atmosphère des géantes n'est évidement pas un indicateur de jeunesse. Cependant, les étoiles PMS très jeunes qui sont encore sur la partie radiative de leur tracé évolutif peuvent montrer des spectres comparables à ceux des étoiles évoluées (géantes ou sous-géantes) ayant des gravités généralement dans le domaine $\log g = 3.0-3.5$ et ainsi notre code peut trouver un meilleur ajustement avec un modèle de géante

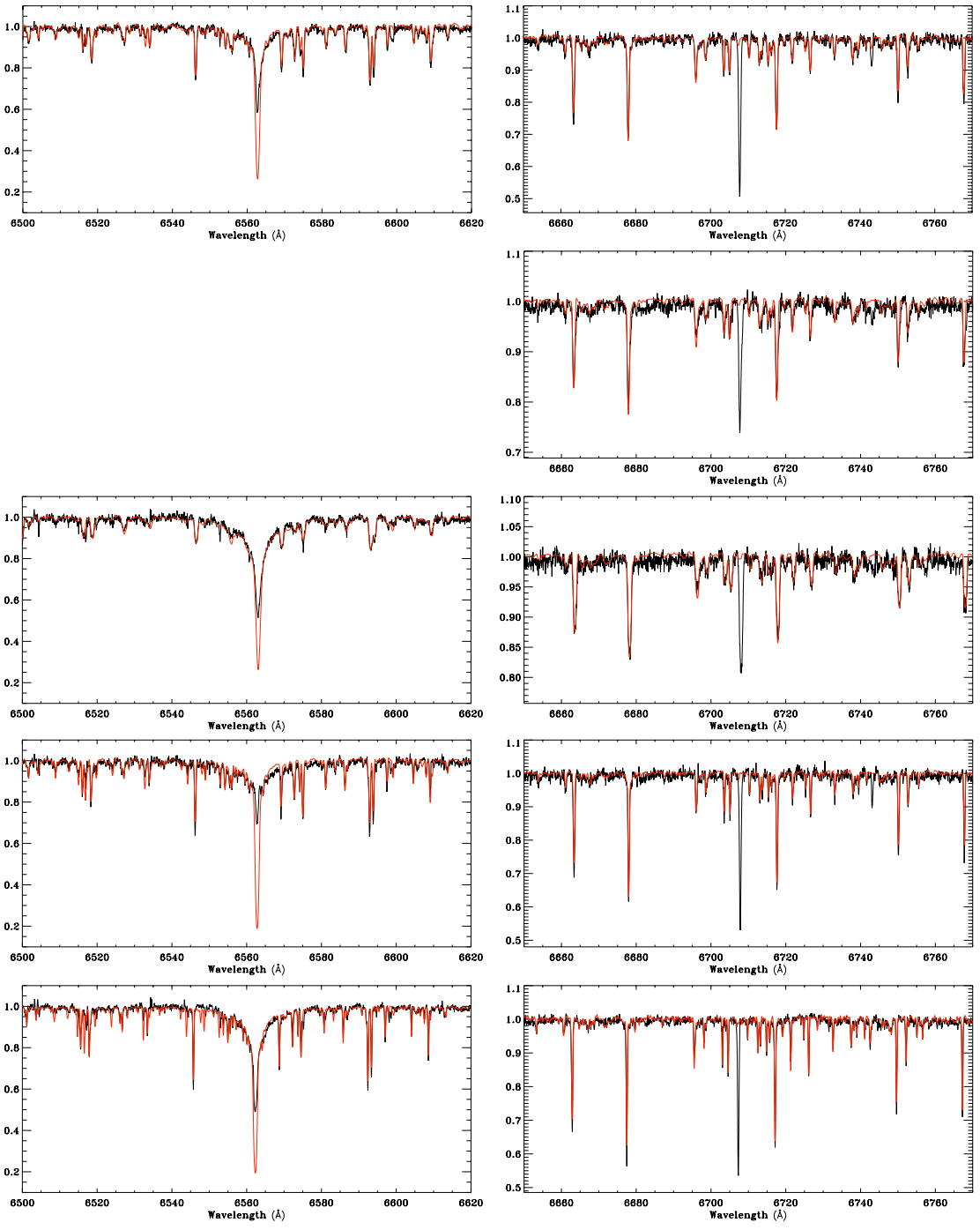


FIG. II.19 – Spectres des nouveaux candidats PTTS dans les régions spectrales de Hα *(panneaux de gauche)* et du lithium *(panneaux de droite)*. De haut en bas, ces spectres correspondent aux étoiles : RasTyc 0221+4600, RasTyc 0307+3020, RasTyc 0335+3113, RasTyc 0348+5202 et RasTyc 2100+4530.

ou de sous-géante. De plus, leur position dans le diagramme HR se trouve dans la région occupée par les sous-géantes de masse supérieure.

D'un autre côté, aucun critère spectroscopique n'a clairement été établi pour faire la distinction entre les WTTS et les CTTS. Martín (1998) a provisoirement proposé une méthode utilisant le diagramme EW(Li)–T$_{eff}$ pour séparer la population des WTTS de celle des PTTS. Mais, mal-

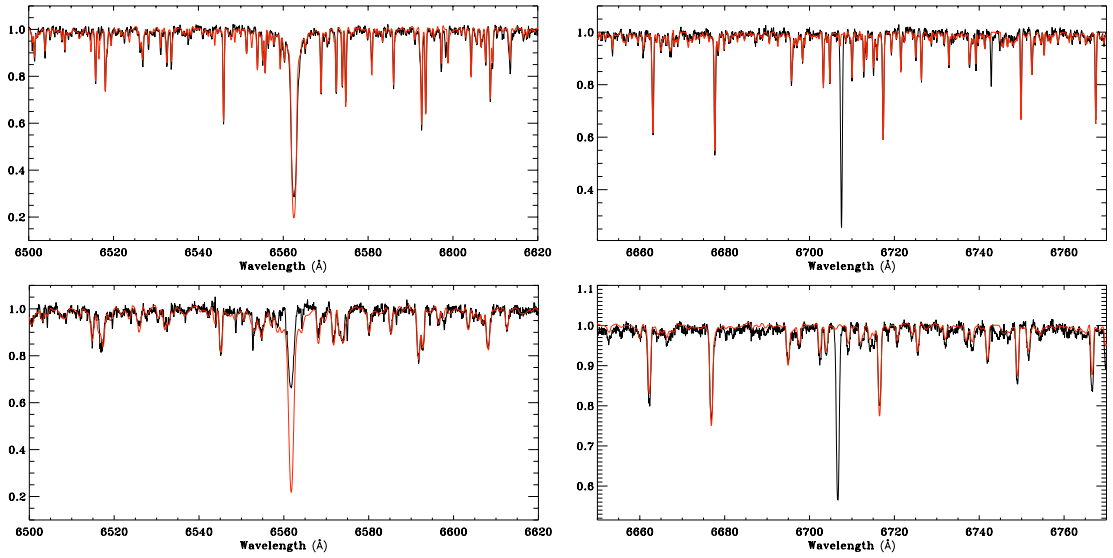


FIG. II.20 – Spectres des géantes riches en lithium dans les régions spectrales de Hα *(panneaux de gauche)* et du lithium *(panneaux de droite)*. De haut en bas, ces spectres correspondent aux étoiles : RasTyc 0319+4212 et RasTyc 1825+6450.

heureusement, nos candidates tombent dans la région où ces deux types d'étoiles T Tauri se mélangent ce qui nous empêche de pouvoir faire une distinction formelle. Comme aucune de ces sources n'est pas proche ($d < 200$ pc) des régions de formation d'étoiles les plus importantes, elles apparaissent comme de possibles membres de courants d'étoiles jeunes du voisinage solaire.

3.5 GÉANTES K

Depuis la découverte des premières géantes K riches en lithium (Wallerstein & Sneden 1982), près de 50 autres sont connues (Frebel *et al.* 2008, Strassmeier *et al.* 2008, Yerra & Reddy 2008, Mishenina *et al.* 2006, Lèbre *et al.* 2006, Reddy & Lambert 2005, Drake *et al.* 2002, de la Reza 2006). Pallavicini *et al.* (1992) ont découvert un grand échantillon d'étoiles K post-séquence principale actives montrant une haute abondance en lithium inhabituelle et ayant une vitesse de rotation bien en excès (reliée à leur forte activité) en relation avec les autres moins ou non actives. Dans une série des travaux, de la Reza et ses collaborateurs (de la Reza 2006, de La Reza *et al.* 1996, 1997*a*,*b*, de la Reza *et al.* 2000, Drake *et al.* 2002) ont apporté la preuve que "toutes" les étoiles géantes K avec des masses comprises entre 1 et 2.5 $M_\odot$ deviennent riches en lithium au cours de l'étape de la branche des géantes rouges. Pour ces auteurs, les étoiles K riches en lithium sont des géantes normales passant par une courte de période où l'abondance en lithium est importante. Cet épisode qui peut être cyclique pourrait prendre son origine dans les changements de la structure interne de l'étoile. Quand ces étoiles évoluent vers la partie bleue du "clump" (géantes brûlant l'hélium), elles développent des zones de convection externes et, par conséquent, un haut niveau d'activité magnétique, dû à la convection et à la rotation rapide, ce qui est l'origine de l'émission X. Une brusque injection de matériel interne contenant du ^{7}Be dans la photosphère par un important mécanisme de convection, peut induire la formation de ^{7}Li ainsi que la formation d'une enveloppe de gaz et de poussière. Aussi, l'enrichissement en lithium pourrait provenir de l'ingestion de corps sous-stellaires tels que les planètes ou les naines brunes (Siess & Livio 1999*a*,*b*, Denissenkov & Weiss 2000) ou bien par l'ingestion d'un corps sous-stellaire suivi par le déclenchement de la production de ^{7}Li provenant d'un réservoir stellaire de ^{3}He (de La Reza *et al.* 1996). À ce moment-là, la raie de Li I devrait apparaître dans leurs spectres. Cependant, le mécanisme de formation du lithium disparaîtra après quelques 10^5 années et le mélange convectif peut, à ce moment, prendre le relais en conduisant le lithium vers des zones plus profondes où il sera

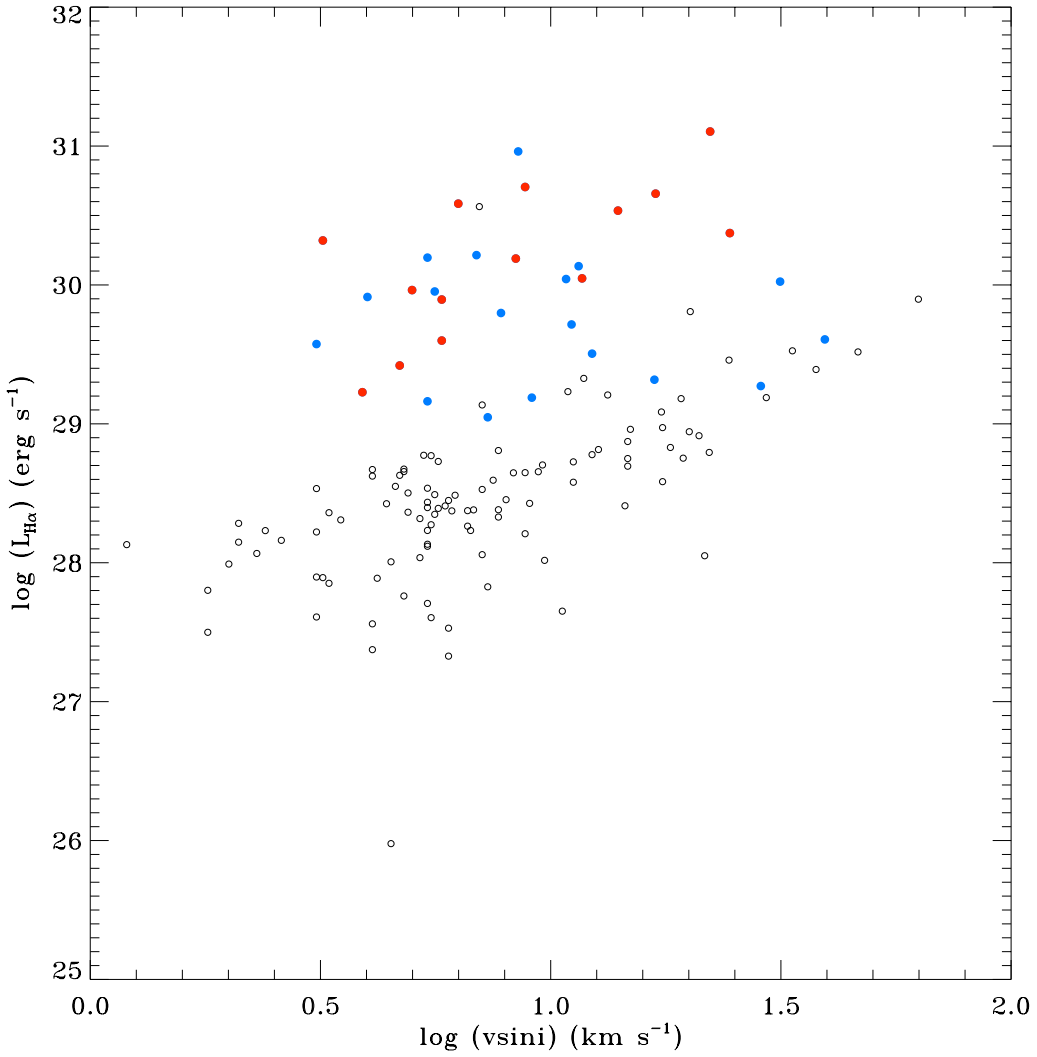


FIG. II.21 – Diagramme $\log L_{H\alpha} - \log(v \sin i)$ pour les sources D30 observées dans la région spectrale centré sur Hα. Les étoiles de séquence principale et celles évoluées sont marquées par des cercles vides et pleins, respectivement. Cette dernière population est composée de sources bien identifiées *(symboles rouges)* et d'autres mal classées *(symboles bleus)*.

détruit. L'observation de fortes raies du lithium pourrait alors indiquer que ces étoiles viennent juste d'atteindre cette phase d'évolution sans avoir eu un temps suffisant pour brûler le lithium photosphérique.

Nous avons trouvé 2 nouvelles géantes K (RasTyc 1825+6450 et RasTyc 0319+4212) pour lesquelles nous avons pu détecter une importante raie d'absorption du lithium et pour lesquelles l'abondance en lithium est comparable voire supérieure à l'abondance primordiale de cet élément. Les spectres obtenus pour ces sources sont présentés dans la Fig II.20 (dans les régions spectrales de Hα et du lithium). Cependant de nombreuses autres géantes sont classées comme *Pleiades-like* ou *UMa-like*. Ceci semble en accord avec le fait que les étoiles K post-séquence principale actives peuvent exhiber une importante raie du lithium. De par la nature même de notre échantillon, nous pourrions contribuer à l'étude de l'origine du lithium car nous avons déjà découverts ~ 25 sources (Fig. II.14) dans une petite fraction de l'échantillon *RasTyc* augmentant ainsi le nombre des étoiles K géante de manière significative (~ 50 déjà connues).

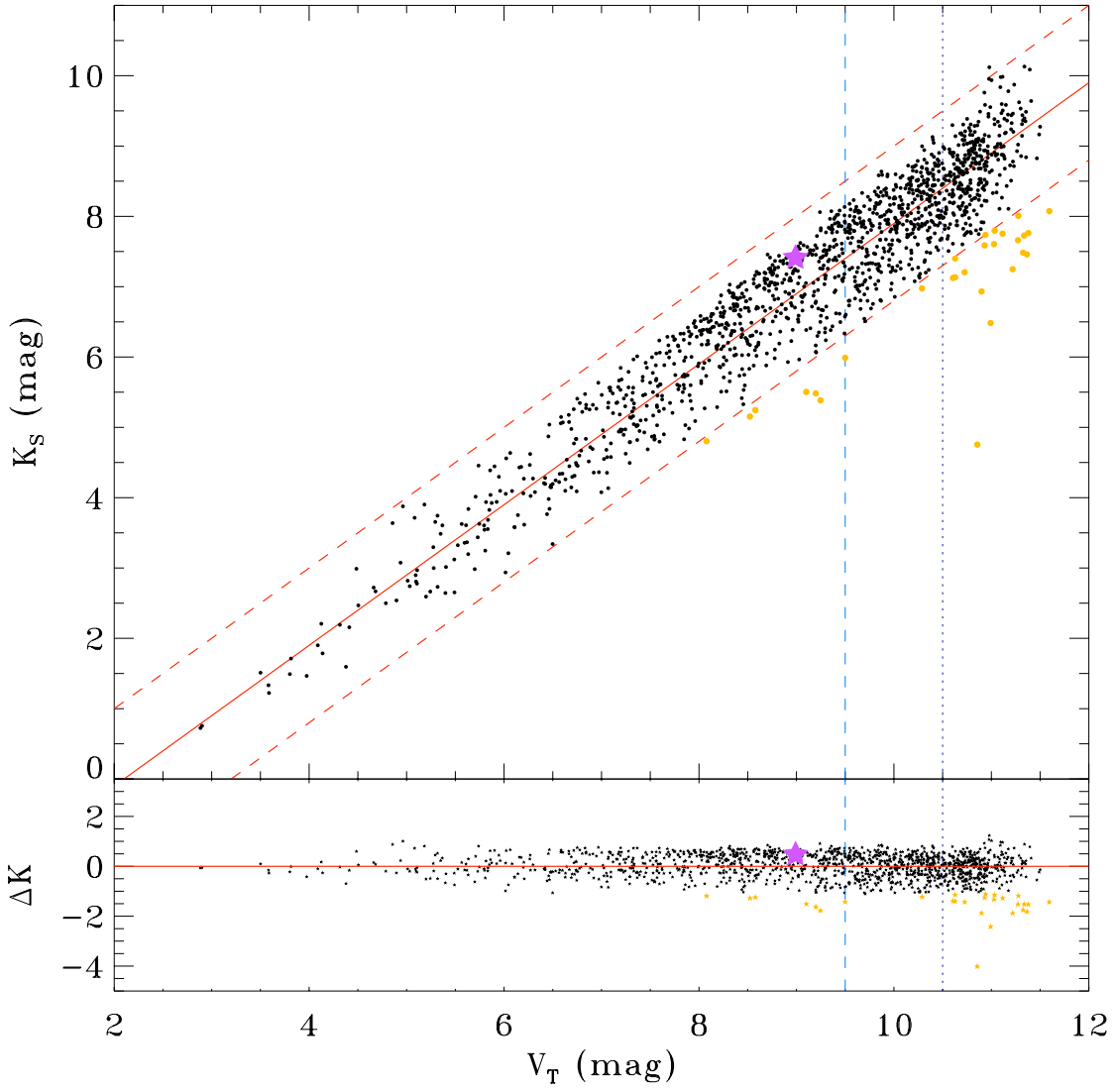


FIG. II.22 – Distribution des magnitudes V_T et K_S de toutes les sources *RasTyc*. Sur cette figure, nous avons également indiqué les limites en magnitudes des échantillons BRILLANT et FAIBLE : 9.5 (ligne verticale en tirets) et 10.5 (ligne verticale en pointillé). La ligne rouge *(panneau supérieur)* correspond à la droite de corrélation entre ces deux paramètres. La grande majorité de nos sources se trouvent dans un intervalle de ± 1 mag (ligne rouge en tirets) autour de cette relation. Le *panneau inférieur* montre la différence entre la magnitude K_S de 2MASS et celle de la relation. Nous avons indiqué les étoiles ayant un excès IR par des cercles pleins en orange. L'étoile *PMS-like* détectée par Spitzer est indiqué par un symbole rose en forme d'étoile.

Étant donné que le rapport F_{6563}/F_{5556} varie très peu entre les naines et les géantes pour les types spectraux G-K et que la magnitude V_0 est comprise entre 7 et 10 mag, le paramètre dominant lors du calcul de la luminosité $L_{H\alpha}$ (Eq. II.3) est la **distance**. Ceci implique que la luminosité $L_{H\alpha}$ des géantes est supérieure à des étoiles de la séquence principale (pour un $W^{em}_{H\alpha}$ donné).

Nous pouvons constater cela en regardant la distribution de ces sources dans le diagramme $\log(v \sin i) - \log L_{H\alpha}$ (Fig II.21) car les étoiles évoluées mal classées *(symboles bleus)* se trouvent dans la même région que celles identifiées comme géantes par le code ROTFIT *(symboles rouges)*. De plus, on remarque également qu'il y a une possible corrélation entre les deux paramètres considérés. Cependant, il n'y a pas de distinction particulière entre les géantes et les étoiles de séquence principale lorsque nous considérons la distribution de leurss vitesses de rotation.

3.6 SOURCES AVEC UN EXCÈS EN INFRA-ROUGE

Nous avons également déterminé la contrepartie de chaque source *RasTyc* présente dans le catalogue 2MASS (Cutri *et al.* 2003). Ceci nous a permis de mettre en évidence la corrélation entre les magnitudes V_T et K_S (Fig.II.22). Grâce à cette figure, nous avons pu identifier certaines sources ayant un excès en infra-rouge (IR). Malheureusement, toutes les sources des échantillons BRILLANT et FAIBLE sont déjà connues. De plus, elles possédent de nombreuses références bibliographiques. La majorité des sources détectées comme ayant un excès en IR ont des magnitudes V_T supérieures à 10.5 mag, donc pas étudiées dans un premier temps.

Cependant, parmi les étoiles de type *PMS-like*, nous avons identifié une source déjà détectée par Spitzer (Meyer *et al.* 2008) : HD 22179 (Fig.II.22, symbole rose en forme d'étoile). Pour cette source, ces auteurs ont pu détecter un disque de poussière dont la température a été évaluée à 65 K par Hillenbrand *et al.* (2008) et 95 K par Carpenter *et al.* (2008). Or, cette source n'apparaît pas comme ayant un excès en IR. Ceci n'est pas étonnant car seulement 10 % des étoiles T Tauri ayant un âge comparable à celui de TW Hya présentent un tel excès.

4 Conclusions

Dans ce chapitre, nous venons de présenter les premiers résultats de notre relevé à haute résolution des contreparties optiques de sources X dans l'hémisphère nord. Ce dernier a pour but d'obtenir une profonde caractérisation d'étoiles de champ présumées jeunes présentes dans le voisinage solaire. En particulier, nous nous sommes focalisés sur ~ 400 sources les plus brillantes optiquement pour lesquelles nous avons acquis près de 800 spectres dans les régions spectrales centrées autour de Hα et/ou du lithium. En utilisant notre procédure d'analyse, nous avons obtenu des mesures de vitesses radiale et de rotation projetée avec une bonne précision. Pour l'ensemble des sources identifiées comme des étoiles simples ou des systèmes SB1, nous avons également pu dériver la température effective, la gravité et la métallicité. Nous avons aussi pu déterminer l'abondance du lithium en nous référant à la largeur équivalente de la raie de Li I λ6707.8 et, par conséquent, estimer l'âge de la source. De plus, nous avons obtenu une mesure de la luminosité Hα indiquant ainsi le niveau de l'activité chromosphérique de nos sources. Nous avons également identifié plusieurs nouveaux systèmes binaires (SB1 et SB2) et multiples. Nous avons discuté ici de la fraction de ces systèmes dans les relevés de sources X mous et montré que la contamination par des systèmes évolués (souvent riches en lithium) n'est pas négligeable. Cet échantillon de sources optiquement brillantes et limité en flux X est finalement composé principalement d'étoiles jeunes (âge $< 1Ga$) et d'une faible proportion d'étoiles plus âgées. **Un résultat important est la découverte de possibles candidates PTTS**. De plus, nous avons également mis en évidence que notre échantillon est composé d'un grand nombre d'étoiles post-séquence principale présentant une importante raie du lithium ce qui n'est évidemment pas, dans ce cas, un indicateur de jeunesse. La découverte de toutes ces étoiles évoluées riches en lithium nous permettra d'étudier le mécanisme responsable de cette surabondance.

Références

AFFER, L., MICELA, G. & MOREL, T., 2008 ; *The stellar population of the Rosat North Ecliptic Pole survey. II. Spectral analysis*. A&A, **483**, 801

BARDEN, S. C., 1985 ; *A study of short-period RS Canum Venaticorum and W Ursae Majoris binary systems - The global nature of H-alpha*. ApJ, **295**, 162

BRANDNER, W., ALCALÁ, J. M., KUNKEL, M., MONETI, A. & ZINNECKER, H., 1996 ; *Multiplicity among T Tauri stars in OB and T associations. Implications for binary star formation.* A&A, **307**, 121

CARPENTER, J. M., BOUWMAN, J., MAMAJEK, E. E., MEYER, M. R., HILLENBRAND, L. A., BACKMAN, D. E., HENNING, T., HINES, D. C., HOLLENBACH, D., KIM, J. S., MORO-MARTIN, A., PASCUCCI, I., SILVERSTONE, M. D., STAUFFER, J. R. & WOLF, S., 2008 ; *Formation and Evolution of Planetary Systems (FEPS) : Properties of Debris Dust around Solar-type Stars*. ArXiv e-prints

CASTELLI, F. & KURUCZ, R. L., 2004 ; *New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres*. ArXiv Astrophysics e-prints

—, 2006 ; *Computed Hbeta indices from ATLAS9 model atmospheres*. A&A, **454**, 333

COX, A. N., 2000 ; *Book Review : Allen's astrophysical quantities. - 4th ed. / Springer, 2000*. S&T, **100** (1), 72

CUTRI, R. M., SKRUTSKIE, M. F., VAN DYK, S., BEICHMAN, C. A., CARPENTER, J. M., CHESTER, T., CAMBRESY, L., EVANS, T., FOWLER, J., GIZIS, J., HOWARD, E., HUCHRA, J., JARRETT, T., KOPAN, E. L., KIRKPATRICK, J. D., LIGHT, R. M., MARSH, K. A., MCCALLON, H., SCHNEIDER, S., STIENING, R., SYKES, M., WEINBERG, M., WHEATON, W. A., WHEELOCK, S. & ZACARIAS, N., 2003 ; *2MASS All Sky Catalog of point sources.* The IRSA 2MASS All-Sky Point Source Catalog, NASA/IPAC Infrared Science Archive. URL `http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/Gator/`

DE LA REZA, R., 2006 ; *Lithium Rich Red Giant Branch Stars*. Chemical Abundances and Mixing in Stars in the Milky Way and its Satellites, ESO ASTROPHYSICS SYMPOSIA. ISBN 978-3-540-34135-2. Springer-Verlag, p. 196

DE LA REZA, R., DA SILVA, L., DRAKE, N. A. & TERRA, M. A., 2000 ; *On LI Enrichment by Low-Mass Metal-Poor Red Giant Branch Stars*. ApJ, **535**, L115

DE LA REZA, R., DRAKE, N. A. & DA SILVA, L., 1996 ; *Lithium Enrichment–Mass-Loss Connection in K Giant Stars*. ApJ, **456**, L115+

—, 1997*a* ; *Episodic Mass Loss and Rapid Lithium Enrichment and Depletion in K Giants*. Ap&SS, **255**, 251

DE LA REZA, R., DRAKE, N. A., DA SILVA, L., TORRES, C. A. O. & MARTIN, E. L., 1997*b* ; *On a Rapid Lithium Enrichment and Depletion of K Giant Stars*. ApJ, **482**, L77+

DENISSENKOV, P. A. & WEISS, A., 2000 ; *Episodic lithium production by extra-mixing in red giants*. A&A, **358**, L49

DRAKE, N. A., DE LA REZA, R., DA SILVA, L. & LAMBERT, D. L., 2002 ; *Rapidly Rotating Lithium-rich K Giants : The New Case of the Giant PDS 365*. AJ, **123**, 2703

FRASCA, A., ALCALÁ, J. M., COVINO, E., CATALANO, S., MARILLI, E. & PALADINO, R., 2003 ; *Further identification of ROSAT all-sky survey sources in Orion*. A&A, **405**, 149

FRASCA, A. & CATALANO, S., 1994 ; *H alpha survey of late-type active binaries*. A&A, **284**, 883

FRASCA, A., GUILLOUT, P., MARILLI, E., FREIRE FERRERO, R., BIAZZO, K. & KLUTSCH, A., 2006 ; *Newly discovered active binaries in the RasTyc sample of stellar X-ray sources. I. Orbital and physical parameters of six new binaries*. A&A, **454**, 301

FREBEL, A., ROEDERER, I. U., SHETRONE, M., ALLENDE PRIETO, C., RHEE, J., GALLINO, R., BISTERZO, S., SNEDEN, C., BEERS, T. C. & COWAN, J. J., 2008 ; *The Hobby-Eberly Telescope Chemical Abundances of Stars in the Halo CASH Project II. The Li-, r- and s-Enhanced Metal-Poor Giant ligiant*. Dans *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, A. Frebel, J. R. Maund, J. Shen & M. H. Siegel, réds., tm. 393 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*

GRAY, D. F., 1992 ; *Book-Review - Observations and Analysis of Stellar Photospheres - ED.2*. Science, **257**, 1978

GUILLOUT, P., 1996 ; *Étude du contenu stellaire des cartographies en rayons X*. Thèse de doctorat, Université Louis Pasteur, Strasbourg I (France)

GUILLOUT, P., KLUTSCH, A., FRASCA, A., FREIRE FERRERO, R., MARILLI, E., MIGNEMI, G., BIAZZO, K., BOUVIER, J., MONIER, R., MOTCH, C. & STERZIK, M., 2008 ; *Spectroscopic Survey of the Youngest Field Stars in the Solar Neighborhood. I. The optically bright sample*. A&A, **soumis le 07/11/2008**

GUILLOUT, P., SCHMITT, J. H. M. M., EGRET, D., VOGES, W., MOTCH, C. & STERZIK, M. F., 1999 ; *The stellar content of soft X-ray surveys. II. Cross-correlation of the ROSAT All-Sky Survey with the Tycho and Hipparcos catalogs*. A&A, **351**, 1003

HAUSCHILDT, P. H., ALLARD, F. & BARON, E., 1999 ; *The NextGen Model Atmosphere Grid for 3000=T_eff=10,000 K.* ApJ, **512**, 377

HERBIG, G. H., 1985 ; *Chromospheric H-alpha emission in F8-G3 dwarfs, and its connection with the T Tauri stars.* ApJ, **289**, 269

HILLENBRAND, L. A., CARPENTER, J. M., KIM, J. S., MEYER, M. R., BACKMAN, D. E., MORO-MARTÍN, A., HOLLENBACH, D. J., HINES, D. C., PASCUCCI, I. & BOUWMAN, J., 2008 ; *The Complete Census of 70 μm-bright Debris Disks within "the Formation and Evolution of Planetary Systems" Spitzer Legacy Survey of Sun-like Stars.* ApJ, **677**, 630

KLUTSCH, A., FRASCA, A., GUILLOUT, P., FREIRE FERRERO, R., MARILLI, E., MIGNEMI, G. & BIAZZO, K., 2008 ; *New triple systems in the RasTyc sample of stellar X-ray sources.* A&A, **490**, 737

KURUCZ, R. L., 1979 ; *Model atmospheres for G, F, A, B, and O stars.* ApJS, **40**, 1

—, 1993 ; *Model Atmospheres (Kurucz, 1979).* VizieR Online Data Catalog, **6039**, 0

LÈBRE, A., DE LAVERNY, P., DO NASCIMENTO, JR., J. D. & DE MEDEIROS, J. R., 2006 ; *Lithium abundances and rotational behavior for bright giant stars.* A&A, **450**, 1173

MARTÍN, E. L., 1998 ; *Weak and post-T Tauri stars around B-type members of the Scorpius-Centaurus OB association.* AJ, **115**, 351

MEYER, M. R., CARPENTER, J. M., MAMAJEK, E. E., HILLENBRAND, L. A., HOLLENBACH, D., MORO-MARTIN, A., KIM, J. S., SILVERSTONE, M. D., NAJITA, J., HINES, D. C., PASCUCCI, I., STAUFFER, J. R., BOUWMAN, J. & BACKMAN, D. E., 2008 ; *Evolution of Mid-Infrared Excess around Sun-like Stars : Constraints on Models of Terrestrial Planet Formation.* ApJ, **673**, L181

MISHENINA, T. V., BIENAYMÉ, O., GORBANEVA, T. I., CHARBONNEL, C., SOUBIRAN, C., KOROTIN, S. A. & KOVTYUKH, V. V., 2006 ; *Elemental abundances in the atmosphere of clump giants.* A&A, **456**, 1109

MONTES, D., FERNANDEZ-FIGUEROA, M. J., DE CASTRO, E. & CORNIDE, M., 1995 ; *Excess Hα emission in chromospherically active binaries : the spectroscopic survey.* A&AS, **109**, 135

MONTES, D., LÓPEZ-SANTIAGO, J., FERNÁNDEZ-FIGUEROA, M. J. & GÁLVEZ, M. C., 2001 ; *Chromospheric activity, lithium and radial velocities of single late-type stars possible members of young moving groups.* A&A, **379**, 976

MOULTAKA, J., ILOVAISKY, S. A., PRUGNIEL, P. & SOUBIRAN, C., 2004 ; *The ELODIE Archive.* PASP, **116**, 693

NEUHÄUSER, R., 1997 ; *Low-mass pre-main sequence stars and their X-ray emission.* Science, **276**, 1363

PALLAVICINI, R., RANDICH, S. & GIAMPAPA, M. S., 1992 ; *Lithium in RS CVn binaries and related chromospherically active stars. I - Observational results.* A&A, **253**, 185

PAVLENKO, Y. V. & MAGAZZU, A., 1996 ; *Theoretical LTE and non-LTE curves of growth for LiI lines in G-M dwarfs and subgiants.* A&A, **311**, 961

PRUGNIEL, P. & SOUBIRAN, C., 2001 ; *A database of high and medium-resolution stellar spectra.* A&A, **369**, 1048

QUELOZ, D., ALLAIN, S., MERMILLIOD, J.-C., BOUVIER, J. & MAYOR, M., 1998 ; *The rotational velocity of low-mass stars in the Pleiades cluster.* A&A, **335**, 183

REDDY, B. E. & LAMBERT, D. L., 2005 ; *Three Li-rich K Giants : IRAS 12327-6523, 13539-4153, and 17596-3952.* AJ, **129**, 2831

ROBIN, A. & CREZE, M., 1986 ; *Stellar populations in the Milky Way - A synthetic model.* A&A, **157**, 71

ROBIN, A. C., REYLÉ, C., DERRIÈRE, S. & PICAUD, S., 2003 ; *A synthetic view on structure and evolution of the Milky Way.* A&A, **409**, 523

SANDERS, D. B., SOLOMON, P. M. & SCOVILLE, N. Z., 1984 ; *Giant molecular clouds in the Galaxy. I - The axisymmetric distribution of H2.* ApJ, **276**, 182

SCIORTINO, S., FAVATA, F. & MICELA, G., 1995 ; *The stellar coronal component of the Galaxy. II. an analysis of the stellar content of the Einstein Extended Medium Sensitivity Survey.* A&A, **296**, 370

SIESS, L., FORESTINI, M. & DOUGADOS, C., 1997 ; *Synthetic Hertzsprung-Russell diagrams of open clusters.* A&A, **324**, 556

SIESS, L. & LIVIO, M., 1999*a* ; *The accretion of brown dwarfs and planets by giant stars - I. Asymptotic giant branch stars.* MNRAS, **304**, 925

—, 1999*b* ; *The accretion of brown dwarfs and planets by giant stars - II. Solar-mass stars on the red giant branch.* MNRAS, **308**, 1133

SODERBLOM, D. R., JONES, B. F., BALACHANDRAN, S., STAUFFER, J. R., DUNCAN, D. K., FEDELE, S. B. & HUDON, J. D., 1993 ; *The evolution of the lithium abundances of solar-type stars. III - The Pleiades.* AJ, **106**, 1059

SODERBLOM, D. R., KING, J. R. & HENRY, T. J., 1998 ; *High-Resolution Spectroscopy of Some Very Active Southern Stars.* AJ, **116**, 396

SODERBLOM, D. R., OEY, M. S., JOHNSON, D. R. H. & STONE, R. P. S., 1990 ; *The evolution of the lithium abundances of solar-type stars. I - The Hyades and Coma Berenices clusters.* AJ, **99**, 595

STRASSMEIER, K. G., BARTUS, J., FEKEL, F. C. & HENRY, G. W., 2008 ; *The chromospherically active, triple, ellipsoidal, and eclipsing binary HD 6286 = BE Piscium : a laboratory for binary evolution*. A&A, **485**, 233

WALLERSTEIN, G. & SNEDEN, C., 1982 ; *A K giant with an unusually high abundance of lithium - HD 112127*. ApJ, **255**, 577

YERRA, B. K. & REDDY, B. E., 2008 ; *Investigation of anomalous high Li in K giants*. Bulletin of the Astronomical Society of India, **25**, 57

Chapitre III

Étude de la cinématique

Sommaire

1 Introduction 79
2 Cinématique 81
3 Critères d'appartenance aux MGs 87
4 Résultats et discussion 98
5 Conclusions 107
Références 128

1 Introduction

Les premiers courants d'étoiles ont été découverts relativement tôt dans l'histoire de la dynamique galactique. En effet, dès le milieu du *XIX* siècle, un certain nombre de chercheurs ont découvert l'existence de groupes d'étoiles ayant des mouvements spatiaux communs. En particulier, Proctor (1869) trouva que "*certaines étoiles montrent une tendance bien marquée à dériver vers une direction définie*". Depuis cette publication et jusqu'à très récemment (Jayawardhana 2000, Zuckerman & Song 2004, Fernández *et al.* 2008, Torres *et al.* 2008), de nouveaux groupes se greffèrent à la liste montrant ainsi que ces multiples regroupements d'étoiles ayant le même mouvement se trouvaient partout dans le ciel. Par conséquent, une théorie complète sur les courants d'étoiles fut élaborée. Dans ce cadre, d'autres terminologies (comme super-amas ou groupes cinétiques) furent introduites *a posteriori*, formant ainsi la base de ce qui est connu actuellement comme la théorie des courants d'étoiles.

Dans une série de papiers répartie sur plusieurs décennies, Olin Eggen a fortement contribué à la découverte de groupes cinématiques d'étoiles plus ou moins jeunes (p. ex., Eggen & Sandage 1959, Eggen 1969, 1970, 1971*a*,*b*,*c*, 1994), introduisant ainsi **le concept de courants d'étoiles**. Si plusieurs étoiles se forment dans une certaine région du ciel, alors ces dernières créent un amas dont l'âge, la position et la vitesse sont bien définis. Dans ce cas, la vitesse de chaque étoile peut être décomposée en une vitesse relative par rapport au centre de gravité du courant et en une vitesse moyenne de l'amas. Même si l'on suppose que ces vitesses sont faibles et même distribuées dans toutes les directions, l'amas d'origine se sera évaporé et les étoiles de cet amas se seront dispersées après plusieurs rotations autour de la galaxie. Les composantes de vitesses dans la direction de la rotation galactique s'apparenteront à celles des étoiles dans un tube d'écoulement. Dès que le Soleil passe au travers du tube d'un courant, les étoiles composant ce groupe seront alors distribuées sur tout le ciel, mais leur mouvement commun devrait encore nous permettre de distinguer les membres du groupe.

Olin Eggen a également émis l'idée que les étoiles peuvent maintenir une signature cinématique sur de longues périodes, mais leur existence (principalement les courants les plus vieux) est fortement controversée (p. ex., Griffin 1998, Taylor 2000). Il y a principalement deux facteurs qui s'opposent à la persistance d'un courant : LA ROTATION GALACTIQUE DIFFÉRENTIELLE qui tend à disperser les étoiles du plan galactique et LE CHAUFFAGE DU DISQUE qui augmente la dispersion

de la vitesse des étoiles du disque quand l'âge augmente. Des études récentes (Dehnen 1998, Chereul *et al.* 1998, 1999, Skuljan *et al.* 1999, Asiain *et al.* 1999, Torra *et al.* 2000, Mylläri 2000, Feltzing & Holmberg 2000) utilisant les données astrométriques du satellite Hipparcos et différentes procédures pour détecter des courants d'étoiles n'ont confirmé que l'existence des courants classiques (dont certains très âgés), mais détectèrent également des structures plus fines dans l'espace des vitesses qui, dans plusieurs cas, peuvent être reliées aux propriétés cinématiques d'amas ouverts ou d'associations proches. Skuljan *et al.* (1997) trouvèrent que l'utilisation des données astrométriques d'Hipparcos permet même de réduire considérablement les dispersions de vitesses de tous les courants d'Eggen confirmant ainsi l'existence des courants stellaires.

Avant 2000, les membres les mieux connus de ces courants sont généralement des étoiles précoces (de type O - B) et peu d'études avaient été consacrées à la composante tardive de ces courants (Montes *et al.* 2001*b*). Depuis une dizaine d'années, plusieurs groupes de chercheurs ont commencé à combler ce manque (Montes *et al.* 2001*b*, Torres *et al.* 2006, Guillout *et al.* 2008). Des évidences ont été trouvées que plusieurs étoiles jeunes tardives peuvent être membres de certains courants jeunes : les étoiles actives en X et EUV et celles riches en lithium (Favata *et al.* 1993, 1995, 1998, Jeffries & Jewell 1993, Mulliss & Bopp 1994, Jeffries 1995) ainsi que la population d'étoiles tardives de la ceinture de Gould (Guillout *et al.* 1998, Makarov & Urban 2000).

Les observations dans le domaine des rayons X des étoiles appartenant aux amas d'âge connu permirent également de déduire que l'émission X persiste dans les étoiles jeunes sur une période de l'ordre de 100 Ma. Une importante fraction de ces étoiles jeunes émettant en X sont des étoiles T Tauri. Celles qui sont très jeunes ($\lesssim 10$ Ma) présentent également des excès en infra-rouge (IR) – dû à la présence de disques ou d'enveloppes formés de particules de poussière chauffées à proximité des étoiles – ainsi que des émissions dans des raies UV et du continu (accrétion de la poussière et du gaz environnant). Quand les étoiles atteignent un âge de ~ 10 Ma, les émissions IR et l'activité optique déclinent considérablement. L'activité X devient alors un élément de base pour la caractérisation de la jeunesse. Par conséquent, en utilisant une approche cinématique et en cherchant des groupes d'étoiles ayant le même mouvement, l'identification de nouvelles étoiles T Tauri isolées est possible. Ainsi, les sources *RasTyc* sont d'excellents candidats pour être membres de ces courants (Guillout *et al.* 2008).

Dans ce chapitre, nous focalisons notre étude sur les 5 courants jeunes les plus étudiés à ce jour qui sont listés dans la Table III.1. Dans cette table, vous trouverez une description de ces différents courants : les différents noms utilisés pour chaque courant, les amas ouverts qui leur sont associés, les composantes de vitesses galactiques (U, V, W) du barycentre, la vitesse totale (V_{Total}) et les coordonnées (A, D) du point de convergence (C. P.). La liste des membres associés (Table III.1) et la détermination de leurs cinématiques proviennent de l'étude faite par Montes *et al.* (2001*b*).

TAB. III.1 – Paramètres décrivant les 5 courants d'étoiles jeunes les plus étudiés.

Nom	Amas associés	Âge (Ma)	(U^{a}, V, W) (km s^{-1})	V_{Total} (km s^{-1})	P. C. (A, D) $(^h, ^\circ)$	Nombres d'étoiles tardives associées
Courant des Pléiades (Association Locale)	Péiades, α Per, δ Lyr NGC 2516, IC 2602	20 – 150	11.6, -21.0, -11.4	26.5	$(5.98, -35.15)$	172
Super-amas de IC 2391	IC 2391	35 – 55	20.6, -15.7, -9.1	27.4	$(5.82, -12.44)$	66
Courant du Castor		200	10.7, -8.0, -9.7	16.5	$(4.75, -18.44)$	41
Courant de Ursa Major (Super-amas de Sirius)	Ursa Major (UMa)	300	-14.9, 1.0, -10.7	18.4	$(20.55, -38.10)$	108
Super-amas des Hyades	Hyades, Praesepe	600	39.7, -17.7, -2.4	43.5	$(6.40, 6.50)$	181

[a] La composantes U de vitesses spatiales est en direction de l'anti-centre galactique

Dans les années 60, Eggen suggéra l'existence d'une association locale ("Local Association" – Eggen 1961, 1965*a*,*b*) formée par un groupe d'étoiles jeunes avec approximativement la même vitesse spatiale que les amas Pléiades, α Persée, NGC 2516, IC 2602 et Scorpius-Centaurus (Eggen 1975, 1983*a*,*b*, 1992*a*, 1995*a*) et inclut les étoiles brillantes de type B les plus proches. Cette association est également connu sous le nom de "courant des Pléiades". Cependant, les âges des étoiles de cette associations sont comprises entre 20 et 150 Ma. En raison de cette caractéristique, il est difficile de concevoir ce courant comme un groupe unique. Le super-amas de IC 2391 et le courant d'étoiles jeunes du Castor sont les deux courants découverts les plus récemment (parmi les 5 étudiés) dont les âges sont $35-55$ Ma (Eggen 1991, 1995*b*) et ≈ 200 Ma (Barrado y Navascués *et al.* 1998), respectivement. Les deux derniers courants choisis sont ceux découverts par Proctor (1869) : le super-amas Sirius (ou UMa) et le super-amas des Hyades. Ces derniers sont les courants les plus âgés : ≈ 300 Ma (Eggen 1960, 1983*c*, 1992*b*, 1998, Soderblom & Mayor 1993*b*,*a*) et ≈ 600 Ma (Eggen 1958, 1960, 1984, 1992*b*, 1996, 1998), respectivement.

2 Cinématique

Afin de déterminer la cinématique de nos sources, nous devons absolument connaître leur vitesse radiale, leurs mouvements propres ainsi que leur parallaxe avec une grande précision. En ce qui concerne les deux premiers paramètres, nous les avons d'ores et déjà obtenus : le premier lors de notre analyse et le second provient du catalogue Tycho-2 (Høg *et al.* 2000). Par contre, la parallaxe fournie par Tycho n'est pas toujours très fiable car elle peut être négative et car certaines erreurs relatives (σ_π/π) sont supérieures à $30\,\%$. Cependant, des mesures astrométriques d'Hipparcos ont été obtenues pour $45\,\%$ des sources *RasTyc* (§ 1.3, Chapitre II) ce qui permet de connaître la parallaxe de ces sources avec une excellente précision. Pour les sources sans parallaxe connue, nous avons été contraints de déterminer la distance photométrique (§ 2.1). Connaissant ce dernier paramètre, nous sommes en mesure de déterminer les composantes (U, V, W) de la vitesse spatiale de ces sources (§ 2.2) qui seront utilisées pour déterminer de manière probabiliste si une source appartient (ou non) à l'un des 5 courants d'étoiles jeunes (§ 3). Nous utilisons également les critères d'Eggen (§ 3.4) pour déterminer le degré d'association. Finalement, sur la base de tous ces principes, nous avons également étudié la distribution de nos étoiles en coordonnées galactiques pour tenter de mettre en évidence de possible(s) nouveaux courants d'étoiles jeunes (§ 3.5).

2.1 Détermination de la distance photométrique

2.1.1 Distance photométrique des étoiles isolées

Pour un certain nombre de nos sources, nous ne disposons pas de parallaxe trigonométrique ayant une grande précision ($|\sigma_\pi/\pi| < 0.3$). Par conséquent, nous appliquons la loi de Pogson (Eq. III.1) afin de déterminer leurs distances photométriques.

$$m_v - M_v = 5 \log d - 5 + A \tag{III.1}$$

où la magnitude visuelle de l'étoile (m_v), sa magnitude absolue (M_v) et l'extinction (A) est reliée à l'absorption du milieu le long de la ligne de visée, s'expriment en mag. La distance (d) est donnée en parsec (pc).

Pour les étoiles très proches, nous pouvons considérer que l'absorption est faible ($A \approx 0$) et l'équation III.1 prend ainsi la forme suivante :

$$m_v - M_v = 5 \log d - 5 \tag{III.2}$$

La distance photométrique se dérive alors directement de l'équation ci-dessus et est relié au module de distance ($m_v - M_v$) par l'équation :

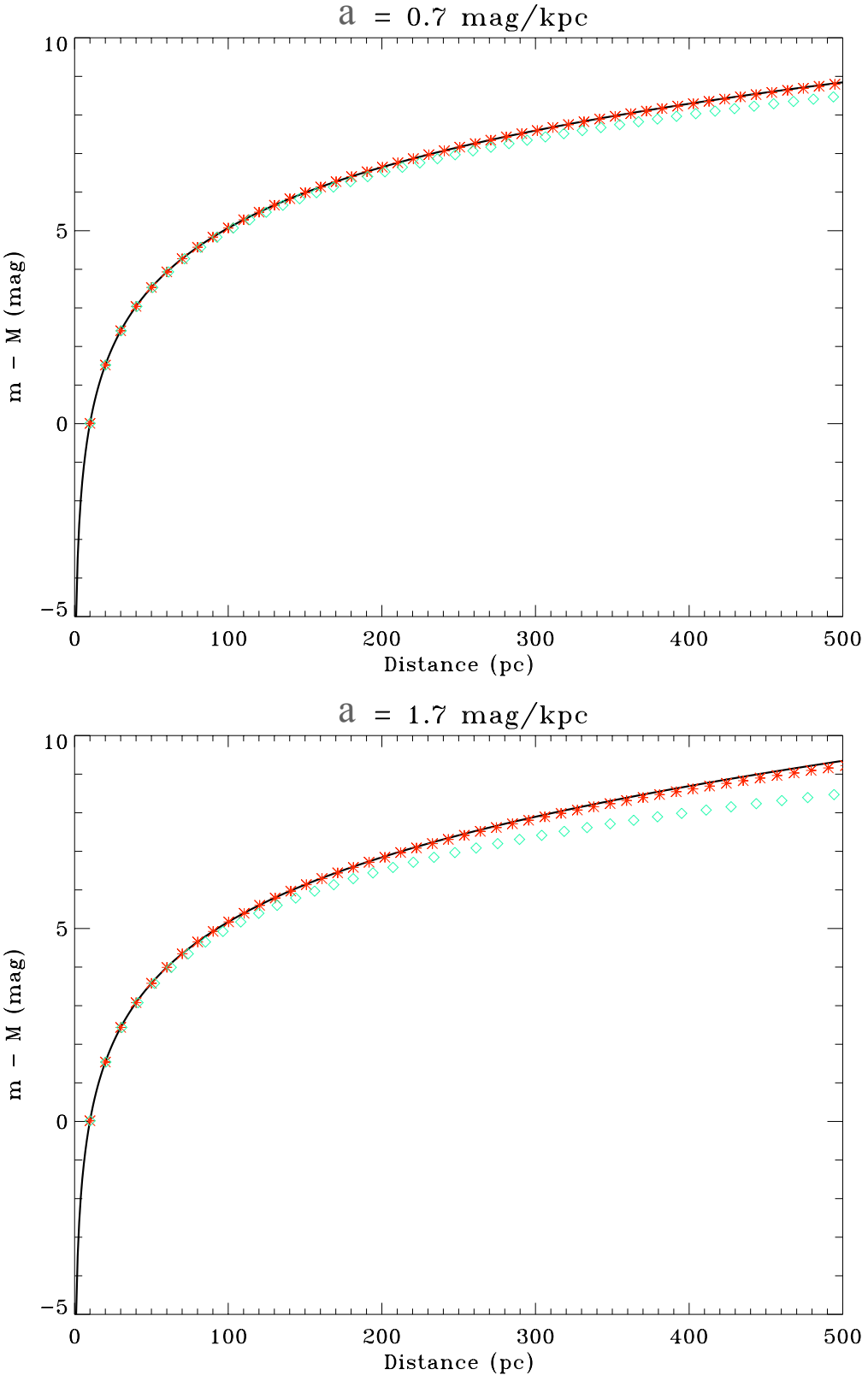


FIG. III.1 – Interpolation de la distance photométrique à partir du module de distance (m-M) pour les deux absorptions interstellaires (a) considérées. La ligne en continu présente la relation reliant (m-M) à la distance (Eq. III.4) et les astérisques ($*$) présentent la relation inverse que nous avons dérivée (Eq. III.8). Toutes deux prennent en compte l'absorption. Nous avons également cette relation sans absorption (Eq. III.2) que est illustrée par les losanges ($\Diamond$).

$$d = 10^{(m_v - M_v + 5)/5} \tag{III.3}$$

Mais, cette première approximation ne suffit plus quand la distance augmente (Fig. III.1). Cette remarque est d'autant plus vraie lorsque les étoiles considérées se situent dans le plan de la galaxie (Fig. III.1, panneau inférieur) où cet effet se fait ressentir plus rapidement. Dans ces conditions, nous avons considéré une extinction différentielle linéaire de la forme $A = a \times d$. Nous prenons respectivement une absorption de 1.7 mag/kpc et de 0.7 mag/kpc quand les sources se trouvent dans le plan galactique ($b_{gal} < 15\,\mathrm{deg}$) et aux latitudes plus élevées ($b_{gal} > 15\,\mathrm{deg}$). L'équation peut s'écrire alors de la manière qui suit :

$$m_v - M_v = 5 \log d - 5 + \frac{a}{1000}\, d \tag{III.4}$$

Pour isoler la distance nous procédons ainsi :

$$\begin{aligned} \log d + \frac{a}{5000}\, d &= \frac{m_v - M_v + 5}{5} \\ \ln d + \frac{a \ln(10)}{5000}\, d &= \frac{\ln(10)}{5}(m_v - M_v + 5) \\ d \exp\left\{\frac{a \ln(10)}{5000}\, d\right\} &= \exp\left\{\frac{\ln(10)}{5}(m_v - M_v + 5)\right\} \end{aligned} \tag{III.5}$$

Comme nous travaillons sur des sources du voisinage solaire, la distance maximale des étoiles de la séquence principale n'excède généralement pas les $100\,\mathrm{pc}$. Les étoiles géantes sont détectées jusqu'à des distances plus grandes ($\sim 800\,\mathrm{pc}$). Cependant, la fonction exponentielle peut être approximée par un développement de Taylor d'ordre 1 (Eq. III.6) que si le terme $\sigma(x^2)$ est faible (pour une distance de $500\,\mathrm{pc}$ et une absorption de 1.7 mag/kpc, $(bx)^2 \sim 0.15$).

$$\exp(b\,x) = \sum_{n=0}^{\infty} \frac{(b\,x)^n}{n!} = 1 + b\,x + \sigma(x^2). \tag{III.6}$$

L'équation III.5 prend alors la forme d'un polynôme du second degré.

$$\frac{a \ln(10)}{5000}\, d^2 + d - \exp\left\{\frac{\ln(10)}{5}(m_v - M_v + 5)\right\} = 0 \tag{III.7}$$

L'unique solution physiquement possible est la racine positive :

$$d = \frac{-1 + \sqrt{1 + 4\,\frac{A_v \ln(10)}{5000}\, \exp\left\{\frac{\ln(10)}{5}(m_v - M_v + 5)\right\}}}{2\,\frac{a \ln(10)}{5000}} \tag{III.8}$$

2.1.2 Distance photométrique des systèmes multiples

Nous avons utilisé les différentes températures effectives dérivées (Chapitre II, § 3.4) pour déterminer la magnitude absolue (M_V) de chaque composante en utilisant les tables de calibration $T_{\mathrm{eff}} - M_V$ pour les étoiles de séquence principale (Cox 2000). Afin de pouvoir déterminer la distance photométrique des systèmes en utilisant l'équation III.8,

$$d = \frac{-1 + \sqrt{1 + 4\,\frac{A_v \ln(10)}{5000}\, \exp\left\{\frac{\ln(10)}{5}(m_{Syst} - M_{Syst} + 5)\right\}}}{2\,\frac{a \ln(10)}{5000}} \tag{III.9}$$

il est nécessaire d'exprimer la magnitude absolue moyenne du système (M_{Syst}) comme une fonction des magnitudes absolues obtenues pour les différentes composantes du système. La loi de Pogson s'exprime :

$$m = -2.5 \log F + k \tag{III.10}$$

de laquelle on peut dériver

$$m - M = 5 \log d - 5 + A \tag{III.11}$$

après avoir défini la notion de magnitude absolue (M).

En considérant que la séparation entre les différentes étoiles de ces systèmes est très faible par rapport à la distance entre le Soleil et ces systèmes, nous supposons que toutes les étoiles formant un système se situent à une même distance ce qui implique une même extinction pour chaque composante du système. Ainsi tous les modules de distance sont identiques :

$$m_P - M_P = m_S - M_S = m_T - M_T = \cdots = 5 \log(d) - 5 + A. \tag{III.12}$$

où les indices P, S et T correspondent à la composante primaire, secondaire et tertiaire, respectivement, si le système est un système triple. De plus, la différence de magnitude apparente ($m_P - m_S$) entre deux composantes d'un système est égale à leur différence de magnitude absolue ($M_P - M_S$) :

$$m_P - m_S = M_P - M_S \tag{III.13}$$

Or, d'après l'équation III.10, la différence de magnitude apparente vaut :

$$m_P - m_S = -2.5 \log \left(\frac{F_P}{F_S} \right) \tag{III.14}$$

donc

$$M_P - M_S = -2.5 \log \left(\frac{F_P}{F_S} \right) \tag{III.15}$$

Cas des systèmes binaires :

Dans le cas des systèmes binaires, le flux total correspond à la somme des flux provenant des deux étoiles formant cette association. L'équation III.15 prend alors la forme :

$$M_{Bin} = M_S - 2.5 \log \left(\frac{F_{Bin}}{F_S} \right)$$

$$M_{Bin} = M_S - 2.5 \log \left(\frac{F_P + F_S}{F_S} \right)$$

$$M_{Bin} = M_S - 2.5 \log \left(1 + \frac{F_P}{F_S} \right) \tag{III.16}$$

Or, à partir de l'équation III.15, on peut écrire le rapport du flux de la primaire par rapport à celui de la secondaire (F_P/F_S) sous la forme :

$$\frac{F_P}{F_S} = 10^{-\left(\frac{M_P - M_S}{2.5}\right)} \tag{III.17}$$

Par conséquent, la magnitude absolue de la binaire (M_{Bin}) s'écrit sous la forme

$$M_{Bin} = M_S - 2.5 \log \left(1 + 10^{-\left(\frac{M_P - M_S}{2.5}\right)} \right) \tag{III.18}$$

qui ne dépend que des magnitudes absolues des composantes primaire M_P et secondaire M_S.

Cas des systèmes triples :

Dans ce cas, le flux total du système correspond au flux de la binaire interne (F_{Bin}) auquel s'ajoute celui de la troisième composante (F_T). En transposant l'équation III.15 à cette nouvelle configuration et en procédant d'une manière identique qu'au paragraphe précédent, on obtient l'équation III.23 pour la magnitude absolue du système triple (M_{Syst})

$$M_{Syst} = M_T - 2.5 \log \left(\frac{F_{Triple}}{F_T} \right) \tag{III.19}$$

$$M_{Syst} = M_T - 2.5 \log \left(\frac{F_{Bin} + F_T}{F_T} \right) \tag{III.20}$$

$$M_{Syst} = M_T - 2.5 \log \left(1 + \frac{F_{Bin}}{F_T} \right) \tag{III.21}$$

où

$$\frac{F_{BI}}{F_T} = 10^{-\left(\frac{M_{Bin} - M_T}{2.5}\right)} \tag{III.22}$$

donc

$$M_{Syst} = M_T - 2.5 \log \left(1 + 10^{-\left(\frac{M_{Bin} - M_T}{2.5}\right)} \right) \tag{III.23}$$

En remplaçant, dans l'équation précédente, la magnitude absolue de la binaire interne (M_{Bin}) par la formule III.18, on trouve finalement que M_{Syst} ne dépend que des magnitudes absolues des trois compsantes (M_P, M_S et M_T) et s'écrit sous la forme :

$$M_{Syst} = M_T - 2.5 \log \left[1 + 10^{-\left\{ \frac{M_S - 2.5 \log\left(1 + 10^{-\left[\frac{M_P - M_S}{2.5}\right]}\right) - M_T}{2.5} \right\}} \right] \tag{III.24}$$

2.2 DÉTERMINATION DE LA CINÉMATIQUE DE NOS SOURCES

Nous dérivons les composantes de vitesses spatiales (U, V, W) de l'ensemble des sources *RasTyc* en utilisant la parallaxe trigonométrique (si nous disposons d'une mesure fiable) ou de une estimation de la distance photométrique (évaluée dans la section précédente), les mouvements propres et les vitesses radiales (correspond à la vitesse radiale barycentrique si la source est un système multiple) de chaque source *RasTyc* . Nous avons préféré exprimer les vitesses héliocentriques dans le système de coordonnées "*left-handed*" dans lequel les composantes de vitesse U, V, et W sont dirigées respectivement suivant l'anti-centre galactique, la direction de la rotation galactique et celle du pôle nord galactique (NGP).

Notre procédure IDL prend en compte les formules présentées par Johnson & Soderblom (1987). Ce code utilise la matrice de transformation *J2000* des coordonnées galactiques pris de l'introduction du catalogue Hipparcos ESA (1997). J'ai modifié le programme *GAL_UVW* trouvé sur *IDL Astronomy Users Library*[1] pour y incorporer le calcul des erreurs en accord avec les équations de Johnson & Soderblom (1987). Cette procédure se nomme UVW_GAL_ERROR.

Par la suite, α et δ sont les coordonnées équatoriales tandis que l et b correspondent aux coordonnées galactiques. Le système des coordonnées ICRS définit trois angles. Les angles α_{NGP} et δ_{NGP} correspondent aux coordonnées équatoriales du pôle nord galactique et l'angle l_Ω est l'origine de la longitude galactique du noeud ascendant du plan galactique sur l'équateur de ICRS. Ces paramètres valent :

[1] http ://idlastro.gsfc.nasa.gov/homepage.html

$$\alpha_{NGP} = 192.^{\circ}85948$$

$$\delta_{NGP} = 27.^{\circ}12825$$

$$l_{\Omega} = 32.^{\circ}93192$$

La vitesse spatiale s'obtient, en coordonnées équatoriales, de la manière suivante :

$$\vec{v} = (\vec{p}\,\mu_{\alpha}\ \cos\delta\ k/\pi + \vec{q}\,\mu_{\delta}\ k/\pi + \vec{r}\,v_r) \tag{III.25}$$

où le paramètre k correspond au facteur de conversion de 1 UA année^{-1} en km s^{-1} et vaut 4.74057.

Les vecteurs $\vec{p} = (p_x, p_y, p_z)$, $\vec{q} = (q_x, q_y, q_z)$ et $\vec{r} = (r_x, r_y, r_z)$ forment ainsi la matrice des coordonnées $\mathcal{A}$ qui est définie de la manière suivante :

$$\begin{aligned}\mathcal{A} &= \begin{bmatrix} r_x & p_x & q_x \\ r_y & p_y & q_y \\ r_z & p_z & q_z \end{bmatrix} \equiv \begin{bmatrix} +\cos\ \alpha\ \cos\ \delta & -\sin\ \alpha & -\cos\ \alpha\ \sin\ \delta \\ +\sin\ \alpha\ \cos\ \delta & +\cos\ \alpha & -\sin\ \alpha\ \sin\ \delta \\ +\sin\ \delta & 0 & +\cos\ \delta \end{bmatrix} \\ &= \begin{bmatrix} +\cos\ \alpha & +\sin\ \alpha & 0 \\ +\sin\ \alpha & -\cos\ \alpha & 0 \\ 0 & 0 & -1 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} +\cos\ \delta & 0 & +\sin\ \delta \\ 0 & -1 & 0 \\ -\sin\ \delta & 0 & +\cos\ \delta \end{bmatrix}\end{aligned} \tag{III.26}$$

Ainsi, les composantes (v_x, v_y, v_z) prennent la forme suivante :

$$\begin{bmatrix} v_x \\ v_y \\ v_x \end{bmatrix} = \mathcal{A}\,.\,\begin{bmatrix} \rho \\ k\ \mu_{\alpha}/\pi \\ k\ \mu_{\delta}/\pi \end{bmatrix} \tag{III.27}$$

Les coordonnées galactiques peuvent être calculées à partir des coordonnées équatoriales par une simple transformation matricielle :

$$\begin{bmatrix} \cos b\ \cos l \\ \cos b\ \sin l \\ \sin b \end{bmatrix} = \mathcal{T}\,.\,\begin{bmatrix} \cos\delta\ \cos\alpha \\ \cos\delta\ \sin\alpha \\ \sin\delta \end{bmatrix} \tag{III.28}$$

où

$$\mathcal{T} = \mathcal{M}\,.\,\begin{bmatrix} -\sin\ \delta_{NGP} & 0 & +\cos\ \delta_{NGP} \\ 0 & -1 & 0 \\ +\cos\ \delta_{NGP} & 0 & +\sin\ \delta_{NGP} \end{bmatrix} \begin{bmatrix} +\cos\ \alpha_{NGP} & +\sin\ \alpha_{NGP} & 0 \\ +\sin\ \alpha_{NGP} & -\cos\ \alpha_{NGP} & 0 \\ 0 & 0 & +1 \end{bmatrix} \tag{III.29}$$

Dans l'équation III.29, $\mathcal{M}$ est la matrice de rotation du système qui s'écrit sous la forme :

$$\mathcal{M} = \begin{bmatrix} +\cos\ \theta_0 & +\sin\ \theta_0 & 0 \\ +\sin\ \theta_0 & -\cos\ \theta_0 & 0 \\ 0 & 0 & +1 \end{bmatrix}, \theta_0 = 90^{\circ} + \mathrm{l}_{\Omega} \tag{III.30}$$

En utilisant les définitions précédentes de α_{NGP}, de δ_{NGP} et de l_{Ω}, cette matrice de transformation prend alors la forme suivante :

$$\mathcal{T} = \begin{bmatrix} +0.0548755604 & +0.4941094279 & -0.8676661490 \\ +0.8734370902 & -0.4448296300 & -0.1980763734 \\ +0.4838350155 & +0.7469822445 & +0.4559837762 \end{bmatrix} \quad \text{(III.31)}$$

Les composantes (U, V, W) sont référencées dans le systèmes de coordonnées galactiques et s'écrit sous la forme suivante :

$$\begin{bmatrix} U \\ V \\ W \end{bmatrix} = \mathcal{B} \, . \, \begin{bmatrix} \rho \\ k\,\mu_\alpha/\pi \\ k\,\mu_\delta/\pi \end{bmatrix} \quad \text{(III.32)}$$

où la matrice $\mathcal{B}$ correspond au produit matriciel de $\mathcal{A}$ et de $\mathcal{T}$ ($\mathcal{B} = \mathcal{A} \, . \, \mathcal{T}$).

Le calcul de l'erreur s'obtient alors en utilisant l'équation suivante :

$$\begin{bmatrix} \sigma_U^2 \\ \sigma_V^2 \\ \sigma_W^2 \end{bmatrix} = \mathcal{C} \, . \, \begin{bmatrix} \sigma_\rho^2 \\ (k/\pi)^2 \left[\sigma_{\mu_\alpha}^2 + (\mu_\alpha \sigma_\pi/\pi)^2\right] \\ (k/\pi)^2 \left[\sigma_{\mu_\delta}^2 + (\mu_\delta \sigma_\pi/\pi)^2\right] \end{bmatrix} + 2\mu_\alpha \mu_\delta k^2 \sigma_\pi^2/\pi^4 \begin{bmatrix} b_{12} \, . \, b_{13} \\ b_{22} \, . \, b_{23} \\ b_{32} \, . \, b_{33} \end{bmatrix} \quad \text{(III.33)}$$

Les éléments de la matrice $\mathcal{C}$ sont le carré des éléments individuels de la matrice $\mathcal{B}$, c'est-à-dire que $c_{ij} = b_{ij}^2$ pour tous les i et j.

Pour les utilisateurs du système de coordonnées "*right-handed*" (où U est dirigée suivant la direction du centre galactique), il suffit de changer le signe de chaque élément de la première colonne de la matrice de transformation $\mathcal{T}$ (toutes ces valeurs sont négatives).

3 Critères d'appartenance aux MGs

Comme nous venons de le voir, de nombreuses sources actives et/ou jeunes sont déjà connues comme étant membres de courants d'étoiles jeunes et sont généralement des étoiles plus chaudes que celles que nous étudions. Cependant, Montes *et al.* (2001*b*) ont commencé à étudier la population tardive de ces courants. Afin de déterminer l'appartenance de nos sources à l'un des courants les mieux connus (Table III.1), nous avons développé deux méthodes probabilistes basées sur leurs coordonnées (U, V, W) dans l'espace des vitesses. Par contre, les critères d'Eggen permettent d'établir l'appartenance ou non à un courant de manière qualitative.

3.1 MÉTHODE 3D

À partir des distributions de vitesses spatiales des membres déjà connus provenant de l'étude de Montes *et al.* (2001*b*), on distingue très clairement que chaque courant d'étoiles jeunes est localisé dans une région bien précise de l'espace des vitesses. Nous avons donc utilisé cette caractéristique pour ajuster ces différentes distributions de vitesses par des gaussiennes (Fig. III.2) prenant ainsi en compte les dispersions typiques suivant les différents axes de ce système de coordonnées : U, V et W. À partir de ces ajustements, nous avons pu déterminer le centre de chaque distribution (U_0, V_0 et W_0) et les paramètres de dispersion : σ_U, σ_V et σ_W. La connaissance de ces 3 paramètres et l'utilisation de la formule probabiliste d'une loi normale à 3 dimensions (Pelat 2006, p.127), nous sommes en mesure de calculer la probabilité d'appartenance (P_{3d}) grâce à la formule suivante :

$$P_{3d} = -2\,\Phi(k) + \sqrt{\frac{2}{\pi}}\, k\, e^{-0.5\,k^2} \quad \text{(III.34)}$$

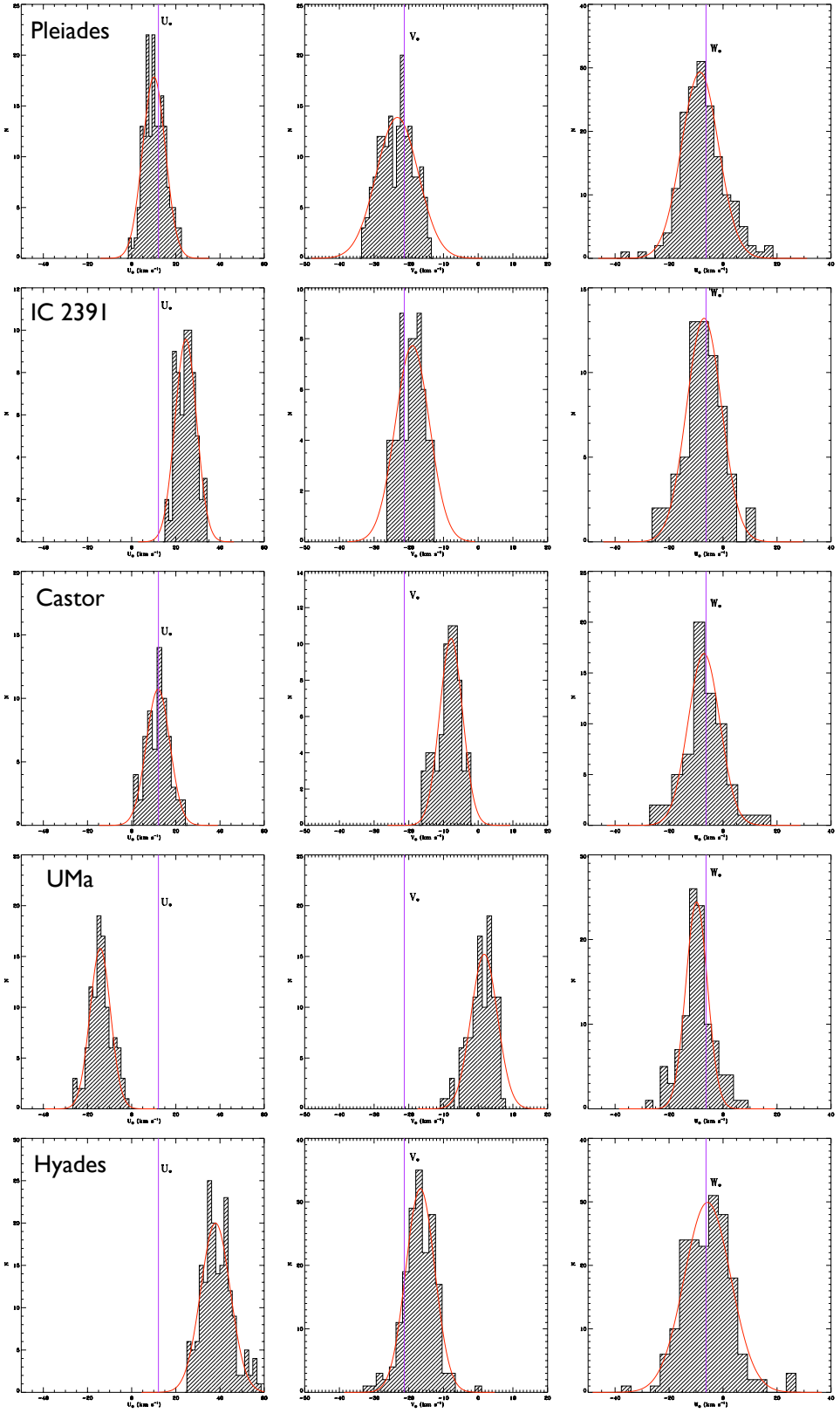


FIG. III.2 – Distributions des vitesses spatiales U, V et W *(panneaux de gauche à droite)* des membres connus des 5 courants jeunes les plus étudiés *(panneaux de haut en bas)*. Le meilleur ajustement gaussien obtenu pour chacune de ces distributions *(droites rouges continues)* et les vitesses ($U_\star$, $V_\star$ et $W_\star$) d'un possible nouveau membre du courant des Pléiades avec une probabilité $P_{3d} = 94.7\,\%$ *(lignes verticales violettes)* sont également montrées.

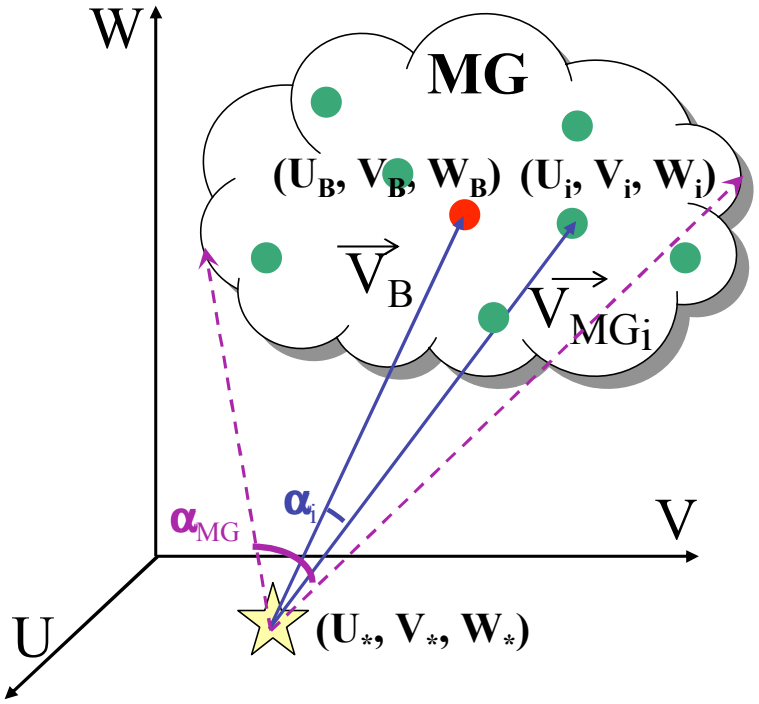


FIG. III.3 – Système de coordonnées (V_{MG}, α). Le barycentre du courant, les membres connus de ce courant et la source candidate à ce dernier sont indiqués par un cercle rouge, des cercles verts et une étoile, respectivement.

où $\Phi(k)$ correspond à la surface sous la courbe d'une distribution pour une loi normale à 1 dimension comprise entre 0 et k et où k^2 prend la forme suivante :

$$k^2 = \left(\frac{U_\star - U_0}{\sigma_U}\right)^2 + \left(\frac{V_\star - V_0}{\sigma_V}\right)^2 + \left(\frac{W_\star - W_0}{\sigma_W}\right)^2 \tag{III.35}$$

Nous considérons une source comme un possible nouveau membre si la probabilité P_{3d} est plus grande que $10\,\%$ (donc si k est plus petit que ~ 2.50).

3.2 MÉTHODE 2D

Au cours de cette procédure, nous utilisons toujours les composantes (U, V, W) des membres déjà connus mais dans un concept totalement original qui nécessite de nombreux changements de repère. En effet, à partir de ce système de coordonnées, nous en avons défini un nouveau – le système de coordonnées (V_{MG}, α) – dont le passage de l'un à l'autre est schématisé dans la Fig. III.3 et les équations suivantes :

$$V_{MG_i} = \sqrt{(U_i - U_\star)^2 + (V_i - V_\star)^2 + (W_i - W_\star)^2} \tag{III.36}$$

$$\alpha_i = \angle\left(\vec{V_B}, \vec{V_{MG_i}}\right) \tag{III.37}$$

Dans ces deux équations, l'indice i correspond au i ème membre connu d'un courant d'étoiles. Par ce procédé, nous réduisons donc d'une dimension l'espace de travail (passage d'un repère à 3 dimensions à un second à 2 dimensions). Nous pouvons à présent projeter tous les membres connus dans l'espace $(V_{MG}\cos(\alpha), V_{MG}\sin(\alpha))$ issu de ce changement de repère (Fig. III.4, panneau de gauche). L'origine de ce repère est alors la source étudiée et l'angle α correspond à l'angle formé entre le barycentre du courant et les différents membres.

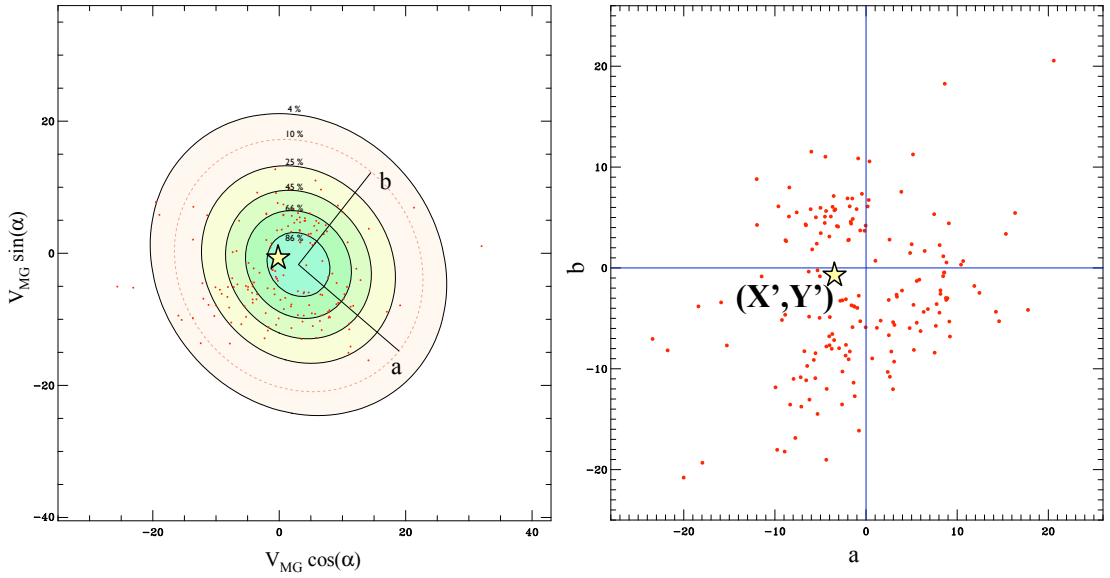


FIG. III.4 – Positions de la source candidate *(symbole en forme d'étoile)* ainsi que des membres du courant des Pléiades *(cercle pleins en rouge)* dans les systèmes de coordonnées ($V_{MG}\cos(\alpha)$, $V_{MG}\sin(\alpha)$) et (a,b) correspond aux panneaux de gauche et de droite, respectivement. Sur le panneau de gauche, les contours de même probabilité *(lignes noires continues)* et le seuil d'appartenance fixé à 10 % *(ligne rouge pointillée)* sont également indiqués.

À ce stade, nous calculons la densité surfacique dans ce nouvel espace et l'ajustons grâce à une gaussienne à 2 dimensions. Afin d'améliorer au mieux la qualité de cet ajustement, nous avons la possibilité de faire pivoter cette gaussienne si une corrélation est trouvée entre les 2 axes de la gaussienne. À l'issu de ce travail, nous projetons le meilleur ajustement trouvé (Fig. III.4, panneau de gauche) dans l'espace ($V_{MG}\cos(\alpha)$, $V_{MG}\sin(\alpha)$) et déterminons la direction des axes majeurs et mineurs de l'ellipse (a et b, respectivement) ainsi que les variations de densité le long de ces deux axes (σ_a et σ_b, respectivement). Nous déterminons les coordonnées (X', Y') de la source candidate dans l'espace (a,b) (Fig. III.4, panneau de droite).

Nous disposons de tous les éléments nous permettant de calculer la probabilité d'appartenance (P_{2d} ; Pelat 2006, p.115).

$$P_{2d} = e^{-0.5\,k^2} \quad \text{où} \quad k^2 = \left(\frac{X'}{\sigma_a}\right)^2 + \left(\frac{Y'}{\sigma_b}\right)^2 \tag{III.38}$$

Comme précédemment, nous considérons une étoile comme un nouveau membre dès que la probabilité P_{2d} (Eq. III.38) est supérieure ou égale à 10 % (donc si k est plus petit que ~ 2.15).

L'avantage de cette procédure est que nous disposons d'un second paramètre – l'angle α_{MG} (Eq. III.39) – qui permet de nuancer ce critère d'appartenance.

$$\alpha_{MG} = max(\alpha_i) - min(\alpha_i) \tag{III.39}$$

Cette angle est défini comme l'angle solide sous lequel l'étoile candidate voit l'ensemble des membres du courant d'étoiles. Cependant, comme la distribution des autres membres n'est pas uniforme, l'angle α_{MG} peut atteindre un maximum seulement à cause de quelques membres du courant d'étoiles. Donc, nous faisons une sélection sur les angles α_i dans un intervalle de $\pm 4\,\sigma$ autour de la moyenne de ce paramètre (Fig. III.5). Sur la base de cette sélection, nous établissons 3 différents conclusions sur la caractérisation de l'appartenance. Nous considérons une étoile comme **un nouveau membre** dès que l'angle α_{MG} est plus grand que $160\,°$, comme un **possible membre** quand l'angle est compris entre $130\,°$ et $160\,°$ et, finalement, comme un **possible non-membre** (angle trop faible pour que la source soit associée aux autres membres) quand l'angle

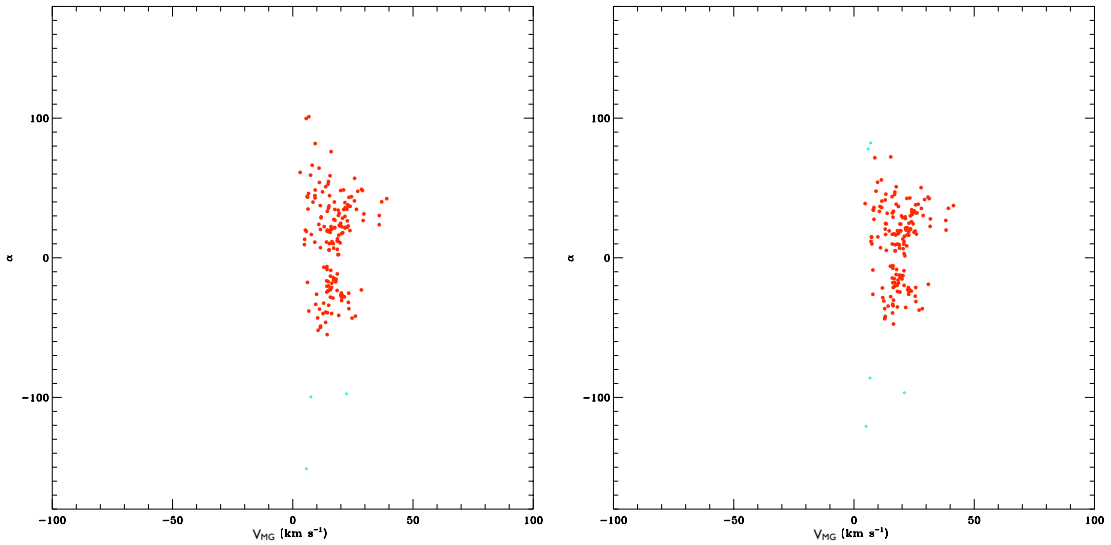


FIG. III.5 – Sélection des membres des courants sur la base de l'angle α. Les membres du courant des Pléiades sélectionnés sont indiqués par des cercles pleins en rouge tandis que ceux ne satisfaisant pas à ce critère sont marqués par des cercles vides bleus. *Le panneau de gauche* présente le cas d'un exemple de possible membre ($\alpha_{MG} = 156\,°$) et d'un possible non-membre en raison d'un angle trop faible ($\alpha_{MG} = 120\,°$).

est inférieur à $130\,°$. **Dans ces trois cas, une étoile doit avoir une d'appartenance supérieure ou égale à $10\,\%$ pour être considérée comme un nouveau membre.**

3.3 SIMULATIONS MONTE-CARLO

Les nombreux changements de repère effectués au cours de la méthode 2D rendent difficilement perceptibles son efficacité ainsi que ses biais. Afin de mieux comprendre tous ces phénomènes et d'interpréter convenablement les résultats de cette procédure d'appartenance, nous avons utilisé des **simulations Monte-Carlo**. Pour cela, nous avons créé **deux échantillons distincts** pour les cinq courants d'étoiles étudiés sur **la base des résultats obtenus avec la méthode 3D**. Le premier de ces deux échantillons est constitué de sources considérées comme "**membres**" d'un courant donné tandis que le second est, quant à lui, constitué de sources considérées comme "**n'étant pas membres**" de ce même courant. Afin de sélectionner toutes ces sources, nous avons fait des tirages aléatoires suivant une **distribution uniforme** dans un espace de $\pm 4\,\sigma$ (suivant les trois directions de l'espace des vitesses spatiales) du barycentre trouvé. Tous ces paramètres sont dérivés de la méthodes 3D. Au final, nous avons des échantillons composés de $2\,000$ sources.

La Table III.2 résume les résultats de ces simulations Monte-Carlo illustrés par la Fig. III.6 et par la Fig. III.7. Pour chaque échantillon, je donne la fraction de sources obtenues suivant les 4 critères de la méthode 2D (première ligne). Cependant, afin de vérifier la concordance de nos deux méthodes, j'établis la fraction de sources considérées comme "membres" (somme des sources marquées "Y" et "P") et celle des sources considérées comme "non-membres" (somme des sources marquées "A" et "N"). Ces deux nouveaux pourcentages (seconde ligne de la table de chaque échantillon) permettent une comparaison directe de nos deux méthodes. **Toutes les fractions en gras sont celles qui indiquent que la classification faite avec la méthode 2D est bien cohérente avec celle obtenue sur la base de la méthode 3D.**

En étudiant les statistiques brutes, on constate que les deux méthodes sont très comparables. En effet, on trouve en général que plus de $90\,\%$ des sources sélectionnées avec la méthode 3D sont classées d'une manière équivalente avec la méthode 2D. Donc nous avons une bonne confiance en l'efficacité de nos deux méthodes et, en particulier, de la méthode 2D qui est plus difficilement

TAB. III.2 – Fractions de sources en fonctions des quatre possibilités d'appartenance de la méthode 2D. La seconde ligne correspond aux équivalents de la méthode 2D par rapport à la méthode 3D. Les fractions de sources pour laquelle la méthode 2D est en accord avec la méthode 3D sont indiquées en gras.

Échantillons	Courant des Pléiades			
	Oui (Y)	Possible (P)	Angle faible (A)	Non (N)
Membres	75.2 %	17.1 %	6.5 %	1.2 %
		92.3 %	7.7 %	
Non-membres	0.3 %	3.1 %	11.1 %	85.5 %
		3.4 %	**96.6** %	

Échantillons	Super-amas de IC 2391			
	Oui (Y)	Possible (P)	Angle faible (A)	Non (N)
Membres	58.3 %	20.3 %	8.6 %	12.8 %
		78.6 %	21.4 %	
Non-membres	0.0 %	0.4 %	1.5 %	98.1 %
		0.4 %	**99.6** %	

Échantillons	Courant du Castor			
	Oui (Y)	Possible (P)	Angle faible (A)	Non (N)
Membres	86.3 %	8.8 %	0.4 %	4.5 %
		95.1 %	4.9 %	
Non-membres	2.9 %	3.9 %	8.2 %	85.0 %
		6.8 %	**93.2** %	

Échantillons	Courant de UMa			
	Oui (Y)	Possible (P)	Angle faible (A)	Non (N)
Membres	90.5 %	7.6 %	0.0 %	1.9 %
		98.1 %	1.9 %	
Non-membres	6.3 %	6.9 %	4.3 %	82.5 %
		13.2 %	**86.8** %	

Échantillons	Super-amas des Hyades			
	Oui (Y)	Possible (P)	Angle faible (A)	Non (N)
Membres	79.4 %	11.8 %	8.4 %	0.4 %
		91.2 %	8.8 %	
Non-membres	4.3 %	5.2 %	13.6 %	76.9 %
		9.5 %	**90.5** %	

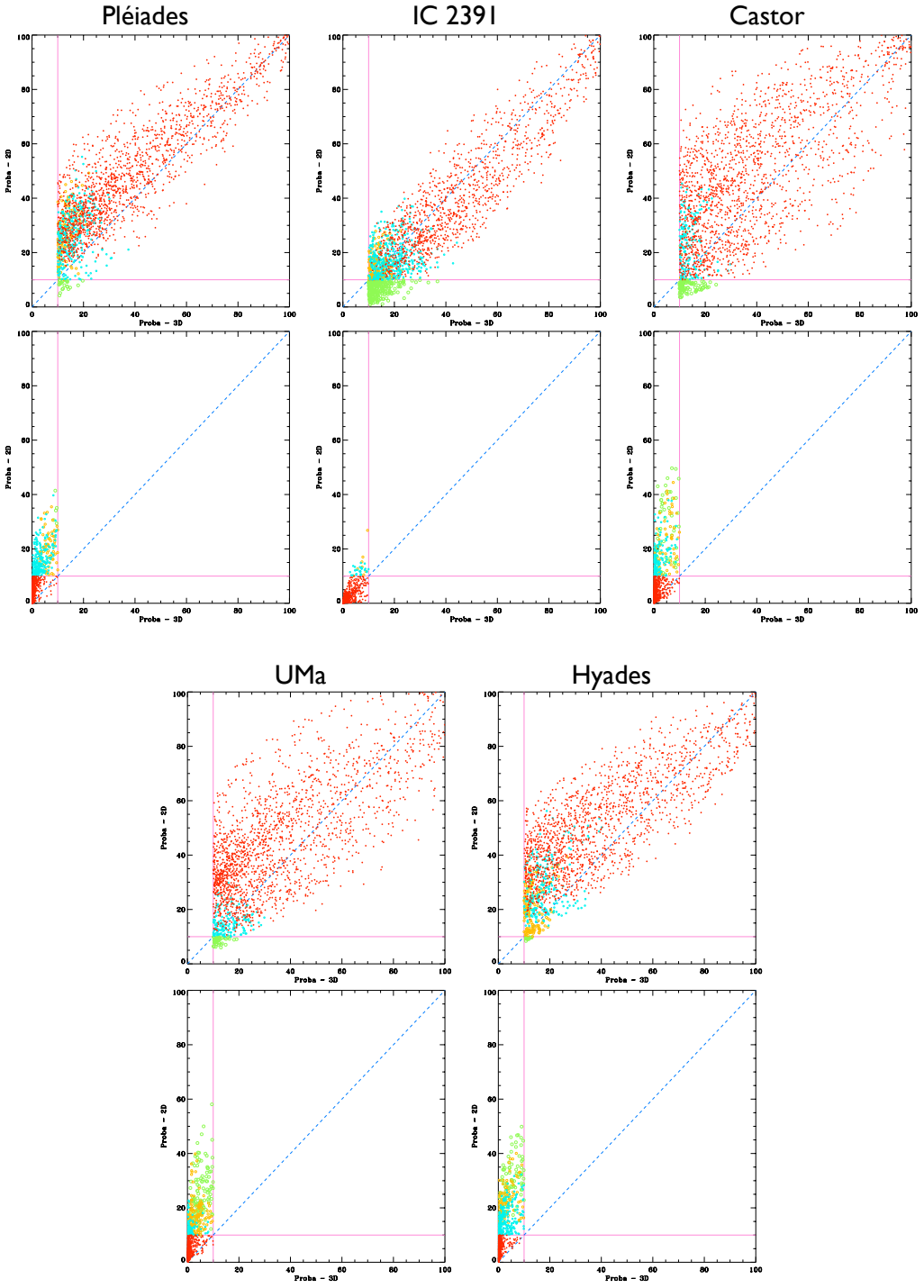


FIG. III.6 – Comparaison des probabilités trouvées avec la méthode 2D (P_{2D}) par rapport à celle de la méthode 3D (P_{2D}). Pour chaque courant, je présente ce type de figure dans le cas de l'échantillon des "membres" *(panneaux supérieur)* et celui de l'échantillon des "non-membres" *(panneau inférieur)*. Afin de différencier les 4 possibilités d'association obtenues avec la méthode 2D (cf., Table III.2 pour voir la marque utilisée), j'ai utilisé différentes tailles et couleurs pour les symboles. Les cercles en rouge de très petites tailles, ceux en bleu de petites tailles, ceux en orange de tailles moyennes et ceux en vert de grandes tailles correspondent respectivement aux sources marquées "Y", "P", "A" et "N" **si elles sont considérées comme "membres"** et aux sources marquées "N", "A", "P" et "Y" **si elles sont considérées comme "non-membres"**. Sur toutes les figues, j'ai également indiqué le seuil d'appartenance utilisé *(lignes roses)* qui est fixé à 10 % ainsi que la relation $P_{2D} = P_{3D}$ *(ligne bleue pointillée)*.

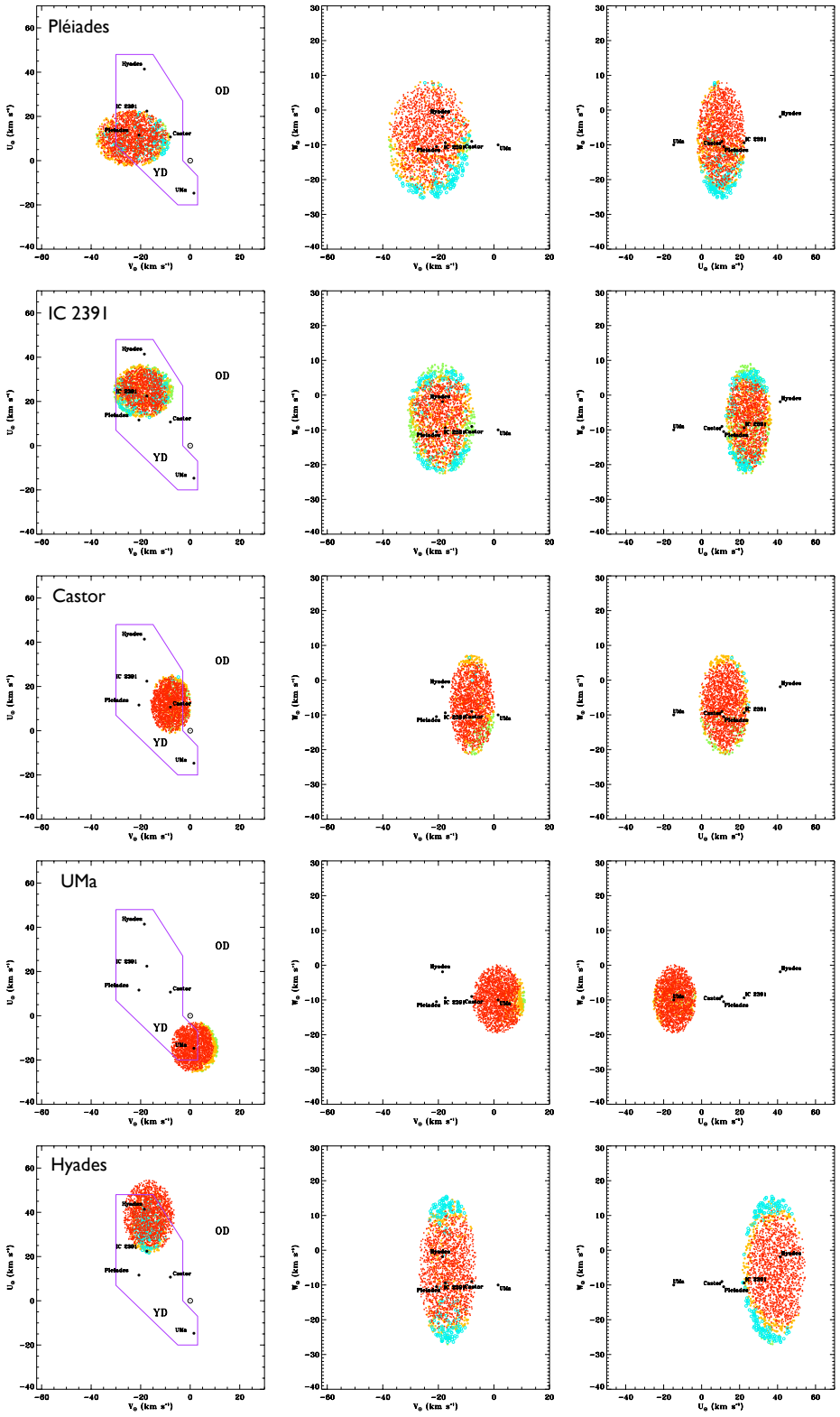


FIG. III.7 – Diagrammes $U-V$, $V-W$ et $U-W$ *(panneaux de gauche à droite)* des sources considérées comme "membres" pour les 5 courants d'étoiles étudiés. Les symboles utilisés sont les mêmes que ceux de Fig. III.6.

jugeable *a priori*. Cependant, il y a deux échantillons pour lesquels l'accord obtenu est moins bon. En effet, seul $\sim 87\,\%$ des sources classées comme "non-membres" du courant de UMa sont bien identifiées alors que $\sim 6\,\%$ sont associées de manière non-équivoque à ce courant. Dans le cas des sources dites "membres" du super-amas de IC 2391, non seulement nous ne retrouvons effectivement que $\sim 79\,\%$ (le plus faible accord obtenu) de compatibilité entres nos deux méthodes, mais près de $13\,\%$ de ces mêmes sources ont des probabilités inférieures au seuil d'appartenance. Nous analysons les raisons de cela aux paragraphes suivants. De plus, à partir de cette table, on se rend également compte que plus les courants sont étendus (courants des Pléiades et des Hyades) ou mal caractérisés (courant du Castor), plus la fraction des cas possibles par rapport à celle des cas confirmés est grande (notamment les échantillons constitués de "non-membres").

Lorsque l'on étudie plus en détail la distribution des probabilités P_{2D} par rapport à P_{3D} (Fig. III.6), on constate, au premier abord, qu'il y a une importante dispersion de la probabilité P_{2D} pour une probabilité P_{3D} donnée (et réciproquement). L'origine de ce comportement doit provenir du fait que la distribution des sources déjà connues n'est pas homogène ce qui implique que certaines régions concentrent plus de sources. De plus, on constate que toutes les sources dites "membres" qui ont une probabilité P_{3D} supérieure à $30-45\,\%$ (suivant le courant considéré) sont toujours marquées "Y" par la méthode 2D (c'est-à-dire confirmées). Cependant, si la probabilité P_{3D} excède $25\,\%$, il semble y avoir un mélange de sources marquées "Y" et "P" ce qui conforme encore l'*a priori* donné (sauf pour le courant de IC 2391 pour lequel des sources sont déjà considérées comme ne pouvant pas être membre de ce courant). Par contre si la probabilité P_{3D} est inférieure à ce seuil de $25\,\%$, nous avons un mélange des 4 populations de sources difficilement discernables par un critère probabiliste. En ce qui concerne la population des "non-membres", certaines probabilités P_{2D} dépassent même les $40\,\%$. Donc la méthode 2D devrait permettre de trouver des sources proches des limites connues actuellement pour les courants étudiés.

En étudiant de manière détaillée la distribution de la cinématique des 4 populations trouvées avec la méthodes 2D dans les diagrammes $U-V$, $V-W$ et $U-W$ (Fig. III.7), on se rend compte que les sources marquées "Y" sont bien au centre des différentes distributions et que plus on se dirige vers les limites connues des courants, plus la fraction des autres populations augmente. À ce stade, je ne tenterai pas de faire des mesures de probabilités sur telle ou telle caractéristique car la projection engendre des difficultés de perception. Cependant, la comparaison des ajustements faits suivant les trois directions (méthode 3D) et les distributions des différentes populations trouvées (méthode 2D) nous permet de mieux comprendre les biais de ces deux procédures. En effet, il y a quelques différences entre les distributions observées (suivant tel ou tel axe) des sources déjà connues comme membres et l'ajustement gaussien que l'on obtient. Par conséquent, lors de la constitution des différents échantillons, on introduit un certain nombre de sources provenant de régions ne contenant pas de membres connus. Par exemple, l'un des meilleurs exemples de ce comportement est illustré par le courant de UMa. En effet, l'ajustement de la distribution en V de ces sources (Fig. III.2) montre une différence importante avec la distribution lorsque la composante V de la vitesse spatial est supérieure à $7\,\mathrm{km\ s^{-1}}$. Or la majorité des sources mal classifiées ont effectivement des composantes V de vitesse dans cette gamme. Si on regarde en détail les autres courants, on se rend compte que les différences entre l'ajustement et la distribution sont à l'origine de la plupart des désaccord obtenus.

Par ailleurs, il faut prendre en considération que nous étudions la probabilités d'appartenance à 5 courants d'étoiles dont les limites ne sont pas connues précisément (Fig. III.2). De ce fait, une étoile peut avoir des probabilités vérifiant nos critères pour plusieurs courants. Ceci est notamment le cas pour des étoiles pouvant appartenir au courant de IC 2391 qui se trouve être au milieu de celui des Pléiades et de celui des Hyades (les deux courants les plus dispersés) dans le diagramme $U-V$, ce qui peut expliquer le problème constaté pour ce courant. Lorsque l'on prend en compte cette spécificité, on constate que, généralement, les étoiles pour lesquelles nos méthodes sont en désaccord se trouvent dans des régions plus proches d'un autre courant. On peut voir clairement ce phénomène dans le diagramme $U-V$ des Pléiades (Fig. III.2). En effet, la région $(-10 \lesssim V \lesssim -5)$ est principalement composée de sources marquées "P" et "A" alors que cette même région, dans le diagramme $U-V$ du Castor, est en majorité composée de sources marquées "Y". Une comparaison des probabilités obtenues semble confirmer que, dans ce cas-là, les sources dites "membres" du courant des Pléiades ont une plus grande chance d'appartenir

à celui du Castor. **Le mélange des populations des différents courants introduit, en partie, ces ambiguïtés qui ne sont pas attribuables aux méthodes en elle-même.**

Pour conclure sur ces simulations Monte-Carlo, on peut maintenant affirmer que **les résultats obtenues avec nos deux méthodes sont en général compatibles entre eux**. Alors que la méthode 3D nous permet de déterminer rapidement la probabilité de sources potentielles car nous n'avons besoin de connaître que les dispersions suivants trois axes (U, V, W), elle n'est **efficace que pour des candidats situés à l'intérieur des limites connues pour chaque courant**. En ce qui concerne la méhode 2D, elle nécessite une connaissance déjà bien établie des courants connus. Par conséquent, pour pouvoir en tirer des résultats significativement fiables, nous devons avoir à disposition un nombre suffisamment élevé de membres déjà identifiés. Mais, si les conditions sont réunies pour son utilisation, cette méthode semble être **plus permissive** et donne **des niveaux de confiance plus quantifiables** que la méthode 3D. Quoi qu'il en soit, l'utilisation combinée de ces deux méthodes probabilistes permettra de **trouver de nouveaux membres des courants étudiés** et d'aboutir à une meilleure caractérisation de ces courants, ce qui améliorera encore d'avantage la confirmation d'appartenance d'autres étolies candidates.

Bien que ces méthodes soient d'une grande aide pour la détection des nouveaux membres de groupes cinématiques, il faut également compléter cette détermination au moyen d'autres critères tels que ceux établis par Eggen et/ou à l'aide des caractéristiques spectroscopiques.

3.4 Critères d'Eggen

Comme je l'ai déjà mentionné dans l'introduction de ce chapitre, O. J. Eggen a fortement contribué, tout au long de sa carrière, à améliorer la connaissance sur les courants d'étoiles et, notamment, en développant de nombreux critères d'appartenance des étoiles aux différents courants d'étoiles. Tous sont basés sur l'hypothèse qu'il est possible de traiter ces courants comme des groupes d'étoiles étendus dans l'espace ou comme des amas en mouvement (étoiles concentrées dans l'espace). Ainsi, comme pour la méthode "moving cluster", il supposa que les vitesses spatiales totales des étoiles d'un courant sont parallèles et toutes les étoiles bougent ensemble depuis une origine commune : le point de convergence. Ces critères essayent de décrire le mouvement spatial des étoiles du courant depuis ce point. Ils utilisent les paramètres et les relations qui suivent :

1. Les composantes des courants d'étoiles jeunes absolus (μ) en direction du point de convergence (ν) et suivant une direction perpendicualire (τ) ;
2. Les distances angulaires entre l'étoile et le point de convergence (λ) ;
3. La parallaxe trigonométrique (π).

Tous ces paramètres sont liés aux vitesses tangentielle (V_{tan}), radiale (V_r), et totale (V_{Total}) comme dans la méthode "moving cluster" suivant les relations suivante :

$$V_{tan} = \frac{4.74\,\mu}{\pi} \tag{III.40}$$

$$V_{tan} = V_{Total} \sin\lambda \tag{III.41}$$

$$V_r = V_{Total} \cos\lambda \tag{III.42}$$

$$V_{Total} = \frac{4.74\,\mu}{\pi \sin\lambda} \tag{III.43}$$

Mais la vitesse total peut également être dérivée à partir des composantes de la vitesse spatiale (U, V, W) de la manière suivante :

$$V_{Total} = \sqrt{U^2 + V^2 + W^2} \tag{III.44}$$

Les deux principaux critères développés par Eggen sont les suivants.

3.4.1 Critère sur la vitesse dite "singulière"

Dans ces premiers articles, Eggen utilisait le rapport (τ/ν) afin de mesurer de quelle manière les étoiles s'éloignent du point de convergence. Par la suite, il a défini le paramètre appelé Peculiar Velocity (PV) qu'il définit de la même manière que V_{tan} (Formule III.40) mais ne prenant en compte que la composante du mouvement propre perpendiculaire au point de convergence (τ) :

$$PV = \frac{4.74\,\tau}{\pi} \tag{III.45}$$

La comparaison de PV avec V'_T considérée comme une V_{Total} réelle ne prend en compte que la composante du mouvement propre pointant en direction du point de convergence (ν) :

$$V'_T = \frac{4.74\,\nu}{\pi \sin\lambda} \tag{III.46}$$

À partir de ces différents paramètres, une étoile n'est considérée comme un possible membre d'un courant d'étoiles jeunes qu'à condition que sa PV soit inférieure à 10 % de sa vitesse totale (V'_T).

$$PV \leq 0.1 V'_T \tag{III.47}$$

Par conséquent, en prenant en compte la définition de PV (Formule III.45) et V'_T (Eq. III.46), cette condition permet d'établir une contrainte sur la rapport τ/ν :

$$\frac{\tau}{\nu} \leq \frac{0.1}{\sin\lambda} \tag{III.48}$$

Ceci implique que la dispersion perpendiculaire doit être relativement faible par rapport à la vitesse d'ensemble. Comme ce critère ne se base qu'uniquement sur l'information provenant du mouvement propre des étoiles et Eggen a également développé un second critère en se basant sur l'information reliable à leur vitesse radiale.

3.4.2 Critère sur la vitesse radiale

À partir de la méthode "moving cluster", nous pouvons obtenir une prédiction de la vitesse radiale qui correspond au paramètre ρ_c d'Eggen et dont la formule est la suivante :

$$\rho_c = V_T \cos\lambda \tag{III.49}$$

En nous basant sur la comparaison entre ce paramètre et la vitesse radiale observée de l'étoile analysée, on considère qu'une étoile est un possible membre à la seule condition que cette différence inférieure à 4 km s^{-1} (ou 8 km s^{-1} dans le cas des Pléiades). Cette valeur est également modulable en fonction de la précision de vitesse radiale observée.

3.5 Recherche d'autre(s) courant(s)

Jusqu'à présent, j'ai décrit les méthodes que nous avons utilisées pour rechercher des sources appartenant à des courants d'étoiles bien connus. Or, vu la quantité de sources contenues dans l'échantillon *RasTyc* , il est envisageable de pouvoir détecter de nouveaux courants d'étoiles (très) jeunes s'ils existent.

Bien que les étoiles nouvellement formées se trouvent dans la même région de l'espace à la fin de l'effondrement du nuage parent, de nombreux événements tendent à les éloigner les unes des autres. Finalement, les étoiles jeunes sont dispersés parmi l'ensemble de la population stellaire composée d'étoiles nées dans les amas/associations qui ont été perturbés pendant des centaines de millions d'années voire même plusieurs milliards d'années. Mélangées avec la population stellaire ambiante du plan galactique, les étoiles jeunes sont virtuellement indiscernables car ni leur propriétés photométriques globales, ni la présence de gaz proche peuvent nous aider à les différencier des étoiles plus âgées.

Bien que TW Hya montre toutes les caractéristiques d'une étoile T Tauri – forte émission de la raie Hα et absorption du lithium –, cette source est notamment connue du fait qu'aucun nuage sombre a été détecté dans son voisinage. Cependant, l'origine de TW Hya a longtemps intrigué les astronomes et différents scénarios (p. ex., "run-away TTS" de Sterzik & Durisen (1995) ; formation dans de petits nuages proposée par Feigelson (1996)) ont été évoqués comme de possibles explications de la présence de TTS loin de tous les nuages moléculaires connus. De plus, les recherches autour de TW Hya ont révélé la présence d'autres TTS (de la Reza *et al.* 1989, Gregorio-Hetem *et al.* 1992) dans cette même région du ciel ayant le même mouvement spatial que TW Hya. La région où se trouve cette source est maintenant connue comme l'une des régions de formation d'étoiles les plus proches (l'association de TW Hya) dont la distance est de seulement ~ 50 pc et dont l'âge est de ~ 10 Ma. Cependant, durant les dix dernières années, il est devenu incontestable qu'un nombre considérable d'étoiles très jeunes est présent dans le voisinage solaire et que ces étoiles ne sont pas liées aux importantes régions de formation d'étoiles (Montes *et al.* 2001*a*,*b*, López-Santiago 2004, López-Santiago *et al.* 2006). Comme la découverte de l'association TW Hya, 8 associations proches encore plus jeunes ont été identifiées (Zuckerman *et al.* 2006) jusqu'à cette distance et d'autres sont encore attendues (Torres *et al.* 2006, 2008).

Afin de détecter de possibles nouveaux courants d'étoiles, nous avons procédé de la même manière que la découverte de l'association TW Hya. Nous avons mis en place une procédure nous permettant de détecter des concentrations d'étoiles dans l'espace de coordonnées (l, b). Si **ces concentrations d'étoiles ont des caractéristiques cinématiques semblables, nous allons alors détecter un courant d'étoiles**. Cependant, comme ces courants peuvent également occuper des zones étendues sur le ciel (dépendant de leur distance par rapport au Soleil et de leurs vitesses spatiales), nous rechercherons d'autres concentrations dans les différents diagrammes $U - V$, $V - W$ et $U - W$. Ce travail est reporté à plus tard. Dans tous les cas, pour chaque source susceptible d'appartenir à un courant, une analyse complémentaire des paramètres spectroscopiques (abondance en lithium, activité chromosphérique ...) et l'utilisation des critères d'Eggen devront être réalisées pour confirmer l'existence des nouveaux courants.

4 Résultats et discussion

Dans ce paragraphe, nous présentons les résultats obtenus lors de l'application des méthodes décrites précédemment concernant l'appartenance des étoiles de l'échantillon *RasTyc* à l'un des courants connus. Pour cela, nous prenons également en compte le critère discriminatoire de leur âge (§ 4.1). En effet, les différentes populations d'étoiles détectées (*PMS-like*, *Pleiades-like*, *UMa-like*, *Hyades-like* et *Old*) ne devraient pas être détectés dans les mêmes régions. Ce travail a été fait en détail pour la population des *PMS-like* (§ 4.1.1) tandis que les autres populations d'étoiles sont étudiées de manière plus sommaire (§ 4.1.2). Dans un second temps, nous exposerons les résultats obtenus lors de la recherche de nouveaux courants (§ 4.2).

4.1 Application aux étoiles classées sur la base du lithium

4.1.1 Application aux étoiles PMS-like

Les positions en coordonnées galactiques des candidates n°1, n°2, n°3, n°4 et n°5 (Table II.4) sont placés sur la Fig. III.8 qui est la carte de nuages sombres correspondant au matériel interstellaire publiée par Dobashi *et al.* (2005). La région de formation d'étoiles la plus proche est le complexe Taurus-Auriga localisé à plus de 10 degrés à l'est de l'étoile n°4 en dehors de cette carte. Bien que ce candidat soit projeté directement en face du nuage moléculaire de Persus, dans le voisinage de l'association Per OB2 (Blaauw 1952) et du jeune amas stellaire IC 348, sa distance est difficilement compatible avec ces objets d'arrière plan, même en assumant que l'étoile est plus lumineuse en raison de sa nature PMS. Donc, nous considérons que cette étoile n'est pas reliée à

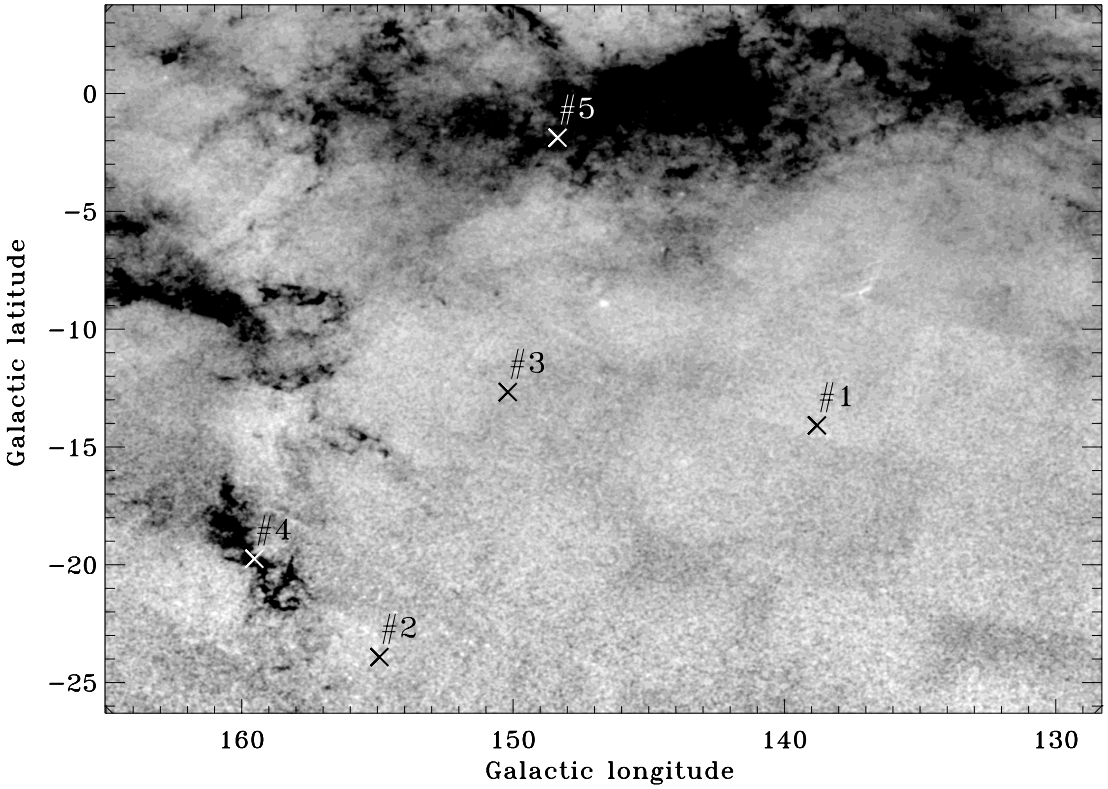


FIG. III.8 – Position en coordonnés galactiques des 7 étoiles PMS-like par-dessus la carte de nuages sombres correspondant au matériel interstellaire. La table II.4 indique à quelle source correspond l'indication # i.

cette région de formation d'étoiles. L'étoile n°5 est projetée en face de nuages sombres d'arrière plan sans relation sur le plan galactique. Cependant, les étoiles n°1, n°2 et n°3 sont localisées sous le plan galactique dans une région libre de matière interstellaire dense. L'étoile n°7 (non montrée) est localisée au nord de la nébuleuse North America mais n'y est pas liée. Finalement, l'étoile #6 (non montrée) est au-dessus du plan galactique dans la constellation du Dragon.

Aucun critère spectroscopique a clairement été établi pour faire la distinction entre les WTTS et les CTTS. Martín (1998) a provisoirement mis en évidence qu'une droite dans le diagramme EW(Li)–T_{eff} permet de séparer la population des WTTS de celle des PTTS. Mais, malheureusement, nos candidates tombent dans la région où ces deux types de TT se mélangent ce qui nous empêche de pouvoir faire une distinction formelle. Comme aucune de ces sources n'est localisée proche ($d < 200$ pc) des régions de formation d'étoiles les plus importantes, elles apparaissent comme de possibles membres de courants d'étoiles jeunes du voisinage solaire.

La Fig. III.9 montre clairement que les 5 étoiles de séquence ont des composantes (U, V, W) compatibles avec la cinématique des courants de IC 2391 et/ou des Pléiades et/ou du Castor qui sont les courants les plus jeunes considérés dans cette étude. L'étoile n°3 est marginalement compatible avec la cinématique du courant des Pléiades tandis que la n°6 est située loin à l'extérieur de la localisation du disque jeune dans le plan $U-V$ et présente une cinématique incompatible avec tous les courants. Cependant, cette seconde étoile a été classée comme géante par la procédure ROTFIT de classification spectrale automatique.

L'appartenance aux courants peut être analysée plus objectivement par l'utilisation de nos méthodes probabilistes. Nous avons calculé la probabilité qu'une étoile de vitesses spatiales U_*, V_*, W_* ait un mouvement galactique similaire à l'un des 5 groupes cinématiques listés précédemment. Les résultats sont présentés dans la TAB III.3. Nous acceptons qu'une étoile est un nouveau

TAB. III.3 – Propriétés cinématiques des candidates au statut d'étoiles pré-séquence principale

n°	Source *RasTyc*	U (km s^{-1})	V (km s^{-1})	W (km s^{-1})	Méthode	IC 2391	Pleiades	Castor	UMa	Hyades
1	RasTyc 0221+4600	6.7	-10.7	-5.3	3D	N (0.0)	Y (17.6)	**Y** (65.4)	N (0.0)	N (0.0)
					2D	N (0.3)	P (21.4)	**Y** (28.5)	N (0.0)	N (0.0)
2	RasTyc 0307+3020	12.3	-19.6	-17.0	3D	N (0.9)	**Y** (54.1)	N (0.9)	N (0.0)	N (0.0)
					2D	N (0.1)	**Y** (34.1)	N (0.1)	N (0.0)	N (0.1)
3	RasTyc 0319+4212	0.2	-32.9	-8.0	3D	N (0.0)	N (9.8)	N (0.0)	N (0.0)	N (0.0)
					2D	N (0.0)	P (13.2)	N (0.0)	N (0.0)	N (0.0)
4	RasTyc 0335+3113	16.4	-18.4	-6.6	3D	Y (28.5)	**Y** (48.5)	N (6.5)	N (0.0)	N (1.2)
					2D	P (44.9)	**Y** (59.0)	N (2.7)	N (0.0)	N (1.7)
5	RasTyc 0348+5202	10.5	-18.7	-5.3	3D	N (0.6)	**Y** (82.1)	N (6.6)	N (0.0)	N (0.0)
					2D	N (3.7)	**Y** (96.0)	N (1.8)	N (0.0)	N (0.1)
6	RasTyc 1825+6450	40.4	-58.3	-5.9	3D	N (0.0)	N (0.0)	N (0.0)	N (0.0)	N (0.0)
					2D	N (0.0)	N (0.0)	N (0.0)	N (0.0)	N (0.0)
7	RasTyc 2100+4530	11.0	-22.8	-8.2	3D	N (0.8)	**Y** (99.3)	N (0.6)	N (0.0)	N (0.0)
					2D	N (0.7)	**Y** (91.3)	N (0.0)	N (0.0)	N (0.0)

membre d'un courant (marque d'acceptabilité *Y* dans TAB III.3) si la probabilité (entre parenthèses proche de la marque d'acceptabilité) excède $10\,\%$. En accord avec ces critères, nous trouvons que 5 étoiles montrent des mouvements galactiques compatibles avec les courants de IC 2391 et/ou des Pléiades et/ou du Castor. Deux d'entres eux (étoiles n°5 et n°7) ont des probabilités excédant les $80\,\%$ ce qui réduit les doutes sur leurs appartenances au courants des Pléiades. Avec une probabilité P_{3D} supérieure à $50\,\%$, l'étoile n°2 est un autre nouveau membre hautement probable de ce courant. Les résultats sont plus ambigus pour l'étoile n°4 qui est un nouveau membre du courant de IC 2391 ou des Pléiades avec des probabilités P_{3D} proche de $30\,\%$ et $50\,\%$ (résultat comparable avec la méthode 2D), respectivement. L'étoile n°1 est seulement notre candidat probablement associé avec le courant du Castor bien que nous ne puissions pas écarter une connexion possible au courant des Pléiades. Sans surprise, l'analyse quantitative confirme qu'aucune étoile classée comme géante n'est associée de manière formelle à l'un des courants d'étoiles jeunes. De plus, les critères d'Eggen sont cohérents avec nos résultats, sauf pour les étoiles : RasTyc 0335+3113 (n°4) et RasTyc 0348+5202 (n°5).

Pour deux de ces étoiles (n°5 et n°6), nous disposons de bonnes parallaxes ($\sigma_\pi/\pi \leqslant 0.1$) ce qui nous permet de les placer dans le diagramme HR (Fig. II.14, panneau de droite). La seconde source se trouve effectivement dans le "clump" des géantes et est compatible avec un progéniteur de $2.5\,M_\odot$ et de 500 Ma en accord avec les tracés évolutifs post-séquence principale. D'un autre côté, la première est compatible avec une étoile de $1\,M_\odot$ et de 30 Ma évoluant avant la ZAMS. **Ces deux cas particuliers nous donnent donc un haut niveau de confiance sur notre analyse et nos résultats. Les 5 étoiles avec de hautes probabilités d'appartenance sont donc de bons candidats PTTS.**

Nous résumons brièvement les caractéristiques connues de ces étoiles provenant des données de SIMBAD et leur bibliographie (au 1er juillet 2008). Toutes ces étoiles ont été observées au cours du relevé 2MASS.

Étoile n°1 – RasTyc 0221+4600 est classée comme une étoile K0 et sans référence ;

Étoile n°2 – RasTyc 0307+3020 est considérée par Li & Hu (1998) comme un candidat T Tauri (WTTS) sur la base des données de ROSAT RASS-BSC (Voges *et al.* 1996) sélectionnées

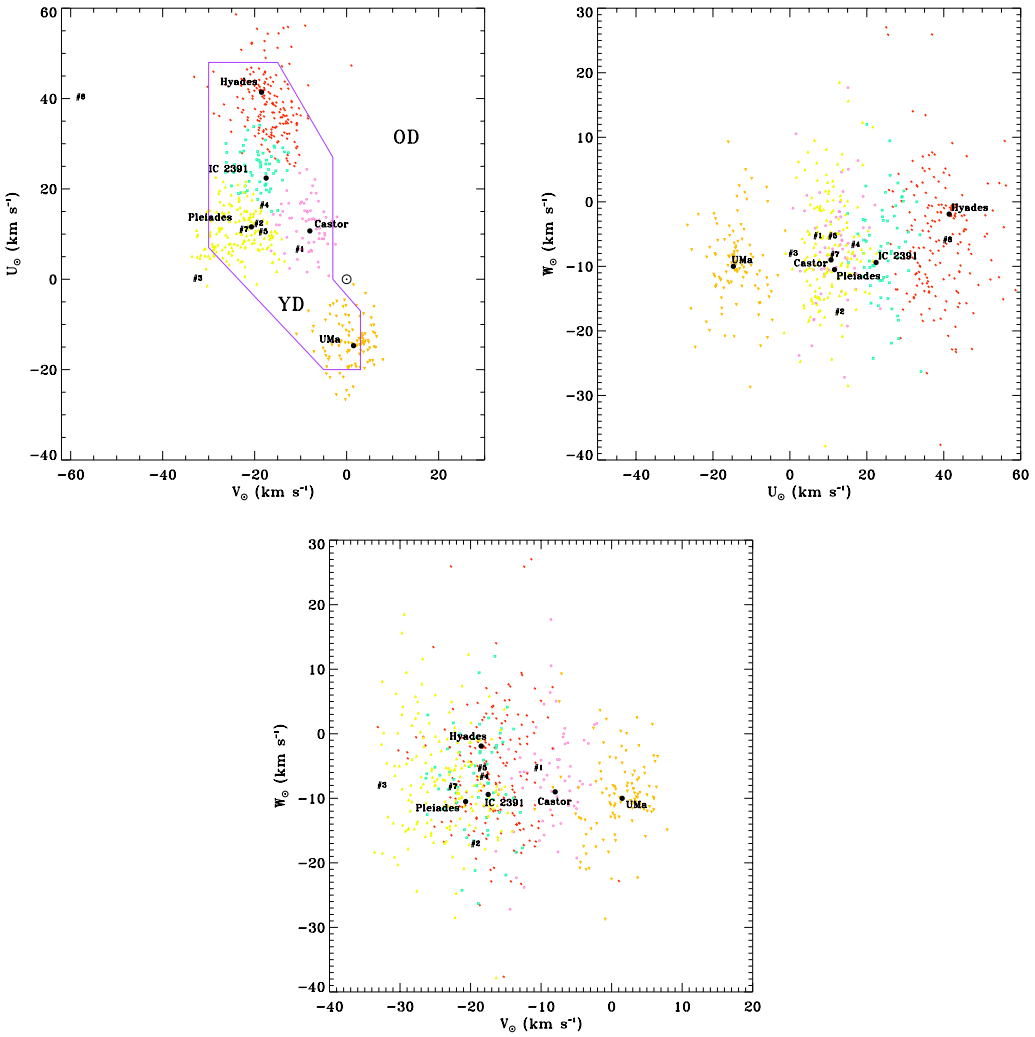


FIG. III.9 – Diagrammes U–V, U–W et V–W des 7 étoiles PMS-like. Les composantes moyennes de vitesse (points noirs) de certains groupes cinématiques d'étoiles jeunes et celles de certains membres de ces groupes (Montes *et al.* 2001*b*) sont également marquées (des symboles carré, triangle, cercle, triangle renversé et "U" pour le superamas IC 2391, les ! MG Pléiades, Castor, UMa et le superamas Hyades, respectivement). La localisation de la population du disque jeune (YD) et du disque vieux (OD) (Eggen 1996) sont également indiquées *(panneau supérieur gauche)*.

à partir de haut rapport de dureté. Ils l'ont notée comme une étoile de type spectral G5 *IV*. L'étoile est aussi identifiée comme PMS dans le catalogue de Ducourant *et al.* (2005). Cette source est référencée à 4 reprises ;

Étoile n°3 – RasTyc 0319+4212 est classée comme étoile T Tauri de type G5 et est référencée à 6 reprises ;

Étoile n°4 – RasTyc 0335+3113 est classée comme étoile de type G0 dans SIMBAD. Li & Hu (1998) considèrent cette étoile comme candidat WTTS de type G5 *IV* et comme PMS dans le catalogue de Ducourant *et al.* (2005). Cette source est référencée à 11 reprises ;

Étoile n°5 – RasTyc 0348+5202 est indiquée comme système binaire ou multiple de type G6 *IV* (Bartkevičius & Gudas 2002) et est classée de type K0 *V* dans le catalogue spectral de Jacoby *et al.* (1984). Silva & Cornell (1992) a pris des spectres de basse résolution dans le visible et dans le proche IR inclus dans la nouvelle librairie de spectres stellaires.

Cette source est référencée à 45 reprises ;

Étoile n°6 – RasTyc 1825+6450 est classée comme étoile de type G5 *IV* par Gunn & Stryker (1983) et est identifiée comme une nouvelle variable périodique à partir de la phométrie d'Hipparcos (Koen & Eyer 2002). Dans leur étude cinématique et dynamique, Famaey *et al.* (2005) trouva de riches structures de petites tailles, avec plusieurs "clumps" correspondant à diverses courants et super-amas. Cette étoile fait partie de leur échantillon mais aucune association est clairement spécifiée. Cette source est référencée à 14 reprises ;

Étoile n°7 – RasTyc 2100+4530 est référencée à 3 reprises et est marquée comme une étoile de type F8. Cette source a également été observée à basse résolution par Motch *et al.* (1997) dans un programme d'identification des sources RASS du plan galactique.

4.1.2 Application aux autres groupes d'âge

Nous avons également appliqué nos deux procédures aux autres sources de l'échantillon BRILLANT. Étant donné la grande quantité de sources, je ne présenterai pas ici une étude aussi poussée que celle faite pour les *PMS-like*. Lors de la comparaison entre la classe d'âge obtenue à partir du diagramme $B-V$ – EW(Li) (Fig. II.18) et le courant d'étoile trouvé avec la méthode 3D, j'ai obtenu les résultats listés dans la Table III.4. J'ai également regardé comment varier ces différentes fractions si l'on considère que les sources dont la parallaxe trigonométrique est connu avec une grande précision (Table III.5). En vérifiant la compatibilité des pourcentages obtenus dans ces deux tables, on peut constater que les fractions sont très proches à l'exception des deux groupes d'âge les plus jeunes car le nombre d'étoiles ayant une parallaxe fiable n'est pas suffisant pour faire ce type de comparaison.

La première constatation que l'on peut faire en regardant ces deux tables est que les étoiles les plus riches en lithium ont tendance à être associées aux courants les plus jeunes tandis que celles les plus pauvres en lithium sont plutôt associées aux plus âgés. De plus, les sources du groupe d'âge intermédiaire (autrement les *UMa-like*) sont liées uniformément aux 5 courants étudiés. **Finalement, il semble bien que les étoiles d'un certain âge ont tendance à être associées à un courant d'étoiles ayant un âge très similaire.**

De plus, on constate également que les étoiles les plus riches en lithium sont majoritairement associées à un courant tandis que celles classées *Old* sont très souvent non-liées aux courants considérés.

TAB. III.4 – Comparaison entre la classe d'âge des étoiles de l'échantillon BRILLANT et le courant d'étoile trouvé avec la méthode 3D

Groupe d'âge	Nombre d'étoiles	Courant d'étoiles (en %)					Appartenance
		IC 2391	Pléiades	Castor	UMa	Hyades	
PMS-like	7	0	72	14	0	0	86
Pleiades-like	19	5	37	16	5	0	63
UMa-like	106	14	14	17	12	17	74
Hyades-like	52	6	8	17	23	23	77
Old	87	6	9	2	13	13	43

TAB. III.5 – Comparaison entre la classe d'âge des étoiles de l'échantillon BRILLANT et le courant d'étoile trouvé avec la méthode 3D si la parallaxe est fiable

Groupe d'âge	Nombre d'étoiles	Courant d'étoiles (en %)					Appartenance
		IC 2391	Pléiades	Castor	UMa	Hyades	
PMS-like	2	0	50	0	0	0	50
Pleiades-like	5	0	60	0	20	0	80
UMa-like	63	14	3	21	14	22	74
Hyades-like	34	6	3	18	15	23	65
Old	49	4	6	0	9	14	33

4.2 DÉTECTION DE POSSIBLE(S) NOUVEAU(X) COURANT(S) D'ÉTOILES

Afin de pouvoir détecter ce type de courant, nous avons décidé (dans un premier temps) de retrouver toutes les concentrations des étoiles *RasTyc* dans les coordonnées galactiques (l, b). Pour cela, nous avons fait des cartes de densité de la distribution de nos sources dans cet espace de coordonnées. Afin de mettre en évidence les différents facteurs d'échelle, nous avons déterminé la densité stellaire par deux procédés : dans le premier cas, nous avons fixé le nombre de sources, déterminant ainsi le rayon dans lequel se trouvent ces sources ; dans le second, nous avons fixé le rayon recherchant combien de sources y sont comptabilisées. De plus, nous avons pu calculer cette densité sur une grille fixe (le pas étant de 1 degré suivant chaque axe). La connaissance de ce facteur d'échelle est primordiale quand on traite ce type de données. En effet, suivant que la concentration se trouve au centre de la distribution ou sur les bords, la détection est plus ou moins liée aux *a priori* de nos choix.

Nous avons produit ces cartes en considérant des concentrations d'étoiles de 10 et 15 sources (Fig. III.10) ainsi que celles de 20 et 30 sources (Fig. III.11). Sur la carte des plus petits groupes (Fig. III.12, panneau supérieur), on constate que 3 grandes structures sont détectées ($l \sim 90°, b \sim 0°$; $l \sim 122°, b \sim 16°$; $l \sim 160°, b \sim -20°$) auxquelles s'ajoutent 1 ou 2 petites concentrations. Lorsque l'on augmente le nombre d'étoiles (Fig. III.12, panneau inférieur), une des grandes structures détectées auparavant ($l \sim 160°, b \sim -20°$) ne l'est plus tandis qu'une autre commence à apparaître ($l \sim 145°, b \sim -10°$). Une des raisons expliquant la disparition de cette concentration est qu'elle se trouve proche du bord de notre distribution occasionnant un manque de données et réduisant l'importance (toute proportion gardée) de ce dernier. En augmentant encore le nombre d'étoiles (Fig. III.12, panneau supérieur), les 3 concentrations présentes sont toujours là et se détachent même encore du reste. À ce niveau-là, le groupe ($l \sim 160°, b \sim -20°$) disparaît. Finalement, lorsque l'on cherche des concentrations de 30 sources (Fig. III.12, panneau inférieur), on distingue toujours ces 3 grandes structures, mais d'autres concentrations plus diffuses apparaissent.

Cette fois-ci, on cherche le nombre de sources dans un rayon de $2°$ et $4°$ (Fig. III.12). Les cartes obtenues donnent des résultats relativement comparables aux précédentes. Toutefois, sur la première carte, on arrive à trouver des concentrations dans des régions bien précises du ciel. On détecte notamment une région du ciel ($l \sim 47°, b \sim +20°$) dans laquelle se trouve 3 de nos sources. Cependant, les observations de ces sources sont en cours de réduction. Pour le rayon le plus grand, les deux concentrations majeures de notre analyse sont toujours présentes.

Ne connaissant pas leurs coordonnées, ainsi que leurs propriétés dérivées des raies du lithium et de Hα, nous pouvons regarder où se situent les étoiles les plus jeunes sur ces cartes. Nous avons, en particulier, remarqué que de nombreuses sources (*PMS-like* et *Pleiades-like*) se trouvent dans la concentration située aux coordonnées ($l \sim 122°, b \sim 16°$). Certaines de nos étoiles ont été classées comme de possibles étoiles PMS dont les âges sont dans la tranche $20-50$ Ma. Parmi ces candi-

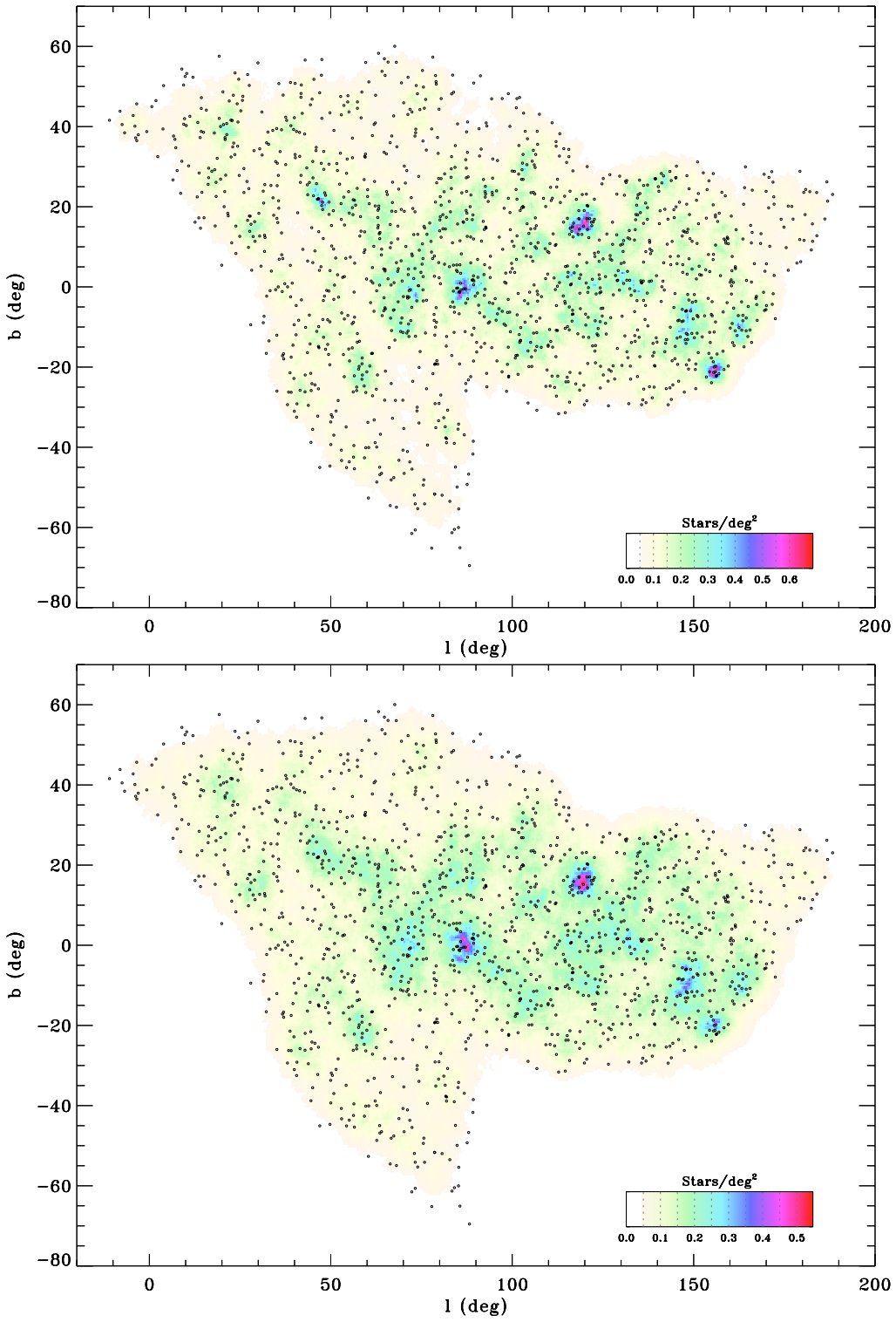


FIG. III.10 – Carte de densité du sous-échantillon des sources *RasTyc* sélectionnées pour nos observations (petites structures) en coordonnées galactiques. Sur ces deux cartes, nous avons déterminé la densité surfacique en chaque point *(en bas à droite de chaque panneau)* pour des concentrations de 10 sources *(panneau supérieur)* et de 15 sources *(panneau inférieur)*. Ces deux cartes nous présentent les régions denses de petites tailles.

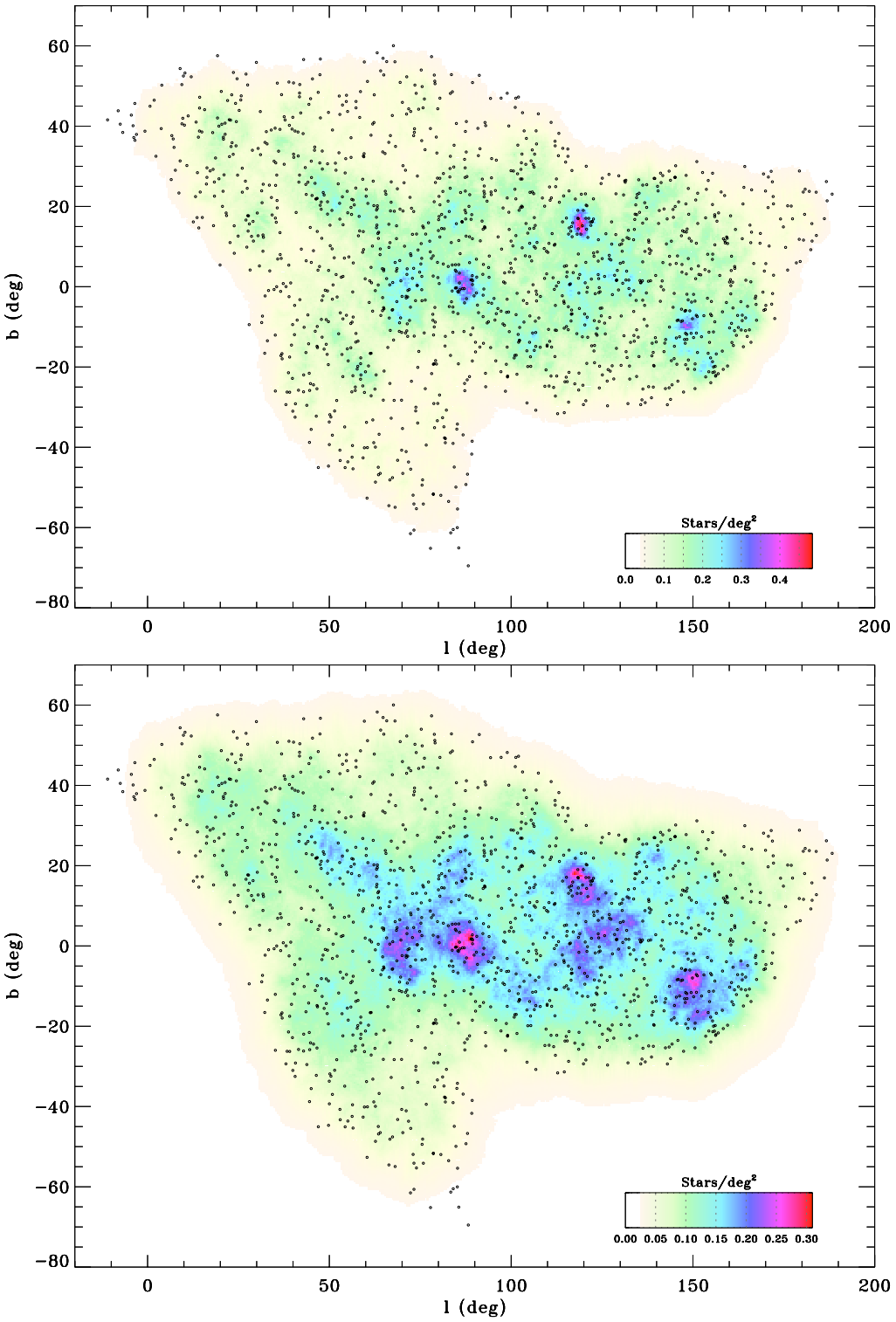


FIG. III.11 – Même cartes que celles de la Fig. III.10 pour des concentrations de 20 sources *(panneau supérieur)* et 30 sources *(panneau inférieur)*. Ces deux cartes nous présentent les régions denses et étendues.

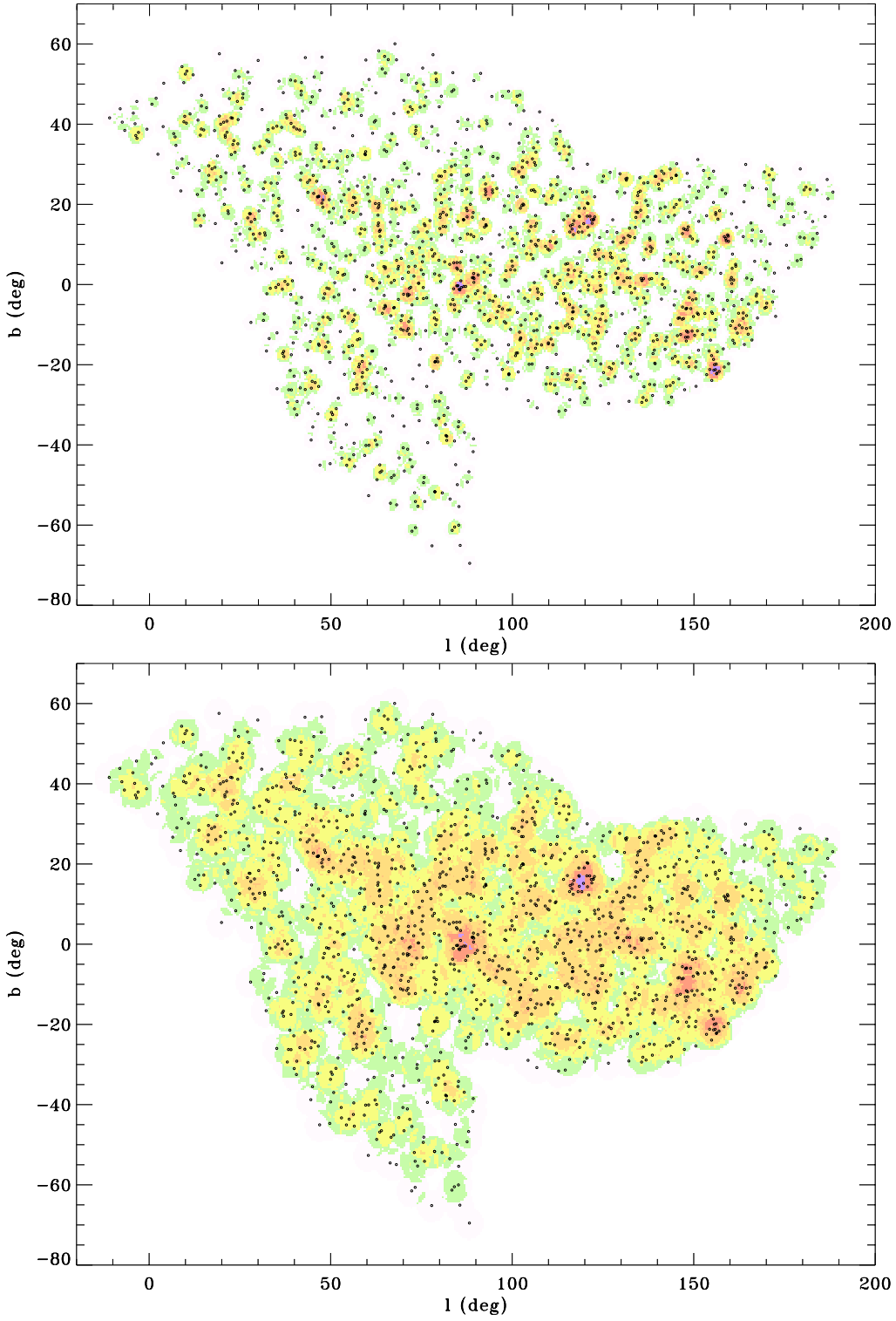


FIG. III.12 – Carte de densité du sous-échantillon des sources *RasTyc* sélectionnées pour nos observations. Les aires en bleu très clair, en vert, en jaune, en orange, en orange foné, en rouge et en violet correspondent à des régions spatiales de plus en plus denses. Nous trouvons sur ces cartes des zones de fortes concentrations d'étoiles dans des rayons de $2°$ *(panneau supérieur)* et de $4°$ *(panneau inférieur)*. En plus, on constate que 3 des régions les plus denses (aires en violet) de la première figure ressortent également sur la seconde ($(l \sim 122°, b \sim 16°)$; $(l \sim 90°, b \sim 0°)$). Notons que la première région correspond à la zone du ciel que nous projetons d'étudier en détail lors d'un programme d'observations avec le TNG et/ou le OHP T193.

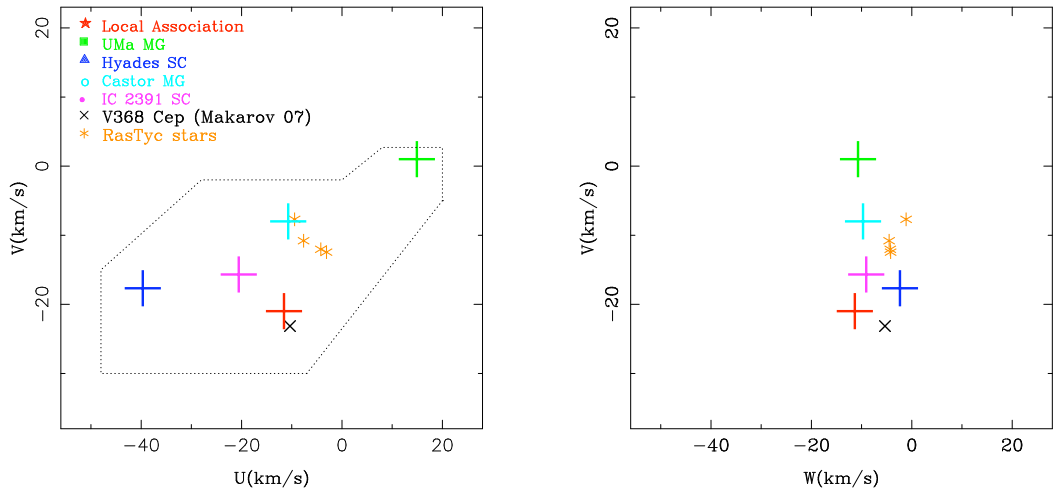


FIG. III.13 – Diagrammes $U-V$ et $V-W$ montrant le positionnement des 4 sources *RasTyc* ayant des mouvements spatiaux similaires (astérisques oranges) ainsi que celles de (Makarov *et al.* 2007, croix noire). La localisation des populations du disque jeune (YD) et du disque vieux (OD) sont aussi indiquées ainsi que le positionnement des jeunes associations locales. Les 4 candidates PTTS montrent un mouvement spatial cohérent et peuvent appartenir à un même groupe en mouvement encore non-découvert. La composante U de vitesses spatiales est en direction du centre galactique.

dates, 2 sont très proches sur le ciel (séparation ~ 4 arcmin), ont la même vitesse radiale, le même mouvement propre et des distances photométriques très similaires. De plus, 4 de nos sources PTTS ont exactement le même mouvement spatial (Fig. III.13) et sont localisées à quelques degrés les unes des autres sur le ciel. L'analyse de la cinématique de ces sources montre que ces sources ont une cinématique très proches des membres du courant du Castor (Fig. III.13). Or la différence entre l'âge des membres connus et celui de nos 4 étoiles ($\leqslant 100$ Ma) tend à confirmer que toutes ces sources peuvent appartenir à un **possible nouveau courant d'étoiles**. Nous soulignons que Makarov *et al.* (2007) ont identifié, sur la base du mouvement propre, un compagnon d'une jeune binaire visuelle située dans la même zone mais avec la cinématique très différente (comparable à celle des membres du courant des Pléiades). Comme toutes ces étoiles se situent à moins de 100 pc du Soleil, elles ont des propriétés relativement proches des membres de l'association TW Hydra, même si elles sont légèrement plus âgées et localisées dans l'hémisphère nord.

5 Conclusions

Dans ce chapitre, nous avons étudié en détail les propriétés cinématiques de nos sources. Pour cela, nous avons développé 2 méthodes probabilistes en ne considérant que leurs composantes de vitesses spatiales (U,V,W). Nous avons testé leurs efficacités au moyen de simulations Monte-Carlo ce qui nous permet de connaître leurs limites. On peut maintenant affirmer que **les résultats obtenus avec nos deux méthodes sont compatibles entre eux**. Alors que la méthode 3D nous permet de déterminer rapidement la probabilité de sources potentielles car nous n'avons besoin de connaître que les dispersions suivants trois axes (U,V,W), elle n'est **efficace que pour des candidats situés bien à l'intérieur des limites connues pour chaque courant**. En ce qui concerne la méhode 2D, elle nécessite une connaissance déjà bien établie des courants étudiés car elle se base beaucoup plus sur la distribution des membres connus. Par conséquent, pour pouvoir en tirer des résultats fiables, nous devons avoir à disposition un nombre suffisamment élevé de membres déjà identifiés. Mais, si les conditions sont réunies pour son utilisation, cette méthode semble être **plus permissive** et donne **des niveaux de confiance beaucoup plus qualitatifs** que la méthode

3D. Quoi qu'il en soit, l'utilisation combinée de ces deux méthodes probabilistes permettra de **trouver de nouveaux membres des courants étudiés** et d'aboutir une meilleure caractérisation de ces courants ce qui améliorera encore plus, dans le futur, la recherche d'autres membres ou d'autre(s) courant(s) encore inconnu(s).

Grâce à ces 2 méthodes, nous avons pu identifier de possibles nouveaux membres des courants déjà connus. En particulier, nous avons pu voir que les étoiles d'âge connu sont principalement associées aux groupes cinématiques d'un âge similaire : les étoiles classées comme *PMS-like* ont des composantes de vitesses spatiales semblables aux groupes les plus jeunes.

De plus, les cartes de densité de nos sources et la localisation de nos étoiles jeunes sur ces cartes nous ont permis de détecter une nouvelle concentration d'étoiles jeunes qui pourrait être l'équivalent de l'association TW Hya (bien que plus âgée) mais localisée dans l'hémisphère nord.

Les étoiles jeunes mélangées avec la population stellaire ambiante du plan galactique sont pratiquement indiscernables car ni leurs propriétés photométriques globales, ni la présence de gaz proche peuvent nous aider à les différencer des étoiles plus âgées. Néanmoins, des couples d'étoiles très jeunes de champ (des étoiles T Tauri ou post-T Tauri (PTTS)) partageant le même mouvement spatial (des groupes en mouvement) ont récemment été détectés dans diverses régions du ciel. Ces étoiles proches et très jeunes de champ sont d'une très grande importance pour mieux comprendre l'histoire locale de la formation récente d'étoiles et pour donner un nouvel aperçu du processus de formation d'étoiles en dehors des associations et des amas. De plus, les PTTS offrent une opportunité unique d'étudier l'évolution des disques circumstellaires ainsi que la formation des planètes et leurs processus de migration. Les échantillons d'étoiles sélectionnés sur la base des rayons X mous peuvent virtuellement contenir des centaines d'étoiles jeunes. La découverte d'une telle population est le principal but de la demande de temps que nous sommes en train de préparer pour la prochaine saison d'observations.

Spectroscopic Survey of the Youngest Field Stars in the Solar Neighborhood I. The optically bright sample

P. Guillout[1], A. Klutsch[1], A. Frasca[2], R. Freire Ferrero[1], E. Marilli[2], G. Mignemi[1,3], K. Biazzo[2], J. Bouvier[4], R. Monier[5], C. Motch[1] et M. Sterzik[6]

Astronomy & Astrophysics

[1] Observatoire Astronomique, UMR 7550 CNRS - Université de Strasbourg, 11 rue de l'Université, 67000 Strasbourg, France

[2] INAF - Osservatorio Astrofisico di Catania, via S. Sofia, 78, 95123 Catania, Italy

[3] Dipartimento di Fisica e Astronomia, Università di Catania, via S. Sofia, 78, 95123 Catania, Italy

[4] Laboratoire d'Astrophysique de Grenoble, UMR 5571 CNRS - Université Joseph-Fourier, BP 53, 38041 Grenoble Cedex 9, France

[5] Laboratoire A. H. Fizeau, UMR 6525 CNRS - Université de Nice Sophia-Antipolis, Parc Valrose, 28, avenue Valrose, 06108 Nice Cedex 2, France

[6] European Southern Observatory, Casilla 19001, Santiago 19, Chile

Article soumis

Dans cette publication, nous présentons l'échantillon *RasTyc* ainsi que le programme d'observations effectué depuis 2000. Nous y détaillons également l'ensemble de la procédure d'analyse mise en place et donnons les résultats obtenus suite à l'analyse de l'échantillon BRILLANT des sources *RasTyc*.



Astronomy & Astrophysics manuscript no. SpecSurv˙Sub
November 7, 2008
© ESO 2008

A Spectroscopic Survey of the Youngest Field Stars in the Solar Neighborhood

I. The optically bright sample ⋆

P. Guillout[1], A. Klutsch[1], A. Frasca[2], R. Freire Ferrero[1], E. Marilli[2], G. Mignemi[3,1], K. Biazzo[2], J. Bouvier[4], R. Monier[5], C. Motch[1], and M. Sterzik[6]

[1] Observatoire Astronomique, Université de Strasbourg & CNRS, UMR 7550, 11 rue de l'Université, 67 000 Strasbourg, France
[2] INAF - Osservatorio Astrofisico di Catania, via S. Sofia, 78, 95123 Catania, Italy
[3] Dipartimento di Fisica e Astronomia, Università di Catania, via S. Sofia, 78, 95123 Catania, Italy
[4] Laboratoire d'Astrophysique de Grenoble, Université Joseph-Fourier, BP 53, 38041 Grenoble Cedex 9, France
[5] Laboratoire H. Fizeau, Parc Valrose, 28, avenue Valrose, 06108 Nice cedex 2, France
[6] European Southern Observatory, Casilla 19001, Santiago 19, Chile

Received 7 November 2008 / accepted

ABSTRACT

Aims. We present the first results of an ambitious ground-based observing program conducted on 1–4 meter class telescopes. Our sample consists of 1097 active and presumably young stars, all of them being optical (Tycho catalog) counterparts of ROSAT All-Sky Survey X-ray sources in the northern hemisphere. In this paper, we concentrate on the optically brightest ($V_T \leqslant 9^m.5$) candidates (704 objects). We acquired high-resolution optical spectroscopy in the Hα and/or lithium spectral regions for 426 of such stars without relevant data in the literature. We describe the star sample, the observations and we start to discuss the physical properties of the stars investigated.
Methods. We use cross-correlation technique and other tools developed by us to derive accurate radial and rotational velocities and to perform an automatic spectral classification for both single stars and double-lined systems. The spectral subtraction technique is used to derive chromospheric activity levels and lithium abundances. We estimate the fraction of young single stars and multiple systems in stellar soft X-ray surveys and the contamination by more evolved systems, like RS CVn binaries. We classified stars on the basis of their lithium abundance and give a glimpse at their sky distribution.
Results. The sample appears to be a mixture of quite young *Pleiades-like* and *Hyades-like* stars plus an older lithium-poor population probably born within the last 1-2 Gyr. Seven stars with a lithium abundance compatible with the age of IC 2602 (about 30 Myr) or even younger have been detected as well, although two reveal to be lithium rich giants.
Conclusions. The contamination of soft X-ray surveys by old systems in which activity level is enhanced by tidal synchronization is not negligible, especially for K-type stars. Five lithium super-rich stars are probably associated with already known moving groups in the solar neighborhood. Some of them are good post-T Tauri candidates according to their positions in the HR diagram.

Key words. stars: pre-main sequence – stars: formation – stars: kinematics – stars: rotation – stars: binaries and multiple systems – stars: RS Cvn

1. Introduction

Even if the global scenario of star formation history of the Milky Way is rather well known from its birth until the last few giga-years (Haywood et al. 1997), surprisingly the recent local star formation rate is hardly constrained. Although new-born stars are usually confined to the locations of their parental clouds and share the same region of space (i.e. open clusters or association), several processes tend to disperse them. Ejection of unused gas can reduce the mass of a cluster so much that it becomes gravitationally unbound and breaks up. Moreover, occasional close encounters with giant molecular clouds along galactic rotation may even rapidly disrupt the cluster entirely. As a result, most open clusters only survive a few hundred million years although the cluster lifetime sensitively depends on the cluster's mass (for example M67 is a cluster with a solar age). Finally, young stars are found scattered throughout the stellar population composed of stars born in clusters/associations which were disrupted hundreds millions or billions years ago. Once mixed in the galactic plane stellar population environment, young stars are virtually indiscernible because neither their global photometric properties nor the presence of nearby gas can help to disentangle them from older stars. As a consequence, the recent (i.e. last giga-years) local star formation rate is poorly known due to the difficulties encountered to properly select young main sequence (MS) late-type stars in the field from optical data alone. The same problem holds for the scale height of stars. As stars get older they tend to scatter higher above the galactic plane, a process known as disc heating. The thermalization of the young stellar population is still an open question and actually their scale height is generally assumed to be similar to the one of molecular clouds from which they are born.

Fortunately, the situation has improved making use of X-ray observations. The discovery that stars of almost all spectral types

Send offprint requests to: P. Guillout
e-mail: guillout@astro.u-strasbg.fr

⋆ Based on observations collected at the *Observatoire de Haute Provence* (France) and the *Catania Astrophysical Observatory* (Italy)

were X-ray emitters with luminosities in the range 10^{26} - 10^{34} erg s^{-1} was one of the major unexpected results of the Einstein mission (Vaiana et al. 1981). The ROSAT satellite has confirmed and completed this picture. As chromospheric (e.g. Ca II H&K and Hα emission) and coronal (e.g. X-ray luminosity) activity levels decrease with increasing age, they can serve as proxy age indicators (Henry et al. 1996; Sterzik & Schmitt 1997). The knowledge of the composition of soft X-ray sky is based on a large extent on the ROSAT All-Sky Survey (RASS; Voges et al. 1999, 2000). One possible path to explore this wealth of data consists in deep and complete optical identifications of all X-ray sources in small size regions (Motch et al. 1997; Zickgraf et al. 1997, 2005). An alternative approach is the cross-correlation of the RASS with catalogs of optical sources spread throughout the sky, but potentially sacrificing (optical) completeness. Such an approach was successfully followed by Guillout et al. (1999) who obtained the RasTyc and RasHip samples of active stars from the cross-correlation of the RASS with the Tycho and Hipparcos catalogs (ESA 1997) respectively. These samples allowed to study the large-scale (all-sky) distribution of X-ray active stars in the solar neighborhood (Guillout et al. 1998a) and led to the discovery of the late-type stellar population of the Gould Belt (GB; Guillout et al. 1998b). This young stellar structure, first pointed out by Sir J. W. Herschel from the asymmetry of the bright stars distribution about the Galactic plane, was subsequently studied by B.A. Gould. During the last decade a fascinating picture of the recent star formation history in the solar neighborhood has emerged. About fifty Myr ago molecular clouds were forming stars near the present position of the Sun. Thirty Myr ago the first generation of massive stars exploded as supernovae triggering star formation in an expanding ring-like structure and modeled the gas cavity in the solar neighborhood (i.e. the local Bubble). Although the present rim coincides with most of the nearby OB associations, the distribution of young stars as outlined by the RasTyc sample indicates that stellar formation took place also inward the Belt, over a significant, yet poorly constrained, radial extent (the lack of active star formation within 50 pc of the Sun is believed to be due to the local Bubble). Although the massive-star content has been extensively studied, less is known about low-mass star formation in the Belt. Its age is uncertain by a factor of 2 due to the discrepancy found between the dynamical time scale (20–30 Myr; Moreno et al. 1999; Perrot & Grenier 2003) and the stellar age (30–60 Myr; Comerón & Torra 1994; Torra et al. 2000).

It is known from statistical studies that star formation derived from optically visible clusters account to only about 10% contribution to galactic star formation in total although Zinnecker (2008) and Piskunov et al. (2008) recently suggest that it may account for up to 50%. The remainder occurs in OB associations. Moreover, ground-based optical follow-up observations of RASS sources have identified a widely dispersed population of Weak-line T Tauri Stars (WTTS; Alcalá et al. 1996; Krautter et al. 1997; Wichmann et al. 1997). Briceño et al. (1997), Micela et al. (1997) and Favata et al. (1997) have cast some doubts on the nature of the widespread WTTS population, suggesting that a fraction of the candidates is likely to be *Pleiades-like* MS stars unrelated to the star forming regions over which they are projected. However, subsequent investigations based on high-resolution spectroscopy demonstrated that most of these stars are indeed low-mass pre-Main Sequence (PMS) stars (Wichmann et al. 1999; Alcalá et al. 2000; Frasca et al. 2003). The rotational periods distribution of this sparse WTTS population in Orion (Marilli et al. 2007) is noticeably different both from that of the older Pleiades stars and from that of the very young PMS stars in the Orion Nebula Cluster (ONC, 1–2 Myr), suggesting that this population could be an early generation of stars born in the same region some 10–30 Myr before the ONC. Nevertheless, also isolated very young stars have recently been detected. Although TW Hya displays all characteristics of T Tauri stars (TTS) – strong Hα emission and lithium absorption – it has earned notoriety mostly on the basis of the absence of dark clouds in its vicinity. The existence of very young stars far from interstellar material is difficult to reconcile with the standard scenario of star formation because they are too young to have traveled the distance from the nearest clouds in their short life-time. Different scenarios have been proposed as possible explanations for the presence of TTS far away from molecular clouds. Sterzik & Durisen (1995) suggested that isolated PMS stars have been ejected (*run-away* TTS) from their birth place as a consequence of close encounters with other members of their parent cloud. Alternatively, they may have been formed locally from small clouds, as suggested by Feigelson (1996). As an isolated TTS, the origin of TW Hydra has long been a mystery for astronomers. However, searches by de la Reza et al. (1989) and Gregorio-Hetem et al. (1992) revealed four other TTS in the same region of the sky sharing the same space motion. At a distance of only $\approx$ 50 pc and an age $\approx$ 20 Myr, TW Hya is now recognized as one of the closest known regions of recent star formation, i.e. the TW Hya association (Zuckerman & Webb 2000). Until late 1990 the Hyades (600 Myr) and UMa (300 Myr) clusters were the only coeval, co-moving concentrations of young stars identified within 60 pc of the Sun (see Zuckerman & Song 2004). However, during the last ten years, it has become increasingly evident that a considerable number of very young stars is present in the solar neighborhood, which are unrelated to prominent star forming regions. Since the discovery of the TW Hya association, eight more young nearby associations have been identified so far (Zuckerman et al. 2006), and even more are suspected on the basis of kinematics or other features (Torres et al. 2008). Depending on its orientation and position, the GB could provide an alternative explanation for the presence of WTTS widely distributed around star forming regions and may also explain the presence of isolated very young stars. Another issue regarding young stars is known as the post-T Tauri star (PTTS) problem. PTTS's cover the evolutionary period between 10^6 to 10^7 years (i.e. between the T Tauri and Zero Age Main Sequence age). They are expected to be abundant in the vicinity of star formation regions, although studies which concentrate on such regions often fail to find the number of PTTS that are expected according to star formation and evolution theories, as already noted by Herbig (1978) thirty years ago. Soderblom et al. (1998b) discussed possible explanations of the PTTS problem and in particular suggested that numerous PTTS may exist in isolated environments but they are difficult to be recognized because they mostly lack the obvious optical signatures of their T Tauri progenitors.

Given their age and proximity, young, nearby associations and PTTS are of great importance to understand the evolution of their circumstellar disks (in particular the transition phase of disk dispersal) and planet formation, as well as to give new insight into the process of planet migration. RasTyc and RasHip samples may virtually contain hundreds of such hidden young stars and complementary optical data are absolutely necessary if the huge scientific potential of these samples is to be fully exploited. Moreover, detailed comparisons of radial velocity, proper motions, age, spectral type and luminosity class distributions with predictions of stellar X-ray population model (Guillout et al. 1996) are likely to establish new constraints on galactic evolu-

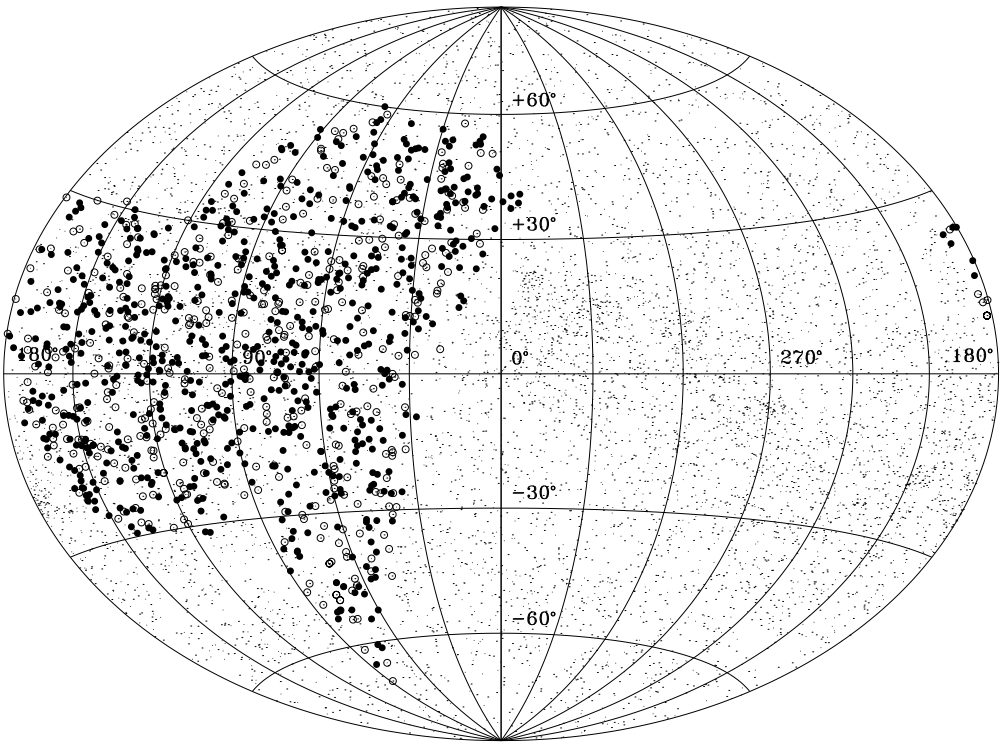


Fig. 1. Galactic distribution (Aitoff projection) of the stars selected for this spectroscopic survey (big circles) overlaid on the 8 593 RasTyc stars with PSPC count-rate larger or equal to 0.03 cts s^{-1} (small dots). All stars of the optically bright sample, defined as $V_T \leqslant 9\overset{m}{.}5$ (filled circles) discussed in this paper have already been observed and characterized (except those ones with published data). The remainder, the optically faint sample ($9\overset{m}{.}5 < V_T \leqslant 10\overset{m}{.}5$) are targets of an on-going observing program at the 3.6 m TNG Italian telescope at La Palma (open circles).

tion parameters such as the local recent stellar formation rate and the scale height of young stars.

With this scientific background in mind we started an optical high-resolution spectroscopic campaign of a large sample of RasTyc / RasHip stars on 1- to 4-meter class telescopes. The present paper is dedicated to the optically bright sample (composed of stars with $V_T \leqslant 9\overset{m}{.}5$) for which we already have a nearly complete dataset. We describe the observations and discuss stellar properties as derived from high-resolution spectra. An outstanding result is the discovery of new members of moving groups and possible PTTS candidates. The discussion of the whole sample, as well as the electronic publication of all the data, is delayed to a forthcoming paper waiting for the faint sample completion. We note that a complementary study in the southern hemisphere has been conducted by Torres et al. (2006).

Our paper is organized as follows. Section 2 introduces our star sample and summarizes the observations and reduction methods. In Sect. 3 we present the stellar parameters evaluation. In addition to the spectral classification we estimate also the level of chromospheric activity and age in Sect. 4. In Sect. 5, the fraction of multiple systems, evolutionary status, age and moving-group membership are discussed. Section 6 summarizes and gives perspectives on the ongoing scientific analysis of these data.

2. Sample selection and observing campaign

We used as a starting point the RasTyc sample resulting from the cross-correlation of the RASS with the Tycho catalog. In order to obtain statistically significant results and to fulfill our scientific goals we selected over 1 000 RasTyc sources in the solar neighborhood given the following constraints:

- declination $\delta \geqslant 0°$ ensuring that any target can be observed at low airmass from French and Italian national telescopes;
- right ascension $\alpha \in [15\ H, 8\ H]$ in order to cover both low and high galactic plane regions observable from May-June to December-January periods decided as our observing slots in the framework of the *Observatoire de Haute Provence* (OHP - France) key program;
- $0.6 \leqslant (B-V)_T \leqslant 1.3$ range for which the lithium depletion behavior is more effective. Indeed, it is well known that the strength of the Li I λ6707.8 line can be used as an indication of youth (Martin & Claret 1996) for stars cooler than about mid-G, although for M-type stars the lithium is burned so rapidly in their deep convective envelopes that the Li I λ6707.8 line is detectable only for extremely young stars. The lithium plateau observed for F-type stars does not permit the use of this line as an age diagnostics;

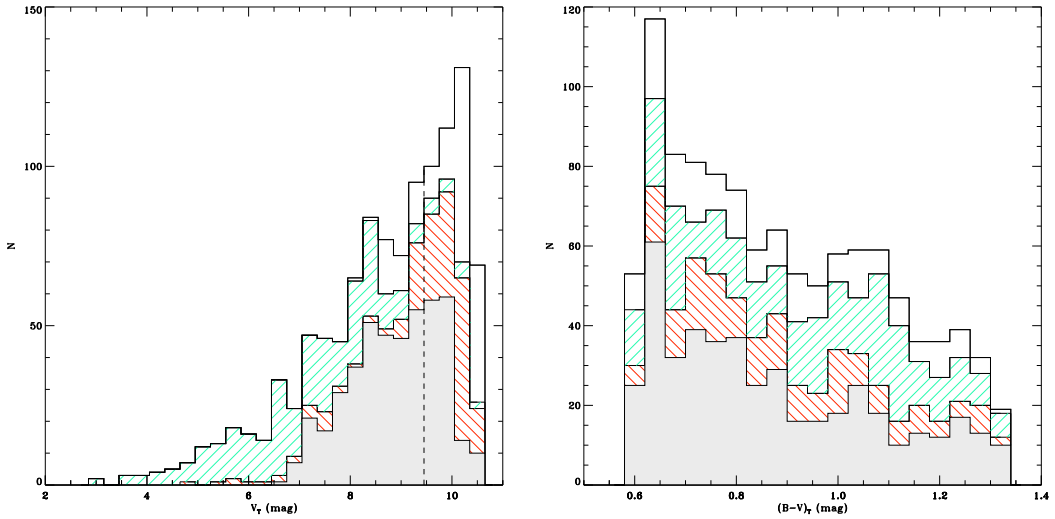


Fig. 2. Tycho V_T magnitude *(left panel)* and $(B-V)_T$ color *(right panel)* distributions of the stars in our sample. Stars with already available relevant measurements from the literature (green right-stripped area) have been systematically discarded from the observational program. Spectroscopic observations of the optically *bright sample* have been conducted mostly on the OHP 1.52-m telescope (gray area) while a significant part of the optically *faint sample* has been scheduled on the larger OHP 1.93-m and TNG 3.6-m telescopes (red left-stripped area). A small number of stars (white area ; $9\overset{m}{.}5 < V_T$) has also been scheduled on the OAC 0.91-m telescope. The sample is mostly composed of G and K late-type stars with Tycho $B-V$ color index in the range 0.6–1.33. The observational strategy does not introduce any significant bias, as illustrated in right panel figure. Some stars of the faint sample (white area ; $V_T > 9\overset{m}{.}5$) have not yet been scheduled for observation.

- ROSAT PSPC count rate greater or equal to 0.03 cts s^{-1} to avoid RASS scanning bias (see Guillout et al. 1999) ;
- $V_T \leqslant 10\overset{m}{.}5$, since Tycho is largely incomplete above this limit.

We thus selected about 1 100 RasTyc stars with a median visual magnitude of $\approx 9\overset{m}{.}0$. To gather a-priori information on these potential targets as much as possible and to minimize observing time, the data from the literature were checked thanks to the SIMBAD database. Stars brighter than $V_T \approx 6\overset{m}{.}0$ have mostly over 50 bibliographic references with at least one spectroscopic investigation and were not scheduled for the observations. Those fainter than this limit were checked one by one and discarded only if relevant spectroscopic data already existed. Nevertheless, a few stars in common with the KPNO survey (Strassmeier et al. 2000) have been observed in order to test the consistency of our results with previous works.

In Fig. 1 we show the galactic distribution of our sample overlaid on the RasTyc all-sky picture while Fig. 2 displays their magnitude and color distributions.

The main observation program was conducted mostly in service mode at the OHP French 1.52-m telescope from November 2001 till August 2005. We used the *Aurelie* spectrograph (Gillet et al. 1994) in both the Hα and lithium spectral regions covering over 120 Å at a resolution of about 38 000 (grism 7). A typical spectrum for each spectral region is shown in Fig. 3. To derive reliable equivalent widths and to enable the determination of good radial and rotational velocities, a signal-to-noise ratio (S/N) of 70–100 per resolution element (depending on the star magnitude) was required. The *Horizon 2000* CCD in bin mode permitted to reach our requirements in the most efficient way. Another set of 110 stars observed in 2000 (for a similar research project but on a smaller area) on the OHP 1.93-m telescope was merged with the previous sample. Spectra covering the 3900–6800 Å range were acquired with the *Elodie* échelle spectrograph (Baranne et al. 1996) with a resolving power $R \approx 42\,000$. Both telescope/spectrograph equipments have about the same efficiency. The typical exposure times ranged from less than 10 minutes for a bright $7\overset{m}{.}0$ star up to an hour for stars fainter than $9\overset{m}{.}0$, for both instruments. Finally, 46 remaining stars brighter than $V_T = 9\overset{m}{.}0$, which could not be scheduled at the OHP because of time constraints or bad weather conditions, have been successfully observed at the *M.G.Fracastoro* station (Serra La Nave, Mt. Etna, 1750 m a.s.l.) of the *Osservatorio Astrofisico di Catania* (OAC - Italy). The OAC 0.91-m telescope was equipped with the FRESCO fiber-fed échelle spectrograph covering the spectral range 4250–6850 Å with a resolution $R \simeq 21\,000$. Spectra of radial and rotational velocity standard stars as well as bias, flat-field and arc-lamp exposures were acquired at least twice a night for calibration purposes. In total ≈ 1400 spectra have been acquired during the course of the ≈ 190 nights devoted to the program (see Tables 1 and 2).

The 1D *Aurelie* spectra were corrected for bias, flat-field and cosmic rays hits by using standard MIDAS procedures while the OAC data reduction was performed by using the ECHELLE task of IRAF[1]. *Elodie* spectra were automatically reduced online during the observations with the standard pipeline reduction package which also includes the cross-correlation with a

[1] IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which are operated by the Association for research in Astronomy, Inc. under cooperative agreement with the National Science Foundation.

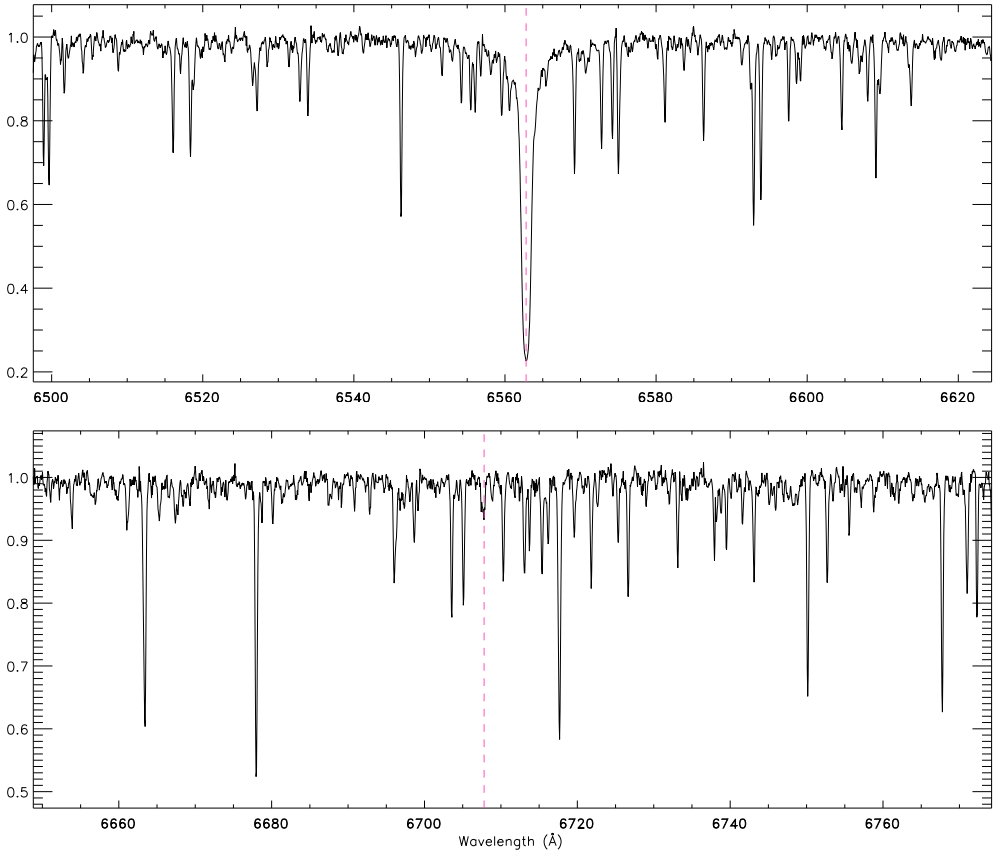


Fig. 3. High-resolution optical spectra of the single star HD 6026 (RasTyc 0102+6236) observed with the *Aurelie* spectrograph in the Hα *(upper panel)* and lithium *(lower panel)* regions. The position of the Hα and the Li I λ6707.8 lines are plotted as a red dashed line in the upper and lower panels, respectively.

Table 1. Observation program summary

Year	Period	Nights	Telescope	Spectra
2000	July - September	22	OHP 1.93-m	60
2001	August	12	OHP 1.93-m	50
2001	October - December	29	OHP 1.52-m	290
2002	June - November	53	OHP 1.52-m	396
2003	January	23	OHP 1.52-m	207
2004	June - September	29	OHP 1.52-m	231
2005	July - August	20	OHP 1.52-m	126
2007	September - October	*	OAC 0.91-m	28
2008	March - July	*	OAC 0.91-m	18
Total		188+		1 406

* Queue mode.

Table 2. Instrumental setup summary

Telescope	Spectrograph	Spectra	Spectral region	Resoltio
OHP 1.93-m	*Elodie*	échelle	3900–6800 Å	42 000
OHP 1.52-m	*Aurelie*	1D	6495–6625 Å	38 000
OHP 1.52-m	*Aurelie*	1D	6650–6775 Å	38 000
OAC 0.91-m	FRESCO	échelle	4250–6850 Å	21 000

reference mask and the TGMET facility for spectral classification (Soubiran et al. 1998). Telluric lines were subtracted following the procedure described by Frasca et al. (2000) and spectra were then normalized to the continuum through a polynomial fit avoiding spectral regions heavily affected by blends of absorption lines, molecular bands, and the Hα wings. Spectra were finally corrected for the Earth velocity and reduced to the heliocentric rest frame.

3. Determination of astrophysical parameters

3.1. Methods

3.1.1. Multiplicity, radial, and projected rotational velocity

For each star observed with *Aurelie*, we computed the cross-correlation function (CCF) independently for both the Hα and

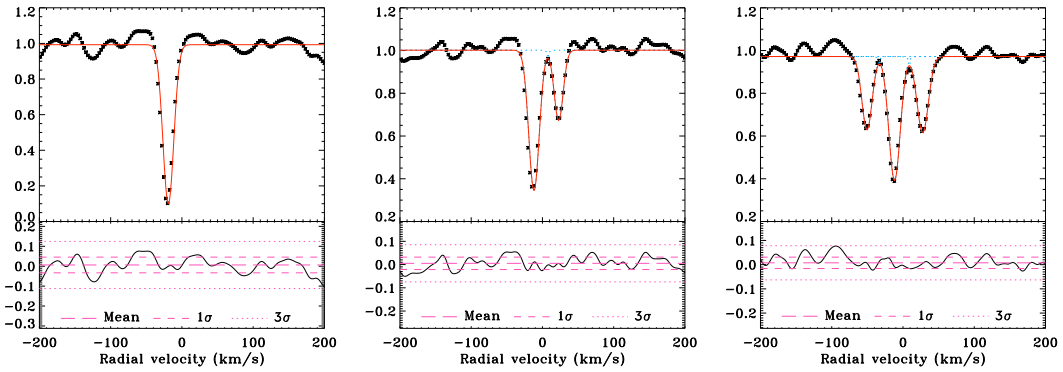


Fig. 4. Cross-correlation function (stars symbols) and Gaussian fitting (red solid line) for the single star HD 6026 (RasTyc 0102+6236; *left panel*), the SB2 binary BD+67 34 (RasTyc 0025+6848; *middle panel*) and the triple system BD+82 622 (RasTyc 2034+8253; *right panel*). Lower panels show residuals.

lithium spectral regions by cross-correlating the observed spectra with a synthetic mask.
Since the CCF improves when spectra with a very similar shape are correlated, we used a grid of 9 different synthetic spectra, corresponding to F0, F5, G0, G5, K0, K5, M0, and M5 spectral types, as CCF masks and selected the mask more similar to the spectral type (or the $B - V$ color index) of the target. The CCF is a powerful tool to reveal single, double and multiple systems. Significant minima in the CCF were searched for automatically and single, double or multiple functions (i.e. up to 4 Gaussian or rotational profiles) were fitted to the CCF dips (see Fig. 4 left, center and right panels respectively). The standard deviation of the CCF values far from the central dip(s) (σ) was evaluated for each spectrum and all the minima deeper than 3 σ were kept as significant. This allowed us to sort out single stars (S), double-lined binaries (SB2), triple systems (SB3), and multiple stars (M).

In principle, the minimum of the CCF readily gives the radial velocity (RV) of the star. However the CCF profile may appear asymmetric or distorted because of the presence of cool starspots on the stellar photosphere. Therefore, we fitted the entire CCF profile to obtain a more accurate RV determination. We also took advantage of the fact that each star was observed a few nights apart to gather spectroscopically unresolved binaries. For stars appearing as singles, i.e. with single-lined spectra without any detectable RV variation over a timescale of a few days, we averaged the two RVs. On the other hand, RV inconsistencies derived from the Hα and lithium spectral regions, were interpreted as real Doppler shifts and stars with a single dip in the CCF were classified as single-lined binaries (SB1; see Fig. 5) whenever the differences in RV measurements were larger than the sum of their uncertainties (see Sect. 3.2.1).

The CCF also permits to determine the projected rotational velocity ($v \sin i$). The shape of the CCF sensitively depends on the rotation speed. At low $v \sin i$, i.e. when the spectral lines are mainly affected by the Doppler and microturbulence broadenings, a Gaussian function generally gives a very good approximation of the CCF profile and we used a calibration relation between the width of the fitted Gaussian, σ(CCF), and $v \sin i$ to determine the rotational velocity, following a method similar to that of Queloz et al. (1998). At high $v \sin i$ values, the shape of the CCF is far from Gaussian and becomes more and more alike to a rotational profile. In such cases the use of a Gaussian function would overestimate the rotational velocity; thus we preferred to compare the observed spectra with a grid of synthetic templates broadened by the convolution with a rotation profile and retain the $v \sin i$ giving the lowest residuals in the difference.

For the 46 stars observed with FRESCO at OAC, we adopted, as RV templates for the cross-correlation, spectra of F-G-K radial velocity standard stars acquired during the observing runs. We used all the 20 échelle orders, excluding the Hα and Na I D_2 lines from the analysis, because of their strong wings affecting the CCF shape and due to the contamination of these lines by chromospheric emission. The radial velocity measurements, performed with the IRAF task Fxcor, were obtained by averaging RV data from all échelle orders with the usual instrumental weight $w_i = \sigma_i^{-2}$. The σ_i values were computed by Fxcor according to the fitted peak height and the antisymmetric noise as described by Tonry & Davis (1979). The standard errors of the weighted means were computed on the basis of the errors σ_i in the RV values for each order according to the usual formula (see, e.g., Topping 1957). For the $v \sin i$ determination, we used the same method as for the *Aurelie* spectra but the spectra of slowly-rotating standard stars were used as templates.

3.1.2. Effective temperature, gravity and metallicity

In the case of single stars or SB1 systems (i.e. only one significant minimum in the CCF; see Fig. 4 left panel) we run the ROTFIT code (Frasca et al. 2003) which finds the spectral type of the target searching into a library of standard spectra, the spectrum which gives the best match (minimum of the residuals) with the target one (see, for instance, Fig. 12), after rotational broadening (hence giving an other independent measurement of the star $v \sin i$). As a standard star library, we used a set of 185 spectra of stars with known astrophysical parameters (Prugniel & Soubiran 2001) retrieved from the ELODIE Archive (Moultaka et al. 2004) which are well distributed in effective temperature and gravity and in a suitable range of metallicities.

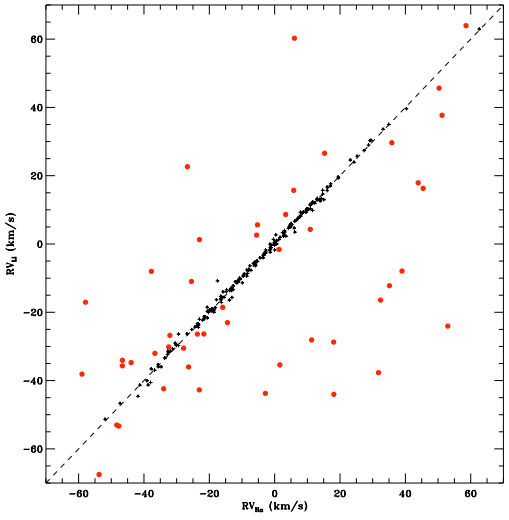


Fig. 5. Radial velocities measured from the lithium (RV_{Li}) versus Hα (RV_{H_α}) spectral regions for stars classified as single from the CCF profile analysis. The dashed lines shows the one-to-one relation. Stars with inconsistent RV_{Li}/RV_{H_α} measurements (filled red circles) are interpreted as spectroscopically unresolved binaries (i.e. SB1).

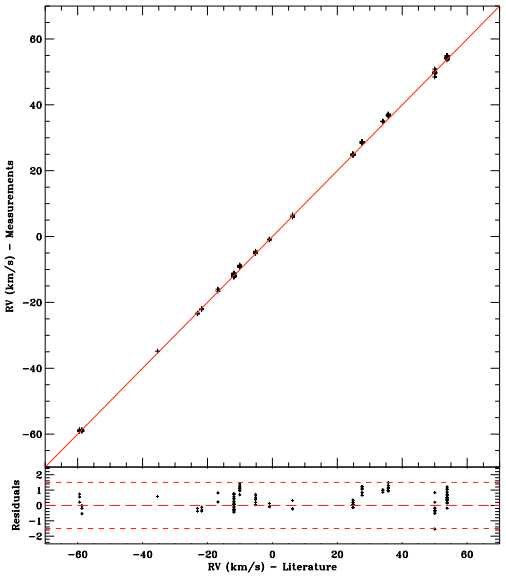


Fig. 6. Comparison of our radial velocities measurements with those quoted in the literature for the standard stars observed along our observations runs. Residuals from the one-to-one relation are shown on the bottom panel. The short-dashed lines delimit a ± 1.5 km s^{-1} region around the one-to-one relation (continuous line in the upper box).

For double stars we used another method (implemented as IDL code), namely COMPO2 (Frasca et al. 2006), which searches for the best combination of two standard-star spectra able to reproduce the observed spectrum of the SB2 system. We give, as input parameters, the radial velocity and $v \sin i$ of the two components, which were derived from the CCF analysis. COMPO2 then finds for the selected spectral region, the spectral types and fractional flux contributions that reproduce the observed spectrum better, i.e. which minimize the residuals in the collection of difference (observed – synthetic) spectra. For this task we used a smaller set of 87 reference spectra retrieved from the ELODIE Archive that are well representative of stars with a nearly-solar metallicity with spectral types from early-F to early-M and luminosity classes V, IV, and III. An example of the results provided by COMPO2 is shown in Fig. 7.

For multiple systems we did no attempt to derive astrophysical parameters and such systems will be analyzed in detail in a future dedicated work where a version of COMPO2 for multiple systems, which is presently in development, will be used.

Finally, a summary file showing both (if any) the normalized Hα and lithium spectra (with corresponding CCFs), the classification (single or multiple), RV and $v \sin i$ measurements as well as stellar parameters was produced for each stars (see an example in Fig. 14).

3.2. Uncertainties

3.2.1. Radial and projected rotational velocity

For most of our spectra, with a high S/N ratio, the uncertainty on the RV is dominated by the accuracy of the wavelength calibration. The effects of spectrograph drift during the night were minimized by acquiring arc lamp at least twice a night. The overall RV precision of our data is illustrated in Fig. 6 where we compare our measurements with those of the standard stars observed along the observation runs. Most of the points are located within the dotted lines which delimit, around the one-to-one relation (continuous line), a ± 1.5 km s^{-1} region that we consider as our standard RV error.

The error on the projected rotational velocity was computed for each star and depends critically on S/N ratio as well as on the shape of the σ(CCF) versus $v \sin i$ relation. At low $v \sin i$ ($\lesssim$ 25 km s^{-1}) the relation can be approximatted with a root-square function and a small error on the σ(CCF) propagate on a significant $v \sin i$ relative error (50 %). On the other hand, at high $v \sin i$, the relation is rather linear and the relative error is lower (10 %). In any case our spectral resolution does not permit to derive $v \sin i$ lower than about 5 km s^{-1}. Finally one must keep in mind that an unseen secondary can mimic larger projected rotational velocity (and bias the estimation of the astrophysical parameters).

3.2.2. Effective temperature, gravity and metallicity

The accuracy of the astrophysical parameters (AP) depends on the S/N of the spectra but also on the homogeneous coverage of the grid of AP by reference stars. In order to check the confidence level on the AP we compared our results with those reported in the literature for five binaries classified with COMPO2. AP determination of SB2 systems for which photospheric lines of the primary and secondary are superposed and blended is challenging for any automatic spectral classification code. As COMPO2 is the equivalent of the ROTFIT code

transposed for binaries, we consider the accuracy on SB2 AP as an upper limit on single stars AP errors.

For RasTyc 1601+5120 (= EV Dra), we found G7V+K1V, nearly equal to the spectral types G8V+K1V derived by Henry et al. (1995). RasTyc 1825+1817 (= AW Her) was classified by us as G2V+K0IV; the spectral types G2+G8IV found by Popper (1990) are very similar to our ones. RasTyc 0921−0640 (= NY Hya) is an eclipsing binary with partial eclipses (Clausen et al. 2001). The two eclipses have about the same depth, indicating nearly identical components. Our spectral classification is G2V+G2V with temperatures of $\simeq$ 5450 K. Clausen et al. did not perform the light curve solution, but from the Strömgren indices reported by them an average $T_{\rm eff} \simeq 5490$ K can be found, in very good agreement with our determination. RasTyc 0702-0515 (= AR Mon) is a well known semi-detached RS CVn binary. The spectral types (effective temperatures) determined by us are K1III (T_1 = 4395 K) and G2V (T_2 = 5350 K) for the less massive and the more massive component, respectively. The latter is the star which is filling in its Roche-lobe. Williamon et al. (2005) found, by means of the TODCOR code (two-dimensional cross-correlation), values of T_1 = 4500 K and T_2 = 5200 K that are very close (within 150 K) to our determinations. Finally, we classified the two components of the eclipsing binary RasTyc 1912+4619 (= FL Lyr) as G2V (T_1 = 5730 K) and K1V (T_2 = 5080 K), while Popper et al. (1986) found F8+G8 spectral types. Molenda (2007) with the TODCOR technique found temperatures of T_1 = 6080 K and T_2 = 5390 K. For this binary the agreement is less good ($\Delta T_{\rm eff} \approx 300$ K).

As a second test, we selected stars classified by ROTFIT for which the trigonometric distance has an uncertainty less than 30% (D30) and plotted them on an HR diagram, as illustrated on Fig. 8 left panel. It readily shows that none of the stars lying on the MS was misclassified as a giant and that among the 50 stars with color index larger than 0.81, only 6 giants or sub-giants (according to their HR diagram location), i.e. 12 %, were misclassified as dwarfs. On the other hand, stars leaving the upper main sequence but which have not yet reached the giant clump are systematically wrongly classified as class V by our automatic spectral classification program. Quantitatively, 22 among the 111 stars with $B-V < 0.8$, i.e. $\simeq$ 20%, are misclassified. This missclassification results of the lack of similar stars in the reference library.

Thus, we consider our spectral classification affected by an uncertainty that has a typical value of one spectral subclass ($\Delta T_{\rm eff} \approx 150$ K) but can reach two spectral subclasses ($\Delta T_{\rm eff} \approx 300$ K) in the less favorable cases. We also stress that $\simeq$ 20% of our stars bluer than $B-V < 0.8$ can suffer luminosity misclassification, something we plan to correct for the public release of the final (bright + faint) database.

4. Chromospheric emission and lithium abundance

4.1. Chromospheric emission

In addition to the fundamental parameters (effective temperature, gravity, metallicity and $v \sin i$), the ROTFIT and COMPO2 codes allowed us to derive stellar activity and age. We estimated the chromospheric emission level with the "spectral subtraction" technique (see, e.g., Herbig 1985; Barden 1985; Frasca & Catalano 1994; Montes et al. 1995), which is based on the subtraction of a reference "non-active" spectrum built up with synthetic model-atmosphere spectra or with observed spectra of slowly-rotating stars of the same spectral type with a negligible level of chromospheric activity. The net equivalent width of the Hα line, $W^{em}_{\rm H\alpha}$, was measured in the spectrum obtained after the subtraction of the non-active template by integrating the residual Hα emission profile. Although it is not easy to get truly chromospherically non-active stars, especially for the K-M spectral types, using the spectra exhibiting the minimum Hα residual flux as "non-active" templates allowed us to pick up stars with a moderate activity and to evaluate its level. The Hα luminosity, which is a parameter more indicative of the chromospheric activity level, was calculated from the net Hα equivalent width, the distance d and the continuum Earth flux at the Hα wavelength, f_{6563}, according to the following equation:

$$\begin{aligned} L_{\rm H\alpha} &= 4\pi d^2 f_{6563} W^{em}_{\rm H\alpha} \\ &= 4\pi d^2 \frac{F_{6563}}{F_{5556}} 10^{(-0.4V_0-8.451)} W^{em}_{\rm H\alpha}, \end{aligned} \quad (1)$$

where $10^{(-0.4V_0-8.451)}$ is the Earth flux at 5556 Å of a star with dereddened magnitude V_0 (Gray 1992) and the continuum flux-ratio $\frac{F_{6563}}{F_{5556}}$ was evaluated from NextGen synthetic low-resolution spectra (Hauschildt et al. 1999) at the temperature found with the ROTFIT code.

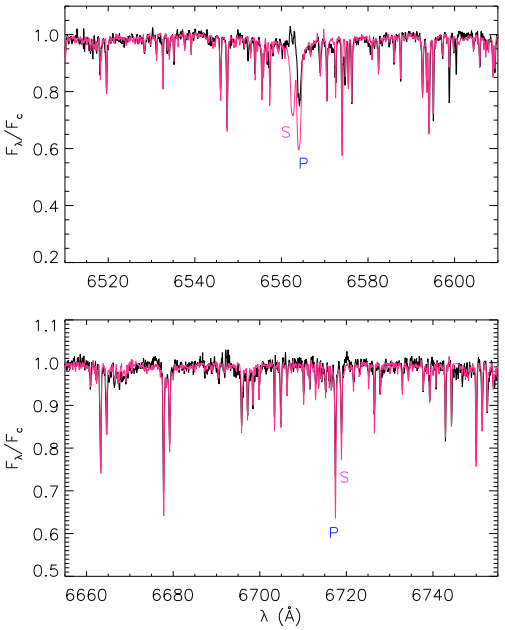


Fig. 7. Observed *Aurelie* spectrum (black thick line) of the SB2 system BD+15 2915 (RasTyc 1547+1509, K2V+K3V) in the Hα (*upper panel*) and lithium (*lower panel*) spectral regions together with the *synthetic* spectrum built up with the weighted sum of two *Elodie* reference spectra broadened at the $v \sin i$ of the system's components and Doppler-shifted according to its RV (thin red line). The Hα cores of the primary (P) and secondary (S) components are marked in the upper panel, while the Ca I λ6717 lines of the two components are labeled in the same way in the lower panel.

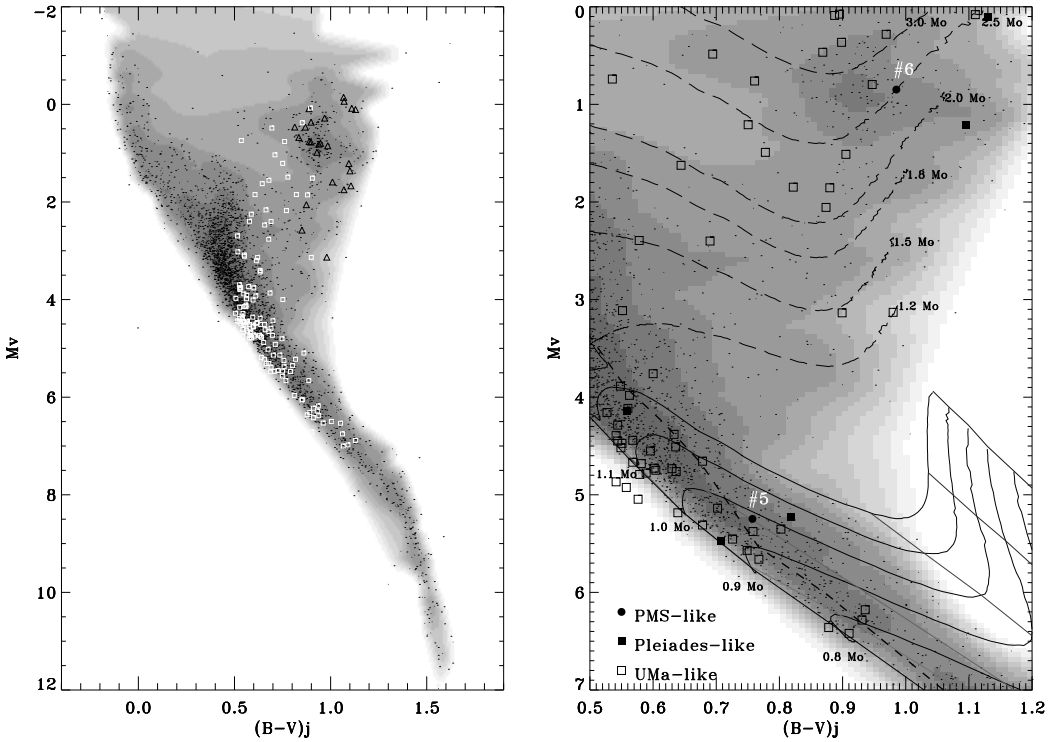


Fig. 8. *Left panel:* stars with trigonometric distance π known better than 30% (D30) and classified as class V (white square symbols) or class III, IV (black triangle symbols) superposed on an observational HR diagram of the $\approx$ 3 400 RasHip stars (dot symbols ; grey scale code their density gradient) with accurate distance ($\sigma_\pi/\pi \leqslant 0.1$) and color ($\sigma_{B-V} \leqslant 0.025$). *Right panel* : Zoom on the late-type region of the HR diagram showing the main sequence and giant clump regions together with D30 stars classified as *PMS-like* (filled circle ; #*i* show cross-match with Tab. 4), *Pleiades-like* (filled square) and *UMA-like* (open square) based on their lithium abundance. Siess et al. (1997) PMS (from 0.8 to 1.2 $M_\odot$) and Post MS (from 1.2 to 3.0 $M_\odot$) evolutionary tracks and isochrones (1, 3, 10, 30 and 50 Myr from top to bottom) have been overlaid. Zero age main sequence (bold solid line) and terminal age main sequence (dashed bold line) are shown as well. The 2 *PMS-like* stars are discussed in details in Sect. 5.4

4.2. Lithium abundance

Lithium is strongly depleted when pulled deep in the convective layers of late-type stars and a strong Li I λ6707.8 photospheric absorption line is generally considered as a youth indicator (e.g., Soderblom et al. 1998a). We measured the equivalent width of the Li I λ6707.8 line on the residual spectrum, once checked that this feature is not present in the spectrum of the reference star. The subtraction technique allowed us to remove the contribution of the small nearby Fe I λ6707.44 line, whose intensity is expected to be nearly the same in the reference spectrum which gives the best representation of the target. We estimate the lower limit for positive detection of the Li I λ6707.8 line to be approximately 10 mÅ, although it strongly depends on the S/N ratio of the spectrum. The lithium abundance was finally deduced from the Li I λ6707.8 line equivalent width (EW(Li)) and effective temperature by linear interpolation of the values tabulated by Pavlenko & Magazzu (1996).

5. Discussion

Although a detailed multidimensional analysis of all parameters derived from our spectra is beyond the scope of this paper, we briefly discuss in the following subsections the fraction of multiple systems (Sect. 5.1) as well as the evolutionary status (Sect. 5.2) and age classification (Sect. 5.3) of our star's sample. Finally we investigate in detail in Sect. 5.4 the lithium richest stars of our sample which appear as possible members of young stellar kinematical groups in the solar neighborhood.

5.1. Binaries and multiple systems

Brandner et al. (1996) pointed out that ROSAT unresolved binaries are X-ray sources statistically brighter than single stars. Thus, X-ray flux-limited surveys suffer from a detection bias towards binarity. Indeed, a large number of spectroscopic binaries (SB) has been discovered in this sample. More quantitatively, restricting to stars observed with *Aurélie* in both spectra regions, our sample contains 210 single stars, 47 single-lined spectroscopic binaries (SB1), 38 double-lined spectroscopic binaries

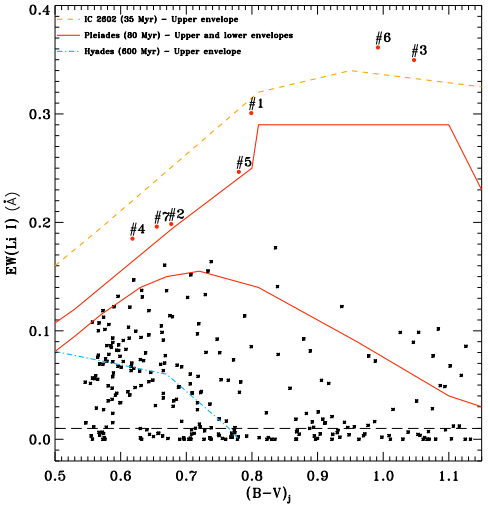


Fig. 9. Li I λ6707.8 line equivalent widths versus $B-V$ color index for stars of our sample. The lines represent the boundaries for Hyades (blue dash-dot), Pleiades (red solid) and IC 2602 (orange dash) clusters. The black long-dashed line shows our lower limit for positive detection of the Li I λ6707.8 line. 7 stars (red dots next to #i symbols ; see Tab. 4 for cross-match) show lithium abundance in excess of the lithium richest Pleiades stars and 2 are located above IC 2602 lithium upper envelope.

(SB2) and 9 bona-fide triple systems among which 2 are potential multiple (more than 3 components) systems. Most of them are new detections (according to SIMBAD database). Thus, in our sample we have percentages of 15.5%, 12.5% and 3.0% for SB1, SB2, and multiple systems, respectively. Altogether, non-single stars account for 31% of the sample.

Six binaries (3 SB1 and 3 SB2; Frasca et al. 2006) as well as 3 triples systems (Klutsch et al. 2008) have already been studied in great details. The high-quality RV curves have been solved for these systems, and the orbital and physical parameters have been obtained. Although no significant conclusions can be drawn with respect to evolutionary status of SB, we are continuing to monitor a representative sample of RasTyc SB.

5.2. Evolutionary status

Stellar soft X-ray surveys have long been assumed to be mostly composed of young active late-type stars with a possible contamination by older active binaries (i.e. RS CVn systems; Sciortino et al. 1995). However, because of the lack of knowledge on this population (density and scale height), the comparison of stellar X-ray population models with optically-identified X-ray sources generally assumed that the contamination by evolved systems is at most only marginal. Depending on its strength, the impact of the contamination by older systems which mimic young stars, can led to significant error on the derived recent local star formation rate (Affer et al. 2008). Assuming that the RasTyc sample is representative of X-ray unbiased and magnitude limited surveys, we derived an overall contamination by evolved stars (likely RS CVn systems) of about 35 % with a peak of 60 % in the K-type stars region ($0.8 \lesssim B-V \lesssim 1.1$) whereas this fraction decreases to only 20 % and 10 % for hotter (F-G) and cooler (M) stars, respectively.

5.3. Age

Using the lithium abundance as an empirical age indicator is now commonly accepted for stars cooler than $B-V = 0^{\rm m}.6$ since it is possible to define with high confidence in a color versus Li I λ6707.8 line equivalent width diagram the loci which are occupied by *PMS-like*, *Pleiades-like*, *UMa-like*, *Hyades-like* and *Old* (i.e. age greater than one Gyr) stars. Such a diagram is presented in Fig. 9 for our single and SB1 stars only, together with the Hyades (Soderblom et al. 1990), Pleiades (Soderblom et al. 1993) and IC 2602 (Montes et al. 2001a) envelopes. Some of our stars exhibit a lithium content larger or compatible with that of IC 2602, indicating possible PMS or PTTS candidates (see discussion in Sect. 5.4). Other stars occupy a domain similar to that of the Pleiades, UMa or Hyades and so they likely have similar ages. There are also stars with no photospheric Li I λ6707.8 line detected or with lithium content below the Hyades lower envelope which are likely slightly older than one giga-year according to current stellar X-ray population models.

The fractions of *PMS-like*, *Pleiades-like*, *UMa-like*, *Hyades-like*, and *Old* stars are 2.6%, 7.0%, 39.1%, 19.2%, and 32.1%, respectively. Amazingly, the fraction of *PMS-like* stars derived from the only lithium criterion is exactly the one predicted by Guillout et al. (1999) from a statistical analysis of RasTyc/RasHip samples. Altogether, the *very young* stars (i.e. *PMS-like* plus *Pleiades-like* and *UMa-like*) contribute for about half of the sample. If we consider all the *young stars* (i.e. *very young* plus *Hyades-like*, namely stars younger than about one giga-year) this fraction increases up to about 70%. Outside star formation sites (clusters or associations), young stars generally contribute only marginally ($\leqslant$ 10% assuming a constant star formation rate) to optical star counts, in contrast to the high fraction found by us. Although lithium is depleted very rapidly in the convective envelopes of cool stars, it is not surprising to detect a significant fraction of lithium-rich stars in our sample which is heavily biased towards young stars thanks to X-ray selection. A crude analysis of the galactic latitude distribution of the *young* and *old* populations discussed here does not reveal any galactic latitude enhancement of *young* stars in the galactic plane. This is actually not surprising because the majority of our stars (70%) is located within 100 pc of the Sun, a radius that is smaller than or comparable to the scale height of young stars estimated in between 70 (assuming the scale height of moleculars clouds ; Sanders et al. 1984) and 140 pc (as computed in the Besançon synthesis model ; Robin & Creze 1986; Robin et al. 2003). The comparison of our sample with the predictions of a stellar X-ray population model (Guillout et al. 1996) will be the scope of a dedicated paper.

In the right panel of Fig. 8 we plot a zoom on the late-type region of the HR diagram showing the main sequence and giant clump regions together with D30 stars classified as *PMS-like* (filled circles), *Pleiades-like* (filled squares) and *UMa-like* (open squares) based on their lithium abundance. It shows that, unforeseenly, a significant fraction (23 out of 50, i.e. 46 %) of the evolved stars are also lithium-rich. Most of them are classified as *UMa-like* but a few of them display an even larger lithium content and are classified as *Pleiades-like* or *PMS-like*, accordingly. These stars have $\backsim$ 1.2 – 3.5 $M_{\odot}$ progenitors on the main sequence (early F and A-type) which are known to be very fast

Table 3. PMS-like candidates based on the lithium criteria only. #2 and #6 were discarded due to spectral classification and kinematic criteria.

# Name	RasTyc Name	α (2000) h m s	δ (2000) ° ' "	PSPC (ct/s)	Sp. T. L. cl.	$T_{\rm eff}$ (K)	Logg	[Fe/H]	Log(n_{LiI})	Log(Hα)
#1 BD+45 598	RasTyc 0221+4600	02 21 13.0	+46 00 7.6	0.35	K1 V	5149	4.04	-0.09	3.20	28.97
#2 BD+29 525	RasTyc 0307+3020	03 07 59.2	+30 20 26.7	0.45	G2 V	5827	4.31	-0.03	3.24	–.–
#3 HD 275148	RasTyc 0319+4212	03 19 52.8	+42 12 31.1	0.03	G7 III	5158	3.39	-0.00	3.66	30.46
#4 HD 22179	RasTyc 0335+3113	03 35 29.9	+31 13 37.8	0.26	G3 V	5705	4.32	-0.06	3.13	29.37
#5 HD 23524	RasTyc 0348+5202	03 48 23.0	+52 02 16.9	0.86	G9 V	5213	4.22	-0.06	2.94	29.33
#6 HD 170527	RasTyc 1825+6450	18 25 10.1	+64 50 17.8	0.23	G4 III	5118	3.60	-0.09	3.69	31.10
#7 BD+44 3670	RasTyc 2100+4530	21 00 47.0	+45 30 10.4	0.35	G2 V	5719	4.23	-0.01	3.21	29.26

rotators but which generally do NOT display any Li I λ6707.8 absorption line feature.

Since the discovery of the first Li-rich K-giant stars (Wallerstein & Sneden 1982) many others followed and now around 50 are known (Drake et al. 2002 and references therein). Pallavicini et al. (1992) discovered a large sample of active and post-MS K stars showing an unusually high lithium abundance and having a $v \sin i$ well in excess (related to their high activity) in relation to other less or non-active K-stars. In a series of works, de la Reza and co-workers (de La Reza et al. 1996, 1997a,b, 2000; Drake et al. 2002; de La Reza 2006) brought evidences that "all" K-giant stars, with masses between 1 and 2.5 solar masses, become lithium-rich during the red-giant-branch stage. For these authors, lithium-rich K-stars are normal giants going through a short lithium-rich period. This episode, that could be cyclic, would take origin in the changes of the stellar structure of the star. As these stars evolve towards the blue part of the clump (as Helium burning giants) they develop outer convection zones and consequently a high magnetic activity level, due to the convection and fast rotation, which yields the X-ray emission. An abrupt injection of internal material containing ^{7}Be into the photosphere by the strong convection mechanism, can induce the formation of ^{7}Li as well as the formation of a gas and dust shell. Other lithium-enrichment origin could be the ingestion of some other substellar body like planets or brown dwarf (Siess & Livio 1999, Denissenkov & Weiss 2000) or ingestion followed by triggered production of ^{7}Li from the stellar reservoir of ^{3}He (de La Reza et al. 1996). At this time, the Li I line should appear in their spectra. However, the mechanism of lithium formation will disappear after some 10^5 years and convective mixing can at this moment take over, leading lithium to deeper layers were it will be destroyed. The observation of a strong lithium line could indicate that these stars have just reached this evolutionary phase without having enough time to deplete the photospheric lithium.

5.4. Moving groups candidates

The largest EW(Li) measured in our sample reach over 350 mÅ for 2 stars, namely RasTyc 1825+6450 (#6) and RasTyc 0319+4212 (#3). Together with 5 other stars (RasTyc 0221+4600, #1; RasTyc 0307+3020, #2; RasTyc 0335+3113, #4; RasTyc 0348+5202, #5 and RasTyc 2100+4530, #7) showing EW(Li) compatible with that of IC 2602, they have a lithium content close to the primordial abundance Log(n_{LiI}) ~ 3.2 (see Table 3) and can be considered as trustworthy PMS candidates. The observed spectra of our 7 candidates are presented in Fig. 12 and Fig. 13. It readily shows that, although all sources (with the only exception of RasTyc 0319+4212) display significantly filled-in Hα line profiles typical of stellar activity, none of them exhibits strong emission features above the continuum that are distinctive of classical T Tauri Stars. On the other hand, no spectroscopic criterion has yet been clearly identified to disentangle WTTS from PTTS. Martín (1998) has tentatively established a divided line in the $EW(Li) - T_{\rm eff}$ diagram for discriminating between WTTS and PTTS but unfortunately our candidates fall in the region of confusion where uncertainties prevent us from distinguishing them.

Although RasTyc 1825+6450 and RasTyc 0319+4212 are the lithium richest stars of our sample, they were classified as giants by our automatic spectral classification program (see Sect. 3.1.2). A strong lithium absorption in the atmosphere of giants stars is not an obvious youth indicator, as we shortly discussed in Sect. 5.3. However, very young PMS stars that are still on the radiative part of their pre-main sequence evolutionary track can mimic an evolved (sub-giant or giant) star having typical gravities in the range log g = 3.0 – 3.5 and so our code can find a better match with a subgiant or giant template. Also, their position in the HR diagram lies in the region occupied by subgiants of higher mass. Thus, we cannot discard them a priori in the following study.

The positions (galactic coordinates) of candidates #1, #2, #3, #4 and #5 are over-plotted in Fig. 10 on a map of dark clouds published by Dobashi et al. (2005). The closest prominent star forming region is the Taurus-Auriga complex located more than 10 degrees east of star #4 outside the portion of the map shown. Although this candidate is projected directly in front of the Perseus molecular cloud, in the vicinity of the Per OB2 association (Blaauw 1952) and IC 348 young star cluster, its distance is hardly compatible with these background objects, even assuming that the star is over-luminous with respect to MS calibration because of its PMS nature. Thus, we consider this star as unrelated to the Perseus star forming region. Star #5 is projected in front of unrelated background dark clouds on the galactic plane, while stars #1, #2 and #3 are located below the galactic plane in regions free from dense interstellar matter. Star #7 (not shown) is located just north of the unrelated North America nebula while star #6 (not shown) lies above the galactic plane in the Draco constellation. Since none of them is located towards any close (i.e. within 200 pc) prominent star forming region, they appear as likely members of young stellar kinematic groups (SKG) in the solar neighborhood.

In order to assess possible membership to already known SKG, we computed for these seven stars the space velocity components (U, V, W) in a left-handed coordinates system using Hipparcos/Tycho parallaxes (#5 and #6), otherwise photometric distance derived from absolute magnitude calibration from Cox (2000) and Tycho2 (Høg et al. 2000) proper motions together with our measured radial velocities.

The U−V and U−W kinematic diagrams are shown in Fig. 11 for stars listed in table 3. We also show the location of stars satisfying one of the two Eggen's criteria for the major stellar

Table 4. Kinematics data and membership probability of moving groups candidates.

# Name	RasTyc Name	$U_\odot$ (km s^{-1})	$V_\odot$ (km s^{-1})	$W_\odot$ (km s^{-1})	Pleiades	IC 2391	Castor	UMa	Hyades
#1 BD+45 598	RasTyc 0221+4600	6.7	-10.7	-5.3	Y (17.6)	N (0.0)	**Y** (65.4)	N (0.0)	N (0.0)
#2 BD+29 525	RasTyc 0307+3020	12.3	-19.6	-17.0	**Y** (54.1)	N (0.9)	N (0.9)	N (0.0)	N (0.0)
#3 HD 275148	RasTyc 0319+4212	0.2	-32.9	-8.0	N (9.8)	N (0.0)	N (0.0)	N (0.0)	N (0.0)
#4 HD 22179	RasTyc 0335+3113	16.4	-18.4	-6.6	**Y** (48.5)	Y (28.5)	N (6.5)	N (0.0)	N (1.2)
#5 HD 23524	RasTyc 0348+5202	10.5	-18.7	-5.3	**Y** (82.1)	N (0.6)	N (6.6)	N (0.0)	N (0.0)
#6 HD 170527	RasTyc 1825+6450	40.4	-58.3	-5.9	N (0.0)	N (0.0)	N (0.0)	N (0.0)	N (0.0)
#7 BD+44 3670	RasTyc 2100+4530	11.0	-22.8	-8.2	**Y** (99.3)	N (0.8)	N (0.6)	N (0.0)	N (0.0)

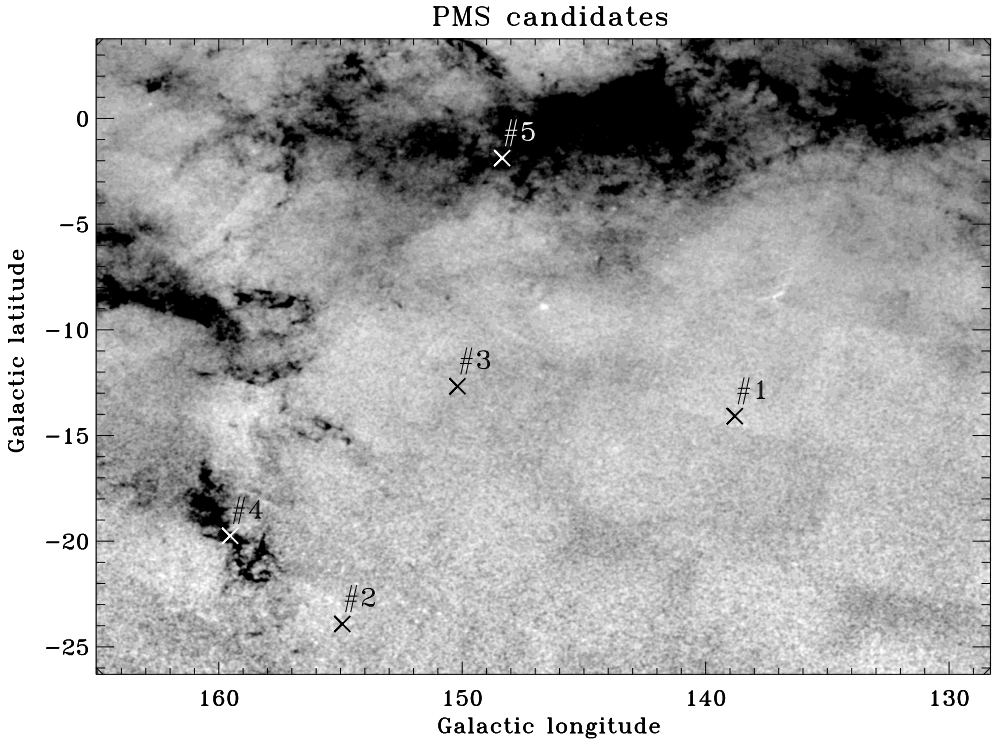


Fig. 10. Position (galactic coordinates) of PMS-like candidates overplotted on a map of dark clouds enhancing interstellar material (see #i next to cross symbols for cross-match with Tab. 4)

kinematics groups discussed in Montes et al. (2001b) namely the IC 2391 supercluster (∼ 50 Myr; orange dots), the Pleiades SKG (∼ 100 Myr; green dots), the Castor SKG (∼ 200 Myr; pink dots), the Ursa Major (UMa) group (∼ 300 Myr; blue dots) and the Hyades supercluster (∼ 600 Myr; red dots). The locus of the Young-disk (YD; age ⩽ 2 Gyr) and the Sun position are shown as well.

Figure 11 clearly shows that five stars have U, V, and W compatible with the IC 2391 and/or Pleiades and/or Castor kinematics, that are the youngest moving groups considered in this study. RasTyc 0319+4212 (#3) is at most marginally compatible with the Pleiades SKG kinematics while RasTyc 1825+6450 (#6) is located far outside of the YD locus in the U−V and V−W planes and displays kinematics inconsistent with any SKG. Amazingly, these two stars are the ones classified as giants by our automatic spectral classification program.

The membership to SKG can be analysed more objectively using probabilistic methods (Klutsch 2008, Klutsch et al. 2009, in preparation). We computed the probability that a star with heliocentric velocities U, V, and W has a galactic motion compatible with one of the 5 comoving groups of stars listed previously. Results are presented in Table 4. We accepted a star as a possible new member of an SKG (acceptance flag *Y* in Table 4) if the probability (bracketed near the acceptance flag) exceed 10%. According to this criteria, we found 5 stars displaying galactic motion compatible with the Pleiades and/or IC 2391 and/or Castor SKG. Two of them (RasTyc 0348+5202 and RasTyc 2100+4530) have probability exceeding 80% which leave little doubts on their membership to the Pleiades SKG.

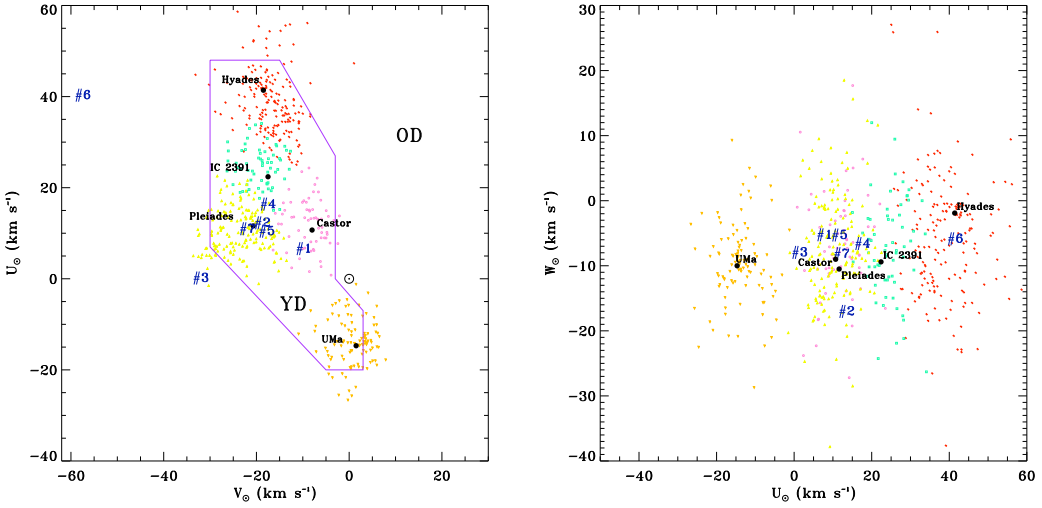


Fig. 11. The U−V (*left panel*) and U−W (*right panel*) kinematic diagrams for our moving group candidates (#i symbols ; see Tab. 4 for cross-match). The average velocity components (dots) of some young SKG and those of some late type stars members of these young SKG are also plotted (square, triangle, circle, upside down triangle, and U symbols for the IC 2391 supercluster, Pleiades, Castor, UMA moving groups, and Hyades supercluster, respectively). The locus of the young-disk (YD) and old-disk populations are also marked.

With probability higher than 50%, RasTyc 0307+3020 is another highly probable new Pleiades SKG member. The results are more ambiguous for RasTyc 0335+3113 which is either a new IC 2391 or Pleiades SKG member with probability close to 30 and 50 %, respectively. RasTyc 0221+4600 is our only candidate probably associated with the Castor SKG although again we can not rule out its connection to the Pleiades SKG. Unsurprinsigly, the quantitative analysis confirmed that none of the stars classified as giants (RasTyc 0319+4212 and RasTyc 1825+6450) are associated with any of the SKG.

The very good Hipparcos parallaxes ($\sigma_\pi/\pi \leqslant 0.1$) of RasTyc 0348+5202 (#5) and RasTyc 1825+6450 (#6) allowed to plot their positions in the HR diagram as illustrated in Fig. 8 right panel. As expected, RasTyc 1825+6450 lies in the giant clump and is compatible with a 2.5 solar mass progenitor 500 millions years old according to post evolutionary tracks. On the other hand, RasTyc 0348+5202 is compatible with a $\sim$ 30 Myr old solar mass PTTS evolving towards the ZAMS. These two particular cases for which we can acess their evolutionary status thanks to independant methods give us a high confidence on our analysis and results.

5.4.1. Notes on PMS-like candidates

Here we briefly summarize the known characteristics of these stars from the SIMBAD data and bibliography (at 1st July 2008). All the stars were observed by 2MASS.

- RasTyc 0221+4600 : classified as a K0 star and no reference.
- RasTyc 0307+3020 : Li & Hu (1998) considered this star as T Tauri candidate (WTTS) on the basis of the ROSAT RASS-BSC (Voges et al. 1996) data selected by high hardness ratios. They quoted a spectral type G5IV. The star was also classified as PMS by Ducourant et al. (2005) in their "PMS stars Proper Motion Catalog".
- RasTyc 0319+4212 : classified as G5 T Tauri star and has 6 references.
- RasTyc 0335+3113 : classified as a G0 star in SIMBAD. Li & Hu (1998) considered this star as WTTS candidate with spectral type G5IV. Also considered as PMS in the Ducourant et al. (2005) catalog.
- RasTyc 0348+5202 : quoted as double or multiple G6IV star (Bartkevičius & Gudas 2002) while classified as K0V in Jacoby et al. (1984) spectral atlas. Silva & Cornell (1992) had taken a low resolution spectra in the visible and near IR included in the "New library of stellar optical spectra".
- RasTyc 1825+6450 : Classified as G5IV by Gunn & Stryker (1983) and identified as a new periodic variable from the Hipparcos epoch photometry (Koen & Eyer 2002). In their kinematic and dynamical studies Famaey et al. (2005) found rich small-scale structure, with several clumps corresponding to various stream and superclusters. This star is part of their sample but it is not clear at what group they decided to attach it.
- RasTyc 2100+4530 : 3 referencees. quoted as F8. Observed at low resolution by Motch et al. (1997) in the framework of an identification program of RASS galactic plane sources.

6. Conclusions and perspectives

In this paper we present the first results on a high-resolution spectroscopic survey of optical counterparts of X-ray sources in the northern hemisphere aiming at a thorough characterization of the presumably youngest field stars in the solar neighborhood. In particular we focused on the $\backsim$ 400 optically brightest candidates for which we have acquired about 800 spectra in the Hα and/or lithium spectral regions. Using properly developed methods we computed accurate radial and rotational velocities, effective temperature and gravity and estimated age (based on the Li I λ6707.8 line deepness) and chromospheric activity

level as well. We have also identified several new binaries and multiple systems. We discussed the fraction of binaries and multiple systems in stellar soft X-ray surveys and showed that the contamination by lithium rich evolved stars is not negligible. This sample of optically-bright and X-ray flux-limited sources results to be mainly composed of young stars (*age* < 1 Gyr) with a smaller contribution from an older population which was probably born within the last giga-years. An outstanding result is the discovery of new members of moving groups and possible PTTS candidates.

This sample promises to give new insight in various fields of research, such as:

- Galactic Models: Since the sample covers high and low galactic latitude regions and extends over half of the sky in galactic longitude, the main objective will be to compare the number counts of stars per age-bin at increasing galactic latitude with the predictions from a standard galactic model for X-ray number counts. We expect to detect an age gradient from the galactic plane to the galactic pole which is related to the scale height of young stars. So far, this parameter is poorly known because of the difficulties encountered to properly select young MS late-type stars from optical data only. On the other hand, an efficient selection of such stars using X-ray data will allow us to overcome the problem. According to the model predictions, we expect the number of *Pleiades-like* stars to drop from 60% in low galactic latitude regions to less than 30% at high latitude. On the contrary, the contribution of *old* stars is predicted to rise from less than 17% to about 40%. Significant deviation of the number of *Pleiades-like* stars (or younger) from model expectation would be in favor of a recent episode of star formation (may be related to the GB structure). Kinematical anomalies based on the radial velocities derived from our spectra plus proper motions coming from Tycho catalog will provide a strong, independent support to this idea. A statistical comparison with similar observations in the southern hemisphere probing different galactic longitudes will be of valuable interest to better understand the kinematics of young field stars in the solar neighborhood.
- Galactic Dispersion: From the cross-correlation of the ROSAT All-Sky Bright source catalog with the Hipparcos catalog, Vergely (1998) showed a good correlation between the ROSAT HR1 index and the vertical velocity component V_Z for those sources located below $|b| = 5°$; the highest is the HR1 index, the lowest is the velocity dispersion. Since HR1 traces the interstellar absorption (and marginally youth) and a low dispersion of the velocity component perpendicular to the galactic plane is a signature of young stars, this relation may indicate that at least the youngest stars are still associated with interstellar matter. This important result has to be confirmed for the whole RasTyc sample at all galactic latitudes and for all the velocity components. It follows that, as the stellar content (in terms of age) is expected to vary as a function of galactic latitude and X-ray flux, the X-ray population model predictions will give valuable information in analyzing this relation.
- T Tauri Stars: The RasTyc sample may contains numerous isolated very young stars hidden in the older galactic plane population environment. Kinematics, lithium abundance and Hα luminosity as derived from high-resolution optical spectroscopy are the necessary indices to reveal such stars and to expand the census of promising targets for planet or debris-disk searches with ground-based or space telescopes. Studies of young stars actually unrelated to clusters or star forming regions may shed light on atypical star formation processes which seem to occur in the Galaxy, as suggested by the numerous moving groups recently discovered in the solar neighborhood.
- Stellar Evolution: Binaries are important on their own as clues for evolutionary models (especially eclipsing binaries for testing MS and PMS evolutionary tracks). Moreover, in soft X-ray surveys, neither the fraction of BY Dra binaries nor the frequency of older RS CVn systems are actually known. In particular, RS CVn binaries, for which the high magnetic activity level is not a proxy of youth but rather due to the synchronization of rotational and orbital periods, strongly contaminate the sample of young stars. Thus, the knowledge of the incidence of RS CVn's is crucial for studying the recent local star formation rate. As a part of this research project, we have already reported on the discovery and the detailed study of six late-type binaries (Frasca et al. 2006) and three hierarchical triple systems (Klutsch et al. 2008). Follow-up optical observations of a representative sample of RasTyc SBs have been carried out at the OHP 1.93-m and 1.52-m telescopes and spectroscopic and photometric monitoring now continue on the OAC 0.91-m telescope.
- Stellar Rotation: It is well known that chromospheric/coronal activity evolves with age and depends on stellar parameters such as rotation and mass. X-ray emission of late-type stars is related to surface magnetic activity created by dynamo action in a sub-photospheric convective zone and sensitively decreases with age, as a consequence of rotational braking. A key problem is the dependence of chromospheric and coronal activity on dynamo parameters. On theoretical grounds, one might expect a different behavior of the dynamo for the lowest mass stars, because these stars have much deeper convective envelopes. The evolution of stellar surface rotation as a function of age has been one central issue in theoretical studies of low-mass stars in the recent years (Bouvier et al. 1997; Bouvier 2007). According to these models, the age range from 10^7 to 10^8 yr is the one where the most dramatic changes in stellar rotation occur. Unfortunately, most studies have been focused either on PMS stars in star forming regions and young clusters or on older (MS) field stars. A study by Wichmann et al. (1998) pointed out that rotation rather than age is the driving parameter for stellar activity. However, the small number of stars investigated did not allow to draw unambiguous conclusions and more data (such as the present ones) are required to improve the statistics.

Acknowledgements. We are grateful to the OHP night assistant staff in conducting our Key Program, and those of the OAC observatories for their support and help with the observations. This research made use of SIMBAD and VIZIER databases, operated at the CDS, Strasbourg, France. This publication uses ROSAT data. A. K. also thanks the MEN and ULP for financial support. A partial support from the Italian *Ministero dell'Istruzione, Università e Ricerca* (MIUR) is also acknowledged.

References

Affer, L., Micela, G., & Morel, T. 2008, A&A, 483, 801
Alcalá, J. M., Covino, E., Torres, G., et al. 2000, A&A, 353, 186
Alcalá, J. M., Terranegra, L., Wichmann, R., et al. 1996, A&AS, 119, 7
Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, A&AS, 119, 373
Barden, S. C. 1985, ApJ, 295, 162
Bartkevičius, A. & Gudas, A. 2002, Baltic Astronomy, 11, 153
Blaauw, A. 1952, Bull. Astron. Inst. Netherlands, 11, 405
Bouvier, J. 2007, IAU Symposium, 243, 231

Bouvier, J., Forestini, M., & Allain, S. 1997, A&A, 326, 1023
Brandner, W., Alcala, J. M., Kunkel, M., Moneti, A., & Zinnecker, H. 1996, A&A, 307, 121
Briceño, C., Hartmann, L. W., Stauffer, J. R., et al. 1997, AJ, 113, 740
Clausen, J. V., Helt, B. E., & Olsen, E. H. 2001, A&A, 374, 980
Comerón, F. & Torra, J. 1994, A&A, 281, 35
Cox, A. N. 2000, S&T, 100, 010000
de La Reza, R. 2006, Lithium Rich Red Giant Branch Stars (Chemical Abundances and Mixing in Stars in the Milky Way and its Satellites, ESO ASTROPHYSICS SYMPOSIA. ISBN 978-3-540-34135-2. Springer-Verlag, 2006, p. 196)
de La Reza, R., da Silva, L., Drake, N. A., & Terra, M. A. 2000, ApJ, 535, L115
de La Reza, R., Drake, N. A., & da Silva, L. 1996, ApJ, 456, L115
de La Reza, R., Drake, N. A., & da Silva, L. 1997a, Ap&SS, 255, 251
de La Reza, R., Drake, N. A., da Silva, L., Torres, C. A. O., & Martin, E. L. 1997b, ApJ, 482, L77
de la Reza, R., Torres, C. A. O., Quast, G., Castilho, B. V., & Vieira, G. L. 1989, ApJ, 343, L61
Denissenkov, P. A. & Weiss, A. 2000, A&A, 358, L49
Dobashi, K., Uehara, H., Kandori, R., et al. 2005, PASJ, 57, 1
Drake, N. A., de la Reza, R., da Silva, L., & Lambert, D. L. 2002, AJ, 123, 2703
Ducourant, C., Teixeira, R., Périé, J. P., et al. 2005, A&A, 438, 769
ESA. 1997, VizieR Online Data Catalog, 1239, 0
Famaey, B., Jorissen, A., Luri, X., et al. 2005, A&A, 430, 165
Favata, F., Micela, G., & Sciortino, S. 1997, A&A, 326, 647
Feigelson, E. D. 1996, ApJ, 468, 306
Frasca, A., Alcalá, J. M., Covino, E., et al. 2003, A&A, 405, 149
Frasca, A. & Catalano, S. 1994, A&A, 284, 883
Frasca, A., Freire Ferrero, R., Marilli, E., & Catalano, S. 2000, A&A, 364, 179
Frasca, A., Guillout, P., Marilli, E., et al. 2006, A&A, 454, 301
Gillet, D., Burnage, R., Kohler, D., et al. 1994, A&AS, 108, 181
Gray, D. F. 1992, Science, 257, 1978
Gregorio-Hetem, J., Lepine, J. R. D., Quast, G. R., Torres, C. A. O., & de La Reza, R. 1992, AJ, 103, 549
Guillout, P., Haywood, M., Motch, C., & Robin, A. C. 1996, A&A, 316, 89
Guillout, P., Schmitt, J. H. M. M., Egret, D., et al. 1999, A&A, 351, 1003
Guillout, P., Sterzik, M. F., Schmitt, J. H. M. M., et al. 1998a, A&A, 334, 540
Guillout, P., Sterzik, M. F., Schmitt, J. H. M. M., Motch, C., & Neuhaeuser, R. 1998b, A&A, 337, 113
Gunn, J. E. & Stryker, L. L. 1983, ApJS, 52, 121
Hauschildt, P. H., Allard, F., & Baron, E. 1999, ApJ, 512, 377
Haywood, M., Robin, A. C., & Creze, M. 1997, A&A, 320, 440
Henry, G. W., Fekel, F. C., & Hall, D. S. 1995, AJ, 110, 2926
Henry, T. J., Soderblom, D. R., Donahue, R. A., & Baliunas, S.L. 1996, AJ, 111, 439
Herbig, G. H. 1978, Problems of Physics and Evolution of the Universe, 171
Herbig, G. H. 1985, ApJ, 289, 269
Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., et al. 2000, A&A, 355, L27
Jacoby, G. H., Hunter, D. A., & Christian, C. A. 1984, ApJS, 56, 257
Klutsch, A. 2008, Ph. D Thesis, ULP and Strasbourg Observatory
Klutsch, A., Frasca, A., Guillout, P., et al. 2008, A&A, 490, 737
Koen, C. & Eyer, L. 2002, MNRAS, 331, 45
Krautter, J., Wichmann, R., Schmitt, J. H. M. M., et al. 1997, A&AS, 123, 329
Li, J. Z. & Hu, J. Y. 1998, A&AS, 132, 173
Marilli, E., Frasca, A., Covino, E., et al. 2007, A&A, 463, 1081
Martín, E. L. 1998, AJ, 115, 351
Martin, E. L. & Claret, A. 1996, A&A, 306, 408
Micela, G., Favata, F., & Sciortino, S. 1997, A&A, 326, 221
Molenda, T. 2007, Acta Astronomica, 57, 301
Montes, D., Fernandez-Figueroa, M. J., de Castro, E., & Cornide, M. 1995, A&AS, 109, 135
Montes, D., López-Santiago, J., Fernández-Figueroa, M. J., & Gálvez, M. C. 2001a, A&A, 379, 976
Montes, D., López-Santiago, J., Gálvez, M. C., et al. 2001b, MNRAS, 328, 45
Moreno, E., Alfaro, E. J., & Franco, J. 1999, ApJ, 522, 276
Motch, C., Guillout, P., Haberl, F., et al. 1997, A&A, 318, 111
Moultaka, J., Ilovaisky, S. A., Prugniel, P., & Soubiran, C. 2004, PASP, 116, 693
Pallavicini, R., Randich, S., & Giampapa, M. S. 1992, A&A, 253, 185
Pavlenko, Y. V. & Magazzu, A. 1996, A&A, 311, 961
Perrot, C. A. & Grenier, I. A. 2003, A&A, 404, 519
Piskunov, A. E., Kharchenko, N. V., Schilbach, E., et al. 2008, A&A, 487, 557
Popper, D. M. 1990, AJ, 100, 247
Popper, D. M., Lacy, C. H., Frueh, M. L., & Turner, A. E. 1986, AJ, 91, 383
Prugniel, P. & Soubiran, C. 2001, A&A, 369, 1048
Queloz, D., Allain, S., Mermilliod, J.-C., Bouvier, J., & Mayor, M. 1998, A&A, 335, 183
Robin, A. & Creze, M. 1986, A&A, 157, 71
Robin, A. C., Reylé, C., Derrière, S., & Picaud, S. 2003, A&A, 409, 523
Sanders, D. B., Solomon, P. M., & Scoville, N. Z. 1984, ApJ, 276, 182
Sciortino, S., Favata, F., & Micela, G. 1995, A&A, 296, 370
Siess, L. & Livio, M. 1999, MNRAS, 304, 925
Silva, D. R. & Cornell, M. E. 1992, ApJS, 81, 865
Soderblom, D. R., Jones, B. F., Balachandran, S., et al. 1993, AJ, 106, 1059
Soderblom, D. R., King, J. R., & Henry, T. J. 1998a, AJ, 116, 396
Soderblom, D. R., King, J. R., Siess, L., et al. 1998b, ApJ, 498, 385
Soderblom, D. R., Oey, M. S., Johnson, D. R. H., & Stone, R. P. S. 1990, AJ, 99, 595
Soubiran, C., Katz, D., & Cayrel, R. 1998, A&AS, 133, 221
Sterzik, M. F. & Durisen, R. H. 1995, A&A, 304, L9+
Sterzik, M. F. & Schmitt, J. H. M. M. 1997, AJ, 114, 1673
Strassmeier, K., Washuettl, A., Granzer, T., Scheck, M., & Weber, M. 2000, A&AS, 142, 275
Tonry, J. & Davis, M. 1979, AJ, 84, 1511
Topping, J. 1957, Errors of Observation and Their Treatment, Vol. 25, 498–499
Torra, J., Fernández, D., & Figueras, F. 2000, A&A, 359, 82
Torres, C. A. O., Quast, G. R., da Silva, L., et al. 2006, A&A, 460, 695
Torres, C. A. O., Quast, G. R., Melo, C. H. F., & Sterzik, M. F. 2008, ArXiv e-prints
Vaiana, G. S., Cassinelli, J. P., Fabbiano, G., et al. 1981, ApJ, 245, 163
Vergely, J. L. 1998, Ph. D Thesis, ULP and Strasbourg Observatory
Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., et al. 1999, VizieR Online Data Catalog, 9010, 0
Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., et al. 1996, IAU Circ., 6420, 2
Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., et al. 2000, IAU Circ., 7432, 3
Wallerstein, G. & Sneden, C. 1982, ApJ, 255, 577
Wichmann, R., Bouvier, J., Allain, S., & Krautter, J. 1998, A&A, 330, 521
Wichmann, R., Covino, E., Alcalá, J. M., et al. 1999, MNRAS, 307, 909
Wichmann, R., Krautter, J., Covino, E., et al. 1997, A&A, 320, 185
Williamon, R. M., Van Hamme, W., Torres, G., Sowell, J. R., & Ponce, V. C. 2005, AJ, 129, 2798
Zickgraf, F.-J., Krautter, J., Reffert, S., et al. 2005, A&A, 433, 151
Zickgraf, F.-J., Thiering, I., Krautter, J., et al. 1997, A&AS, 123, 103
Zinnecker, H. 2008, in ESO : "Star Formation Across the Milky Way Galaxy"
Zuckerman, B., Bessell, M. S., Song, I., & Kim, S. 2006, ApJ, 649, L115
Zuckerman, B. & Song, I. 2004, ARA&A, 42, 685
Zuckerman, B. & Webb, R. A. 2000, ApJ, 535, 959

P. Guillout et al.: A Spectroscopic Survey of Young Field Stars, *Online Material p 1*

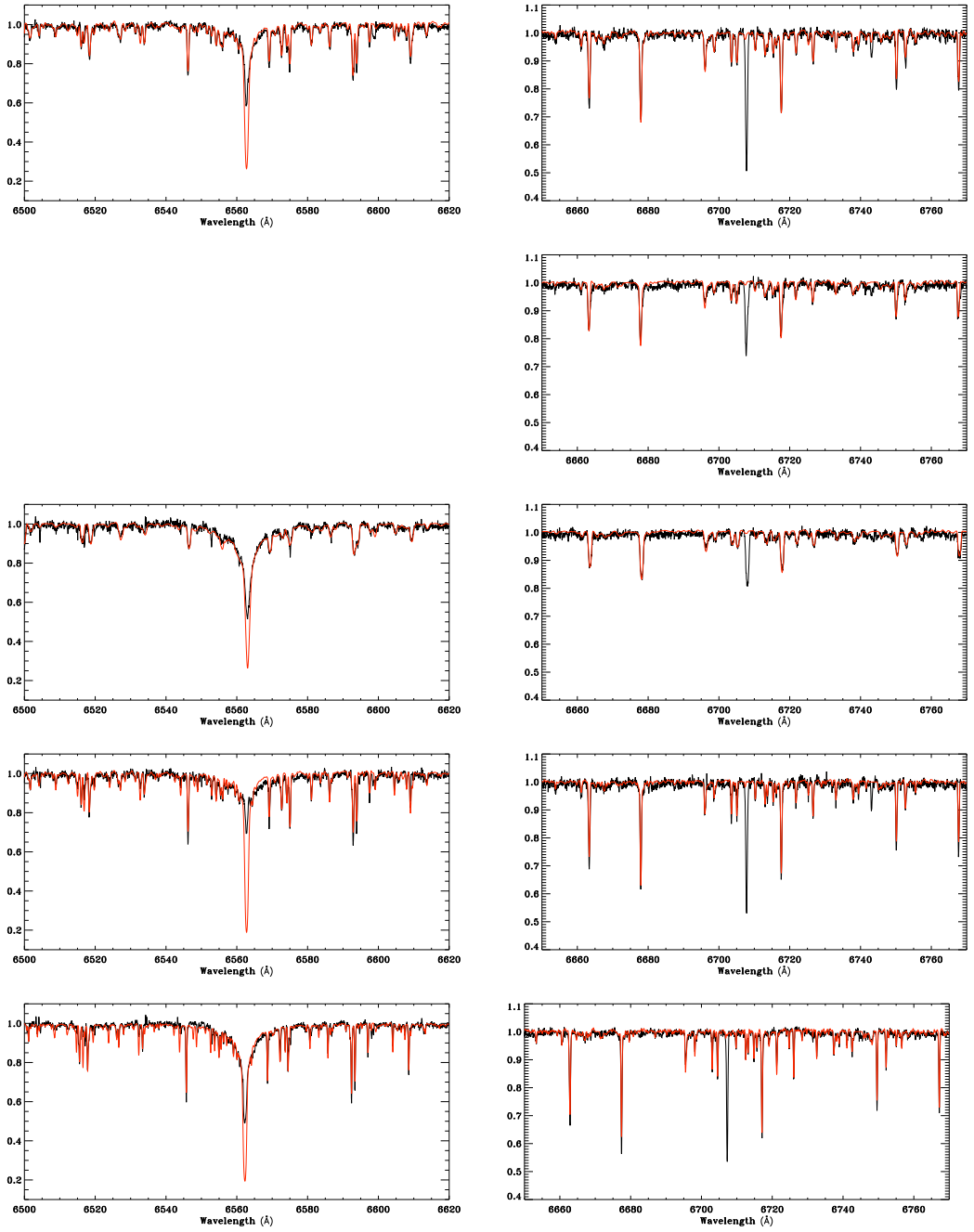


Fig. 12. Hα (*left panel*) and lithium (*right panel*) spectra (black solid line) of the new moving groups PTTS candidates RasTyc 0221+4600, RasTyc 0307+3020, RasTyc 0335+3113, RasTyc 0348+5202 and RasTyc 2100+4530 (from top to bottom) together with the *synthetic* spectrum built up with the reference spectra broadened at the $v \sin i$ of the star's components and Doppler-shifted according to its RV (thin red line).

P. Guillout et al.: A Spectroscopic Survey of Young Field Stars, *Online Material p 2*

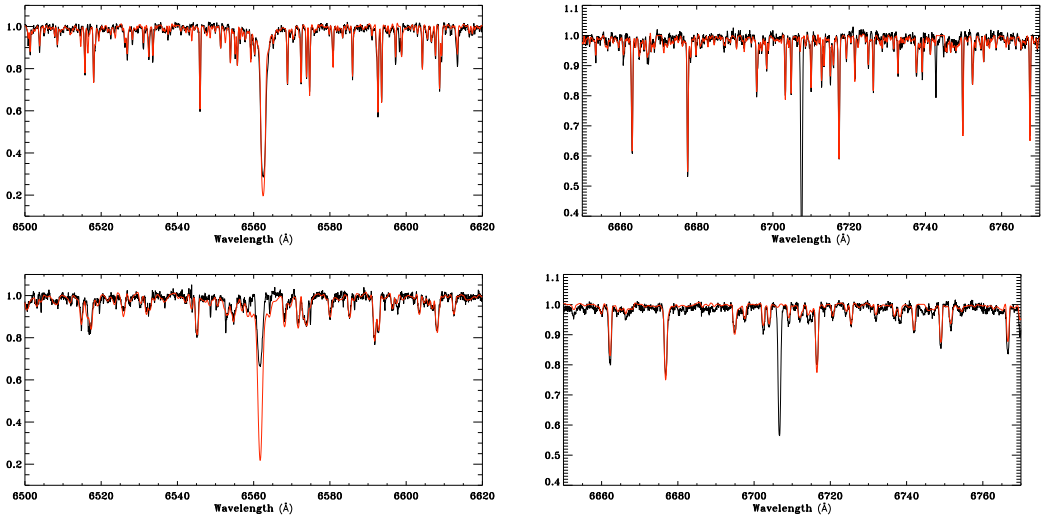


Fig. 13. Hα (*left panel*) and lithium (*right panel*) spectra (black solid line) of lithium-super-rich giants RasTyc 0319+4212 and RasTyc 1825+6450 (from top to bottom) together with the *synthetic* spectrum built up with the reference spectra broadened at the $v \sin i$ of the star's components and Doppler-shifted according to its RV (thin red line).

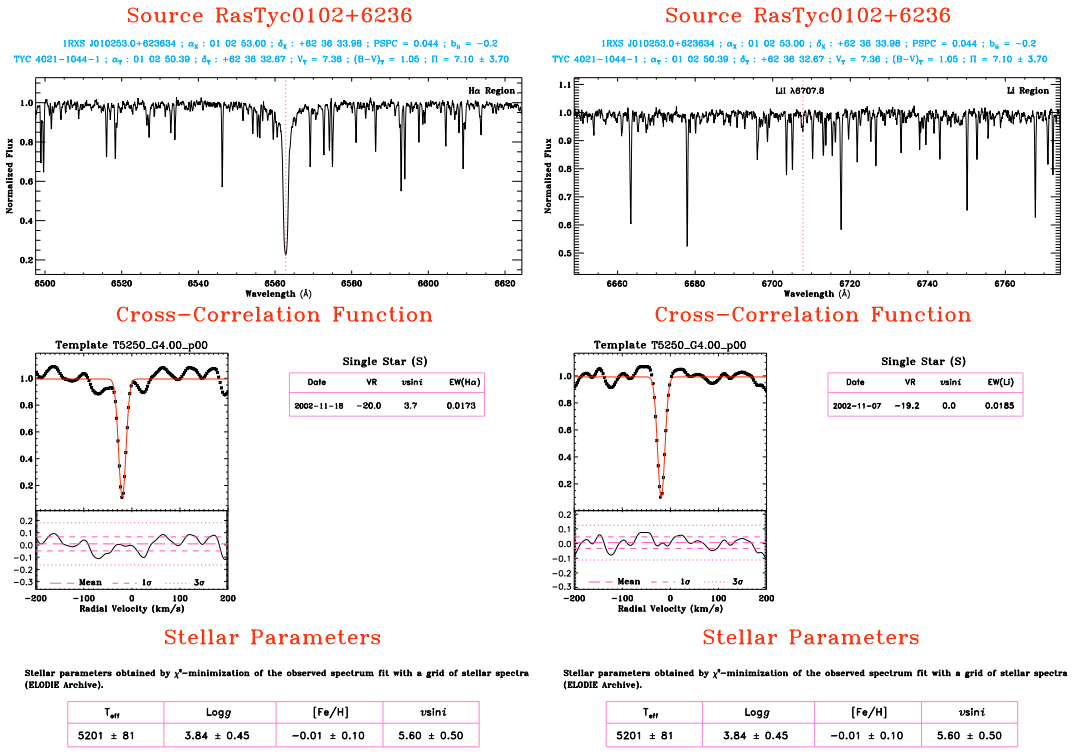


Fig. 14. Summary files of the single star HD 6026 (RasTyc 0102+6236) in the Hα (*left panel*) and lithium (*right panel*) spectral regions.

Références

ASIAIN, R., FIGUERAS, F., TORRA, J. & CHEN, B., 1999 ; *Detection of moving groups among early type stars*. A&A, **341**, 427

BARRADO Y NAVASCUÉS, D., DE CASTRO, E., FERNANDEZ-FIGUEROA, M. J., CORNIDE, M. & GARCIA LOPEZ, R. J., 1998 ; *The age-mass relation for chromospherically active binaries. III. Lithium depletion in giant components*. A&A, **337**, 739

BARTKEVIČIUS, A. & GUDAS, A., 2002 ; *Kinematics of Hipparcos Visual Binaries. II. Stars with Ground-Based Orbital Solutions*. Baltic Astronomy, **11**, 153

BLAAUW, A., 1952 ; *The age and evolution of the ζ Persei group of O- and B-type stars*. , **11**, 405

CHEREUL, E., CREZE, M. & BIENAYME, O., 1998 ; *The distribution of nearby stars in phase space mapped by HIPPARCOS. II. Inhomogeneities among A-F type stars*. A&A, **340**, 384

CHEREUL, E., CRÉZÉ, M. & BIENAYMÉ, O., 1999 ; *The distribution of nearby stars in phase space mapped by Hipparcos. Clustering and streaming among A-F type stars*. A&AS, **135**, 5

COX, A. N., 2000 ; *Book Review : Allen's astrophysical quantities. - 4th ed. / Springer, 2000.* S&T, **100** (1), 72

DE LA REZA, R., TORRES, C. A. O., QUAST, G., CASTILHO, B. V. & VIEIRA, G. L., 1989 ; *Discovery of new isolated T Tauri stars*. ApJ, **343**, L61

DEHNEN, W., 1998 ; *The Distribution of Nearby Stars in Velocity Space Inferred from HIPPARCOS Data*. AJ, **115**, 2384

DOBASHI, K., UEHARA, H., KANDORI, R., SAKURAI, T., KAIDEN, M., UMEMOTO, T. & SATO, F., 2005 ; *Atlas and Catalog of Dark Clouds Based on Digitized Sky Survey I*. PASJ, **57**, 1

DUCOURANT, C., TEIXEIRA, R., PÉRIÉ, J. P., LECAMPION, J. F., GUIBERT, J. & SARTORI, M. J., 2005 ; *Pre-main sequence star Proper Motion Catalogue*. A&A, **438**, 769

EGGEN, O. J., 1958 ; *Stellar groups. III. The space motions of some main sequence dwarfs*. MNRAS, **118**, 560

—, 1960 ; *Stellar groups, V. Luminosities, motions and masses of the late-type sub-giants*. MNRAS, **120**, 430

—, 1961 ; *Space motions and distribution of the apparently bright B-type stars*. Royal Greenwich Observatory Bulletin, **41**, 245

—, 1965*a* ; *Moving Groups of Stars*. Dans *Galactic Structure*, A. Blaauw & M. Schmidt, réds.

—, 1965*b* ; *The Ursa Major cluster*. The Observatory, **85**, 104

—, 1969 ; *Stellar Groups in the Old Disk Population*. PASP, **81**, 553

—, 1970 ; *Stellar kinematics and evolution*. Vistas in Astronomy, **12**, 367

—, 1971*a* ; *Some Red Giants of the Old Disk Population*. PASP, **83**, 423

—, 1971*b* ; *The Arcturus Group*. PASP, **83**, 271

—, 1971*c* ; *The ζ Herculis, σ Puppis, Indi, and η Cephei Groups of Old Disk Population Stars*. PASP, **83**, 251

—, 1975 ; *Structure and age of the local association /Pleiades group/*. PASP, **87**, 37

—, 1983*a* ; *Concentrations in the Local Association - Part Two - the Northern Concentrations Including the Alpha-Persei Pleiades M34 and Delta-Lyrae Clusters*. MNRAS, **204**, 391

—, 1983*b* ; *Concentrations in the local association. III - Late-type bright giants, ages and abundances*. MNRAS, **204**, 405

—, 1983*c* ; *The Sirius group as a moving supercluster*. AJ, **88**, 642

—, 1984 ; *The astrometric and kinematic parameters of the Sirius and Hyades superclusters*. AJ, **89**, 1350

—, 1991 ; *The IC 2391 supercluster*. AJ, **102**, 2028

—, 1992*a* ; *HR 1614 and the dissolution of a supercluster*. AJ, **104**, 1906

—, 1992*b* ; *The Pleiades supercluster in FK 5*. AJ, **103**, 1302

—, 1994 ; *Evolved GK stars near the Sun. 2 : The young disk population*. AJ, **107**, 594

—, 1995*a* ; *Pre-Main-Sequence Stars in the Pleiades Supercluster*. AJ, **110**, 1749

—, 1995*b* ; *Reality Tests of Superclusters in the Young Disk Population*. AJ, **110**, 2862

—, 1996 ; *Star Streams and Galactic Structure*. AJ, **112**, 1595

—, 1998 ; *Kinematics and Metallicity of Stars in the Solar Region*. AJ, **115**, 2397

EGGEN, O. J. & SANDAGE, A. R., 1959 ; *Stellar groups, IV. The Groombridge 1830 group of high velocity stars and its relation to the globular clusters*. MNRAS, **119**, 255

ESA, 1997 ; *The Hipparcos and Tycho Catalogues*. ESA SP-1200. URL `www.rssd.esa.int/index.php?project=HIPPARCOS&page=Overview`.

FAMAEY, B., JORISSEN, A., LURI, X., MAYOR, M., UDRY, S., DEJONGHE, H. & TURON, C., 2005 ; *Local kinematics of K and M giants from CORAVEL/Hipparcos/Tycho-2 data. Revisiting the concept of superclusters*. A&A, **430**, 165

FAVATA, F., BARBERA, M., MICELA, G. & SCIORTINO, S., 1993 ; *A Search for Yellow Young Disk Population Stars among EMSS Stellar X-Ray Sources by Means of Lithium Abundance Determination*. A&A, **277**, 428

—, 1995 ; *Lithium, X-ray activity and rotation in an X-ray selected sample of solar-type stars*. A&A, **295**, 147

FAVATA, F., MICELA, G., SCIORTINO, S. & D'ANTONA, F., 1998 ; *The evolutionary status of activity-selected solar-type stars and of T Tauri stars as derived from HIPPARCOS parallaxes : evidence for long-lived T Tauri disks ?* A&A, **335**, 218

FEIGELSON, E. D., 1996 ; *Dispersed T Tauri Stars and Galactic Star Formation*. ApJ, **468**, 306

FELTZING, S. & HOLMBERG, J., 2000 ; *The reality of old moving groups - the case of HR 1614. Age, metallicity, and a new extended sample*. A&A, **357**, 153

FERNÁNDEZ, D., FIGUERAS, F. & TORRA, J., 2008 ; *On the kinematic evolution of young local associations and the Scorpius-Centaurus complex*. A&A, **480**, 735

GREGORIO-HETEM, J., LEPINE, J. R. D., QUAST, G. R., TORRES, C. A. O. & DE LA REZA, R., 1992 ; *A search for T Tauri stars based on the IRAS point source catalog.* AJ, **103**, 549

GRIFFIN, R. F., 1998 ; *44 Leonis Minoris and the "Pleiades Supercluster"*. The Observatory, **118**, 223

GUILLOUT, P., KLUTSCH, A., FRASCA, A., FREIRE FERRERO, R., MARILLI, E., MIGNEMI, G., BIAZZO, K., BOUVIER, J., MONIER, R., MOTCH, C. & STERZIK, M., 2008 ; *Spectroscopic Survey of the Youngest Field Stars in the Solar Neighborhood. I. The optically bright sample*. A&A, **soumis le 07/11/2008**

GUILLOUT, P., STERZIK, M. F., SCHMITT, J. H. M. M., MOTCH, C. & NEUHAEUSER, R., 1998 ; *Discovery of a late-type stellar population associated with the Gould Belt*. A&A, **337**, 113

GUNN, J. E. & STRYKER, L. L., 1983 ; *Stellar spectrophotometric atlas, wavelengths from 3130 to 10800 A*. ApJS, **52**, 121

HØG, E., FABRICIUS, C., MAKAROV, V. V., URBAN, S., CORBIN, T., WYCOFF, G., BASTIAN, U., SCHWEKENDIEK, P. & WICENEC, A., 2000 ; *The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars*. A&A, **355**, L27

JACOBY, G. H., HUNTER, D. A. & CHRISTIAN, C. A., 1984 ; *A library of stellar spectra*. ApJS, **56**, 257

JAYAWARDHANA, R., 2000 ; *New Stars on the Block*. Science, **288**, 64

JEFFRIES, R. D., 1995 ; *The kinematics of lithium-rich, active late-type stars : evidence for a low-mass Local Association*. MNRAS, **273**, 559

JEFFRIES, R. D. & JEWELL, S. J., 1993 ; *The Kinematics of Active Late Type Stars Observed by the ROSAT Wide-Field Camera*. MNRAS, **264**, 106

JOHNSON, D. R. H. & SODERBLOM, D. R., 1987 ; *Calculating galactic space velocities and their uncertainties, with an application to the Ursa Major group*. AJ, **93**, 864

KOEN, C. & EYER, L., 2002 ; *New periodic variables from the Hipparcos epoch photometry*. MNRAS, **331**, 45

LI, J. Z. & HU, J. Y., 1998 ; *Newly discovered candidate weak-line T Tauri stars in the surrounding area of the Taurus-Auriga region*. A&AS, **132**, 173

LÓPEZ-SANTIAGO, J., 2004 ; *Estudio de la actividad, rotación cinemaática y edad en estrellas frías miembros de grupos cinemáticos jóvenes*. Thèse de doctorat, Universidad Complutense de Madrid (Facultad de CC. Físicas), Madrid (Spain)

LÓPEZ-SANTIAGO, J., MONTES, D., CRESPO-CHACÓN, I. & FERNÁNDEZ-FIGUEROA, M. J., 2006 ; *The Nearest Young Moving Groups*. ApJ, **643**, 1160

MAKAROV, V. V. & URBAN, S., 2000 ; *A moving group of young stars in Carina-Vela*. MNRAS, **317**, 289

MAKAROV, V. V., ZACHARIAS, N., HENNESSY, G. S., HARRIS, H. C. & MONET, A. K. B., 2007 ; *The Nearby Young Visual Binary HIP 115147 and Its Common Proper Motion Companion LSPM J2322+7847*. ApJ, **668**, L155

MARTÍN, E. L., 1998 ; *Weak and post-T Tauri stars around B-type members of the Scorpius-Centaurus OB association*. AJ, **115**, 351

MONTES, D., LÓPEZ-SANTIAGO, J., FERNÁNDEZ-FIGUEROA, M. J. & GÁLVEZ, M. C., 2001*a* ; *Chromospheric activity, lithium and radial velocities of single late-type stars possible members of young moving groups*. A&A, **379**, 976

MONTES, D., LÓPEZ-SANTIAGO, J., GÁLVEZ, M. C., FERNÁNDEZ-FIGUEROA, M. J., DE CASTRO, E. & CORNIDE, M., 2001*b* ; *Late-type members of young stellar kinematic groups - I. Single stars*. MNRAS, **328**, 45

MOTCH, C., GUILLOUT, P., HABERL, F., PAKULL, M. W., PIETSCH, W. & REINSCH, K., 1997 ; *The ROSAT Galactic Plane Survey : Analysis of a low latitude sample area in Cygnus*. A&AS, **122**, 201

MULLISS, C. L. & BOPP, B. W., 1994 ; *A search for chromospherically active stars from the ROSAT EUV source list*. PASP, **106**, 822

MYLLÄRI, A. A., 2000 ; *On the Stability of Homographic N-body Configurations*. Dans *IAU Colloq. 174 : Small Galaxy Groups*, M. J. Valtonen & C. Flynn, réds., tm. 209 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*

PELAT, D., 2006 ; *Bases et Méthodes pour le traitement des données (Bruits et signaux)*

PROCTOR, R. A., 1869 ; *Preliminary Paper on Certain Drifting Motions of the Stars*. Royal Society of London Proceedings Series I, **18**, 169

SILVA, D. R. & CORNELL, M. E., 1992 ; *A new library of stellar optical spectra*. ApJS, **81**, 865

SKULJAN, J., COTTRELL, P. L. & HEARNSHAW, J. B., 1997 ; *Eggen's Moving Groups : Fact or Fiction ?* Dans *Hipparcos - Venice '97*, tm. 402 de *ESA Special Publication*

SKULJAN, J., HEARNSHAW, J. B. & COTTRELL, P. L., 1999 ; *Velocity distribution of stars in the solar neighbourhood*. MNRAS, **308**, 731

SODERBLOM, D. R. & MAYOR, M., 1993*a* ; *Rotation and activity among solar-type stars of the Ursa Major Group*. ApJ, **402**, L5

—, 1993*b* ; *Stellar kinematic groups. I - The Ursa Major group*. AJ, **105**, 226

STERZIK, M. F. & DURISEN, R. H., 1995 ; *Escape of T Tauri stars from young stellar systems.* A&A, **304**, L9+

TAYLOR, B. J., 2000 ; *A statistical analysis of the metallicities of nine old superclusters and moving groups*. A&A, **362**, 563

TORRA, J., FERNÁNDEZ, D. & FIGUERAS, F., 2000 ; *Kinematics of young stars. I. Local irregularities*. A&A, **359**, 82

TORRES, C. A. O., QUAST, G. R., DA SILVA, L., DE LA REZA, R., MELO, C. H. F. & STERZIK, M., 2006 ; *Search for associations containing young stars (SACY). I. Sample and searching method*. A&A, **460**, 695

TORRES, C. A. O., QUAST, G. R., MELO, C. H. F. & STERZIK, M. F., 2008 ; *Young Nearby Loose Associations*. ArXiv e-prints, **808**, 3362

VOGES, W., BOLLER, T., DENNERL, K., ENGLHAUSER, J., GRUBER, R., HABERL, F., PAUL, J., PIETSCH, W., TRÜMPER, J. & ZIMMERMANN, H. U., 1996 ; *Identification of the ROSAT All-Sky Survey sources.* Dans *Roentgenstrahlung from the Universe*, H. U. Zimmermann, J. Trümper & H. Yorke, réds.

ZUCKERMAN, B., BESSELL, M. S., SONG, I. & KIM, S., 2006 ; *The Carina-Near Moving Group*. ApJ, **649**, L115

ZUCKERMAN, B. & SONG, I., 2004 ; *Young Stars Near the Sun*. ARA&A, **42**, 685

Chapitre IV

Étude de trois systèmes triples

Sommaire

1 **Introduction** 131
2 **Observation et réduction de données** 132
3 **Résultats** 133
4 **Discussion** 151
5 **Conclusion et perspectives** 154
Références 168

1 Introduction

Les systèmes binaires et multiples sont de très importants laboratoires d'étude en astrophysique. En particulier, les binaires spectro-photométriques et spectro-astrométriques offrent l'unique opportunité de déterminer les principaux paramètres stellaires (la masse, le rayon et la température effective) avec un haut niveau de confiance afin de mener à bien l'étude de la structure stellaire et de l'évolution des étoiles. Cependant, la formation ainsi que l'évolution des étoiles binaires sont encore des sujets de discussion actifs (p. ex., Zinnecker & Mathieu 2001). En particulier, l'un des problèmes encore non-résolus est le mécanisme de formation des binaires serrées composées d'étoiles de la séquence principale dont la séparation n'est que de quelques rayons solaires seulement impliquant, peut-être, qu'elles furent en contact lors de la phase proto-stellaire.

Pour répondre à un certain nombre de ces questions, d'importants efforts tant observationnels (p. ex., Eggleton & Tokovinin 2008, Fekel *et al.* 2006, Halbwachs *et al.* 2003, 2004, Montes *et al.* 2007, Pourbaix *et al.* 2004, Shatsky 2001, Simon *et al.* 2006, Tokovinin 1997, 1998, 1999, 2004, Tokovinin & Gorynya 2001, 2007, Tokovinin & Smekhov 2002, Tokovinin *et al.* 2006) que théoriques (p. ex., Borkovits 2001, 2004, Borkovits *et al.* 2003, 2005, Eggleton & Kiseleva-Eggleton 2001, 2006, Fabrycky & Tremaine 2007, Ford *et al.* 2000, Kiseleva *et al.* 1998, Maceroni 1999, Sterzik & Tokovinin 2002, Valtonen 2004, Valtonen & Karttunen 2006, Valtonen *et al.* 2004, 2005, Zahn 2008, Zinnecker & Mathieu 2001) ont été réalisées au cours de ces dernières années. Les statistiques concernant les systèmes binaires – ayant des périodes, des rapports de masses ainsi que des status d'évolution différents – sont continuellement améliorées (p. ex., Tokovinin *et al.* 2006).

D'un côté, les binaires serrées contenant au moins une composante tardive (tel que les systèmes RS CVn ou BY Dra) sont des objets dont l'activité magnétique est la plus forte. Cette activité se manifeste sous la forme de taches, de plages ou de flares et est induite par une action dynamo dans la zone de convection sous la photosphère ainsi que par l'influence gravitationnelle mutuelle. Les binaires serrées représentent certainement un scénario différent de celui du Soleil à l'intérieur duquel opère la dynamo solaire. D'un autre côté, l'observation des sources stellaires montrant de fortes activités chromosphérique et coronale (émission en rayons X) est un moyen privilégié pour la détection de nouveaux systèmes binaires et multiples.

Les relevés du ciel en rayons X, qui ont été menés dans ces dernières années, ont permis de découvrir des milliers d'étoiles tardives actives de champ ou dans des amas galactiques ouverts.

TAB. IV.1 – Principales données provenant de la littérature pour les trois systèmes triples.

Source *RasTyc*	Nom	α (2000) (h m s)	δ (2000) (° ′ ″)	V_T [a] (mag)	π [b] (mas)	μ_α [a] (mas yr^{-1})	μ_δ [a] (mas yr^{-1})	Source X 1RXS	Comptage (10^{-2}ct s^{-1})
RasTyc 0524+6739	BD+67 381	05 24 53.2	+67 39 39	9.065	7.8±9.3	−0.5	26.7	J052454.0+673939	42.1
RasTyc 1828+3506	BD+35 3261	18 28 50.3	+35 06 34	9.049	12.2±8.2	12.3	−3.5	J182849.7+350637	6.2
RasTyc 2034+8253	BD+82 622	20 34 27.5	+82 53 35	9.730	—	61.5	35.5	J203426.2+825334	37.5

[a] La magnitude V et les mouvements propres provenant du catalogue TYCHO-2 (Høg *et al.* 2000) ;
[b] Les parallaxes obtenues du catalogue TYCHO-1 (ESA 1997).

Des observations de suivi des contreparties optiques de ces sources X ont conduit à la découverte d'une population d'étoiles très jeunes, relativement éloignées de leurs lieux de naissance traditionnels, par exemple les amas ouverts ou les régions de formation stellaire (cf., Wichmann *et al.* 2003*a*, Zickgraf *et al.* 2005, Torres *et al.* 2006, Guillout *et al.* 2008), ainsi qu'à la détection de nombreuses binaires spectroscopiques (cf., Wichmann *et al.* 2003*b*, Frasca *et al.* 2006). La connaissance de l'incidence des systèmes multiples dans les échantillons d'étoiles actives sélectionnées par le biais des rayons X réprésente un important moyen pour étudier la récente histoire de formation d'étoiles dans le voisinage du Soleil.

Pour toutes les sources d'un sous-échantillon représentatif de la population *RasTyc* dans l'hemisphère nord, nous avons mis au point une analyse détaillée de la fonction de corrélation (CCF) nous permettant de mettre en évidence l'importante fraction des systèmes spectroscopiques (plus de 30%, voir Chapitre II, § 3.2). En particulier, nous notons qu'au moins 10 de ces sources sont clairement identifiées comme étant des systèmes triples. Tous les pics significatifs de la CCF sont détectés automatiquement utilisant la procédure décrite précédemment (Chapitre II, § 2.1) ainsi que dans Guillout *et al.* (2008). Notre but a été d'obtenir les paramètres orbitaux et physiques de ces différents systèmes à partir d'observations spectroscopiques et photométriques obtenues sur le OAC T091.

Pour le moment, la majorité des systèmes triples étudiés sont des objets proches vus comme des binaires visuelles où l'une des composante est un système SB2 (p. ex., Tokovinin 1997, 1998, 1999, 2004, Tokovinin & Gorynya 2001, 2007, Tokovinin & Smekhov 2002). Dans notre cas, nous étudions des sources stellaires qui s'avèrent être des systèmes SB3 après analyse de la CCF et pour lesquels nous avons collecté suffisamment de données. Une étude détaillée de tous les systèmes multiples de notre échantillon de sources X stellaires sera cruciale pour dresser des conclusions hautement significatives statistiquement. Néanmoins l'existence de propriétés semblables pour les trois systèmes étudiés peut déjà nous donner un premier aperçu d'un système triple typique parmi les sources X stellaires.

Dans ce chapitre, je présente d'abord l'ensemble des observations et de leur réduction (§ 2) puis les résultats de la détermination de la vitesse radiale, des paramètres physiques ($v \sin i$, abondance en lithium, ...) et de leur cinématique (§ 3). Les propriétés générales de nos systèmes, leur stabilité dynamique et l'estimation de leur âge est discuté dans le § 4 et, finalement, les conclusions sont résumées dans le § 5.

2 Observation et réduction de données

Les trois systèmes que nous avons découverts proviennent de l'échantillon *RasTyc* constitué de sources X stellaires. Dans la table IV.1, je résume les différentes identifications de ces sources ainsi que leurs principales informations disponibles dans la littérature. Pour ces étoiles, nous avons utilisé les mouvements propres provenant du catalogue TYCHO-2 (Høg *et al.* 2000). Cependant, les valeurs des parallaxes du catalogue TYCHO-1 ne sont pas fiables car l'erreur re-

lative sur la parallaxe (σ_π/π) est supérieure à 70 % pour les systèmes RasTyc 0524+6739 et RasTyc 1828+3506 alors que la parallaxe donnée par ce catalogue pour RasTyc 2034+8253 est négative ($\pi = -31.7$ mas). Pour cette raison, nous avons estimé la distance photométrique de ces systèmes à partir de la magnitude V et du type spectral dérivés pour chaque composante (§ 3.5).

Les mouvements propres dans le catalogue TYCHO-2 (Høg *et al.* 2000) ont une précision typique de $2.5\,\mathrm{mas\,yr^{-1}}$, mais elle peut être réduite à $1.5\,\mathrm{mas\,yr^{-1}}$ pour les étoiles plus brillantes que $V_\mathrm{T} = 10$ mag ce qui est le cas de tous les systèmes discutés dans ce chapitre.

2.1 Observations spectroscopiques

Toutes ces observations ont été obtenues à l'*Observatoire de Haute Provence* (OHP) et à la station *M. G. Fracastoro* (Serra La Nave, Mt. Etna, 1750 m d'altitude) de *Osservatorio Astrofisico di Catania* (OAC).

Entre 2001 et 2005, elles ont été conduites avec le spectrographe Aurélie (Gillet *et al.* 1994) dans le cadre d'un programme clé effectué sur le télescope coudé OHP T152 (cf., § 2.2.1 du Chapitre I). Nous avons utilisé le réseau #7 qui a une très haute résolution spectral ($R = \lambda/\Delta\lambda$) de l'ordre de $38\,000$ dans les deux domaines de longueur d'onde de nos observations, c'est à dire dans les régions spectrales de Hα (6490-6630 Å) et du lithium (6650-6780 Å). En 2004 et 2005, nous avons effectué un suivi de trois sources baptisés RasTyc 0524+6739, RasTyc 1828+3506 and RasTyc 2034+8253 avec ce même télescope ce qui nous a permis d'obtenir 16, 15 et 18 spectres, respectivement (Fig. IV.1). Le signal sur bruit (S/N), est compris entre $70-200$. Tous ces spectres ont été réduits avec la procédure MIDAS décrite dans le Chapitre I.

Les observations à l'OAC ont été menées de 2004 à 2006 avec le spectrographe échelle Fresco monté sur le télescope OAC T091. La résolution spectrale déduite de la largueur à mi-hauteur des raies de la lampe de calibration au Th-Ar est d'environ $21\,000$. Les 19 ordres couvrent ainsi la région spectrale comprise entre 4310 et 6840 Å. Nous avons obtenus 13, 6, and 12 spectres pour RasTyc 0524+6739, RasTyc 1828+3506, and RasTyc 2034+8253, respectivement, avec un S/N dans la gamme $30-100$ dépendant de la magnitude de l'étoile ainsi que des conditions météorologiques. Dans tous les cas, le S/N a été suffisant pour réaliser de bonnes mesures de vitesses radiales (VR). La réduction de ces spectres a été faite par l'utilisation de la procédure Échelle de IRAF.

2.2 Observations photométriques

Ces observations ont été menées de 2004 à 2006 dans le système standard UBV avec le télescope OAC T091 (cf., § 2.2.2 du Chapitre I pour une description plus complète de l'instrument). Pour chaque champs de ces trois sources, nous avons choisi deux ou trois étoiles dont les magnitudes UBV sont très bien connues afin de les utiliser comme standards locaux lors de la détermination des "points zéro" instrumentaux de notre photométrie. En plus, plusieurs étoiles sélectionnées dans la table de Landolt (1992) ont également été observées durant ces même nuits d'observations pour de déterminer les coefficients de transformation vers le système Johnson classique. Les données ont été réduites avec la procédure de réduction des données photométrique, PHOT, conçue pour la photométrie photoélectrique du OAC (Lo Presti & Marilli 1993). Les coefficients moyens d'extinction en fonction de la saison pour l'Observatoire Serra La Nave ont été adopté pour la correction de l'extinction atmosphérique.

Les erreurs photométriques, estimées à partir des étoiles standards d'une brillance comparable à celle du programme, sont typiquement $\sigma_V = 0.006$, $\sigma_{B-V} = 0.008$, et $\sigma_{U-B} = 0.010$.

3 Résultats

À partir de l'inspection des spectres observés et de la forme de la CCF, nous avons suspecté que certaines sources *RasTyc* étaient des systèmes multiples.

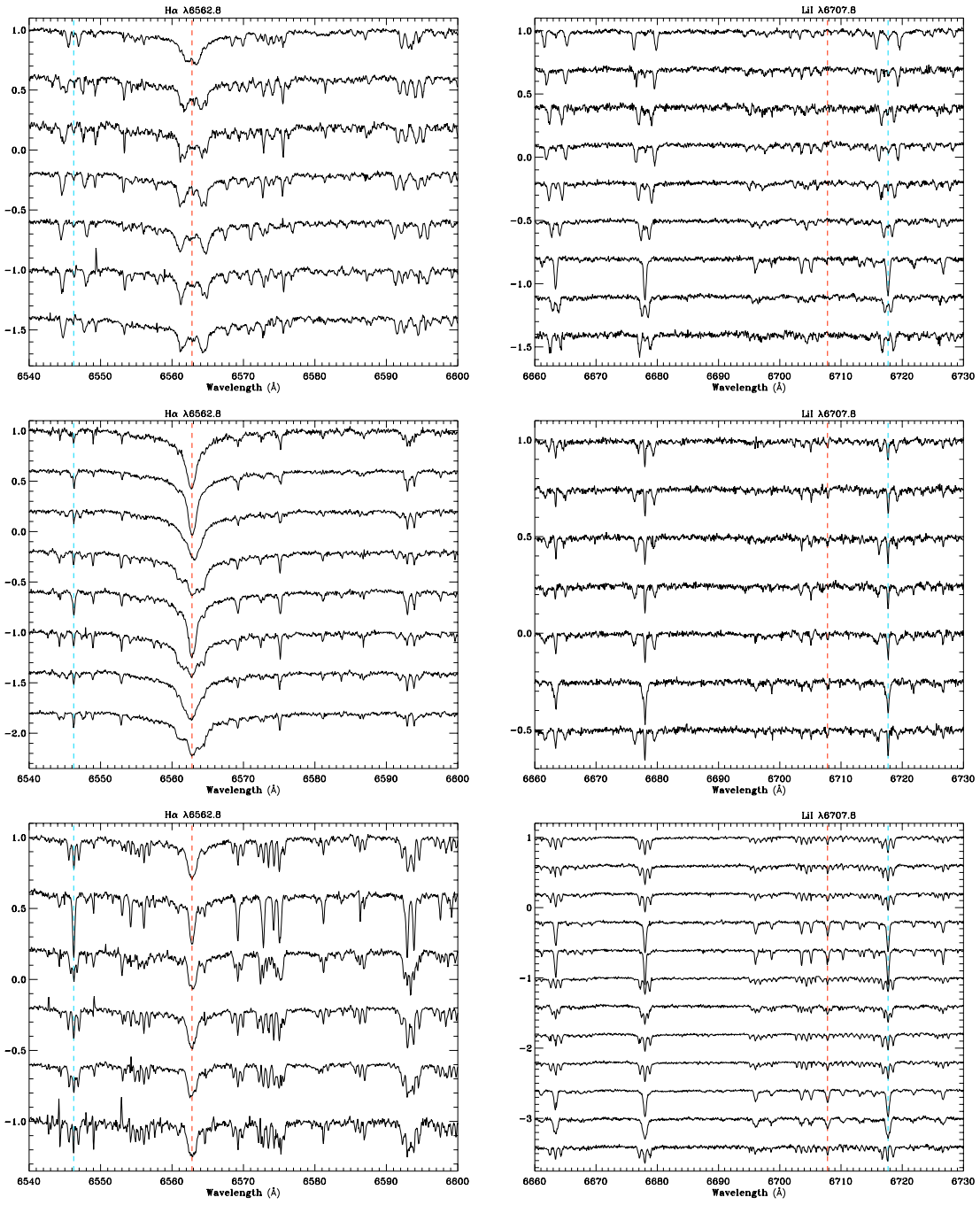


FIG. IV.1 – Spectres à haute-résolution de RasTyc 0524+6739 *(panneaux supérieurs)*, de RasTyc 1828+3506 *(panneaux centraux)* et de RasTyc 2034+8253 *(panneaux inférieurs)* acquis avec le spectromètre AURELIE sur le télescope T152 cm à l'OHP dans la région Hα *(panneaux de gauche)* et dans celle du lithium *(panneaux de droite)*. Les longueurs d'onde du laboratoire des raies de Fe I λ6546.2 et de Hα ainsi que celles de Li I λ6707.8, et de Ca I λ6717.7 sont marqués par des lignes verticales en tirets dans les régions Hα et lithium, respectivement.

Pour trois de ces sources, leur nature SB3 se manifeste par le fait qu'à différentes dates les spectres montrent soit trois raies, soit une seule (Fig. IV.1). De plus, nous avons noté que la largeur équivalente (EW) mesurée dans les spectres à une seule raie correspond à la somme de la EW de chaque composante dans les spectres à trois raies.

En utilisant la CCF dérivée des régions spectrales autour de Hα (6490-6630 Å) et du lithium (6650-6780 Å) observées à différentes dates (Fig. IV.1), nous avons pu mesurer précisément la RV (Sect. 3.1) et la $v \sin i$ (Sect. 3.2) de chacune des composantes stellaires. Nous pouvons également déduire leurs types spectraux (Sect. 3.4). L'abondance en lithium a été dérivée de la EW de la raie Li I $\lambda 6708$ ce qui nous a permis d'estimer l'âge de ces trois systèmes (Sect. 3.6). Les mesures de RV combinées avec les distances photométriques (Sect. 3.5) et les mouvements propres nous ont fournis les composantes de vitesse spatiales (U, V, W) de ces systèmes, nous permettant de tester leur éventuelle appartenance à l'un des courants d'étoiles déjà connus (Sect. 3.7).

À partir de l'analyse de la CCF (Figs. IV.2, IV.3, et IV.4), nous trouvons que, dans les trois systèmes triples, la contribution des composantes de la binaire interne est similaire, c'est-à-dire que le rapport de la luminosité entre ces deux étoiles est $\simeq 1$, ce qui est compatible avec un rapport de masse $(M_P/M_S) \simeq 1$ (Table IV.5). De plus, les signatures de la CCF de RasTyc 1828+3505 et RasTyc 2034+8253 sont très semblables et suggèrent que la troisième composante est la plus lumineuse des étoiles formant le système. La CCF de RasTyc 0524+6739 change de forme en passant d'une configuration avec un pic significatif à une avec trois pics et, entre ces deux phases, est dans une phase intermédiaire où les pics sont partiellement mélangés. Durant cette dernière configuration, seuls deux pics sont facilement distinguables (Fig. IV.2), ceux dû à la binaire interne.

3.1 RÉSULTATS VITESSE RADIALE ET ÉLÉMENTS ORBITAUX

Les mesures de RV pour les spectres AURELIE ont été effectuées grâce à la procédure automatique en IDL développé par notre équipe (Guillout *et al.* 2008) basée sur la corrélation des spectres observés dans chaque région avec un spectre synthétique ayant un type spectral similaire que l'on a produit à la même résolution spectrale que nos données.

Dans les spectres obtenus, nous avons exclu les raies Hα et Li I de notre analyse parce que Hα peut être contaminé par l'émission chromosphérique en son coeur et parce que ses ailes peuvent élargir la CCF (Chapitre II, Sect. 1.2.2) tandis que, dans les spectres synthétiques que l'on utilise, le lithium n'est pas présent.

Ce programme détecte automatiquement tous les pics significatifs de la CCF et produit un profil constitué de plusieurs composantes qui ajuste la CCF (Figs. IV.2, IV.3 and IV.4). Il permet également d'estimer les erreurs de la RV à partir d'une distribution des χ^2 des fonctions d'ajustement (profils de multiples gaussiennes) qui sont typiquement de $1 - 1.5$ km s^{-1} ce qui est en accord avec ce que nous trouvons pour les statistiques de l'échantillon complet des spectres AURELIE.

Pour les spectres FRESCO, nous obtenons les valeurs de RV à partir de la corrélation de chaque ordre de la cible avec un spectre d'une étoile brillante connue comme étoile standard en RV (e.g., Tonry & Davis 1979, Fitzpatrick 1993) utilisant le code FXCOR de IRAF. Comme précédemment, nous avons exclus de notre analyse la raie Hα ainsi que celle du Na I D_2 car les deux affectent la CCF avec leurs ailes et peuvent être contaminées par l'émission chromosphérique. Nous avons également écarté les domaines spectraux très affectés par des raies telluriques en absorption (p. ex., la bande O_2 à $6276 - 6315$ Å).

Les mesures de RV provenant des spectres FRESCO et leurs erreurs standard (σ_{RV}) ont été obtenues en moyennant la RV obtenu pour chaque ordre avec le poids instrumental usuel $W_\mathrm{i} = \sigma_\mathrm{i}^{-2}$. Les valeurs de σ_i sont obtenues avec FXCOR en accord avec la hauteur du pic ajusté et le bruit antisymétrique comme décrit par Tonry & Davis (1979). Les erreurs des moyennes pondérées sont calculées sur la base des erreurs σ_i pour les valeurs de RV ce qui est en accord la formule usuelle (cf., p. ex., Topping 1957, 1972).

Pour évaluer au mieux les centroïdes des pics de la CCF, nous adoptons trois ajustements gaussiens séparés, si la séparation entre les pics est significative (c'est à dire loin des conjonctions),

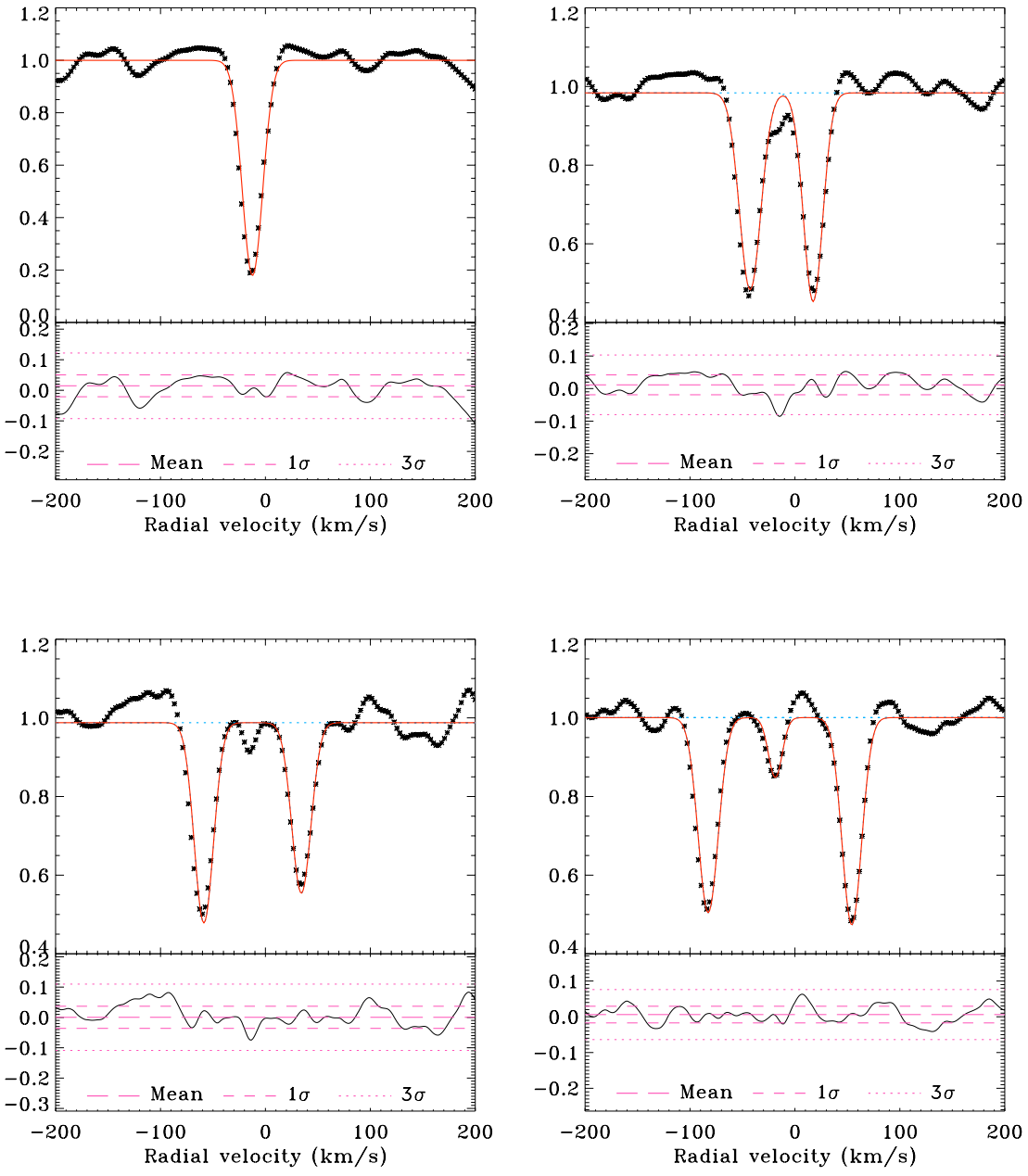


FIG. IV.2 – Les CCFs de RasTyc 0524+6739 à différentes phases orbitales. Elles permettent de souligner le changement de la configuration orbitale d'une forme avec un pic à la conjonction *(en haut à gauche)* à trois pics proche de la quadrature *(en bas à droite)*, en passant par une phase intermédiaire où seulement deux pics sont visibles *(en haut à droite et en bas à gauche)*. L'incertitude de RV est d'environ 1 km s^{-1} à notre résolution spectrale. Dans chaque figure, les ajustements des CCFs par de multiples gaussiennes sont affichés avec des lignes rouges *(boîtes du haut)* ainsi que les résidus des ajustements *(boîtes du bas)*.

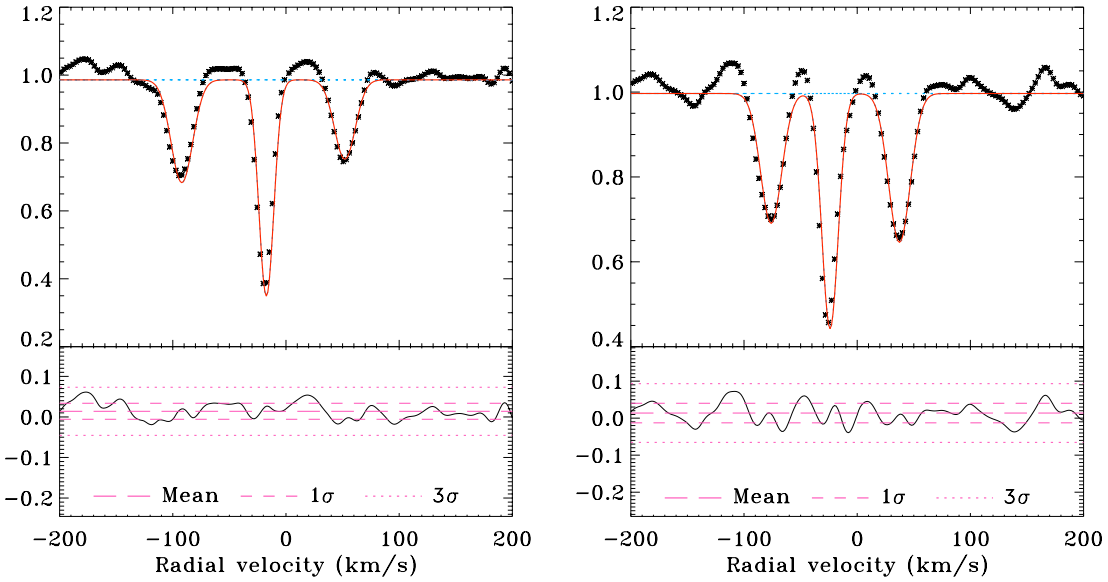


FIG. IV.3 – Les CCFs de RasTyc 1828+3506 montrent clairement trois pics avec des poids différents. Les composantes de la binaire interne semblent avoir une rotation plus rapide que celle de la troisième étoile, probablement due à une synchronisation des périodes de rotation axiale et de révolution orbitale.

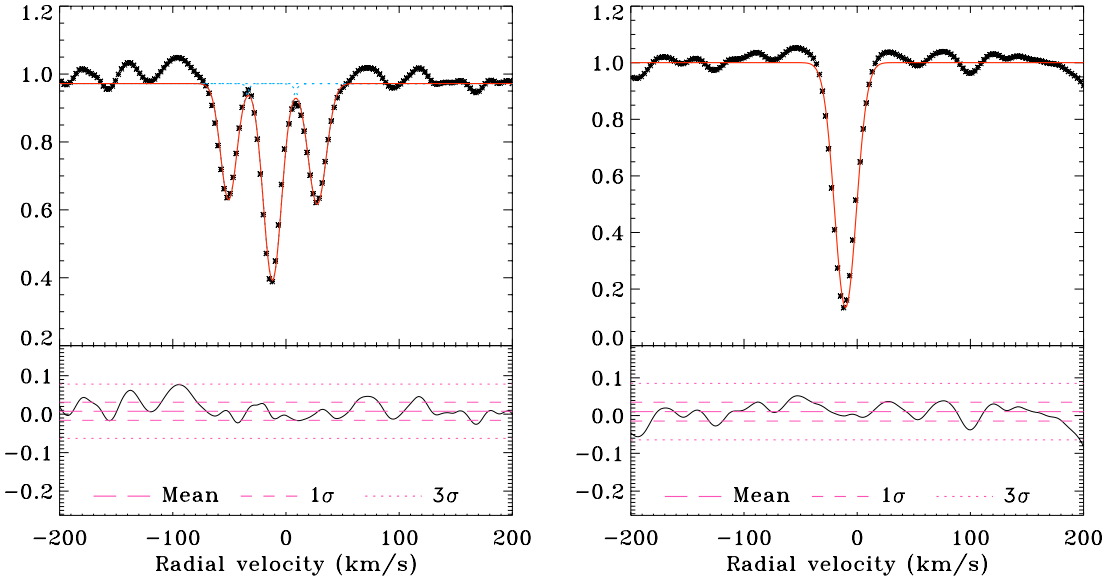


FIG. IV.4 – Les CCFs de RasTyc 2034+8253 a deux phases orbitales. La nature du système triple apparaît dans la CCF *(à gauche)* alors qu'elle est complètement cachée dans une autre phase *(à droite)*.

TAB. IV.2 – Vitesse radiale de la composante primaire (plus massive, v_P), secondaire (v_S), et tertiaire (v_T) de RasTyc 0524+6739 à partir des spectres Aurelie (OHP) et FRESCO (OAC).

H.J.D.[a] (2450000+)	Phase	v_P (km s^{-1})	Δv_P	v_S (km s^{-1})	Δv_S	v_T (km s^{-1})	Δv_T	Obs[c]
2216.45508	0.773	67.22	1.47	-96.83	1.51	-14.69	1.50	OHP
2217.51416	0.062	-47.21	0.96	19.18	0.76	-12.33	0.77	OHP
3570.57544	0.882	33.45	1.35	-71.51	1.58	-14.50	1.30	OHP
3571.60986	0.165	-82.68	1.18	54.48	1.17	-12.72	1.37	OHP
3572.51733	0.413	-59.27	1.30	33.95	1.30	-14.78	1.40	OHP
3579.60791	0.351	-81.26	1.12	57.18	1.11	-12.64	1.12	OHP
3580.57983	0.617	41.87	1.47	-73.43	1.46	-13.26	1.20	OHP
3581.57983	0.890	35.23	1.46	-62.89	1.50	-14.08	1.20	OHP
3582.57056	0.161	-78.56	1.52	55.35	1.52	-12.17	1.70	OHP
3583.60596	0.444	-42.14	1.46	17.90	1.47	-14.14	1.40	OHP
3585.61300	0.992	—[b]	—	—	—	-12.60	1.24	OHP
3586.60889	0.264	-95.28	1.31	68.24	1.42	-12.29	1.30	OHP
3587.61035	0.538	7.17	1.50	-32.99	1.53	—	—	OHP
3588.58545	0.805	56.72	1.52	-91.28	1.51	-14.80	1.60	OHP
3589.60693	0.084	-53.96	1.42	27.28	1.51	-13.05	0.90	OHP
3590.61060	0.358	-78.68	1.47	52.60	1.52	-14.00	1.70	OHP
3782.34390	0.763	67.87	0.96	-99.81	0.98	-15.74	2.28	OAC
3791.33690	0.221	-90.43	0.82	69.26	0.90	-13.63	1.53	OAC
3792.44580	0.524	—[b]	—	—	—	-14.02	0.61	OAC
3798.41420	0.155	-78.78	0.84	52.93	0.85	-14.10	1.85	OAC
3799.38410	0.420	-56.04	0.88	29.01	0.89	-13.11	1.77	OAC
3800.33420	0.680	69.56	2.89	-90.69	2.64	-13.54	4.16	OAC
3809.33300	0.140	-72.26	1.01	49.68	0.96	-13.97	1.58	OAC
3811.39950	0.705	68.02	1.02	-99.04	0.98	-16.24	2.47	OAC
3812.38150	0.973	—[b]	—	—	—	-14.13	0.46	OAC
3826.29570	0.776	67.96	0.60	-95.73	0.64	-14.50	0.92	OAC
3828.30120	0.324	-86.83	0.89	64.96	0.87	-13.16	1.87	OAC
3833.30580	0.692	70.25	0.77	-92.96	0.88	-12.26	1.75	OAC
3835.30440	0.238	-94.74	0.96	68.45	0.89	-16.45	1.91	OAC

[a] Jour Julien héliocentrique au milieu de la période d'exposition.
[b] Pics de la CCF mélangés.
[c] OHP = Observatoire de Haute-Provence ; OAC = Osservatorio Astrofisico di Catania.

La phase orbitale a été calculée en accord avec l'éphéméride $HJD_{\text{inf.conj.}} = 2\,452\,997.7654 + 3.6588 \times E$, où la phase zéro correspondant avec la date de la conjonction inférieure de la primaire. Dans cette formule, la période orbitale vaut 3.6588 jours tandis que le paramètre E indique le nombre de rotation entre la phase zéro et le jour de l'observation.

TAB. IV.3 – Vitesse radiale de la composante primaire (plus massive, v_P), secondaire (v_S), et tertiaire (v_T) de RasTyc 1828+3506 à partir des spectres Aurelie (OHP) et FRESCO (OAC).

H.J.D.[a] (2450000+)	Phase	v_P (km s^{-1})	Δv_P	v_S (km s^{-1})	Δv_S	v_T (km s^{-1})	Δv_T	Obs[c]
3261.35425	—	-75.11	1.17	37.34	1.27	-24.06	1.26	OHP
3571.41016	0.715	47.23	1.33	-95.86	1.36	-19.98	1.25	OHP
3572.36621	0.841	42.22	1.35	-79.96	1.16	-18.02	1.34	OHP
3573.37378	0.974	—[b]	—	—	—	-19.56	1.39	OHP
3574.40454	0.109	-59.63	1.34	21.01	1.83	-19.32	1.20	OHP
3575.42236	0.244	-93.37	1.15	53.36	1.15	-18.03	1.30	OHP
3576.43481	0.377	-70.82	1.71	34.91	1.34	-17.80	1.27	OHP
3577.36768	0.500	—[b]	—	—	—	-19.55	1.40	OHP
3578.36035	0.630	30.30	1.70	-67.73	2.82	-17.81	1.27	OHP
3579.36890	0.763	51.28	1.33	-99.08	1.18	-17.38	1.26	OHP
3580.35083	0.892	21.90	1.28	-65.14	1.34	-17.90	1.26	OHP
3581.38745	0.029	—[b]	—	—	—	-18.81	1.39	OHP
3582.36328	0.157	-83.31	1.60	32.82	1.22	-17.96	1.20	OHP
3583.37573	0.291	-92.79	1.34	51.14	1.36	-17.43	1.26	OHP
3648.39840	0.852	40.56	1.23	-82.21	1.04	-15.66	0.69	OAC
3657.36380	0.032	-43.51	1.24	—	—	-13.00	0.71	OAC
3927.49000	—	-66.97	1.64	—[b]	—	—	—	OAC
3931.45260	—	30.57	5.23	-82.14	2.13	-8.81	2.32	OAC
3932.46490	—	44.26	2.37	-96.87	2.68	-7.45	2.22	OAC
3940.42350	—	38.43	1.62	-98.48	1.11	-8.97	1.07	OAC

[a] Jour Julien héliocentrique au milieu de la période d'exposition.
[b] Pics de la CCF mélangés.
[c] OHP = Observatoire de Haute-Provence ; OAC = Osservatorio Astrofisico di Catania.

La phase orbitale a été calculée en accord avec l'éphéméride $HJD_{\text{inf.conj.}} = 2\,453\,565.95 + 7.595 \times E$, où la phase zéro correspondant avec la date de la conjonction inférieure de la primaire. Dans cette formule, la période orbitale vaut 7.595 jours tandis que le paramètre E indique le nombre de rotation entre la phase zéro et le jour de l'observation.

TAB. IV.4 – Vitesse radiale de la composante primaire (plus massive, v_P), secondaire (v_S), et tertiaire (v_T) de RasTyc 2034+8253 à partir des spectres Aurelie (OHP) et FRESCO (OAC).

H.J.D.[a] (2450000+)	Phase	v_P (km s^{-1})	Δv_P	v_S (km s^{-1})	Δv_S	v_T (km s^{-1})	Δv_T	Obs[c]
2475.51587	0.828	20.57	1.27	-43.24	1.41	-10.96	1.26	OHP
2482.39160	0.216	-50.12	1.42	29.29	1.28	-9.99	1.39	OHP
3213.54565	0.811	25.34	1.28	-47.15	1.36	-10.75	1.27	OHP
3214.55176	0.014	—[b]	—	—	—	-10.36	1.41	OHP
3215.54883	0.215	-50.62	1.28	27.43	1.41	-11.96	1.26	OHP
3216.51929	0.411	-31.46	1.28	5.58	1.44	-13.23	1.41	OHP
3261.42578	0.476	—[b]	—	—	—	-10.35	1.31	OHP
3261.59082	0.510	—[b]	—	—	—	-10.71	1.37	OHP
3262.40967	0.675	23.25	1.42	-45.85	1.42	-10.79	1.27	OHP
3264.55518	0.108	-35.53	1.36	13.24	1.43	-10.83	1.28	OHP
3265.35815	0.270	-49.28	1.28	29.36	1.28	-9.46	1.26	OHP
3265.60254	0.319	-45.91	1.42	24.57	1.42	-10.71	1.27	OHP
3266.34009	0.468	—[b]	—	—	—	-10.02	1.31	OHP
3267.31812	0.666	23.25	1.27	-45.01	1.48	-9.68	1.26	OHP
3268.33228	0.870	17.08	1.34	-39.55	1.43	-9.69	1.26	OHP
3570.51855	0.871	17.60	1.27	-39.72	1.27	-10.00	1.28	OHP
3571.46240	0.062	—[b]	—	—	—	-10.33	1.29	OHP
3572.46777	0.265	-50.64	1.28	28.86	1.40	-10.66	1.27	OHP
3218.52790	0.817	24.88	1.38	-46.29	1.57	-9.65	0.79	OAC
3219.52590	0.018	—[b]	—	—	—	-10.71	0.24	OAC
3220.53390	0.222	-49.63	1.07	27.41	1.07	-11.17	0.61	OAC
3224.54270	0.031	—[b]	—	—	—	-11.53	0.36	OAC
3225.52580	0.229	-50.25	1.82	28.06	1.62	-11.20	0.59	OAC
3256.57340	0.497	—[b]	—	—	—	-9.25	0.36	OAC
3273.38010	0.889	11.83	1.12	-38.13	1.32	-13.28	0.78	OAC
3275.41070	0.299	-48.73	1.04	26.07	1.14	-11.70	0.61	OAC
3279.34730	0.094	-30.29	1.27	13.36	1.44	-10.36	0.60	OAC
3281.39960	0.508	—[b]	—	—	—	-9.19	0.33	OAC
3285.45010	0.326	-46.27	1.07	23.98	1.14	-11.57	0.62	OAC
3354.34210	0.233	-48.64	1.05	28.44	1.13	-10.19	0.40	OAC

[a] Jour Julien héliocentrique au milieu de la période d'exposition.
[b] Pics de la CCF mélangés.
[c] OHP = Observatoire de Haute-Provence ; OAC = Osservatorio Astrofisico di Catania.

La phase orbitale a été calculée en accord avec l'éphéméride $HJD_{\text{inf.conj.}} = 2\,452\,010.7086 + 4.9543 \times E$, où la phase zéro correspondant avec la date de la conjonction inférieure de la primaire. Dans cette formule, la période orbitale vaut 4.9543 jours tandis que le paramètre E indique le nombre de rotation entre la phase zéro et le jour de l'observation.

TAB. IV.5 – Paramètres orbitaux des trois systèmes triples.

Nom	HJD0 (2 450 000+)	P_{orb} (days)	e	ω (°)	γ ($km\,s^{-1}$)	k ($km\,s^{-1}$) [P/S]	$M \sin^3 i$ ($M_\odot$) [P/S]	M_P / M_S
RasTyc 0524+6739	2212.02(5) [a]	3.65884(2)	0.042(3)	294(5)	−13.4(2)	82.2(3)/84.5(3)	0.889(6)/0.865(6)	1.028(4)
RasTyc 1828+3506	3565.95(4) [b]	7.595(5)	0	—	−21.5(4)	72.4(5)/73.7(5)	1.24(2)/1.22(2)	1.018(9)
RasTyc 2034+8253	2471.3(3) [b]	4.9543(2)	0	—	−11.2(3)	38.8(3)/39.5(3)	0.124(2)/0.122(2)	1.02(1)

[a] Jour Julien héliocentrique lors du passage au périastron.
[b] Jour Julien héliocentrique de la conjonction inférieure de la primaire (la plus massive).

Les erreurs sur le dernier chiffre significatif de chaque valeur listée sont mises entre parenthèses. P = Primaire et S = Secondaire.

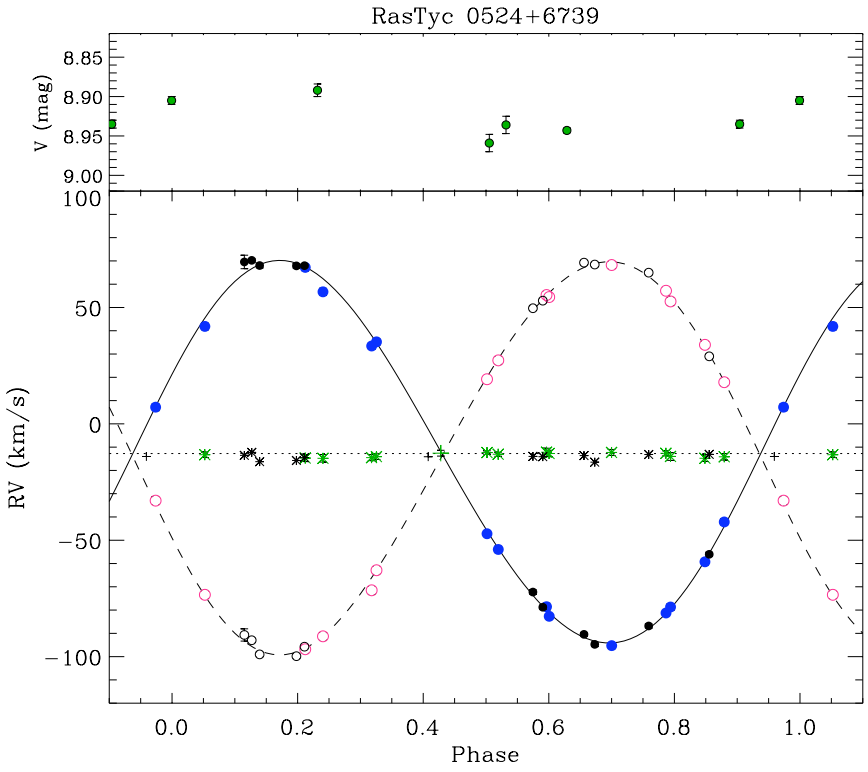


FIG. IV.5 – Courbes de vitesse radiale de RasTyc 0524+6739 *(boîte inférieure)*. Les grands symboles font référence aux données du spectrographe AURELIE tandis que les plus petits sont utilisés pour ceux du spectrographe FRESCO. Des cercles pleins et ouverts réfèrent aux composantes primaire et secondaire de la binaire interne, respectivement. Dans chaque panneau, les lignes en continu et en tirets représentent les solutions orbitales pour la composante primaire et secondaire, respectivement, alors que la ligne en pointillé symbolise le barycentre de la binaire interne. Les astérisques et les "plus" sont utilisées pour la troisième composante et pour les valeurs de RV "mélangées", respectivement. Toutes les erreurs de RV sont inférieures ou comparables à la taille des symboles. La photométrie est également affichée en fonction de la phase orbitale *(boîte supérieure)*.

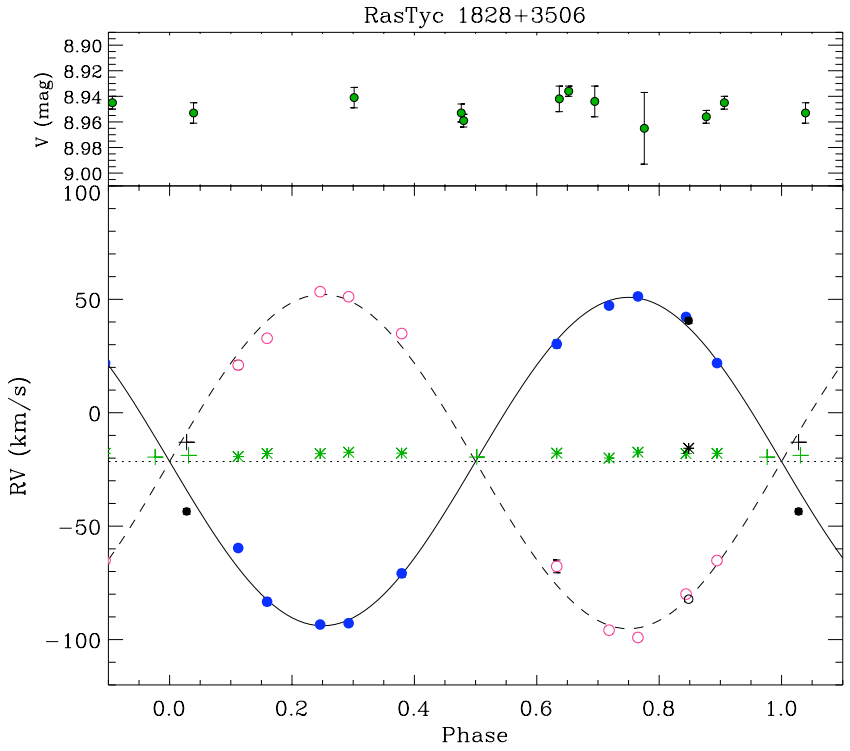


FIG. IV.6 – Courbes de vitesse radiale de RasTyc 1828+3506 (voir Fig. IV.5 pour les symboles). Cependant, des cercles ouverts et pleins réfèrent aux composantes primaire et secondaire de la binaire interne, respectivement.

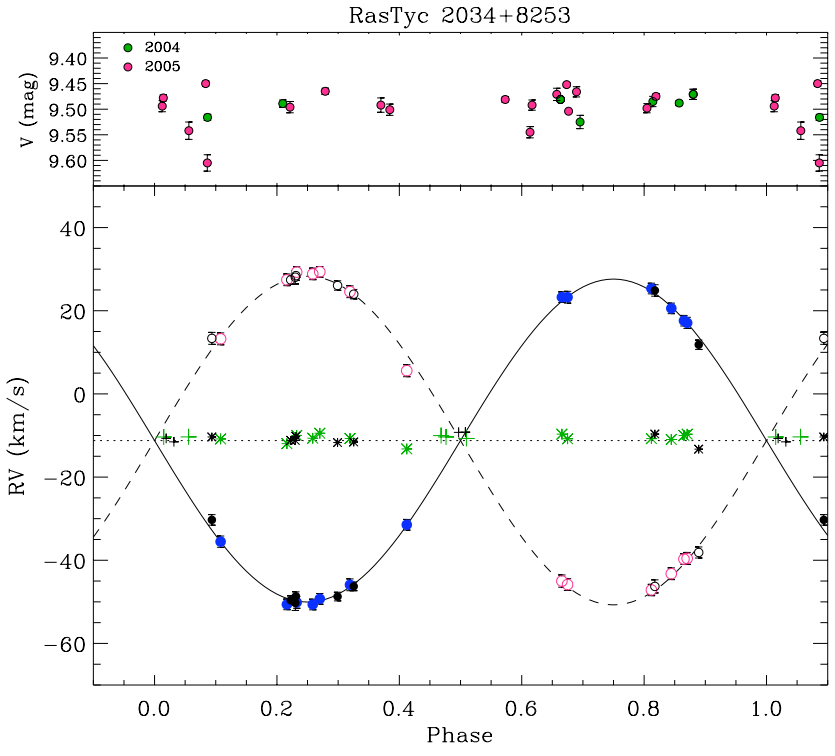


FIG. IV.7 – Courbes de vitesse radiale de RasTyc 2034+8253 (voir Fig. IV.6 pour les symboles).

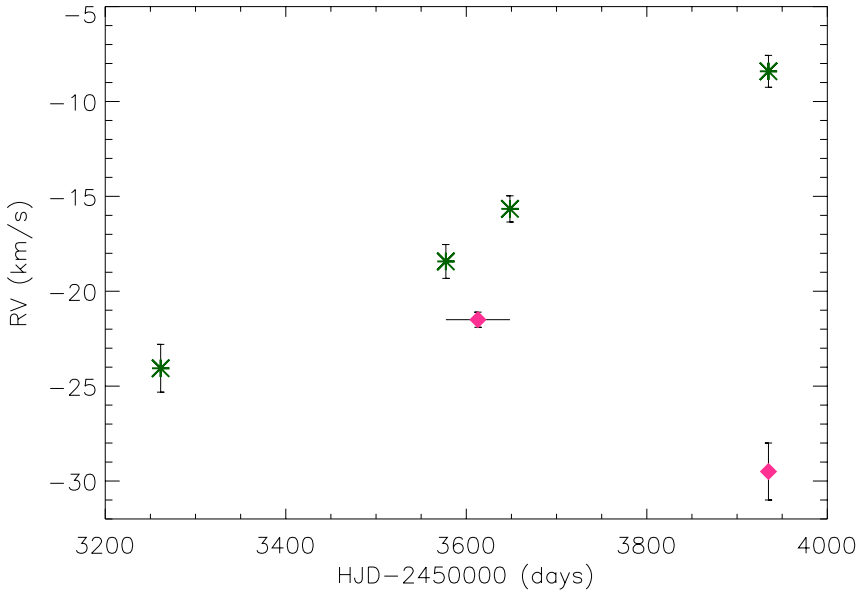


FIG. IV.8 – Variation de la RV de la troisième composante du système RasTyc 1828+3506 (astérisques) durant les quatre saisons d'observations conduites entre 2004 et 2006. Les RV du barycentre de la binaire interne en 2005 et 2006 sont également affichées avec les deux losanges.

et un algorithme d'ajustement de trois gaussiennes pour résoudre les pics, s'ils sont partiellement mélangés. Lors des phases orbitales proches des conjonctions, un seul pic est visible dans la CCF impliquant qu'on ne peut en déduire qu'une RV moyenne .

Les mesures de RV de ces nouveaux systèmes sont listées dans les tables IV.2, IV.3 et IV.4 qui sont également accessibles sous forme électronique au CDS[1] ainsi que leurs erreurs standards.

Les courbes de RV de ces trois systèmes sont affichées en Figs. IV.5, IV.6 et IV.7. Initialement, nous avons cherché des orbites excentriques et avons trouvé des excentricités relativement faibles ($e = 0.042 \pm 0.003$, $e = 0.026 \pm 0.007$, et $e = 0.020 \pm 0.012$ pour RasTyc 0524+6739, RasTyc 1828+3506, and RasTyc 2034+8253, respectivement). Donc, suivant le précepte de Lucy & Sweeney (1971, Eq. 22), nous considérons que seule l'excentricité du système RasTyc 0524+6739 est significative et avons adopté $e = 0$ (orbite circulaire) pour les deux autres. La routine CURVEFIT (Bevington 1969) a été utilisée pour ajuster les courbes de RV obtenues. Les principaux paramètres orbitaux et leurs incertitudes données par l'algorithme sont listés dans la Table IV.5 dans laquelle les indices P et S font référence aux composantes primaire (la plus massive) et secondaire des binaires internes, respectivement.

Pour les systèmes avec les deux périodes orbitales les plus courtes, la valeur de RV de la troisième composante ne change pas de manière significative durant les différentes saisons des observations et cette valeur est très proche (voire même égale) de la vitesse barycentrique (γ) de la binaire interne (Figs. IV.5 et IV.6) ce qui implique des périodes orbitales très longues pour la composante tertiaire de ces systèmes (cf., p. ex., Guillout *et al.* 2006, Montes *et al.* 2007). Au contraire, la troisième composante de RasTyc 1828+3506 (Fig. IV.7) a, en 2005, une RV systématiquement plus grande que celle du barycentre de la binaire interne d'environ 3.3 km s^{-1}. De plus, nous trouvons une variation très significative (plus de 15 km s^{-1}) durant les quatre saisons de nos observations. Cette variation de RV dans le temps est illustrée Fig. IV.8. Par conséquent, nous n'avons utilisé que les données provenant de l'OHP et de l'OAC de 2005 pour déterminer les paramètres orbitaux.

[1] via anonymous FTP to `cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5)` or via `http ://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/qcat ?J/A+A/ ?/ ?`

TAB. IV.6 – Données photométriques et distance photométrique estimées pour chaque système.

Nom	V (mag)	$B-V$ (mag)	$U-B$ (mag)	Dist. (pc)
RasTyc 0524+6739	8.892(7) [a]	0.773(7)	0.235(9)	75 ± 20
RasTyc 1828+3506	8.951(8)	0.578(6)	0.015(8)	115 ± 25
RasTyc 2034+8253	9.49(2)	0.96(1)	0.70(3)	80 ± 20

[a] Magnitude V obtenue lors de la brillance maximale.

L'erreur sur le dernier chiffre significatif de chaque valeur est montrée entre parenthèses.

Les quatre mesures de RV obtenues à l'OAC en 2006 nous ont permis d'estimer la vitesse barycentrique $\gamma = -29.5 \pm 1.5\,\mathrm{km\,s^{-1}}$ pour cette période en adoptant les valeurs de demi-amplitudes ($k_P = 72.4\,\mathrm{km\,s^{-1}}$ and $k_S = 73.7\,\mathrm{km\,s^{-1}}$) trouvées à partir des données de 2005. Nous ne pouvons pas évaluer la période de cette troisième composante, mais nous pouvons argumenter qu'elle doit être plus grande que 6 ans. De futures observations sont déjà planifiées pour nous permettre d'obtenir la solution orbitale de cette troisième composante.

3.2 DÉTERMINATION DE LA VITESSE DE ROTATION

La vitesse de rotation projetée ($v \sin i$) a été déterminé à partir des CCFs des spectres AURELIE suivant une méthode similaire à celle de Queloz *et al.* (1998). Nous avons établi des calibrations reliant la largeur de la CCF et $v \sin i$ sur un ensemble de spectres synthétiques ayant différents $v \sin i$ (cf., Guillout *et al.* 2008) dont le principe a déjà été expliqué (Chapitre II, § 2.1.5). À partir de ces relations, nous obtenons la $v \sin i$ de chaque composante en analysant les spectres acquis loin des conjonctions quand la CCF présente trois pics significatifs séparés. À notre résolution, des déterminations fiables ne sont seulement possibles que pour $v \sin i \geq 5\,\mathrm{km\,s^{-1}}$. Nous obtenons des valeurs de $v \sin i$ nettement différentes de zéro seulement pour les composantes de la binaire interne des systèmes RasTyc 0524+6739 et RasTyc 1828+3506. Toutes les composantes tertiaires ainsi que celles de la binaire interne de RasTyc 2034+8253 ont $v \sin i < 5\,\mathrm{km\,s^{-1}}$. Les valeurs moyennes de $v \sin i$ sont listées dans la Table IV.7 avec leurs erreurs standards.

3.3 PHOTOMÉTRIE

Le suivi photométrique de nos sources dans les bandes UBV nous a permis de déterminer les magnitudes moyennes et les indices de couleur ainsi que de détecter certaines variations photométriques. Ces différentes valeurs sont reportées dans la Table IV.6.

Le système ayant la période orbitale la plus courte, RasTyc 0524+6739, est le seul qui montre une variation clairement visible et légèrement corrélée avec la période orbitale. Malheureusement, à cause de mauvaises conditions météorologiques au cours de la saison d'observations hivernale, des données photométriques ont été obtenues uniquement pour six nuits ce qui est très insuffisant pour couvrir entièrement la courbe de lumière. De plus, nous estimons que l'amplitude de la magnitude V est d'environ de $0\overset{\mathrm{m}}{.}07$.

En qui concerne RasTyc 1828+3506 et RasTyc 2034+8253, il n'y a aucune indication d'une modulation de la magnitude V en dépit du grand nombre de données. Néanmoins, nous trouvons certaines indications d'une variation stochastique pour RasTyc 2034+8253 dont la magnitude varie dans le domaine $9\overset{\mathrm{m}}{.}45 - 9\overset{\mathrm{m}}{.}60$ avec des erreurs inférieures à $0\overset{\mathrm{m}}{.}02$. Cependant, aucune périodicité évidente n'a été trouvée à partir de ces données.

La détection d'une modulation uniquement pour le système avec la période orbitale la plus

courte ($P_{\rm orb} \simeq 3.6$ jours) est en accord avec le fait que la rotation synchrone et les effets gravitationnels dans des systèmes relativement serrés contribuent ensemble à augmenter l'activité. De plus, l'interaction gravitationnelle dans ces systèmes mène à une synchronisation des périodes orbitale et rotationnelle des deux composantes. Melo *et al.* (2001) montrèrent que la synchronisation est déjà atteinte au cours de la phase pré-séquence principale (PMS) pour les systèmes ayant des étoiles de type solaire avec $P_{\rm orb} \leq 7.56$ jours. Donc, toutes les binaires internes des systèmes étudiés qui apparaissent comme étant plus âgés que la phase PMS (cf. § 3.6 et 3.7), doivent déjà être synchronisés et circularisés. Le manque de variation photométrique dans le système RasTyc 1828+3506 pourrait être relié à la fois à une période orbitale/rotationnelle relativement longue (7.595 jours) et à des types spectraux relativement précoces de ces différentes composantes possédant des enveloppes convectives très peu profondes et, par conséquent, une action dynamo réduite par rapport aux étoiles tardives pour un même taux de rotation, ou encore, elle pourrait être la conséquence d'une phase de minimum d'activité comparable au minimum de Maunder de l'activité solaire.

3.4 TYPES SPECTRAUX ET PARAMÈTRES STELLAIRES

Dans le but d'avoir une première indication des types spectraux de ces objets, nous avons appliqué le code ROTFIT (Frasca *et al.* 2003, 2006) aux spectres acquis durant les conjonctions où un seul pic est visible dans la CCF. À partir de ce code, nous trouvons des types spectraux G8-9V, G2-3V, et K1-2V ainsi que des températures effectives d'environ 5400, 5700, et 5100 K pour RasTyc 0524+6739, RasTyc 1828+3506 et RasTyc 2034+8253, respectivement.

Afin d'évaluer le type spectral de chaque composante prise individuellement, nous avons analysé les spectres pour lesquels la CCF montre trois pics distincts. Nous avons utilisé un second code IDL estimant le type spectral, les paramètres astrophysique (APs) et la contribution du flux du continu de la troisième composante. Dans ce code, similaire à ROTFIT, nous fixons le $v \sin i$ du spectre de l'étoile pour l'ajustement et nous laissons comme paramètres libres le type spectral (en utilisant une grille de spectres ELODIE dont les APs sont connus) ainsi que la contribution relative du spectre composite. Le type spectral et la contribution du continu qui donnent la meilleure reproduction de la composante analysée sont trouvés par une minimisation du χ^2, comme c'est également le cas pour ROTFIT. La soustraction du spectre ajusté pour cette composante nous fournit le spectre "propre" de la binaire interne qui pourrait être analysé avec le code COMPO2 de manière usuelle. COMPO2 est un autre code IDL développé au sein de notre équipe (Frasca *et al.* 2006) qui permet de déterminer la classification spectrale et la contribution relative du flux de continu pour chaque composante de la binaire interne par une minimisation du χ^2. La Figure IV.9 illustre les résultats de cette procédure tandis que les paramètres trouvés pour chaque composante de ces systèmes sont listés dans la Table IV.7. À partir de la distribution des meilleures combinaisons spectrales, nous en avons déduit une incertitude d'environ 1.5 sous-classes spectrales. Cependant, pour la composante la plus froide des systèmes étudiés (c'est à dire la troisième composante de RasTyc 0524+6739), nous estimons que l'incertitude est de plus de 2 sous-classes spectrales car le type spectral trouvé est à la limite de la grille de spectres ELODIE utilisée. Les valeurs des APs – température effective ($T_{\rm eff}$), gravité ($\log g$) et métallicité ([Fe/H]) – sont les moyennes pondérées des 100 meilleures combinaisons des spectres de référence. Tous ces paramètres sont reportées dans la Table IV.7 ainsi que leurs erreurs standards.

Les contributions relatives du continu des troisième composantes sont en accord avec les types spectraux trouvés. De plus, la température effective moyenne et le type spectral trouvé avec ROTFIT pour chaque système sont en accord avec les indices de couleurs "combinés" mesurés. Au vu des $\log g$ et [Fe/H] et malgré des erreurs assez importantes, nous pouvons affirmer que les trois systèmes sont formés d'étoiles de séquence principale ayant une métallicité solaire.

Bien que la configuration de la CCF des systèmes RasTyc 1828+3506 et RasTyc 2034+8253 laisse suggérer que la troisième composante est plus brillante que chaque composante de la binaire interne prise individuellement, les poids obtenus (Table IV.7) pour RasTyc 1828+3506 sont en conflit avec la profondeur des pics. Cependant, ce désaccord est levé en prenant en compte des types spectraux plus précoces ainsi que des vitesses de rotation nettement plus importantes pour ces

TAB. IV.7 – Paramètres astrophysiques pour chaque composante des trois systèmes triples.

Paramètre	Primaire (P)	Secondaire (S)	Tertiaire (T)
RasTyc 0524+6739 :			
$T_{\rm eff}(K)$	5350 ± 280	5270 ± 270	4700 ± 450
$\log g$	4.2 ± 0.3	4.2 ± 0.4	4.2 ± 0.4
$[Fe/H]$	-0.21 ± 0.18	-0.24 ± 0.21	-0.12 ±0.11
$v \sin i$ (km s^{-1})	12 ± 2	12 ± 3	< 5
Poids	0.45 ± 0.05	0.43 ± 0.05	0.12 ± 0.02
Type Spectral	G9V	G9V	K5V
RasTyc 1828+3506 :			
$T_{\rm eff}(K)$	5800 ± 400	5800 ± 350	5480 ± 300
$\log g$	4.2 ± 0.2	4.2 ± 0.2	4.3 ± 0.2
$[Fe/H]$	-0.27 ± 0.17	-0.24 ± 0.18	-0.21 ±0.12
$v \sin i$ (km s^{-1})	12 ± 1	11 ± 2	< 5
Poids	0.38 ± 0.08	0.33 ± 0.08	0.29 ± 0.03
Type Spectral	G1V	G1V	G4V
EW(Li) (Å)	—	—	49 ± 15
$\log N$(Li)	—	—	1.8 – 2.0
RasTyc 2034+8253 :			
$T_{\rm eff}(K)$	4960 ± 260	4920 ± 300	5090 ± 200
$\log g$	4.3 ± 0.2	4.4 ± 0.2	4.4 ± 0.2
$[Fe/H]$	-0.23 ± 0.24	-0.23 ± 0.23	-0.05 ± 0.17
$v \sin i$ (km s^{-1})	< 5	< 5	< 5
Poids	0.31 ± 0.04	0.30 ± 0.04	0.39 ± 0.04
Type Spectral	K3V	K3V	K1V
EW(Li) (Å)	72 ± 20	76 ± 10	96 ± 14
$\log N$(Li)	1.9 – 2.0	1.9 – 2.0	1.9 – 2.0

deux composantes que ceux de la troisième composante.

3.5 DÉTERMINATION DES DISTANCES PHOTOMÉTRIQUES

Nous avons utilisé les différentes températures effectives dérivées (§ 3.4) pour déterminer la magnitude absolue visuelle (M_V) de chaque composante en utilisant les tables de calibration $T_{\rm eff} - M_V$ pour les étoiles de séquence principale (Cox 2000). En appliquant l'équation III.24, nous obtenons la magnitude absolue moyenne de chaque système. À partir de ces magnitudes absolues et des magnitudes V obtenues à l'observatoire de Catane, nous estimons leurs distances photométriques (Table IV.6).

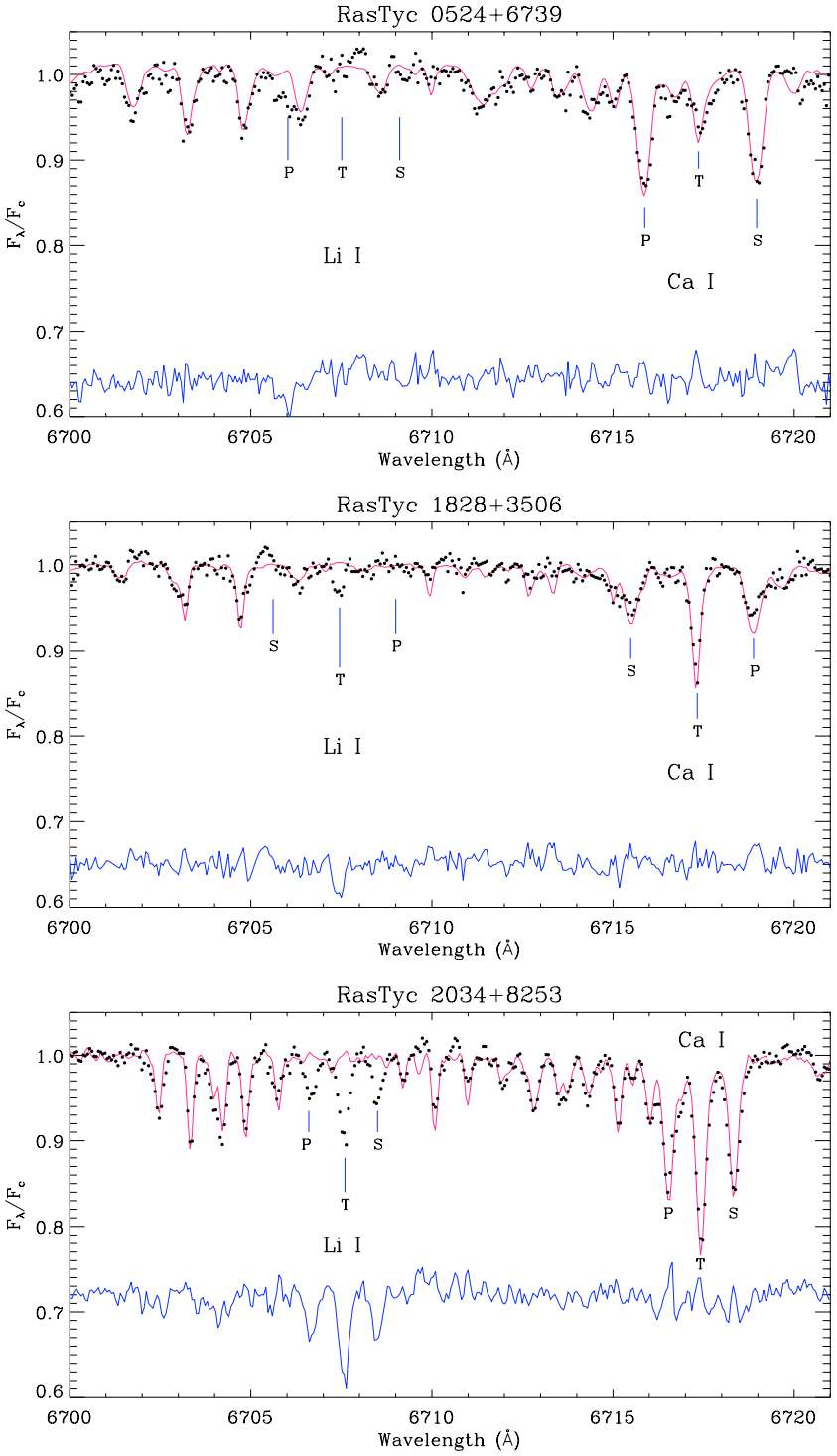


FIG. IV.9 – Ajustement des spectres des trois systèmes triples par un spectre de référence dans la région spectrale contenant les raies de Li I λ6707.8 Å et de Ca I λ6717.7 Å dans un spectre de haute résolution des trois systèmes triples (points noirs). Le spectre de référence construit en sommant trois spectres d'étoiles standard ainsi que l'emplacement des raies du lithium et du calcium pour les trois composantes de ces systèmes sont également affichés par-dessus avec une ligne continue en rose et avec des lignes verticales, respectivement (Table IV.7). Nous notons l'absence des trois absorptions de Li I dans chaque spectre de référence. La différence entre le spectre observé et celui de référence est aussi montrée *(ligne continue en bleue)*.

3.6 CONTENU EN LITHIUM ET ÂGE

À partir de tous les spectres obtenus près des quadratures (séparation de longueur d'onde maximale), nous appliquons la technique de "soustraction spectrale" (cf., p. ex., Frasca & Catalano 1994, Montes *et al.* 1995) pour mesurer la largeur équivalente de Li I ($EW(Li)$) de chaque composante stellaire (Fig. IV.9). Nous utilisons les calculs de Pavlenko & Magazzu (1996) pour déduire une abondance du lithium ($\log N$(Li)). Bien que l'abondance du lithium ne peut pas être simplement convertie en âge, nous estimons l'âge en comparant la valeur de $\log N$(Li) trouvée à celle des étoiles des Pléiades et des Hyades ayant la même température (p. ex., Soderblom *et al.* 1993, Jeffries 2000). Nous reportons les mesures de $EW(Li)$ et de $\log N$(Li) pour chaque composante de ces trois systèmes dans la Table IV.7.

Pour RasTyc 0524+6739, il n'y a pas signe de la présence de la raie Li I (Fig. IV.9, en haut) pour aucune des trois composantes du système. Cependant, pour les types spectraux trouvés, même une abondance modérée en lithium permettrait la détection de la raie de Li I. Par conséquent, ce système doit être plus âgé qu'une étoile de même type appartenant à l'amas ouvert des Hyades (soit ≈ 625 Ma, Perryman *et al.* 1998)

Seul la composante tertiaire de RasTyc 1828+3506 montre une faible raie de Li I (Fig. IV.9, au milieu). Nous évaluons $EW(Li) = 49 \pm 15$ mÅ pour cette composante et $\log N$(Li) dans la gamme $1.8 - 2.0$. Cette valeur est comparable, ou légèrement supérieure, à celle des étoiles des Hyades mais significativement inférieure à celle des étoiles des Pléiades. Par conséquent, nous estimons un âge entre 400 et 625 Ma.

Finalement, pour RasTyc 2034+8253, la raie d'absorption de Li I de chacune des trois composantes est clairement observée (Figs. IV.1 et IV.9, en bas). Nous évaluons $EW(Li) = 72 \pm 20$, 76 ± 10, et 96 ± 14 mÅ, pour la composante primaire, secondaire et tertiaire, respectivement. Nous déduisons $\log N$(Li) dans l'intervalle $1.9 - 2.0$ pour toutes les composantes du système. Par conséquent, l'abondance du lithium des trois étoiles de ce système est très similaire et renforce l'idée d'une origine commune de toutes les composantes. La valeur de $\log N$(Li) trouvée est comparable, ou légèrement inférieure, à celle des étoiles des Pléiades et significativement supérieure à celle des étoiles des Hyades. Par conséquent, nous estimons un âge de 100 et 300 Ma.

3.7 CINÉMATIQUE

Nous dérivons les composantes (U, V, W) des vitesses spatiales de ces trois systèmes triples en utilisant l'estimation de leur distances photométriques que nous avons évaluées (§ 3.5), les mouvements propres et les vitesses radiales barycentriques de chaque binaire interne (Table IV.5) en utilisant la procédure UVW_GAL_ERROR (cf. Chapitre III, § 2.2). Nous avons préféré exprimer les vitesses héliocentriques dans le système de coordonnées dans lequel les composantes U, V, et W de vitesse sont dirigées suivant l'anti-centre galactique, la direction de la rotation galactique et celle du pôle nord galactique, respectivement. L'ensemble de ces vitesses spatiales ainsi que les erreurs associées sont listées dans la table IV.8.

Les diagrammes U–V, U–W, et V–W des trois systèmes triples *RasTyc* sont montrés dans les Figs. IV.10, IV.11, et IV.12. On y a également affiché la position des cinq courants d'étoiles jeunes les plus étudiés (Chapitre III) en accord avec Montes *et al.* (2001, Table 1). On a également mis sur ces diagrammes (avec des symboles différents) les étoiles déjà connues comme des possibles membres de ces différents courants (Montes *et al.* 2001), en d'autres termes, celles qui satisfont à au moins l'un des deux principaux critères d'Eggen (1958, 1995) comme je l'ai déjà décrit précédemment (Chapitre III, § 3.4). La localisation de la population du disque jeune (YD – à l'intérieur du polygone) ($Age < 2$ milliards d'années) dans le voisinage solaire selon Eggen (1996) et celle du disque vieux (OD) sont également présentées sur le diagramme U–V (Fig. IV.10).

Les vitesses spatiales de ces trois systèmes sont compatibles avec la population du disque jeune (Fig. IV.10). En nous basant sur les deux méthodes que nous avons développées et implémentées (Chapitre III, § 3.1 et § 3.2), nous avons déterminé leur probabilité d'appartenance aux cinq courants cités précédemment (Montes *et al.* 2001). Nous trouvons que les vitesses spatiales

TAB. IV.8 – Paramètres cinématique des trois systèmes triples.

Nom	Âge estimé (Myr)	U (km s^{-1})	V (km s^{-1})	W (km s^{-1})	Courant d'étoiles	Probabilité (%)
RasTyc 0524+6739	> 625	-16.1 $\pm$ 1.9	-1.1 $\pm$ 1.9	0.6 $\pm$ 1.5	UMa	5 – 35
RasTyc 1828+3506	400 – 625	8.5 $\pm$ 1.0	-15.6 $\pm$ 1.0	-13.7 $\pm$ 1.9	Pleiades	25 – 55
RasTyc 2034+8253	100 – 300	19.1 $\pm$ 4.1	-14.0 $\pm$ 2.0	-17.3 $\pm$ 4.8	IC 2391	5 – 15

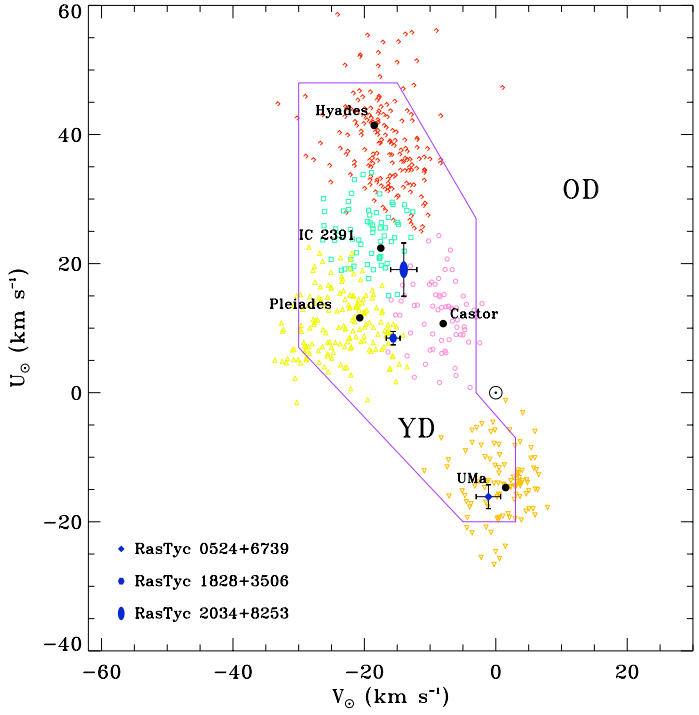


FIG. IV.10 – Diagramme U–V des trois systèmes triples *RasTyc* . Les composantes moyennes de vitesse (points noirs) de certains groupes cinématiques d'étoiles jeunes et celles de certains membres de ces groupes (Montes *et al.* 2001) sont également marquées (des symboles carré, triangle, cercle, triangle renversé et "U" pour le superamas IC 2391, les MG Pléiades, Castor, UMa et le superamas Hyades, respectivement). La localisation de la population du disque jeune (YD) et du disque vieux (OD) (Eggen 1996) sont également indiquées.

de RasTyc 0524+6739, RasTyc 1828+3506, et RasTyc 2034+8253 peuvent être compatible avec celles de membres des courants de UMa, des Pléiades et de IC 2391, respectivement (Figs. IV.10, IV.11, et IV.12). Utilisant uniquement la cinématique, RasTyc 1828+3506 pourrait être considéré comme un nouveau membre des Pléiades. Par contre, en ce qui concerne les deux autre systèmes, leurs probabilités ne sont pas suffisamment hautes pour tirer des conclusions fiables.

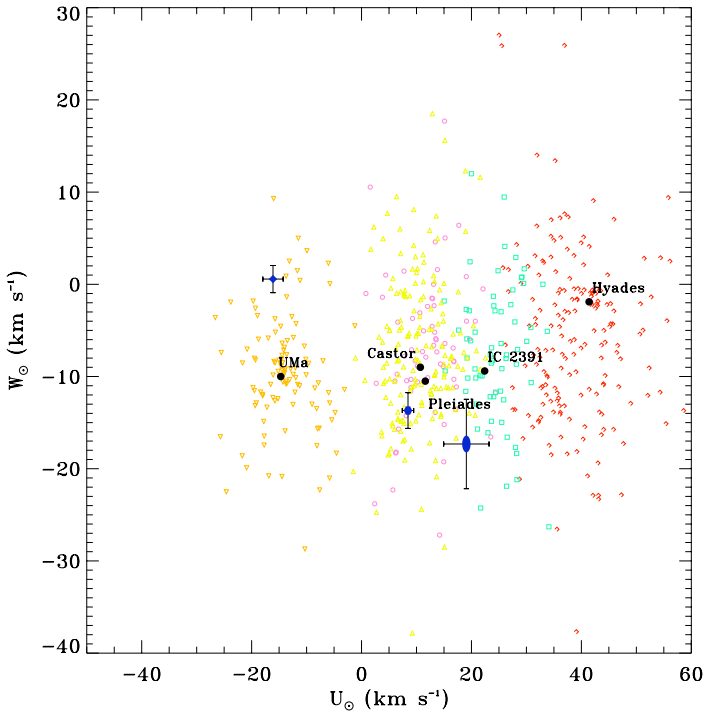


FIG. IV.11 – Le diagramme U–W des trois systèmes triples *RasTyc* . Les symboles sont les mêmes que dans la Figure IV.10.

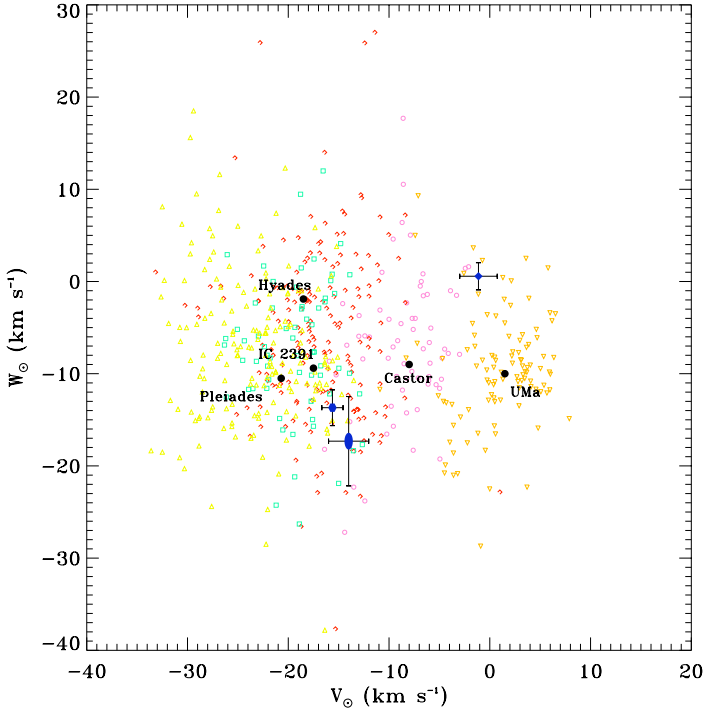


FIG. IV.12 – Le diagramme V–W des trois systèmes triples *RasTyc* . Les symboles sont les mêmes que dans la Figure IV.10.

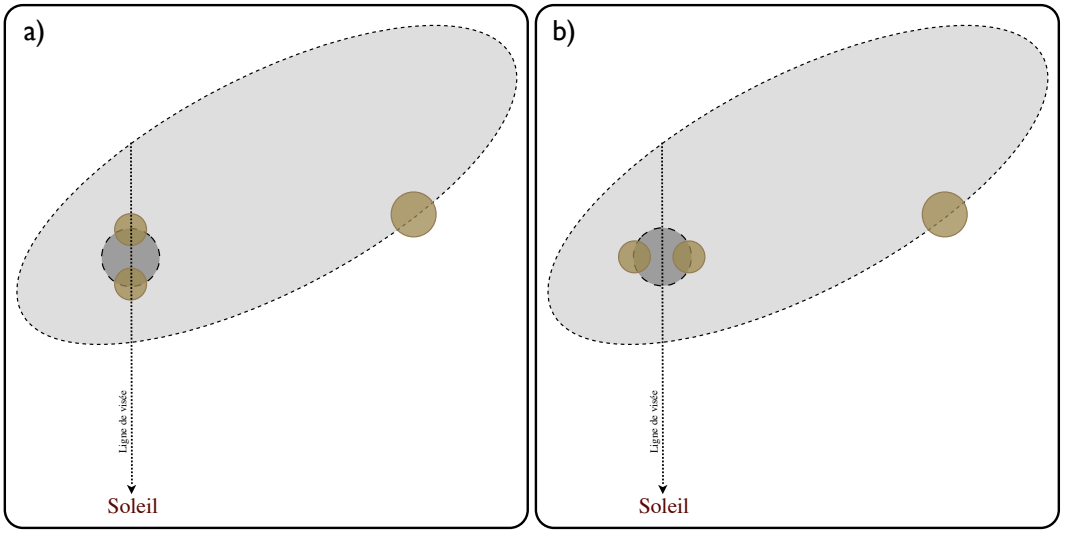


FIG. IV.13 – Schématisation de la configuration spatiale de nos systèmes triples pouvant expliquer les différentes CCFs obtenues lors de notre étude. Lorsqu'ils sont observés dans la position *(a)* seul un pic de corrélation est visible (p. ex., Fig. IV.4, à droite), alors que, dans la position *(b)*, nous avons accès aux trois vitesses radiales (p. ex., Fig. IV.4, à gauche).

4 Discussion

Les résultats obtenus lors de la détermination des paramètres astrophysiques nous ont permis de comparer les propriétés de ces nouveaux systèmes avec celles des étoiles déjà connues comme systèmes triples dans la littérature (§ 4.1). Ce travail n'est qu'une première étape menant à une caractérisation complète des systèmes multiples découverts dans les relevés du ciel dans la bande des rayons X mous. Dans la littérature, on trouve plusieurs critères concernant la stabilité dynamique des systèmes triples. Nous discutons de la stabilité de nos systèmes en utilisant leurs éléments orbitaux (§ 4.2). Enfin, l'utilisation combinée de la cinématique et de l'abondance en lithium nous a permis de faire une estimation leur âge (§ 4.3).

4.1 PROPRIÉTÉS GLOBALES DES SYSTÈMES TRIPLES

Comme la grande majorité des systèmes triples connus (Tokovinin 1997, 1998, 1999, 2004, Tokovinin & Gorynya 2001, Tokovinin & Smekhov 2002, Tokovinin & Gorynya 2007), chacune de nos sources consiste en une binaire interne de courte période avec une troisième étoile orbitant autour, dans une orbite de longue période (Fig. IV.13). Ces systèmes sont donc dans une configuration dite "hiérarchique" (Evans 1968).

Nous trouvons que la contribution en flux des deux composantes de chaque binaire interne est très similaire (Table IV.7), c'est-à-dire que le rapport des luminosités provenant de ces 2 étoiles est $\simeq 1$. Ceci est parfaitement compatible avec un rapport de masse (M_P/M_S) proche de 1 dérivé de la solution pour les courbes de vitesses radiales, à la condition que ces deux étoiles"jumelles" (*twin* stars) soient sur la séquence principale (MS).

Tokovinin *et al.* (2006) ont montré que les distributions du rapport de masse pour les binaires spectroscopiques possédant ou non une troisième composante sont presque uniformes avec un léger excès de "twins" pour celles ayant une troisième étoiles orbitant autour. Nos résultats, bien que non-significatifs statistiquement, semblent confirmer cet excès.

Il convient de noter que les périodes de tous ces systèmes sont inférieures à ou très proches de 7.56 jours qui est la valeur limite estimée (Melo *et al.* 2001) pour que les binaires pré-séquence principale (PMS) aient une orbite circulaire. D'après Zahn & Bouchet (1989), la période limite

est comprise entre $7.2-8.5$ jours pour les binaires serrées de type tardif ayant des masses dans l'intervalle $0.5-1.25\,M_{\odot}$, dépendant de la masse et des hypothèses sur les conditions initiales. Comme tous ces systèmes sont plus âgés que les étoiles pré-séquence principale, ils devraient donc tous déjà être circularisés ce qui est partiellement en accord avec les résultats obtenus à partir des courbes de vitesses radiales. RasTyc 0524+6739 est le seul système pour lequel nous trouvons une excentricité significativement différente de zéro ($e \simeq 0.04$), mais cette valeur est relativement faible. De plus, les périodes orbitales des binaires internes se trouvent autour du pic observé par Tokovinin *et al.* (2006) dans l'histogramme des binaires spectroscopiques ayant une troisième composante.

Lafrenière *et al.* (2008) assignèrent à chaque membre de leurs systèmes triples la lettre A, B ou C en se basant sur leurs magnitudes $K_{\rm s}$, où la lettre A désigne la composante la plus brillante (et la plus massive si toutes les étoiles sont sur la séquence principale). Ils utilisèrent également la convention consistant à mettre entre parenthèses les deux composantes formant la binaire interne et mirent en évidence que les configurations les plus couramment trouvées sont A,(B,C) et (A,B),C pour les 6 systèmes PMS, ce qui implique que les composantes des binaires internes tendent à avoir les même masses (les deux plus grandes ou les deux plus petites masses). Correia *et al.* (2006) trouvèrent des résultats similaires pour un autre échantillon composé de 10 sources PMS. En nous basant sur cette nomenclature, nous trouvons un système (RasTyc 2034+8253) et deux systèmes (RasTyc 0524+6739 et RasTyc 1828+3506) dans les configurations A,(B,C) et (A,B),C, respectivement. Bien que nos sources apparaissent être plus âgées que la phase PMS, les configurations que l'on trouve sont similaires à celles typiquement rencontrées pour des étoiles plus jeunes. Donc, la découverte et l'étude de nouveaux systèmes triples, tels que ceux étudiés dans cette thèse, peuvent contribuer à une meilleure compréhension de la formation et de l'évolution des binaires serrées et des systèmes multiples dans le voisinage solaire.

De plus, Mayor & Mazeh (1987) and Tokovinin *et al.* (2006) étudièrent un échantillon de binaires (25 et 62, respectivement) pour découvrir de nouveaux systèmes multiples. D'après ces auteurs, la composante la plus massive est principalement située dans les binaires internes. En particulier, Tokovinin *et al.* (2006) trouvèrent qu'une petite fraction ($17\,\% \pm 4\,\%$) de systèmes dans lesquels la composante primaire n'était pas la composante la plus massive. Nos résultats semblent être en accord avec ceux de ces auteurs et doivent être confirmés par l'étude d'un échantillon composé d'un plus grand nombre de systèmes multiples. Des travaux futurs porterons sur le suivi et l'analyse complète des autres systèmes multiples découverts dans l'échantillon *RasTyc* afin d'aboutir à un éclairsissement pour l'ensemble de ces questions.

4.2 STABILITÉ DYNAMIQUE DES SYSTÈMES TRIPLES

Orlov & Petrova (2000) étudièrent la stabilité dynamique de 38 systèmes triples hiérarchiques sur la base des éléments orbitaux et des masses des différentes composantes qu'ils ont déterminé. En utilisant quatre critères différents de stabilité dynamique, ils conclurent que seulement $25\,\%$ des systèmes peuvent être instables, mais ils affirmèrent également "qu'il n'y a pas de critère universel statuant de la stabilité dynamique d'un système triple". Les systèmes hiérarchiques sont ceux pour lesquels la valeur du **degré de hiérarchie** (X) est le plus haut. Ce paramètre est défini comme le rapport entre la période externe (de la troisième composante par rapport à la binaire centrale) et la période interne (celle de la binaire serrée). Parmi les 10 systèmes possiblement instables, 9 systèmes ont un $X < 30$ alors que 27 des 28 systèmes stables ont, eux, un $X > 30$.

Dans le cas de RasTyc 0524+6739 et RasTyc 2034+8253, nous ne pouvons pas estimer la période externe en nous basant sur la courbes de vitesses radiales de la troisième composante en raison d'une trop faible amplitude. Ce comportement indique que la période de la troisième composante doit très certainement être longue (Guillout *et al.* 2006, Montes *et al.* 2007) et que le système doit, par conséquent, avoir un $X > 30$. Cependant, la troisième composante de RasTyc 2034+8253 a déjà pu être observée par Muller (1976). Nous reportons dans la Table IV.9 les mesures de l'angle de position (PA) et de la séparation trouvées dans la littérature. À partir des observations de Muller (1976, 1978, 1990) et Fabricius *et al.* (2002), cette composante semble avoir eu une évolution régulière entre 1971 et 1991 car ces deux paramètres augmentent constamment. Donc, sa période

TAB. IV.9 – Mesures de l'angle de position (PA) et de la séparation pour la troisième composante de RasTyc 2034+8253 indiquées dans les grands catalogues d'étoiles doubles.

Date	PA (°)	Séparation (arcsec)	Référence(s)
1971	90	0.3	WDS
1989	122	0.5	WDS, CCDM
1991	134.5	0.74	TDSC

WDS = Catalogue "*Washington Double Star*" (Worley & Douglass 1997)
CCDM = Catalogue "*Component of Double and Multiple Stars*" (Dommanget & Nys 2000)
TDSC = Catalogue "*Tycho Double Star*" (Fabricius *et al.* 2002)

orbitale doit être nettement plus grande que la période des observations (environ 20 ans) impliquant un $X \gg 1\,500$.

Les observations spectroscopiques lors du suivi de la source RasTyc 1828+3506 montrèrent une variation importante de la vitesse radiale de la troisième composante (de l'ordre de $15\,\mathrm{km\,s^{-1}}$) en l'espace de 3 années (Fig. IV.8). Ceci laisse suggérer que la période orbitale soit au moins le double de la durée d'observation (soit au minimum 6 ans) car cette variation est monotone. Cependant, elle ne doit très certainement pas excéder quelques dizaines années ce qui implique quand même un $X \geq 300$.

Sur la base de ce critère empirique déterminant la stabilité dynamique, nous pouvons conclure que **ces trois systèmes triples sont dans un état stable**.

De plus, notre échantillon et celui de Strassmeier *et al.* (2000) sont très comparables en terme de taille (près de 1100 sources), d'origine (l'expérience Hipparcos) et de population étudiée (les étoiles tardives). La principale caractéristique qui les différencie est le fait que l'échantillon *RasTyc* a été obtenu sur la base d'une sélection en rayons X, donc il est biaisée vers les étoiles les plus jeunes. Nous trouvons une importante fraction de sources identifiées comme systèmes triples (de l'ordre de 2 à 3 %) : au moins 10 sources parmi les étoiles observées avec le OHP T152 et au moins 3 avec le OHP T193 pour un sous-échantillon d'environ 600 sources alors que Strassmeier *et al.* (2000) ne trouvèrent que 2 sources SB3 ce qui correspond à une fraction de ≈ 0.2 %. Cette grande différence pose la question de l'évolution et de la stabilité de ce genre de système sur de longues échelles de temps.

4.3 ESTIMATION DE L'ÂGE

Comme ces trois systèmes sont composés de trois étoiles situées sur la séquence principale, la profondeur ou l'abondance du lithium (Li I) située à λ6707.8 Å peuvent être utilisées comme des indicateurs d'âge. En particulier, l'abondance peut en donner une première évaluation. De plus, la cinématique nous apporte une information complémentaire à ce sujet car il apparaît que ces trois systèmes appartiennent à la population du disque jeune dont l'âge est inférieur à 2 milliards d'années.

Pour RasTyc 0524+6739, sa position dans les diagrammes UVW l'associant au courant de UMa (avec une propabilité faible) est en conflit avec la non-détection de la raie du Li I dans les spectres. Par conséquent, nous ne pouvons considérer ce système comme un nouveau membre de ce courant d'étoiles jeunes.

En nous basant uniquement sur la cinématique, RasTyc 1828+3506 pourrait être un nouveau membre du courant des Pléiades dont l'âge est d'environ 100 Ma et dont les membres montrent

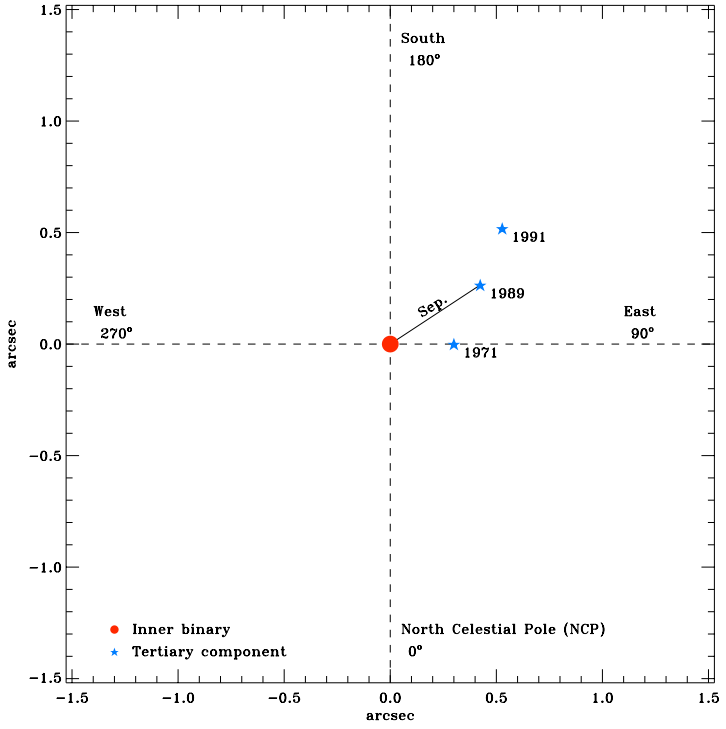


FIG. IV.14 – Évolution temporelle de la troisième composante de RasTyc 2034+8253. Les mesures de PA et de la séparation listées dans la Table IV.9 sont affiché sur le diagramme.

une forte absorption du lithium. Or, cette conclusion est en total désaccord avec la non-détection d'absorption de Li I dans ces spectres, à l'exception de sa troisième composante. Nous estimons pour ce système un âge compris entre 400 et 625 Ma. Donc, dû à ce conflit, ce système ne peut être considéré comme un nouveau membre de ce courant d'étoiles jeunes. Néanmoins, Chereul *et al.* (1998, 1999) montrèrent que ce dernier pouvait se décomposer en deux courants majeurs dont l'âge est de 10^7 et 10^9 ans. Par conséquent, cette source pourrait être en relation avec le courant plus âgé.

Nous pouvons clairement distinguer les raies du lithium pour les trois composantes dans les spectres de RasTyc 2034+8253. Nous estimons un âge dans l'intervalle 100 – 300 Ma ce qui est bien compatible avec sa position dans les diagrammes de vitesses spatiales. Cependant, ce système n'est que marginalement compatible avec le courant d'étoiles jeunes de IC 2391 contenant des populations d'objets de deux âges distincts : 80 et 250 Ma (Eggen 1991). L'accord entre l'âge cinématique et celui dérivé de l'abondance en lithium suggère que ce système pourrait être considéré comme un possible nouveau membre de ce courant.

5 Conclusion et perspectives

Dans ce chapitre, nous avons présenté **la découverte et l'étude détaillée de trois nouveaux systèmes triples faisant partie de l'échantillon *RasTyc* de sources X stellaires**. Ces trois systèmes ont **une configuration hiérarchique** et sont **composés d'une binaire interne de courte période plus d'une troisième composante orbitant autour sur une orbite de longue période**. À partir de spectres de haute et moyenne résolution, nous avons obtenu les courbes de vitesses radiales de leur binaire interne et dérivé les paramètres orbitaux. Les périodes orbitales de ces binaires sont comprises entre 3.5 et 7.6 jours et toutes les excentricités sont très faibles. Une analyse plus

approfondie des spectres à haute résolution nous a permis de dériver la composition spectrale et les paramètres astrophysiques de toutes les composantes de ces systèmes qui s'avèrent être des étoiles G-K de la séquence principale. Dans tous les cas, les composantes formant les binaires internes ont des masses, des types spectraux et des luminosités très semblables. En nous appuyant sur la cinématique et sur le contenu en lithium, nous trouvons que ces systèmes sont finalement assez jeunes. RasTyc 2034+8253 est le seul système dans lequel la raie de Li I λ6707.8 des trois composantes est clairement visible dans les spectres. Nous estimons que son âge est de 100 à 300 Ma. Il est le seul susceptible d'être membre d'un courant d'étoiles jeunes déjà connu, le courant IC 2391. Pour les deux systèmes restants, leur appartenance reste encore assez incertaine. De plus, bien que ces trois systèmes ne peuvent être considérés comme représentatifs de l'ensemble de la population des systèmes triples des relevés dans la bande de rayons X mous, la hiérarchie observée en période et en masse est en accord avec celle de la majorité des systèmes triples (Orlov & Petrova 2000). Finalement, ces trois systèmes ont des rapports de période (X) nettement supérieurs à 30 indiquant qu'ils sont très certainement des **systèmes triples stables et hiérarchiques**.

Le relevé spectroscopique d'un grand échantillon de plus de 500 sources *RasTyc* situées dans l'hémisphère nord (Chapitre II ; Guillout *et al.* 2008) a révélé que les systèmes multiples, d'un point de vue spectroscopique, en représentent une grande fraction. En particulier, au moins une dizaine de sources sont clairement identifiées comme de bons candidats pour être de nouveaux systèmes triples. De plus, l'importante fraction de ce type de systèmes dans notre échantillon, à comparer à celle obtenue dans les échantillons non sélectionnés sur la base des rayons X (cf. p. ex., Strassmeier *et al.* 2000), pose la question de leur évolution sur de longues échelles de temps. Une analyse détaillée de l'ensemble des systèmes découverts dans notre jeu de données est absolument nécessaire pour établir des conclusions statistiquement valables afin d'en tenir compte dans les modèles d'évolution galactique. Comme tous les objets *RasTyc* sont relativement proches, notre étude peut également contribuer à obtenir une meilleure compréhension de la formation et de l'évolution des binaires serrées et des systèmes multiples dans le voisinage solaire.

New triple systems in the RasTyc sample of stellar X-ray sources

A. Klutsch[1], A. Frasca[2], P. Guillout[1], R. Freire Ferrero[1], E. Marilli[2], G. Mignemi[1,3] et K. Biazzo[2,4]

Astronomy & Astrophysics, 2008, 490, 737

[1] Observatoire Astronomique, Université de Strasbourg & CNRS (UMR 7550), 11 rue de l'Université, 67000 Strasbourg, France

[2] INAF - Osservatorio Astrofisico di Catania, via S. Sofia, 78, 95123 Catania, Italy

[3] Dipartimento di Fisica e Astronomia, Università di Catania, via S. Sofia, 78, 95123 Catania, Italy

[4] ESO - European Southern Observatory, Karl-Schwarzschild-Str. 3, 85748 Garching bei München, Germany

Accepté le 22 Juillet 2008

Cette publication fait état de l'analyse détaillée des trois premiers systèmes triples (SB3) découverts dans l'échantillon *RasTyc* . Dans cet article, nous avons déterminé les éléments orbitaux, les propriétés cinématiques, les types spectraux et les paramètres astrophysiques de ces trois sources. La mise en évidence de la nature triple du système RasTyc 2034+8253 et la découverte des deux autres systèmes ont fait partie de mon travail lors du stage en DEA.



A&A 490, 737–742 (2008)
DOI: 10.1051/0004-6361:200810139
© ESO 2008

Astronomy & Astrophysics

New triple systems in the RasTyc sample of stellar X-ray sources⋆,⋆⋆,⋆⋆⋆

A. Klutsch[1], A. Frasca[2], P. Guillout[1], R. F. Ferrero[1], E. Marilli[2], G. Mignemi[1,3], and K. Biazzo[2,4]

[1] Observatoire Astronomique, Université de Strasbourg & CNRS (UMR 7550), 11 rue de l'Université, 67000 Strasbourg, France
e-mail: klutsch@astro.u-strasbg.fr
[2] INAF – Osservatorio Astrofisico di Catania, via S. Sofia, 78, 95123 Catania, Italy
[3] Dipartimento di Fisica e Astronomia, Università di Catania, via S. Sofia, 78, 95123 Catania, Italy
[4] ESO – European Southern Observatory, Karl-Schwarzschild-Str. 3, 85748 Garching bei München, Germany

Received 6 May 2008 / Accepted 22 July 2008

ABSTRACT

Context. During the study of a large set of late-type stellar X-ray sources, we discovered a high fraction of multiple systems.
Aims. In this paper we investigate the orbital elements and kinematic properties of three new spectroscopic triple systems, along with the spectral types and astrophysical parameters ($T_{\rm eff}$, $\log g$, $v \sin i$, $\log N(\mathrm{Li})$) of their components.
Methods. We conducted follow-up optical observations of these systems, both photometric and spectroscopic ones at high resolution. We used a synthetic approach and the cross-correlation method to derive most of the stellar parameters.
Results. We estimated reliable radial velocities and deduced the orbital elements of the inner binaries. The comparison of the observed spectra with synthetic composite ones, obtained as the weighted sum of three spectra of non-active reference stars, allowed us to determine the stellar parameters for each component of these systems. We found all are only composed of main sequence stars.
Conclusions. These three systems are certainly stable hierarchical triples composed of short-period inner binaries plus a tertiary component in a long-period orbit. From their kinematics and/or lithium content, these systems turn out to be fairly young.

Key words. stars: binaries: close – stars: binaries: spectroscopic – X-rays: stars – stars: late-type – stars: fundamental parameters – techniques: radial velocities

1. Introduction

Binary and multiple stars are very important astrophysical laboratories. In particular, spectro-photometric and spectro-astrometric binaries offer the unique opportunity of determining the basic stellar parameters (mass, radius, and effective temperature) with a high level of accuracy to study stellar structure and evolution. However, the formation and evolution of binary stars are still debated subjects (e.g. Zinnecker & Mathieu 2001). In particular, a still unsolved problem is the formation of close binaries with main sequence components separated by few solar radii that should have been in contact in the proto-stellar phase.

In past years, relevant observational and theoretical efforts are being made to answer many of these open questions and to continuously improve the statistics of binary systems with different periods, mass ratios, etc. (e.g. Tokovinin et al. 2006).

Close binaries containing at least one late-type component, such as RS CVn or BY Dra systems, are objects with the strongest magnetic activity (starspots, plages, flares) induced by a dynamo action in the sub-photospheric convection zone. Their strong activity is mainly due to their very fast rotation (spin-orbit synchronization by tidal forces) and to proximity effects.

The X-ray sky surveys performed in recent years have allowed identification of thousands of active late-type stars in the field and in open clusters. Follow-up observations of the optical counterparts of X-ray sources have led to discovery of very young stars far from the typical birth sites, i.e. open clusters and star-forming regions (e.g. Wichmann et al. 2003a; Zickgraf et al. 2005; Torres et al. 2006; Guillout et al. 2008), as well as to detection of several spectroscopic binaries (e.g. Wichmann et al. 2003b; Frasca et al. 2006). The knowledge of the incidence of binaries and multiple systems in X-ray selected samples of active stars is extremely important to study the recent local star formation history.

One of the largest (~14 000 active stars) and most comprehensive sets of stellar X-ray sources in the field is the so-called *RasTyc* sample, which is the result of the cross-correlation of the ROSAT All-Sky Survey (RASS) with the TYCHO catalog (Guillout et al. 1999). We began to analyze a representative sub-sample of the *RasTyc* population in the northern hemisphere (Guillout et al. 2008) to obtain some reliable statistics about the *RasTyc* stellar characteristics. For this purpose, we led campaigns of high-resolution spectroscopic observations, with the ELODIE échelle spectrograph at the 193 cm telescope and the AURELIE spectrograph at the 152 cm telescope of the *Observatoire de Haute Provence* (OHP). For all the sources, we performed a detailed analysis of the cross-correlation function (CCF) and found that single-lined (SB1), double-lined (SB2), and triple-lined (SB3) spectroscopic systems altogether

⋆ Based on observations collected at the *Observatoire de Haute Provence* (France) and the *M. G. Fracastoro* station (Serra La Nave, Mt. Etna, 1750 m a.s.l.) of the Catania Astrophysical Observatory (Italy).
⋆⋆ Tables 2–4 are only available in electronic form at the CDS via anonymous ftp to cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5) or via http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/qcat?J/A+A/490/737
⋆⋆⋆ Figures 1–4 and 8 are only available in electronic form at http://www.aanda.org

Article published by EDP Sciences

Table 1. Main data of the three *RasTyc* sources from the literature.

RasTyc Name	Name	α (2000) (h m s)	δ (2000) (° ′ ″)	V_T^a (mag)	π^b (mas)	μ_α^a (mas yr^{-1})	μ_δ^a	X-ray source 1RXS	Counts (ct s^{-1})
RasTyc 0524+6739	BD+67 381	05 24 53.2	+67 39 39	9.065	7.8 ± 9.3	−0.5	26.7	J052454.0+673939	4.21×10^{-1}
RasTyc 1828+3506	BD+35 3261	18 28 50.3	+35 06 34	9.049	12.2 ± 8.2	12.3	−3.5	J182849.7+350637	6.24×10^{-2}
RasTyc 2034+8253	BD+82 622	20 34 27.5	+82 53 35	9.730	–	61.5	35.5	J203426.2+825334	3.75×10^{-1}

[a] V magnitude and proper motions from the TYCHO-2 catalog (Høg et al. 2000). [b] Parallax from the TYCHO-1 catalog (ESA 1997).

account for more than 35% of the sample. In particular, at least 10 sources are clearly identified as triple systems. Our aim is to determine the orbital and physical parameters of these systems. For this reason, we have monitored these new multiple systems, both photometrically and spectroscopically, with the 91 cm telescope of the *Osservatorio Astrofisico di Catania* (OAC).

The majority of the triple systems studied so far are nearby objects and look as visual binaries where one component is a SB2 system. Here we study three of these newly discovered SB3 late-type systems for which we have obtained enough data. A detailed analysis of the entire sample of stellar X-ray sources and of the multiple systems discovered so far is necessary for drawing statistically significant conclusions. Nevertheless, the properties of these three systems can give us some insight into the typical composition of triple systems among stellar X-ray sources.

The paper is organized as follows. We summarize briefly the observations and their reduction in Sect. 2. The determination of radial velocity and physical parameters ($v \sin i$'s, lithium abundances, etc.) are shown in Sect. 2 as well. The photometric modulation, the spectral composition, and the age estimate are discussed in Sect. 3. The conclusions are outlined in Sect. 4.

2. Observations and spectral analysis

These three systems belong to the *RasTyc* sample of stellar X-ray sources (Guillout et al. 1999). Their spectra, acquired on different dates, show alternatively a triple-line or a single-line pattern (Fig. 1)[1], which is the unambiguous signature of SB3 systems. Table 1 lists the most relevant information from the literature. In the following, we briefly outline the observations and analysis methods and refer to Guillout et al. (2008) for a detailed description.

2.1. Observations and data reduction

Spectroscopic observations were first conducted at the OHP between 2001 and 2005 with the AURELIE spectrograph (Gillet et al. 1994) within the framework of a key program on the Coudé 152 cm telescope. We used grating #7, which yields a high spectral resolution, $R = \lambda/\Delta\lambda$, of about 38 000 in the wavelength range of our observations, i.e. both in the Hα (6490–6630 Å) and the lithium (6650–6780 Å) spectral regions. We obtained 16, 15, and 18 spectra for RasTyc 0524+6739, RasTyc 1828+3506 and RasTyc 2034+8253, respectively. The signal-to-noise ratio (S/N) was in the range 70–200. All these spectra were reduced using standard MIDAS procedures.

The observations at the OAC were carried out from 2004 to 2006 with the FRESCO échelle spectrograph mounted on the 91 cm telescope. The spectral resolution, as deduced from the FWHM of the lines of the Th-Ar calibration lamp, is $R \simeq 21\,000$. The 300-line/mm cross-disperser allowed about 2500 Å to be recorded at a time. The 19 échelle orders recorded by the CCD cover the 4310–6840 Å spectral region. We obtained 13, 6, and 12 spectra for RasTyc 0524+6739, RasTyc 1828+3506, and RasTyc 2034+8253, respectively, with an S/N ranging from 30 to 100, depending on the star magnitude and sky conditions. In all cases, given the wide spectral range, the S/N was always adequate for performing good radial velocity (RV) measurements. The reduction of all these spectra was performed using the ÉCHELLE task of IRAF[2] package.

Photometric observations were carried out from 2004 to 2006 in the standard UBV system with the 91 cm telescope of OAC. For each field of the three *RasTyc* sources studied here, we chose two or three stars with known UBV magnitudes to be used as local standards for determining the photometric instrumental "zero points". Additionally, several standard stars, selected from the list of Landolt (1992), were also observed during the run to determine the transformation coefficients to the Johnson standard system. The data were reduced by means of the photometric data reduction package PHOT designed for the photoelectric photometry of OAC (Lo Presti & Marilli 1993). The errors are typically $\sigma_V = 0.006$, $\sigma_{B-V} = 0.008$, and $\sigma_{U-B} = 0.010$.

2.2. Radial and projected rotational velocities determination

From the analysis of the CCF (Figs. 2–4)[1], we could accurately measure the RV and the projected rotational velocity ($v \sin i$) of each one of the stellar components. The RV measurements of these new systems are listed in Tables 2–4[1], together with their standard errors.

2.3. Spectral types and stellar parameters

With the aim of guessing the spectral types of these objects, we applied the ROTFIT code (Frasca et al. 2003, 2006) to spectra for which only one peak is visible in the CCF. For the evaluation of the spectral type of each individual component, we analyzed those spectra for which the CCF shows three distinct peaks. We used another IDL code, similar to ROTFIT, to estimate the spectral type, the astrophysical parameters (APs), and the continuum flux contribution of the tertiary component. The subtraction of the spectrum fitted to this component provided us with a "cleaned" spectrum of the inner binary that we could analyze with COMP O2 (Frasca et al. 2006) in the usual way. In Sect. 3.3, we discuss the results of this procedure concerning the spectral type and the contribution to the continuum flux (weight), as well as the values (the weighted mean of the best

[1] Available in electronic form only.

[2] IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which are operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

Table 5. Orbital parameters of the three systems.

Name	HJD0 (2 450 000+)	P_{orb} (days)	e	ω (°)	γ (km s^{-1})	k (km s^{-1}) [P/S]	$M \sin^3 i$ ($M_\odot$) [P/S]	M_P/M_S
RasTyc 0524+6739	2212.02(5)[a]	3.65884(2)	0.042(3)	294(5)	−13.4(2)	82.2(3)/84.5(3)	0.889(6)/0.865(6)	1.028(4)
RasTyc 1828+3506	3565.95(4)[b]	7.595(5)	0	–	−21.5(4)	72.4(5)/73.7(5)	1.24(2)/1.22(2)	1.018(9)
RasTyc 2034+8253	2471.3(3)[b]	4.9543(2)	0	–	−11.2(3)	38.8(3)/39.5(3)	0.124(2)/0.122(2)	1.02(1)

The errors on the last significant digit are enclosed in parenthesis. P = Primary and S = Secondary; [a] Heliocentric Julian Date (HJD) of the periastron passage; [b] HJD of the inferior conjunction of the primary (more massive) component.

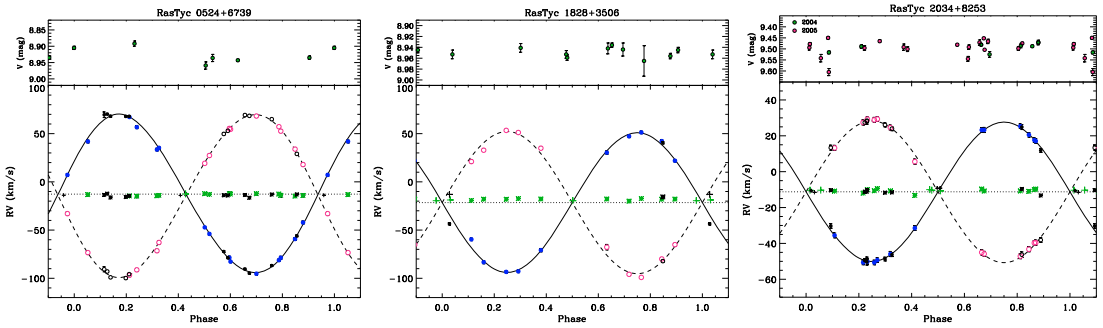


Fig. 5. Radial velocity curves of the new three *RasTyc* triple systems. Large symbols refers to AURELIE data while smaller symbols are used for FRESCO spectrograph data. Filled and open circles for the primary (more massive) and secondary component of the inner binaries have been used, respectively. In each panel, the solid and dashed lines represent the orbital solutions for the primary and secondary components, respectively, whereas the dotted line represents the barycenter of the inner binary. The asterisks are used for the tertiary component and plus symbols refer to blended RV values. The RV errors are always smaller than, or comparable to, the symbol size. The V photometry is displayed as a function of the orbital phase in the *top panel* of each box.

100 combinations) of the APs, namely the effective temperature (T_{eff}), gravity ($\log g$), and metallicity ([Fe/H]), for the three components of each triple system.

Moreover, we applied the "spectral subtraction" technique (e.g. Frasca & Catalano 1994; Montes et al. 1995) to measure the Li I equivalent width, EW(Li), of each stellar component (Fig. 7, bottom of each box) and used the Pavlenko & Magazzù (1996) calculations to deduce a lithium abundance, $\log N$(Li). From these parameters, we estimated the age of these three systems in Sect. 3.4.

3. Results and discussion

3.1. Orbital solutions

We initially searched for eccentric orbits and found low eccentricity values ($e = 0.042 \pm 0.003$, $e = 0.026 \pm 0.007$, and $e = 0.020 \pm 0.012$ for RasTyc 0524+6739, RasTyc 1828+3506, and RasTyc 2034+8253, respectively). Following the precepts of Lucy & Sweeney (1971, Eq. (22)), we considered as significant only the eccentricity of RasTyc 0524+6739 and adopted $e = 0$ (circular orbits) for the other two systems. The CURVEFIT routine (Bevington 1969) was used to fit the observed RV curves and to determine the orbital parameters and their standard errors for each inner binary (Table 5). The observed RV curves of the three triple systems are displayed in Fig. 5.

For the two RasTyc systems with the shortest orbital periods, the RV value of the tertiary component is very close to the barycentric velocity (γ) of the inner binary during different observing seasons. Thus, we could not try any evaluation of the orbital period of the tertiary component. Like the vast majority of the already known triple systems, each of our sources consists of a short-period inner binary with a third component orbiting around the close pair in a long-period orbit. These systems display a typical "hierarchical" configuration (Evans 1968). In particular, RasTyc 2034+8253 was already known as a visual binary (Muller 1976). From the observations of Muller (1976, 1978, 1990) and Fabricius et al. (2002), this component seems to have a regular evolution because the position angle and the separation are constantly growing. Thus, its orbital period must be significantly greater than the period of observations (about 20 years) implying a degree of hierarchy $X \gg 1500$, where X is defined as the ratio of the "external" period (orbit of tertiary component around the center of mass to the inner binary) to the "internal" period (that of the inner binary).

On the contrary, in 2005, the tertiary component of RasTyc 1828+3506 displays an RV systematically higher (3.3 km s^{-1}) than that of the barycenter of the inner binary (see Fig. 5, middle panel). Moreover, we found a highly significant RV increase (more than 15 km s^{-1}) for the tertiary component during the four seasons of observations (Fig. 6). This relevant RV variation prevented us from using all the RV values to obtain the orbital solution of the inner binary. Thus, we deduced the orbital parameters from the solution of OHP and OAC data acquired only in 2005. The four RVs obtained at OAC in 2006 allowed us to estimate the barycentric velocity $\gamma = -29.5 \pm 1.5$ km s^{-1} at that epoch, by adopting the values of semi-major axes, $k_P = 72.4$ km s^{-1} and $k_S = 73.7$ km s^{-1}, found from the solution of 2005 data. We could not evaluate the orbital period of the tertiary, but, from the data trend, we can argue that

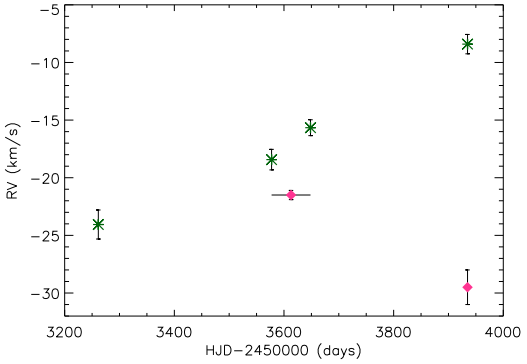


Fig. 6. RV variation for the tertiary component of RasTyc 1828+3506 (asterisks) during the four seasons of observations that span 2004 to 2006. The barycenter RV of the inner binary in 2005 and 2006 is also displayed by two diamonds.

the period must be longer than 6 years (but presumably shorter than some tens of years) implying $X \geq 300$. New observations will enable us to obtain the solution for the tertiary orbit.

Using the empirical stability criterion described by Orlov & Petrova (2000), we can conclude that these three newly discovered triple systems are in a gravitationally stable orbital configuration.

3.2. Photometric variability

The photometric monitoring of our sources in *UBV* bands allowed us to determine the mean magnitudes and color indices, as well as to detect any eventual variability. The average values of V, $B-V$, and $U-B$ are reported in Table 6.

As the system with the shortest orbital period, RasTyc 0524+6739 is the only one showing a clear variation that is likely to be correlated with the orbital period. Unfortunately, because of poor weather conditions during the winter observing season, the photometric data were obtained only on six nights and are not sufficient to cover evenly the light curve. However, we estimated the amplitude of the V light curve to about $0\overset{m}{.}07$. Illegal variable name.

For RasTyc 1828+3506 and RasTyc 2034+8253, there is no indication of rotational modulation in the V magnitude, in spite of all the data. However, some indication of a stochastic variation comes out for RasTyc 2034+8253, whose magnitude varies in the range $9\overset{m}{.}45$–$9\overset{m}{.}60$ with errors lower than $0\overset{m}{.}02$. No clear periodicity was found in these data.

The detection of a V modulation only on the system with the shortest orbital period ($P_{\rm orb} \simeq 3.6$ days) is in line with the well-established enhancement of magnetic activity in the components of close binaries due both to fast rotation and nearness. Moreover, tidal interaction in these binaries leads to synchronization between orbital and rotational periods of both components. It is worth noticing that the periods of all these three systems are shorter than, or very close to, the cut-off value of 7.56 days found by Melo et al. (2001) for orbital circularization in pre-main sequence (PMS) binaries. According to Zahn & Bouchet (1989), the cut-off period may be as long as 7.2 to 8.5 days for close late-type binaries with masses ranging from 0.5 to 1.25 $M_\odot$ depending on the masses and on the assumptions of the initial conditions. Since all these systems

Table 6. Photometric data and distance for the three systems.

Name	V (mag)	$B-V$ (mag)	$U-B$ (mag)	Dist. (pc)
RasTyc 0524+6739	8.892(7)[a]	0.773(7)	0.235(9)	75 ± 20
RasTyc 1828+3506	8.951(8)	0.578(6)	0.015(8)	115 ± 25
RasTyc 2034+8253	9.49(2)	0.96(1)	0.70(3)	80 ± 20

The error on the last significant digit is enclosed in parenthesis; [a] V magnitude at maximum brightness.

are older than PMS stars, they should already be circularized, in substantial agreement with the results from the solution of their RV curves. Not detecting photometric variation in RasTyc 1828+3506 could be related both to the fairly long orbital/rotational period (7.595 days) and to the relatively early spectral types of the system components with shallower convective envelopes and, consequently, with a reduced dynamo action compared to cooler stars with the same rotation rate.

3.3. Astrophysical parameters and other properties

The use of ROTFIT and COMPO2 codes allowed us to derive the spectral type and the APs for the components of each system (Table 7). We used spectra of stars with the same spectral types retrieved from the ELODIE Archive (Prugniel & Soubiran 2001) to build up the reference spectra displayed in Fig. 7. Moreover, the relative continuum contributions of the tertiary components agree with their spectral types as found by us, taking into account the errors derived from the distribution of the best spectral combinations. This uncertainty is about 1.5 spectral subclasses, except for the tertiary component of RasTyc 0524+6739, the coolest star, for which the uncertainty is more than 2 spectral subclasses. Regarding $\log g$ and [Fe/H], despite the rather large errors, we can state that the three systems are composed of main sequence (MS) stars with a nearly solar metallicity.

We found that the weight for the components of all inner binaries is nearly equal (Table 7), i.e. their luminosity ratio is ≃1. This is compatible with the mass ratio ($M_{\rm P}/M_{\rm S}$) ≃ 1 (Table 5) derived from the solution of the RV curves, if the two *twin* stars are both on the MS. Our results, although not statistically significant, favor an excess of twins in spectroscopic binaries containing a third body as suggested by Tokovinin et al. (2006). Moreover, the CCF dips of RasTyc 1828+3505 and RasTyc 2034+8253 would suggest a tertiary component brighter than each star in the inner binary. However, the weights quoted in Table 7 for RasTyc 1828+3505 conflict with the depth of the CCF dips. The inconsistency is removed if we take into account the earlier spectral type and the faster rotation of the components of the inner binary of this system compared to the tertiary star.

We used the nomenclature proposed by Lafrenière et al. (2008) assigning the letter A to the brightest (more massive for MS stars) component and enclosing in parentheses the components forming the inner binary. We found one system (RasTyc 2034+8253) and two systems (RasTyc 0524+6739 and RasTyc 1828+3506) in the A, (B, C) and (A, B), C configurations, respectively. Although our sources appear to be older than PMS stage (Sect. 3.4), these configurations are similar to those typically encountered in PMS stars (Lafrenière et al. 2008; Correia et al. 2006). Moreover, Mayor & Mazeh (1987) and Tokovinin et al. (2006) find that the most massive component in the multiple stellar systems is primarily in the close binaries. In particular, Tokovinin et al. (2006) find a small fraction of

Table 7. Physical parameters for each component of the three systems.

Component	Primary (P)	Secondary (S)	Tertiary (T)
RasTyc 0524+6739 :			
$T_{\rm eff}$ (K)	5350 ± 280	5270 ± 270	4700 ± 450
log g	4.2 ± 0.3	4.2 ± 0.4	4.2 ± 0.4
[Fe/H]	−0.21 ± 0.18	−0.24 ± 0.21	−0.12 ± 0.11
$v \sin i$ (km s^{-1})	12 ± 2	12 ± 3	<5
Weight	0.45 ± 0.05	0.43 ± 0.05	0.12 ± 0.02
Sp. Type	G9V	G9V	K5V
RasTyc 1828+3506 :			
$T_{\rm eff}$ (K)	5800 ± 400	5800 ± 350	5480 ± 300
log g	4.2 ± 0.2	4.2 ± 0.2	4.3 ± 0.2
[Fe/H]	−0.27 ± 0.17	−0.24 ± 0.18	−0.21 ± 0.12
$v \sin i$ (km s^{-1})	12 ± 1	11 ± 2	<5
Weight	0.38 ± 0.08	0.33 ± 0.08	0.29 ± 0.03
Sp. Type	G1V	G1V	G4V
EW(Li) (mÅ)	–	–	49 ± 15
log N(Li)	–	–	1.8–2.0
RasTyc 2034+8253 :			
$T_{\rm eff}$ (K)	4960 ± 260	4920 ± 300	5090 ± 200
log g	4.3 ± 0.2	4.4 ± 0.2	4.4 ± 0.2
[Fe/H]	−0.23 ± 0.24	−0.23 ± 0.23	−0.05 ± 0.17
$v \sin i$ (km s^{-1})	<5	<5	<5
Weight	0.31 ± 0.04	0.30 ± 0.04	0.39 ± 0.04
Sp. Type	K3V	K3V	K1V
EW(Li) (mÅ)	72 ± 20	76 ± 10	96 ± 14
log N(Li)	1.9–2.0	1.9–2.0	1.9–2.0

systems (17 ± 4%) where the spectroscopic primary is not the most massive star.

Our results seem to be consistent with those of these authors and need to be confirmed with a larger statistical sample of multiple systems. The analysis of all the triple systems found by us in the *RasTyc* sample, for which we are still collecting RV data, will help us to confirm these findings.

3.4. Age estimation and kinematics

For stars later than about mid-G spectral type, it is well-established that the strength of the Li I λ6707.8 line can be used as an age estimator, since a high log N(Li) indicates youth. Although the lithium abundance cannot be simply converted into age, we can give a rough evaluation of the age by comparing the log N(Li) value of our systems (Table 7) to that of Pleiades and Hyades stars having the same temperature (see e.g. Soderblom et al. 1993; Jeffries 2000). We report the estimated age in Table 8.

The parallaxes (π) from the TYCHO-1 catalog (ESA 1997) are not accurate enough. Thus, we estimated photometric distances (Table 6) from the "integrated" V magnitude measured by us and the mean V absolute magnitude for each triple system. The precision of proper motions for these systems is 1.5 mas yr^{-1} in TYCHO-2 catalog (Høg et al. 2000). From these two parameters and barycentric RVs of the inner binary, we computed the space-velocity components (U, V, W) of these SB3s in the left-handed coordinate system. Their space velocities are consistent with those of the young-disk (YD) population (Fig. 8)[1]. Based on two kinematics methods (Klutsch et al. 2008), we determined the membership probability (Table 8) to five young stellar kinematic groups (SKGs; Montes et al. 2001).

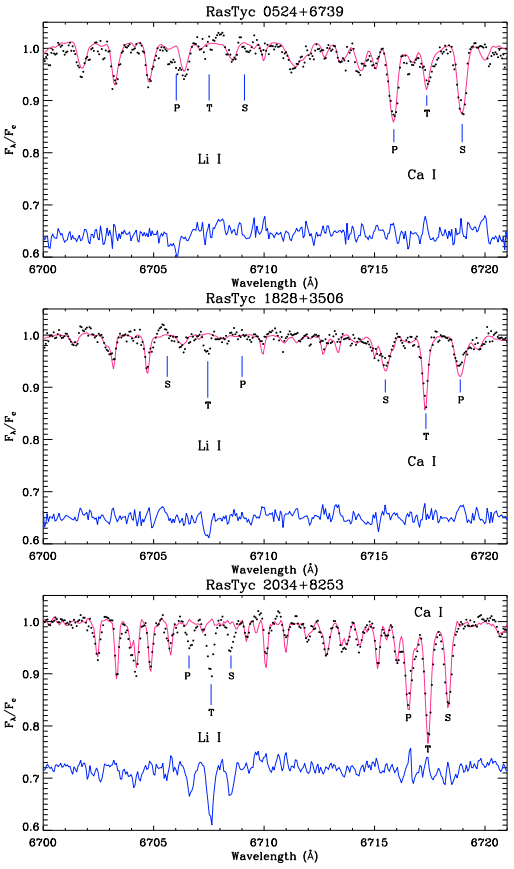


Fig. 7. The spectral region containing the Li I λ6707.8 and the Ca I λ6717.7 lines in a high-resolution spectrum of the three triple systems (dots). The reference spectrum built up with the weighted sum of three standard-star spectra (Table 7) is shown superimposed by a thin line. The lithium and calcium lines for the three components of this system are also marked by vertical lines. We note the absence of three Li I absorption lines in each reference spectrum. Each box also displays at the bottom the difference (observed – synthetic) with a thin line.

For RasTyc 0524+6739, we did not observe any Li I absorption lines in the spectra (Fig. 7, top panel), notwithstanding the spectral types of its components that would permit the detection of the Li I line also with a moderate abundance. Thus, this system should be older than the Hyades. Therefore, even though its position in the UVW diagrams points to a marginal association with the young Ursa Major (UMa) group (Age ∼ 300 Myr), we do not consider this star as a new member of this SKG.

Trusting only the kinematics, RasTyc 1828+3506 could be a new member of the Pleiades moving group (Age ∼ 100 Myr), whose members display strong lithium absorption. However, this is not consistent with the non-detection of Li I absorption lines in the spectra of RasTyc 1828+3506, except for the tertiary component (Fig. 7, middle panel). The log N(Li) value we deduce for it is only slightly higher than that of Hyades stars. Therefore, the

Table 8. Kinematic parameters of the new triple systems.

Name	Age (Myr)	U (km s^{-1})	V (km s^{-1})	W (km s^{-1})	Moving group	Probability (%)
RasTyc 0524+6739	>600	-16.1 ± 1.9	-1.1 ± 1.9	0.6 ± 1.5	UMa	5–35
RasTyc 1828+3506	400–600	8.5 ± 1.0	-15.6 ± 1.0	-13.7 ± 1.9	Pleiades	25–55
RasTyc 2034+8253	100–300	19.1 ± 4.1	-14.0 ± 2.0	-17.3 ± 4.8	IC 2391	5–15

age of the system could be in the range 400–600 Myr, ruling out its membership in the Pleiades moving group.

Finally, even though the RasTyc 2034+8253 kinematics is marginally consistent with that of the already known members of IC 2391 supercluster, we can clearly distinguish the lithium lines for the three components (Fig. 7, lower panels). The $\log N(\mathrm{Li})$ value found for its three components is very similar and reinforces the idea of a common origin for all the components. This value is only slightly lower than that of Pleiades stars. Therefore, we estimate an age between 100 and 300 Myr, which is compatible with that of two stellar populations in the IC 2391 supercluster (Eggen 1991). The agreement between the kinematic age and what is inferred from the lithium suggests that this system can be a possible new member of this SKG.

4. Conclusions

This paper is devoted to analyzing of three new triple systems discovered in the *RasTyc* sample of stellar X-ray sources. Their spectroscopic and photometric data allow us to conclude that they are almost certainly stable hierarchical triple systems composed of short-period inner binaries plus a tertiary component in a long-period orbit. The orbital periods of the inner binaries range from 3.5 to 7.6 days and the orbits are practically circular. From the high-resolution spectra we also found the spectral composition and the astrophysical parameters of the components that turn out to be all G-K main sequence stars. In all cases, the components of the inner binaries have nearly the same masses, spectral types, and luminosities. From their kinematics and/or lithium content, these systems turn out to be fairly young. RasTyc 2034+8253 is the only system in which the Li I λ6707.8 line is strong enough to be clearly visible in the spectra of all the three components and suggests an age in the range 100–300 Myr. It is possibly a new member of the IC 2391 supercluster. For the remaining systems, the membership in young moving groups is rather uncertain.

Our spectroscopic survey has revealed that multiple systems represent a high fraction of the *RasTyc* sources. However, a detailed analysis is absolutely necessary for drawing statistically significant conclusions. Since *RasTyc* objects are relatively close, the discovery and the study of new triple systems, such as those presented here, can contribute to a better understanding of the formation and the evolution of close binaries and multiple systems in the solar neighborhood.

Acknowledgements. We are grateful to the members of the staff of the OHP in conducting our Key Program and those of the OAC observatories for their support and help with the observations. This research made use of SIMBAD and VIZIER databases, operated at the CDS, Strasbourg, France. This publication uses ROSAT data. A.K. also thanks the MEN and ULP for financial support. The partial support from the Italian *Ministero dell'Istruzione, Università e Ricerca* (MIUR) is also acknowledged.

References

Bevington, P. R. 1969, Data Reduction and Error Analysis for the Physical Sciences (McGraw-Hill, Book Company), 237
Correia, S., Zinnecker, H., Ratzka, T., & Sterzik, M. F. 2006, A&A, 459, 909
Eggen, O. J. 1991, AJ, 102, 2028
Eggen, O. J. 1996, AJ, 112, 1595
ESA 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200
Evans, D. S. 1968, QJRAS, 9, 388
Fabricius, C., Høg, E., Makarov, V. V., et al. 2002, A&A, 384, 180
Frasca, A., & Catalano, S. 1994, A&A, 284, 883
Frasca, A., Alcalá, J. M., Covino, E., et al. 2003, A&A, 405, 149
Frasca, A., Guillout, P., Marilli, E., et al. 2006, A&A, 454, 301
Gillet, D., Burnage, R., Kohler, D., et al. 1994, A&AS, 108, 181
Guillout, P., Schmitt, J. H. M. M., Egret, D., et al. 1999, A&A, 351, 1003
Guillout, P., Klutsch, A., Frasca, A., et al. 2008, A&A, to be submitted
Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., et al. 2000, A&A, 355, L27
Jeffries, R. D. 2000, in Stellar Clusters and Associations: Convection, Rotation, and Dynamos, ed. R. Pallavicini, G. Micela, & S. Sciortino, ASP Conf. Ser., 198, 245
Klutsch, A., Guillout, P., Freire Ferrero, R., Frasca, A., & Marilli, E. 2008, in Star Formation across the MILKY WAY Galaxy, ESO Workshop, http://www.eso.org/sci/meetings/MilkyWayStarFormation/posters2.html
Lafrenière, D., Jayawardhana, R., Brandeker, A., et al. 2008 [arXiv:0803.0561]
Landolt, A. U. 1992, AJ, 104, 340
Lo Presti, C., & Marilli, E. 1993, PHOT – Photometrical Data Reduction Package. Internal report of Catania Astrophysical Observatory No. 2/1993
Lucy, L. B., & Sweeney, M. A. 1971, AJ, 76, 544
Mayor, M., & Mazeh, T. 1987, A&A, 171, 157
Melo, C. H. F., Covino, E., Alcalá, J. M., & Torres, G. 2001, A&A, 378, 898
Montes, D., Fernández-Figueroa, M. J., de Castro, E., & Cornide, M. 1995, A&AS, 109, 135
Montes, D., López-Santiago, J., Gálvez, M. C., et al. 2001, MNRAS, 328, 45
Muller, P. 1976, A&AS, 23, 205
Muller, P. 1978, A&AS, 33, 275
Muller, P. 1990, A&AS, 84, 619
Orlov, V. V., & Petrova, A. V. 2000, Astron. Lett., 26, 250
Pavlenko, Y. V., & Magazzù, A. 1996, A&A, 311, 961
Prugniel, P., & Soubiran, C. 2001, A&A, 369, 1048
Soderblom, D. R., Jones, B. F., Balachandran, S., et al. 1993, AJ, 106, 1059
Tokovinin, A., Thomas, S., Sterzik, M., & Udry, S. 2006, A&A, 450, 681
Torres, C. A. O., Quast, G. R., da Silva, L., et al. 2006, A&A, 460, 695
Wichmann, R., Schmitt, J. H. M. M., & Hubrig, S. 2003a, A&A, 399, 983
Wichmann, R., Schmitt, J. H. M. M., & Hubrig, S. 2003b, A&A, 400, 293
Zahn, J.-P., & Bouchet, L. 1989, A&A, 223, 112
Zickgraf, F.-J., Krautter, J., Reffert, S., et al. 2005, A&A, 433, 151
Zinnecker, H., & Mathieu, R. D., ed. 2001, The formation of binary stars, Proc. IAU Symp., 200, ASP Conf. Ser.

A. Klutsch et al.: New triple systems in the RasTyc sample of stellar X-ray sources, *Online Material p 1*

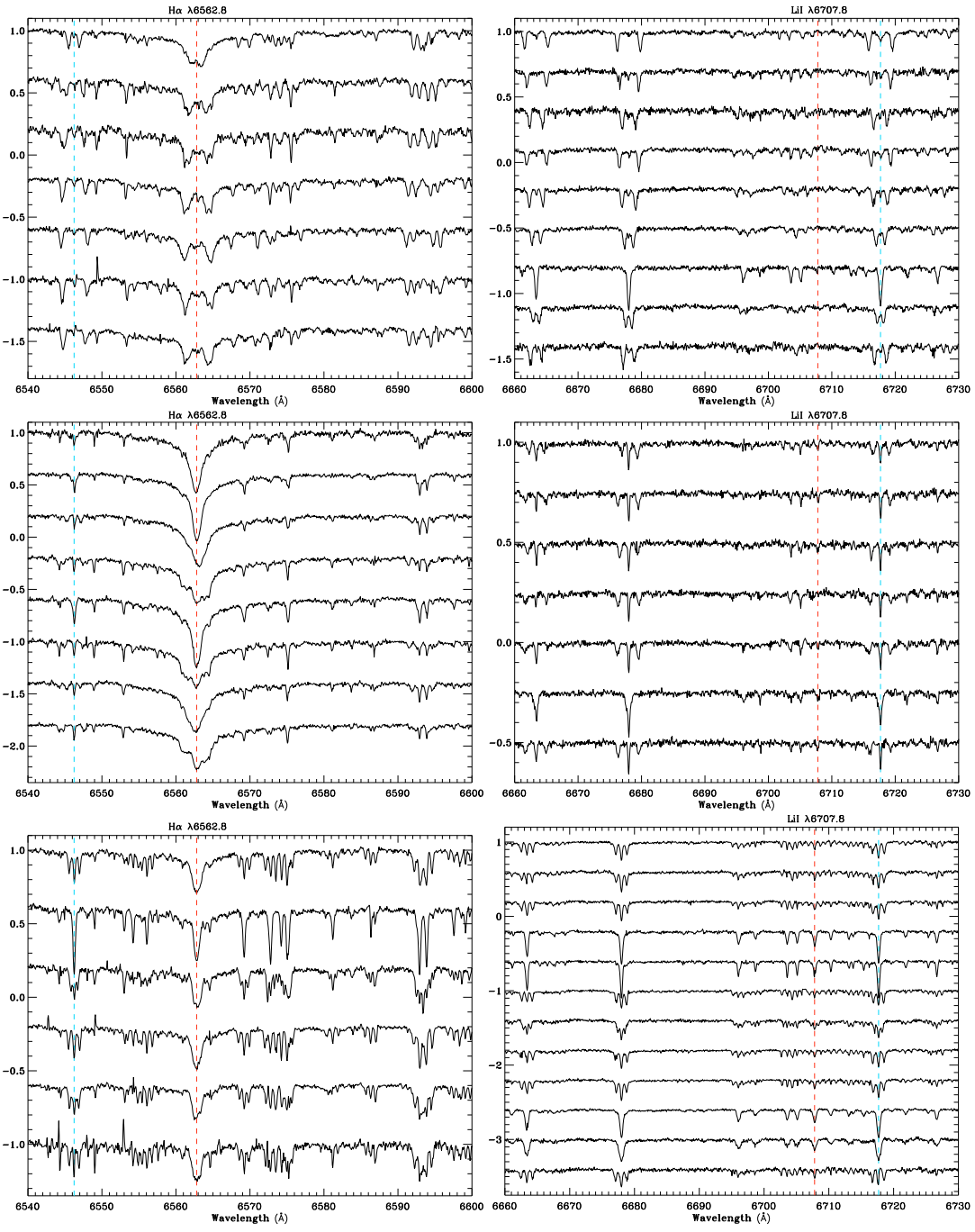


Fig. 1. High resolution spectra of RasTyc 0524+6739 *(top panels)*, RasTyc 1828+3506 *(middle panels)* and RasTyc 2034+8253 *(lower panels)*. These spectra was acquired with the AURELIE spectrograph at the 152 cm telescope of the OHP both in the Hα *(left panels)* and the lithium spectral regions *(right panels)*. The laboratory wavelengths of the Fe I λ6546.2 and the Hα lines as well as those of the Li I λ6707.8, and the Ca I λ6717.7 are marked with vertical dashed lines in the Hα and lithium spectral regions, respectively.

A. Klutsch et al.: New triple systems in the RasTyc sample of stellar X-ray sources, *Online Material p 2*

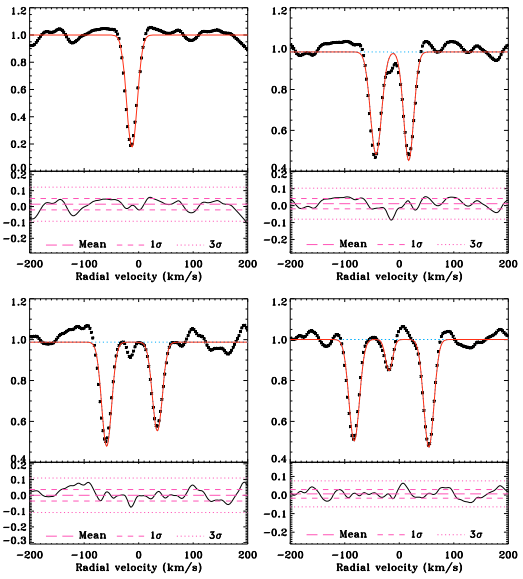


Fig. 2. The CCFs of RasTyc 0524+6739 at various orbital phases. These CCFs permit emphasis of the change of configuration from a one-peak shape at a conjunction *(left top panel)* to a three-peak shape *(right lower panel)*, passing through phases of partial blending in which only two peaks are easily distinguished *(left lower panel and right top panel)*. The RV uncertainty is about 1 km s^{-1} at our spectral resolution. On each panel, the multiple Gaussian fits of the CCFs are over-plotted with full lines *(top box)* and the residuals of the fits are plotted in the *lower box*.

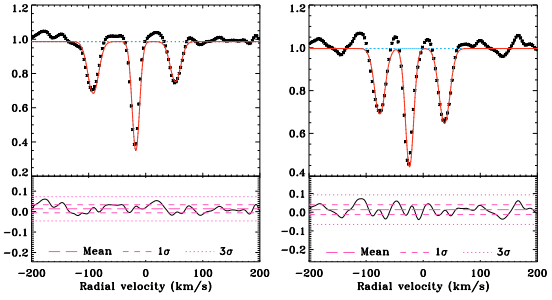


Fig. 3. The three peaks with different widths of the CCFs of RasTyc 1828+3506. The two components of the inner binary appear to rotate faster than the third star, probably due to spin-orbit synchronization.

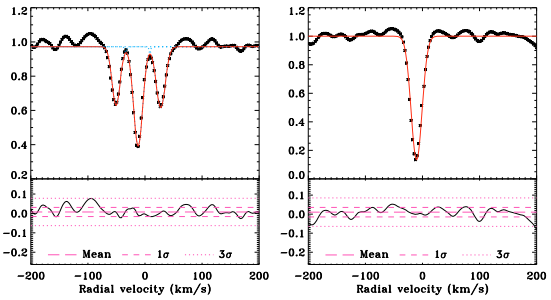


Fig. 4. The CCFs of RasTyc 2034+8253 at two orbital phases. The triple system nature appears from the CCF *(left panel)*, while it is completely hidden at another phase of observation *(right panel)*.

A. Klutsch et al.: New triple systems in the RasTyc sample of stellar X-ray sources, *Online Material p 3*

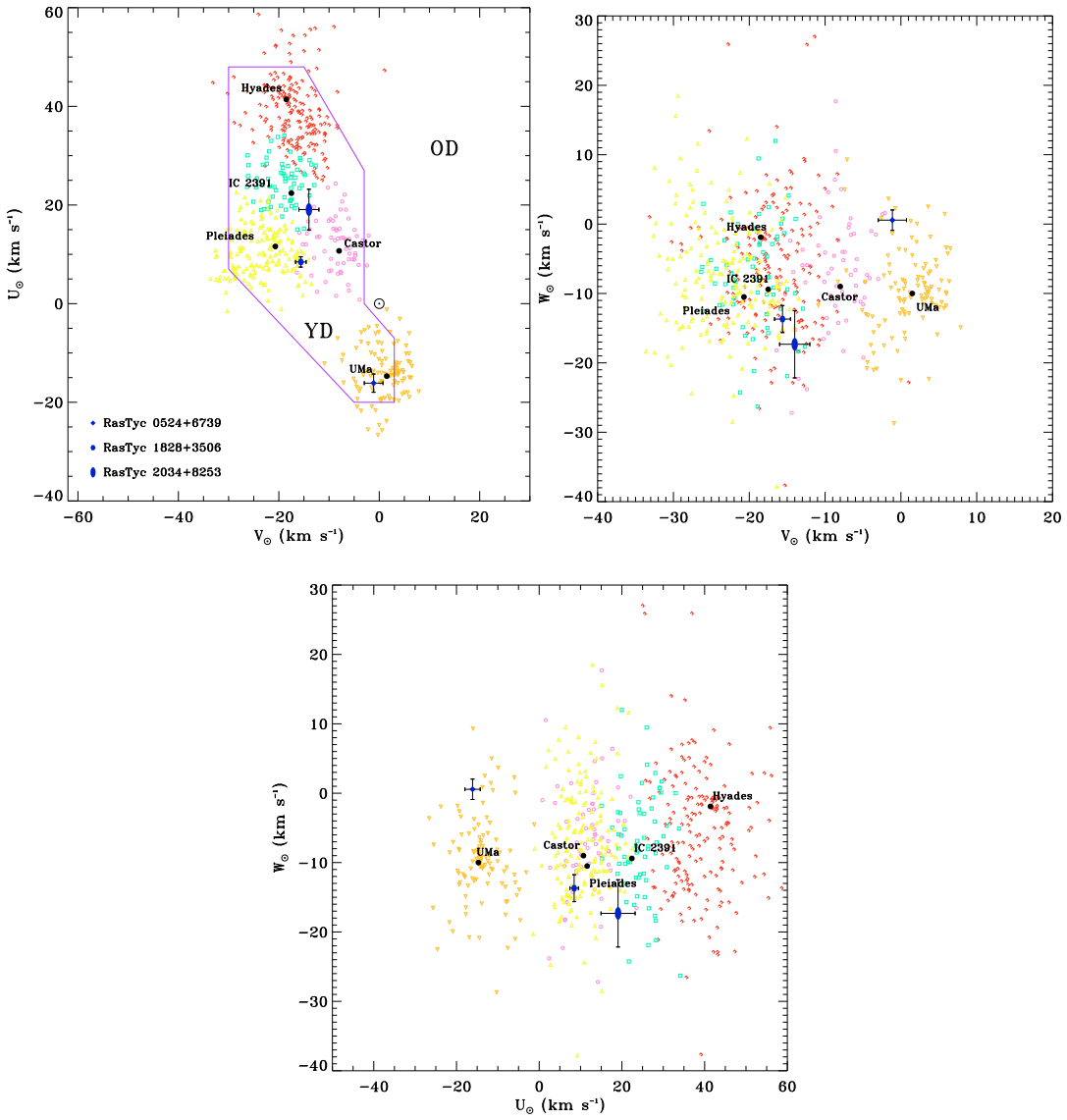


Fig. 8. The *U–V (left top panel)*, *V–W (right top panel)*, and *U–W (lower panel)* diagrams of the *RasTyc* triple systems. The average velocity components (dots) of some young SKGs and those of some late-type stars members of these young SKGs (Montes et al. 2001) are also plotted (square, triangle, circle, upside down triangle, and U symbols for the IC 2391 supercluster, Pleiades, Castor, UMa moving groups, and Hyades supercluster, respectively). The locus of the young-disk (YD) and the old-disk (OD) populations (Eggen 1996) are also marked on the *U–V* diagram.

Références

BEVINGTON, P. R., 1969 ; *Data reduction and error analysis for the physical sciences*. New York : McGraw-Hill, 1969

BORKOVITS, T., 2001 ; *Tidal and rotational effects in the evolution of hierarchical triple stellar systems*. Publications of the Astronomy Deparment of the Eotvos Lorand University, **11**, 23

—, 2004 ; *Short term tidal and third body perturbations in close hierarchical triple stellar systems*. Publications of the Astronomy Deparment of the Eotvos Lorand University, **14**, 207

BORKOVITS, T., ÉRDI, B., FORGÁCS-DAJKA, E. & KOVÁCS, T., 2003 ; *On the detectability of long period perturbations in close hierarchical triple stellar systems*. A&A, **398**, 1091

BORKOVITS, T., FORGÁCS-DAJKA, E. & REGÁLY, Z., 2005 ; *The combined effect of the perturbations of a third star and the tidally forced apsidal motion on the O–C curve of eccentric binaries*. Dans *Tidal Evolution and Oscillations in Binary Stars*, A. Claret, A. Giménez & J.-P. Zahn, réds., tm. 333 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*

CHEREUL, E., CREZE, M. & BIENAYME, O., 1998 ; *The distribution of nearby stars in phase space mapped by HIPPARCOS. II. Inhomogeneities among A-F type stars*. A&A, **340**, 384

CHEREUL, E., CRÉZÉ, M. & BIENAYMÉ, O., 1999 ; *The distribution of nearby stars in phase space mapped by Hipparcos. Clustering and streaming among A-F type stars*. A&AS, **135**, 5

CORREIA, S., ZINNECKER, H., RATZKA, T. & STERZIK, M. F., 2006 ; *A VLT/NACO survey for triple and quadruple systems among visual pre-main sequence binaries*. A&A, **459**, 909

COX, A. N., 2000 ; *Book Review : Allen's astrophysical quantities. - 4th ed. / Springer, 2000*. S&T, **100** (1), 72

DOMMANGET, J. & NYS, O., 2000 ; *The visual double stars observed by the Hipparcos satellite*. A&A, **363**, 991

EGGEN, O. J., 1958 ; *Stellar groups. III. The space motions of some main sequence dwarfs*. MNRAS, **118**, 560

—, 1991 ; *The IC 2391 supercluster*. AJ, **102**, 2028

—, 1995 ; *Reality Tests of Superclusters in the Young Disk Population*. AJ, **110**, 2862

—, 1996 ; *Star Streams and Galactic Structure*. AJ, **112**, 1595

EGGLETON, P. P. & KISELEVA-EGGLETON, L., 2001 ; *Orbital Evolution in Binary and Triple Stars, with an Application to SS Lacertae*. ApJ, **562**, 1012

—, 2006 ; *A Mechanism for Producing Short-Period Binaries*. Ap&SS, **304**, 75

EGGLETON, P. P. & TOKOVININ, A. A., 2008 ; *A catalogue of multiplicity among bright stellar systems*. MNRAS, 862

ESA, 1997 ; *The Hipparcos and Tycho Catalogues*. ESA SP-1200. URL `www.rssd.esa.int/index.php?project=HIPPARCOS&page=Overview`.

EVANS, D. S., 1968 ; *Stars of Higher Multiplicity*. QJRAS, **9**, 388

FABRICIUS, C., HØG, E., MAKAROV, V. V., MASON, B. D., WYCOFF, G. L. & URBAN, S. E., 2002 ; *The Tycho double star catalogue*. A&A, **384**, 180

FABRYCKY, D. & TREMAINE, S., 2007 ; *Shrinking Binary and Planetary Orbits by Kozai Cycles with Tidal Friction*. ApJ, **669**, 1298

FEKEL, F. C., HENRY, G. W., BARLOW, D. J. & POURBAIX, D., 2006 ; *HD 131861, a Double-Line Spectroscopic Triple System*. AJ, **132**, 1910

FITZPATRICK, M. J., 1993 ; *The IRAF Radial Velocity Analysis Package*. Dans *Astronomical Data Analysis Software and Systems II*, R. J. Hanisch, R. J. V. Brissenden & J. Barnes, réds., tm. 52 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*

FORD, E. B., KOZINSKY, B. & RASIO, F. A., 2000 ; *Secular Evolution of Hierarchical Triple Star Systems*. ApJ, **535**, 385

FRASCA, A., ALCALÁ, J. M., COVINO, E., CATALANO, S., MARILLI, E. & PALADINO, R., 2003 ; *Further identification of ROSAT all-sky survey sources in Orion*. A&A, **405**, 149

FRASCA, A. & CATALANO, S., 1994 ; *H alpha survey of late-type active binaries*. A&A, **284**, 883

FRASCA, A., GUILLOUT, P., MARILLI, E., FREIRE FERRERO, R., BIAZZO, K. & KLUTSCH, A., 2006 ; *Newly discovered active binaries in the RasTyc sample of stellar X-ray sources. I. Orbital and physical parameters of six new binaries*. A&A, **454**, 301

GILLET, D., BURNAGE, R., KOHLER, D., LACROIX, D., ADRIANZYK, G., BAIETTO, J. C., BERGER, J. P., GOILLANDEAU, M., GUILLAUME, C., JOLY, C., MEUNIER, J. P., RIMBAUD, G. & VIN, A., 1994 ; *AURELIE : the high resolution spectrometer of the Haute-Provence Observatory*. A&AS, **108**, 181

GUILLOUT, P., FRASCA, A., KLUTSCH, A., FREIRE FERRERO, R. & MARILLI, E., 2006 ; *Active binaries in stellar soft X-ray surveys*. Dans *The X-ray Universe 2005*, A. Wilson, réd., tm. 604 de *ESA Special Publication*

GUILLOUT, P., KLUTSCH, A., FRASCA, A., FREIRE FERRERO, R., MARILLI, E., MIGNEMI, G., BIAZZO, K., BOUVIER, J., MONIER, R., MOTCH, C. & STERZIK, M., 2008 ; *Spectroscopic Survey of the Youngest Field Stars in the Solar Neighborhood. I. The optically bright sample*. A&A, **soumis le 07/11/2008**

HALBWACHS, J. L., MAYOR, M., UDRY, S. & ARENOU, F., 2003 ; *Multiplicity among solar-type stars. III. Statistical properties of the F7-K binaries with periods up to 10 years*. A&A, **397**, 159

HALBWACHS, J.-L., MAYOR, M., UDRY, S. & ARENOU, F., 2004 ; *Statistical properties of solar-type close binaries*. Dans *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, C. Allen & C. Scarfe, réds.

HØG, E., FABRICIUS, C., MAKAROV, V. V., URBAN, S., CORBIN, T., WYCOFF, G., BASTIAN, U., SCHWEKENDIEK, P. & WICENEC, A., 2000 ; *The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars*. A&A, **355**, L27

JEFFRIES, R. D., 2000 ; *Lithium depletion in open clusters*. Dans *Stellar Clusters and Associations : Convection, Rotation, and Dynamos*, R. Pallavicini, G. Micela & S. Sciortino, réds., tm. 198 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*

KISELEVA, L. G., EGGLETON, P. P. & MIKKOLA, S., 1998 ; *Tidal friction in triple stars*. MNRAS, **300**, 292

LAFRENIÈRE, D., JAYAWARDHANA, R., BRANDEKER, A., AHMIC, M. & VAN KERKWIJK, M. H., 2008 ; *A Multiplicity Census of Young Stars in Chamaeleon I*. ArXiv e-prints, **803**, 0561. (astro-ph/0803.0561)

LANDOLT, A. U., 1992 ; *UBVRI photometric standard stars in the magnitude range 11.5-16.0 around the celestial equator*. AJ, **104**, 340

LO PRESTI, C. & MARILLI, E., 1993 ; *PHOT. Photometrical Data Reduction Package*. Internal report of Catania Astrophysical Observatory, **N. 2/1993**

LUCY, L. B. & SWEENEY, M. A., 1971 ; *Spectroscopic binaries with circular orbits.* AJ, **76**, 544

MACERONI, C., 1999 ; *Angular momentum evolution in close late-type binaries.* Turkish Journal of Physics, **23**, 289

MAYOR, M. & MAZEH, T., 1987 ; *The frequency of triple and multiple stellar systems*. A&A, **171**, 157

MELO, C. H. F., COVINO, E., ALCALÁ, J. M. & TORRES, G., 2001 ; *On the pre-main sequence circularization period*. A&A, **378**, 898

MONTES, D., CRESPO-CHACÓN, I., GÁLVEZ, M. C. & FERNÁNDEZ-FIGUEROA, M. J., 2007 ; *EUVE J0825-16.3 and EUVE J1501-43.6 : Two dMe Double-Lined Spectroscopic Binaries*. Dans *IAU Symposium*, W. I. Hartkopf, E. F. Guinan & P. Harmanec, réds., tm. 240 de *IAU Symposium*

MONTES, D., FERNANDEZ-FIGUEROA, M. J., DE CASTRO, E. & CORNIDE, M., 1995 ; *Excess Hα emission in chromospherically active binaries : the spectroscopic survey.* A&AS, **109**, 135

MONTES, D., LÓPEZ-SANTIAGO, J., GÁLVEZ, M. C., FERNÁNDEZ-FIGUEROA, M. J., DE CASTRO, E. & CORNIDE, M., 2001 ; *Late-type members of young stellar kinematic groups - I. Single stars*. MNRAS, **328**, 45

MULLER, P., 1976 ; *Measurements of double stars at Meudon (3rd and last series).* A&AS, **23**, 205

—, 1978 ; *Double star measurements at Nice.* A&AS, **33**, 275

—, 1990 ; *Double Star Measurements Made at Nice*. A&AS, **84**, 619

ORLOV, V. V. & PETROVA, A. V., 2000 ; *Dynamical Stability of Triple Stars*. Astronomy Letters, **26**, 250

PAVLENKO, Y. V. & MAGAZZU, A., 1996 ; *Theoretical LTE and non-LTE curves of growth for LiI lines in G-M dwarfs and subgiants.* A&A, **311**, 961

PERRYMAN, M. A. C., BROWN, A. G. A., LEBRETON, Y., GOMEZ, A., TURON, C., DE STROBEL, G. C., MERMILLIOD, J. C., ROBICHON, N., KOVALEVSKY, J. & CRIFO, F., 1998 ; *The Hyades : distance, structure, dynamics, and age*. A&A, **331**, 81

POURBAIX, D., TOKOVININ, A. A., BATTEN, A. H., FEKEL, F. C., HARTKOPF, W. I., LEVATO, H., MORRELL, N. I., TORRES, G. & UDRY, S., 2004 ; *SB9 : The ninth catalogue of spectroscopic binary orbits*. A&A, **424**, 727

QUELOZ, D., ALLAIN, S., MERMILLIOD, J.-C., BOUVIER, J. & MAYOR, M., 1998 ; *The rotational velocity of low-mass stars in the Pleiades cluster*. A&A, **335**, 183

SHATSKY, N., 2001 ; *The long-period companions of multiple stars tend to have moderate eccentricities*. A&A, **380**, 238

SIMON, M., BENDER, C. & PRATO, L., 2006 ; *The Gl569 Multiple System*. ApJ, **644**, 1183

SODERBLOM, D. R., JONES, B. F., BALACHANDRAN, S., STAUFFER, J. R., DUNCAN, D. K., FEDELE, S. B. & HUDON, J. D., 1993 ; *The evolution of the lithium abundances of solar-type stars. III - The Pleiades*. AJ, **106**, 1059

STERZIK, M. F. & TOKOVININ, A. A., 2002 ; *Relative orientation of orbits in triple stars*. A&A, **384**, 1030

STRASSMEIER, K., WASHUETTL, A., GRANZER, T., SCHECK, M. & WEBER, M., 2000 ; *The Vienna-KPNO search for Doppler-imaging candidate stars. I. A catalog of stellar-activity indicators for 1058 late-type Hipparcos stars*. A&AS, **142**, 275

TOKOVININ, A., 2004 ; *Statistics of multiple stars*. Dans *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, C. Allen & C. Scarfe, réds., tm. 21 de *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*

TOKOVININ, A., THOMAS, S., STERZIK, M. & UDRY, S., 2006 ; *Tertiary companions to close spectroscopic binaries*. A&A, **450**, 681

TOKOVININ, A. A., 1997 ; *Orbits of new spectroscopic components in 7 multiple systems*. A&AS, **121**, 71

—, 1998 ; *New spectroscopic components in six multiple systems*. Astronomy Letters, **24**, 288

—, 1999 ; *New spectroscopic components in 8 multiple systems*. A&AS, **136**, 373

TOKOVININ, A. A. & GORYNYA, N. A., 2001 ; *New spectroscopic components in multiple systems. IV.* A&A, **374**, 227

—, 2007 ; *New spectroscopic components in multiple systems. V.* A&A, **465**, 257

TOKOVININ, A. A. & SMEKHOV, M. G., 2002 ; *Statistics of spectroscopic sub-systems in visual multiple stars*. A&A, **382**, 118

TONRY, J. & DAVIS, M., 1979 ; *A survey of galaxy redshifts. I - Data reduction techniques*. AJ, **84**, 1511

TOPPING, J., 1957 ; *Errors of Observation and Their Treatment*. American Journal of Physics, **25**, 498

—, 1972 ; *Errors of Observation and Their Treatment*. 4th ed., Chapman and Hall Ltd., 89

TORRES, C. A. O., QUAST, G. R., DA SILVA, L., DE LA REZA, R., MELO, C. H. F. & STERZIK, M., 2006 ; *Search for associations containing young stars (SACY). I. Sample and searching method*. A&A, **460**, 695

VALTONEN, M., 2004 ; *Three-body problem and multiple stellar systems*. Dans *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, C. Allen & C. Scarfe, réds., tm. 21 de *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*

VALTONEN, M. & KARTTUNEN, H., 2006 ; *The Three-Body Problem*. The Three-Body Problem, by Mauri Valtonen and Hannu Karttunen, pp. . ISBN 0521852242. Cambridge, UK : Cambridge University Press, 2006.

VALTONEN, M., MYLLÄRI, A., ORLOV, V. & RUBINOV, A., 2004 ; *Statistical Approach to the Three-Body Problem*. Dans *Order and Chaos in Stellar and Planetary Systems*, G. G. Byrd, K. V. Kholshevnikov, A. A. Myllri, I. I. Nikiforov & V. V. Orlov, réds., tm. 316 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*

—, 2005 ; *Dynamics of rotating triple systems : statistical escape theory versus numerical simulations*. MNRAS, **364**, 91

WICHMANN, R., SCHMITT, J. H. M. M. & HUBRIG, S., 2003*a* ; *Nearby young stars*. A&A, **399**, 983

—, 2003*b* ; *New spectroscopic binaries among nearby stars*. A&A, **400**, 293

WORLEY, C. E. & DOUGLASS, G. G., 1997 ; *The Washington Double Star Catalog (WDS, 1996.0)*. A&AS, **125**, 523

ZAHN, J.-P., 2008 ; *Tidal dissipation in binary systems*. EAS Publications Series, **29**, 67

ZAHN, J.-P. & BOUCHET, L., 1989 ; *Tidal evolution of close binary stars. II - Orbital circularization of late-type binaries*. A&A, **223**, 112

ZICKGRAF, F.-J., KRAUTTER, J., REFFERT, S., ALCALÁ, J. M., MUJICA, R., COVINO, E. & STERZIK, M. F., 2005 ; *Identification of a complete sample of northern ROSAT All-Sky Survey X-ray sources. VIII. The late-type stellar component*. A&A, **433**, 151

ZINNECKER, H. & MATHIEU, R. (réds.), 2001 ; *The Formation of Binary Stars*, tm. 200 de *IAU Symposium*

Chapitre V

Modélisation de la population des étoiles évoluées

Sommaire

1 Introduction 171
2 Ingrédients et méthode du modèle en rayons X 172
3 Résultats 180
4 Conclusions 184
Références 186

1 Introduction

Les observations faites par le satellite Einstein ont apporté deux résultats importants concernant la population des étoiles tardives classées comme géantes. En effet, ces étoiles semblent être des émetteurs X relativement faibles et n'émettent plus en rayons X (en tous cas aux niveaux du flux accessible par les télescopes X opérationnels à ce moment-là) lorsque l'indice de couleur $B-V$ est supérieur à 1.3. La confirmation de cette séparation autour du type spectral K3 *III* (connue sous le nom de *dividing line*) fut apportée par Haisch *et al.* (1991, 1992) grâce au RASS. Hünsch *et al.* (1996) sont parvenus à des conclusions similaires en étudiant un échantillon composé de 39 géantes proches ($d < 25$ pc) par des observations pointées obtenues sur le satellite ROSAT. Ce travail leur a permis de mettre en évidence que la distribution de la luminosité X a une valeur médiane de $3.7\ 10^{27}$ erg s^{-1} et que la queue de distribution excède même les 10^{30} erg s^{-1}.

Cependant, dans le diagramme HR, cette population des géantes est mélangée à celle des binaires actives. La caractéristique principale de ces sources est que leur niveau d'activité est nettement plus important que celui d'une étoile simple pour un stade évolutif similaire. Une catégorie importante des binaires actives est celle des RS CVn. Ces systèmes consistent en une étoile tardive de la séquence principale (ou sous-géante) dont la rotation est synchronisée avec sa période orbitale lorsqu'elle tourne autour de son compagnon : une étoile géante (ou sous-géante) de type G ou K. Une seconde catégorie importante (et très voisine de la précédente) est celle des systèmes BY Draconis (ou BY Dra) pour lesquelles les deux membres du systèmes sont des étoiles tardives de la séquence principale. Les densités et les fonctions de luminosités X des binaires actives sont encore assez mal connues car ces données sont souvent entachées de grandes incertitudes. Par exemple, les deux valeurs de densité publiées dans la littérature varient entre $3\ 10^{-6}$ et $6\ 10^{-6}$ pc^{-3} (Drake *et al.* 1989) et $4.5\ 10^{-3}$ pc^{-3}.

Bien que leur luminosité X puisse être très importante (jusqu'à 10^{32} erg s^{-1} : Dempsey *et al.* 1993*a*,*b*, 1997), la contribution de ces binaires à moyennes et hautes latitudes galactiques devrait être inévitablement assez faible car la distance d'échantillonnage dépasse rapidement l'échelle de hauteur de cette population (voir Kashyap *et al.* (1992), Fig. 8h). Cependant, à très basses latitudes galactiques, le fait que la population de binaires actives soit ou non fortement représentée dans les comptages en rayons X dépend énormément de leur densité et de leur fonction de luminosité X.

Lors d'un travail mené par Guillout (1996) en utilisant une densité de $3.7\ 10^{-5}$ pc^{-3} et la fonction de luminosité de Favata *et al.* (1995), une première évaluation d'environ 0.5 RS CVn par degré carré pour un taux de comptage de 0.03 cnt s^{-1} a été obtenue. Or, pour leur région test se situant dans la constellation du Cygne, un tel nombre impliquerait que **la totalité des sources X stellaires détectées** devrait être des systèmes assimilés aux binaires de type RS CVn.

De nos jours, la population des géantes (étoiles simples et binaires actives) n'est incorporée dans aucun des deux principaux modèles de population X stellaire (Favata *et al.* 1992, Guillout 1996, Guillout *et al.* 1996) pour économiser du temps de calcul. La raison principale est que la contribution de ces sources est considérée comme étant modeste dans les relevés X limités en flux en raison de leur faible densité par rapport aux étoiles de la séquence principale.

Pour le moment, le modèle de synthèse de la population stellaire de la galaxie (connu sous le nom de "modèle de Besançon[1]"), développé par Robin *et al.* (2003), prend en compte l'ensemble des populations stellaires contribuant de manière significative aux comptages optiques, mais n'inclut pas encore celles dont les densités spatiales sont relativement faibles et dont la contribution n'est que très modeste. C'est typiquement le cas des binaires géantes actives qui pourraient néanmoins jouer un rôle non négligeable voire même capital dans les comptages des relevés X limités en flux. En effet, de par leurs densités spatiales très faibles et leurs magnitudes sensiblement identiques à celles des étoiles simples, ces sources ne contribuent que très peu à la population d'étoiles détectées dans les comptages optiques. Mais, en revanche, ces objets peuvent être détectés jusqu'à des distances très importantes en raison d'une **luminosité X qui est 10 à 100 fois supérieure à celle des étoiles jeunes les plus lumineuses**.

Comme nous avons pu le voir lors de l'analyse des propriétés stellaires de notre échantillon, nous trouvons que la population des géantes constitue une fraction non négligeable de notre échantillon ($\geqslant 18\,\%$) qui dépasse même les $\sim 52\,\%$ si on se restreint aux sources X stellaires de type K. Par conséquent, il serait intéressant de voir dans quelle mesure **les populations des géantes et des binaires actives** peuvent influencer les prédictions des modèles de populations X stellaires.

Ce chapitre est dédié à la première modélisation de ces deux classes d'objets dans les modèles de populations X stellaires. Il est composé de trois parties. Premièrement, je présenterai la méthode utilisée et les ingrédients nécessaires pour effectuer cette modélisation ainsi que la détermination des différents paramètres. Puis, j'exposerai les résultats qui découlent de cette étude en ce qui concerne la contribution de ces deux populations d'étoiles tardives. Finalement, je conclurai ce travail de modélisation en résumant les principaux résultats obtenus.

2 Ingrédients et méthode du modèle en rayons X

La modélisation de ces deux populations se base en très grande partie sur la procédure développée par Guillout (1996) dont une schématisation est donnée dans la Fig. V.1. Après une brève description de la méthode et des principaux paramètres utilisés (§ 2.1), je préciserai quels sont les éléments importants dans notre cas (§ 2.2).

2.1 Méthode du modèle en rayons X utilisé

2.1.1 Principes de base de la méthode

Ce modèle est typiquement utilisé pour évaluer le nombre d'étoiles N que l'on détecte au-dessus d'un certain taux de comptage S. Ce comptage s'effectue à l'intérieur de l'angle solide $d\Omega$ dans la direction (l, b). Le paramètre N s'obtient alors grâce à la formule suivante :

$$N(>S,l,b) = \sum_{s=SPTP} \sum_{a=AGE} N_{sa}(>S,l,b) \ \text{ où} \tag{V.1}$$

[1] http ://www.obs-besancon.fr/model/

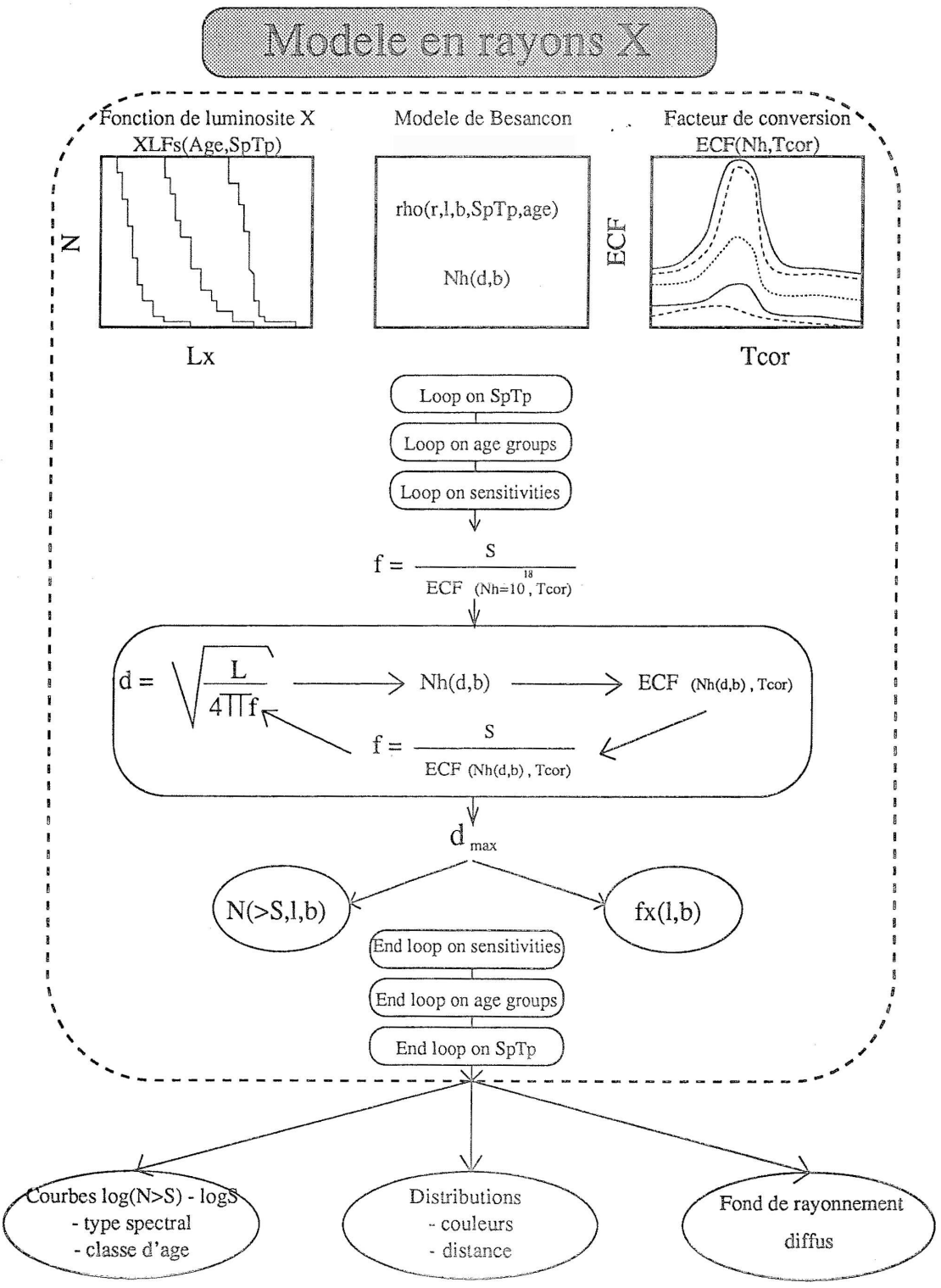


FIG. V.1 – Ingrédients et méthode du modèle en rayons X utilisé. Cette figure est extraite de la thèse de Guillout (1996).

$$N_{sa}(>S,l,b) = \int_{L_{min}}^{L_{max}} F_{sa}(L_X) dL_X \int_0^{d_{max}} \rho_{sa}(r,l,b) r^2 dr d\Omega \tag{V.2}$$

L'intégration des luminosités X entre les bornes L_{min} et L_{max} est calculée en sommant la contribution de chaque intervalle de la fonction de luminosité $F_{sa}(L_X)$ spécifiée sous forme numérique. La seconde intégrale calcule simplement le nombre d'étoiles de la classe (s,a) (de densité spatiale ρ_{sa}(r,l,b)) contenu dans le volume défini par l'angle solide dΩ et la distance d_{max}, la distance maximale jusqu'à laquelle on peut espérer détecter une étoile de luminosité L_X(SpTp, Age) au-dessus du taux de comptage S.

Cette distance maximale est l'un des paramètres capitaux lors de cette modélisation. Afin de le calculer, nous devons résoudre numériquement :

$$d = \sqrt{\frac{L_X}{4\pi\ f_X}} \quad \text{avec} \tag{V.3}$$

$$f_X = \frac{S}{ECF(N_H(d,b), T_{cor})} \quad \text{et} \quad N_H(d,b) = \int_0^d n(r,b) dr \tag{V.4}$$

Comme indiqué sur la Fig. V.1, ce système d'équations est entièrement auto-cohérent car une très légère variation de l'un de ses paramètres engendre un réajustement complet de l'ensemble des autres paramètres pour que l'égalité soit à nouveau vérifiée. Dans les équations précédentes, la colonne densité N_H(d,b) correspond à l'intégrale de la densité de matière absorbante le long de la ligne de visée jusqu'à la distance d_{max}.

2.1.2 Réponse instrumentale et spectre de la source émettrice

À cause de l'interaction avec le milieu interstellaire depuis la source émettrice jusqu'à leur détection par un récepteur embarqué à bord d'un satellite X, les rayons X subissent :

- une atténuation du flux ;
- un durcissement du spectre de la source.

En raison de la dépendance de l'absorption avec la longueur d'onde, on observe un durcissement du spectre de la source émettrice. L'absorption diminuant approximativement avec le cube de l'énergie, les photons les plus mous seront par conséquent ceux qui seront les plus absorbés. Lorsque l'on utilise des compteurs proportionnels (p. ex., le PSPC embarqué à bord de ROSAT), la sensibilité du détecteur utilisé dépend également de l'énergie. Dans ce cas précis, le taux de comptage dépend, non seulement, de la distribution de la matière absorbante et du spectre de la source émettrice, mais également **des caractéristiques de l'instrumentation**. L'ensemble de ces effets est modélisé par le Facteur de Conversion en Énergie (ECF), c'est-à-dire le facteur par lequel le flux non absorbé d'une source (en unité de 10^{-11} erg cm^{-2} s^{-1} dans la bande $0.1-2.4$ keV) doit être multiplié pour obtenir le taux de comptage (cnt s^{-1}) du PSPC.

Grâce au logiciel EXSAS (Zimmermann *et al.* 1992, 1993) et en émettant l'hypothèse d'un plasma thermique de type Raymond Smith (Raymond & Smith 1977) pour décrire les processus physiques responsables de l'émission X coronale et d'un modèle d'absorption galactique standard (Morrison & McCammon 1983), nous sommes en mesure de calculer toutes les valeurs du coefficient ECF (Fig. V.2).

2.1.3 Cas d'une distribution uniforme

Afin de comprendre un peu mieux l'utilité des courbes $\log(N>S) - \log(S)$, nous avons considéré le cas simple d'une distribution uniforme. Dans ce cas, la densité spatiale est constante ρ_{sa}(r,l,b) $= \rho_{sa}(0)$ (l'absorption interstellaire est négligeable) ce qui implique que :

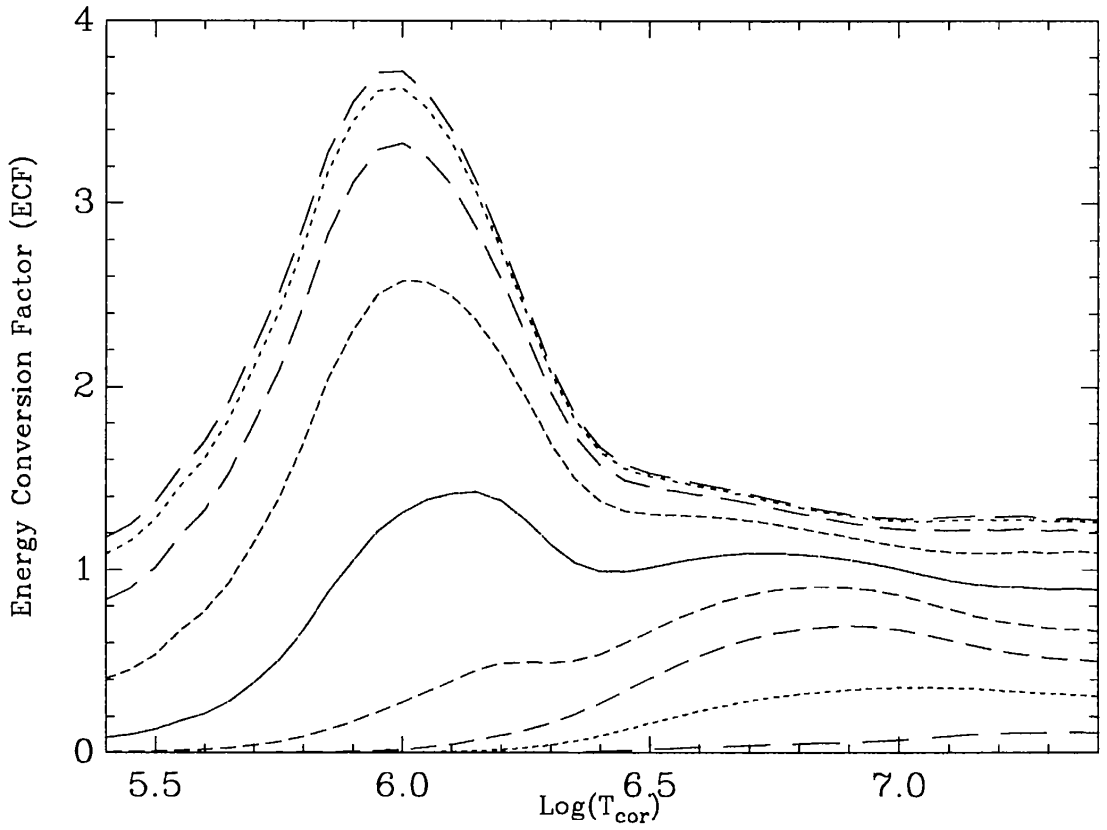


FIG. V.2 – Valeurs du Facteur de Conversion en Énergie (ECF) pour le PSPC de ROSAT dans le cas d'un plasma thermique de type Raymond Smith et d'une loi d'absorption galactique standard. Cette ECF est calculé en fonction de la température du plasma (T_{cor}) et pour des valeurs de la colone densité N_H allant de $10^{18.0}$ (enveloppe supérieure) à $10^{22.0}$ (enveloppe inférieure) avec un pas de 0.5 sur une échelle logarithmique. Cette figure est extraite de Guillout *et al.* (1996).

$$\begin{aligned} N_{sa}(>S,l,b) &= \rho_{sa}(0)\, d\Omega \int_{L_{min}}^{L_{max}} F_{sa}(L_X) dL_X \int_0^{d_{max}} r^2 dr \\ &= \rho_{sa}(0)\, d\Omega \int_{L_{min}}^{L_{max}} \frac{d_{max}^3}{3} F_{sa}(L_X) dL_X \\ &= \frac{\rho_{sa}(0)\, d\Omega\, (4\pi\, S)^{-3/2}\, ECF^{3/2}}{3} \int_{L_{min}}^{L_{max}} L_X^{3/2} F_{sa}(L_X) dL_X \end{aligned} \tag{V.5}$$

Si, on suppose en plus que $F_{sa}(L_X) = \delta(L_X - L'_X)$, on trouve alors que :

$$N_{sa}(>S,l,b) = \frac{\rho_{sa}(0)\, d\Omega\, (4\pi\, S)^{-3/2}\, ECF^{3/2}}{3}\, {L'_X}^{3/2} \tag{V.6}$$

soit :

$$\log(N_{sa}(>S,l,b)) = -\frac{3}{2}\log(S) + constante \tag{V.7}$$

Cette dernière formule démontre que, pour une population distribuée uniformément, la pente des courbes $\log(N > S) - \log(S)$ est constante et vaut $-3/2$. Or, la distribution spatiale réelle des sources n'est pas uniforme et il y a de l'absorption interstellaire entre la source émettrice

et la Terre, ce qui a pour conséquence de diminuer la valeur absolue de la pente. Cependant, à faible sensibilité, la distance maximale d'échantillonnage des sources est relativement faible et les approximations émises dans le cadre d'une distribution uniforme restent valables.

2.2 INGRÉDIENTS DU MODÈLE EN RAYONS X

Jusqu'à maintenant, j'ai présenté le modèle tel qu'il a été conçu dans un contexte plus général. Or la population des étoiles que l'on cherche à modéliser a des caractéristiques qui lui sont propres. Dans la suite de ce paragraphe, je mettrai l'accent sur le choix que nous avons fait pour ces derniers. Si on regarde la Fig. V.1, on se rend compte qu'il y a trois ingrédients majeurs lors de cette modélisation : la fonction de luminosité X, le modèle de Besançon et le facteur de conversion en énergie. Je décrirai donc nos *a priori* dans ces trois domaines (§ 2.2.1 à § 2.2.3). Cependant, afin d'obtenir des taux de comptage cohérents, il est également nécessaire de connaître la fraction des deux populations étudiées. Cette détermination sera présentée dans le paragraphe 2.2.4.

2.2.1 Fonctions de luminosités

Les étoiles d'un âge et/ou d'un type donné n'ont pas une luminosité X bien définie, mais plutôt un intervalle de valeurs possibles décrit par les **fonctions de luminosité X**. La raison majeure qui induit ce comportement est l'effet dynamo. Si on considère deux étoiles de même masse et même âge, elles n'auront pas rigoureusement la même vitesse de rotation, la même profondeur de la zone convective, les mêmes abondances, ... car chaque étoile aura suivi sa propre évolution. Ceci implique que la luminosité X sera aussi différente.

Nous avons préféré utiliser des fonctions de luminosité X provenant des observations pour modéliser l'émission X des étoiles de type RS CVn et des géantes car la connaissance théorique pour ce type d'étoiles n'est pas suffisamment avancée pour utiliser des fonctions de luminosité synthétiques. Toutes les luminosités utilisées ont été obtenues à partir des ROSAT.

Afin d'obtenir ces fonctions de luminosité X, nous avons utilisé les géantes extraites de la table de Hünsch *et al.* (1996) et avons fait une compilation de tous les systèmes RS CVn identifiés par Dempsey *et al.* (1993*a*,*b*, 1997) et Frasca *et al.* (2006). La Fig. V.3 montre chacune des deux fonctions de luminosité X utilisées pour ces deux classes d'objets. La fonction de luminosité X des RS CVn que nous avons utilisé est similaire à celle de Ottmann & Schmitt (1992). On peut remarquer qu'il y a près de 3 ordres de grandeurs entre la valeur médiane pour les géantes ($\sim 3.7\ 10^{27}$) et celle des RS CVn ($\sim 3.9\ 10^{30}$). Ces deux distributions ne diffèrent pas des fonctions types de luminosités X (cf., Guillout & Motch 2003, Fig. 8) ; cependant il est à noter que nous ne disposons que d'une statistique relativement faible pour les géantes simples.

2.2.2 Modèle de synthèse des populations stellaires de la Galaxie

Nous avons utilisé le MODÈLE DE BESANÇON[2] (Haywood *et al.* 1997, Robin *et al.* 2003) pour synthétiser les populations stellaires de la Galaxie en optique. Ce modèle donne une vue d'ensemble de la Galaxie en incluant les aspects dynamiques et évolutifs. Son originalité, par rapport aux autres modélisations, est que le potentiel galactique est calculé de manière auto-cohérente, en accord avec les résultats d'Hipparcos et la courbe de rotation observée. Le modèle peut être utilisé pour des simulations de populations stellaires de la galaxie dans toutes les directions, dans les bandes photométriques UBVRIJHKL ainsi que pour des distributions de la vitesse radiale et des mouvements propres.

Nous avons utilisé les simulations du modèle produites sous la forme de catalogues de pseudo-stars, provenant de simulations Monte-Carlo. Pour chacune des étoiles, les paramètres observables et intrinsèques sont donnés. En raison de la faible densité des étoiles évoluées, nous travaillons sur un fichier regroupant 10 résultats de la modélisation en optique. Cela a pour effet d'augmenter notre statistique. Mais, au final, tous nos résultats et toutes nos conclusions seront

[2] `http ://www.obs-besancon.fr/model/`

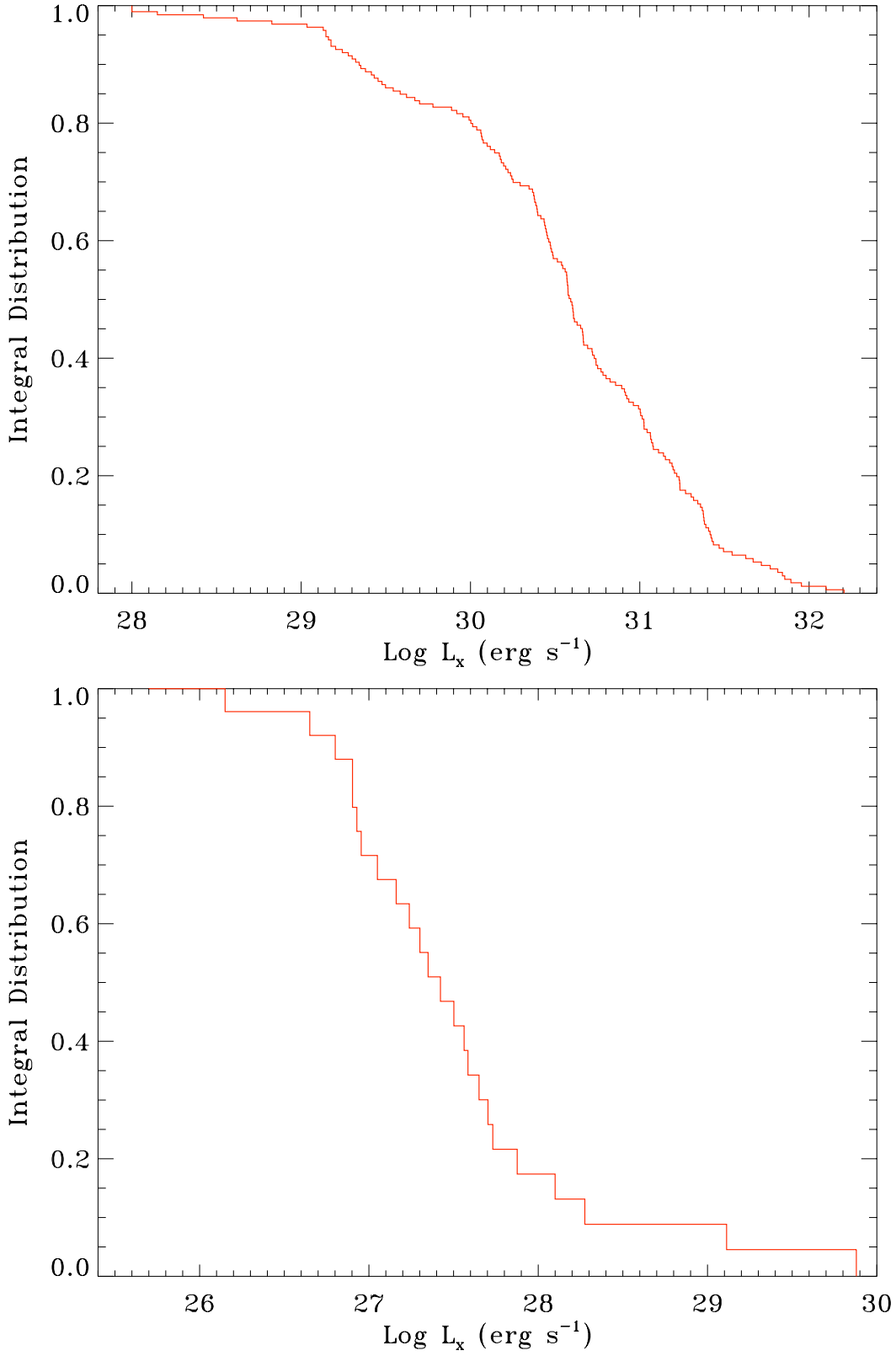


FIG. V.3 – Variation de la luminosité X stellaire en fonction du type de l'étoile. Les fonctions de luminosité X sont celles des systèmes RS CVn *(panneau supérieur)* et des géantes simples *(panneau inférieur)*.

établis pour l'étude d'un fichier unique. Cette étude a été réalisée en direction de l'anticentre galactique (l $= 180°$) pour 3 différentes latitudes galactiques – dans le plan, à moyenne et à haute latitudes – dont les valeurs sont respectivement de $0°$, $30°$ et $90°$.

Lorsque l'on compare le diagramme HR obtenu à partir de l'échantillon *RasHip* avec celui du catalogue Hipparcos (Fig. V.4), nous constatons que seules les géantes ayant un $B-V$ compris entre 0.5 et $1.2-1.3$ sont détectées comme des émetteurs en rayons X mous ce qui est conforme au résultat de Haisch *et al.* (1991, 1992). Cependant, l'échantillon d'étoiles modéliées en optique contient également des géantes plus chaudes qui ne sont pas détectées comme des émetteurs X. Par conséquent, lors de la modélisation, nous n'avons sélectionné que les étoiles évoluées du modèle de Besançon ayant un $B-V$ supérieur à 0.5. Cette sélection implique que les boucles sur l'âge et sur le type spectral (§ 2.1.1) ne sont pas nécessaires dans ce cas-là.

2.2.3 Facteur de Conversion en Énergie

Au cours de cette étude, nous utilisons le même facteur de conversion en énergie (ECF) que Guillout (1996) ce qui implique que **toutes les prédictions ne seront faites que pour le PSPC de ROSAT dans la bande d'énergie** $0.1-2.4$ **keV**.

Si on regarde la Fig. V.2, on constate que la colonne de densité N_H (quantité de matière intégrée le long de la ligne de visée) influe de manière assez significative sur l'ECF pour toutes les gammes de température du plasma émetteur (T_{cor}). En revanche, on peut distinguer deux régions bien distinctes en ce qui concerne sa dépendance avec T_{cor}. Si cette température est supérieure à $10^{6.5}$ K, alors l'ECF y est peu sensible. Tandis que si T_{cor} est inférieure à cette limite, l'ECF montre une très forte dépendance avec la température. À faible absorption, le gain en sensibilité peut atteindre un facteur de 2.5 par rapport à sa valeur à température plus élevée.

Majer *et al.* (1986) ont mis en évidence à partir des observations obtenues avec le satellite Einstein que la distribution des températures coronales des systèmes RS CVn était très similaire à celle des étoiles de la séquence principale. Pour les systèmes les plus éloignés, ils montrèrent également que le meilleur ajustement des spectres est obtenu lorsque l'on n'utilise qu'une seule température de plasma correspondante à la température la plus élevée prise pour les ajustements avec 2 températures coronales des objets les plus proches en raison de l'absorption interstellaire. Dempsey *et al.* (1993*b*) confirmèrent le premier résultat et montrèrent que le meilleur ajustement des spectres X des systèmes RS CVn s'obtient lorsque l'on considère deux températures de plasma ($\sim 2.1\ 10^6$ K pour la température la plus basse et $\sim 1.6\ 10^7$ pour la plus haute).

Les observations faites avec le satellite Einstein ont permis de mettre en évidence que, pour la majorité des étoiles géantes étudiées par Schmitt *et al.* (1990), la température du plasma formant la couronne est très élevée ($T_{cor} > 10^7$ K). Cependant, la composante de température plus basse qui apparaît pour les étoiles de la séquence principale n'a pas été observée. De récentes observations obtenues avec le satellite XMM-Newton (p. ex., Gondoin 2004) confirmèrent la détection d'un plasma très chaud autour de ces étoiles.

Pour le moment, nous ne disposons pas d'un modèle à 2 températures coronales, mais seulement d'un à une température unique. Donc, pour les systèmes RS CVn, nous avons décidé d'utiliser la composante en température de plasma la plus grande valant $\sim 1.6\ 10^7$ K (c'est-à-dire $\sim 10^{7.2}$ K). Concernant la température de plasma des géantes, nous ne disposons que d'une limite inférieure pour ce paramètre qui est très proche de celle choisie pour les binaires actives. De plus, nous avons vu que, pour de telles couronnes, l'ECF est peu sensible à la température. Par conséquent, nous avons décidé d'adopter la même température que celle des systèmes RS CVn.

2.2.4 Évaluation de la fraction de chaque population

Afin de modéliser au mieux la contribution de chaque population, nous avons estimé leur fraction au sein des comptages en optique. Pour cela, nous avons sélectionné toutes les sources évoluées dans le catalogue Hipparcos (Fig. V.4, panneau de gauche) ainsi que dans le catalogue *RasHip* (Fig. V.4, panneau de droite). Toutes ces étoiles apparaissent avec un symbole vert sur ces deux figures. Les distributions en couleur $B-V$ de ces deux sélections montrent qu'une très

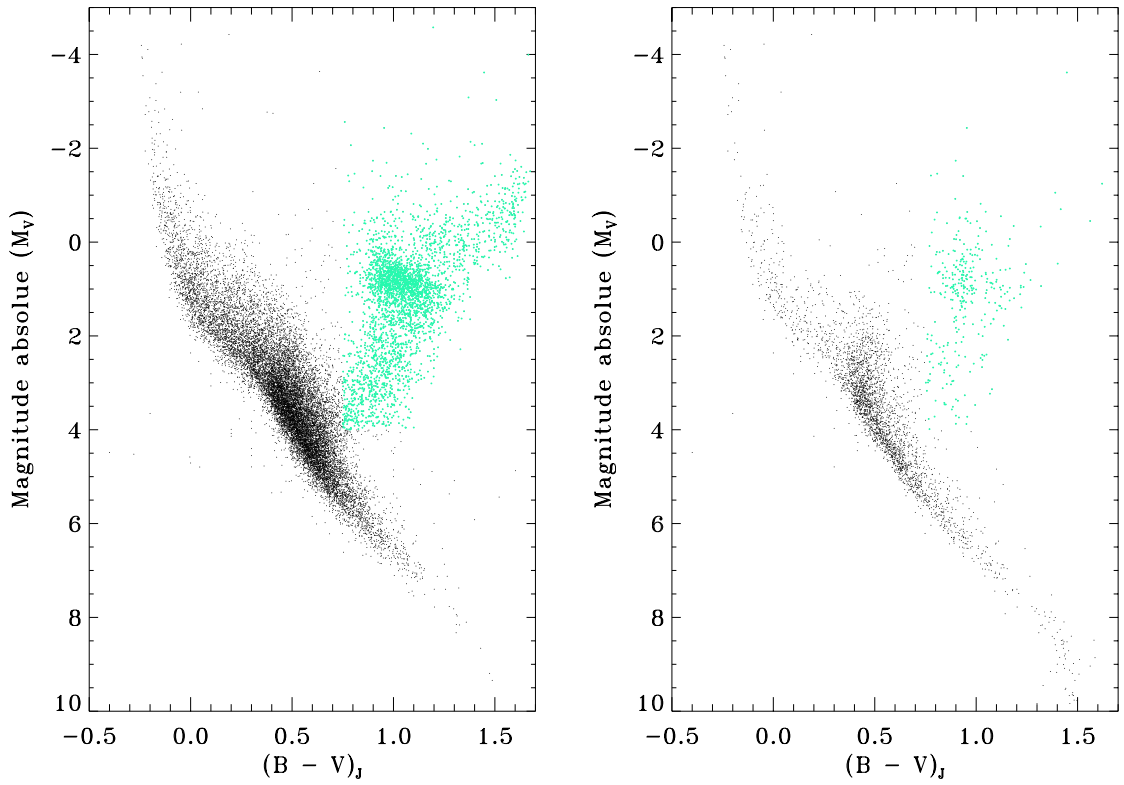


FIG. V.4 – Diagramme HR des sources des catalogues Hipparcos *(panneau de gauche)* et *RasHip* *(panneau de droite)* indiquant la sélection des étoiles évoluées.

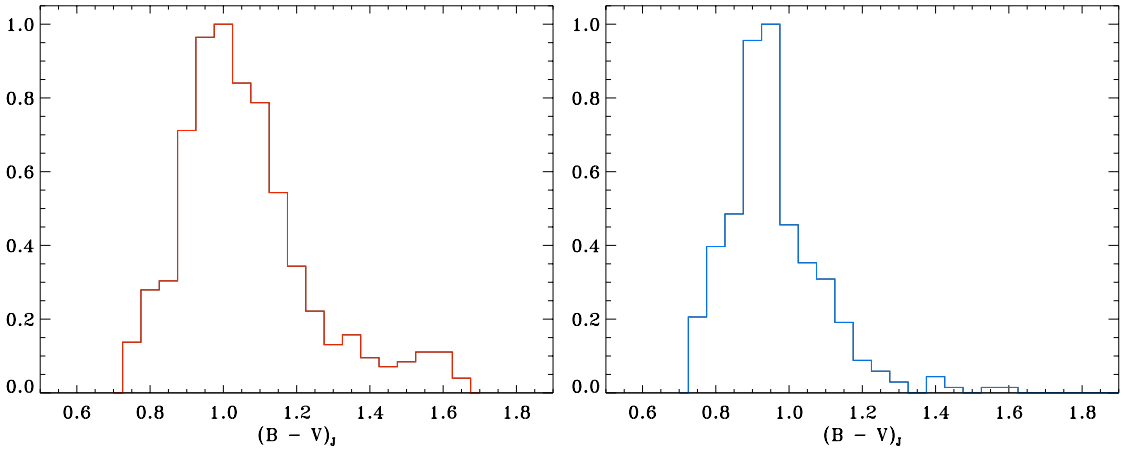


FIG. V.5 – Distribution de l'indice de couleur $(B-V)$ du système photométrique Johnson de étoiles évoluées des catalogues Hipparcos *(panneau de gauche)* et *RasHip* *(panneau de droite)*.

faible fraction des étoiles Hipparcos émettent dans le domaine des rayons X au-delà d'un $B-V$ supérieur à $1.2-1.3$ (Fig. V.5). Cette constatation est conforme à la division indiquée par Hünsch *et al.* (1996).

Au final, on trouve 3127 et 315 sources évoluées dans les catalogues Hipparcos et *RasHip*, respectivement. Or, grâce à l'étude des propriétés stellaires de nos sources, on sait qu'une petite fraction des sources X stellaires évoluées sont des géantes simples tandis que la grande majorité sont en réalité des binaires actives. Pour nos étoiles, nous considérons qu'une source est finalement un système RS CVn si nous détectons une variation de la vitesse radiale (marquée comme système SB1) et/ou si la vitesse de rotation est grande. En effet, l'une des caractéristiques connues pour les géantes est la présence de raies spectrales très fines en raison de leur faible vitesse de rotation. Suite à cette distinction, on établit qu'environ $90\,\%$ des 315 sources évoluées dans *RasHip* sont des binaires actives.

Je vais donc considérer que les binaires actives et les géantes simples contribuent respectivement pour $9\,$% et pour $91\,$% de la population des 3127 étoiles évoluées en optique.

3 Résultats

Cette modélisation a été réalisée dans le but de faire une première estimation de la contribution des deux populations des étoiles tardives géantes (les RS CVn et les géantes simples) lors des relevés du ciel en rayons X. Nous avons calculé cela pour des sensibilités du PSPC de ROSAT comprises entre 10^{-5} et $1\,\mathrm{cnt\,s^{-1}}$ sur une échelle logarithmique avec un pas de 0.1. L'intervalle considéré couvre un domaine de sensibilités dépassant largement les performances atteintes par le satellite ROSAT ainsi que le satellite XMM-NEWTON lancé en 1999. Ce modèle nous permet de donner une caractérisation globale de ces populations grâce aux courbes $\log(N>S)-\log(S)$ qui donnent le nombre de sources X stellaires en fonction de la sensibilité S choisie. Nous pouvons également établir les distributions en distance, en magnitude et en couleur des sources X stellaires détectées au-dessus d'un taux de comptage S donné. Dans le cadre de cette étude, nous avons analysé ces distributions pour le taux de comptage seuil de ROSAT (soit $\sim 0.03\,\mathrm{cnt\,s^{-1}}$) correspondant à la limite de complétude de ce catalogue (Guillout *et al.* 1999). Finalement, tous ces résultats sont comparés à ceux dérivés de nos observations.

Dans un premier temps, les courbes $\log(N>S)-\log(S)$ des binaires actives et des géantes simples (Fig. V.6) ont été obtenues pour une large gamme de sensibilités. De ces deux distributions, on peut voir clairement que le nombre de sources X stellaires prédites augmentent lorsque l'on se rapproche du plan galactique. Cette constatation est conforme au résultat obtenu précédemment par le modèle lors d'une application aux étoiles de la séquence principale (p. ex., Guillout 1996). Une comparaison directe de ces deux figures montrent que la contribution des géantes simples est relativement faible par rapport à celles des binaires actives. En dépit du manque de statistique dans le cas des géantes simples, on peut estimer que cette population est environ 30 fois moins influente dans le comptage en rayons X que celle des systèmes évolués.

Au cours de nos observations à l'OHP, nous avons trouvé qu'environ 70 sources étaient déjà identifiées comme des binaires actives. En attendant l'analyse de l'échantillon faible, la fin de la compilation des données bibliographiques et l'analyse détaillée des systèmes multiples, nous pouvons estimer que seulement un tiers de l'ensemble de nos sources sont déjà bien connues. Tout ceci amène à penser que l'on devrait trouver plus de 200 systèmes RS CVn en supposant que la distribution de ces sources est homogène. Or, à partir de la zone couverte par nos observations et de l'estimation du nombre d'étoiles par degré carré au taux de comptage seuil de ROSAT, nous évaluons qu'environ 250 systèmes de ce type devraient être détectés dans l'ensemble de notre échantillon. **Donc, à ce stade, il semblerait que la modélisation puisse assez bien reproduire la distribution globale des systèmes RS CVn observés.** Par conséquent, l'analyse complète de l'échantillon observé est capitale pour confirmer ce premier résultat.

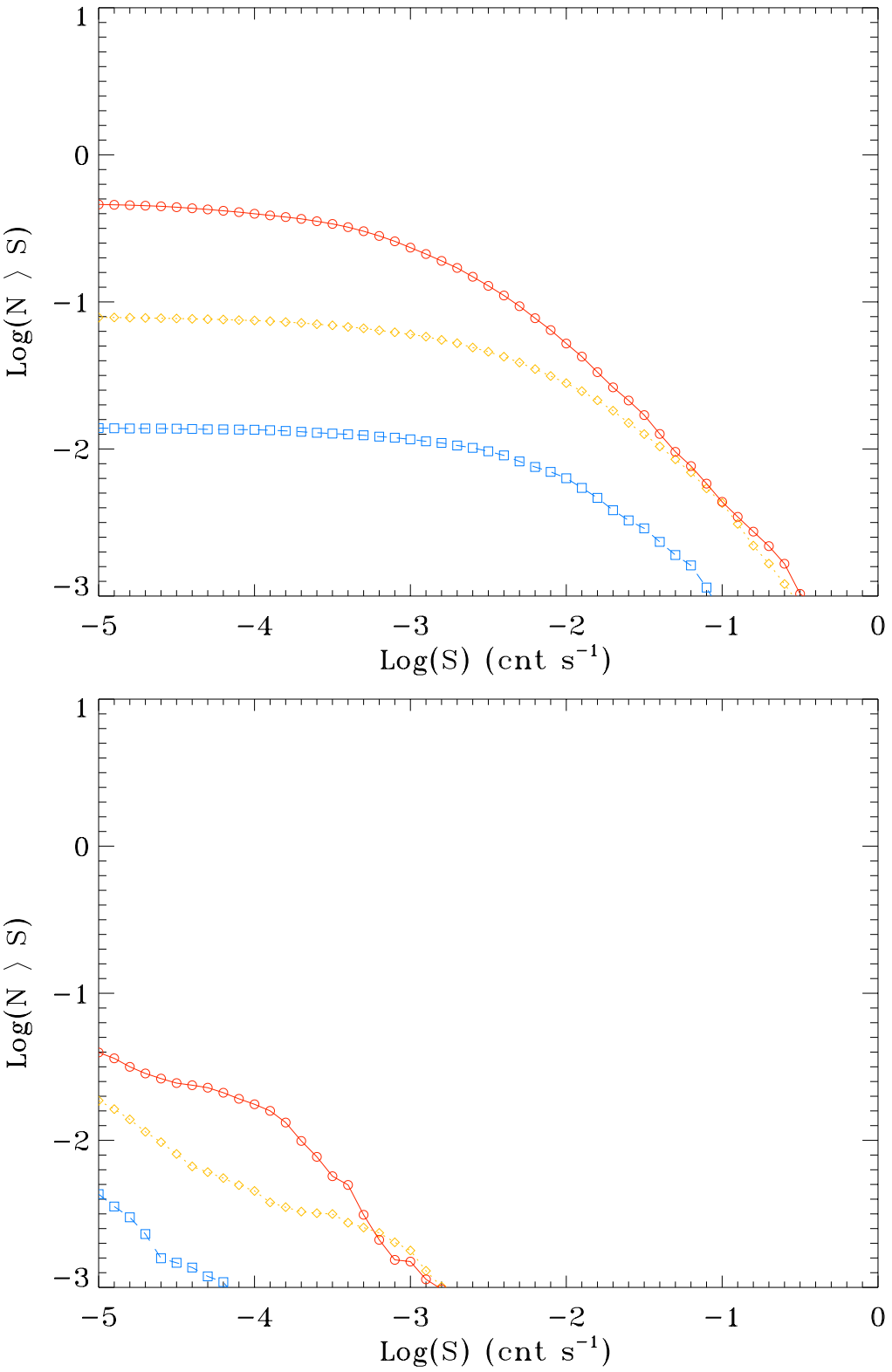


FIG. V.6 – Variation du nombre totale de sources X stellaires prédit en fonction de la latitude galactique dans le cas des systèmes RS CVn *(panneau supérieur)* et des géantes simples *(panneau inférieur)*. Les courbes $\log(N > S) - \log S$ sont calculées pour des latitudes de $0°$ (cercles rouges), de $30°$ (losanges oranges) et de $90°$ (carrés bleus) dans la direction de l'anti-centre galactique. N est le nombre de sources prédit par degré carré au-dessus du taux de comptage S du $PSPC$ de ROSAT dans la bande de $0.1-2.4$ keV. Ces courbes sont obtenues pour les sources brillantes ($V < 10.5$ mag).

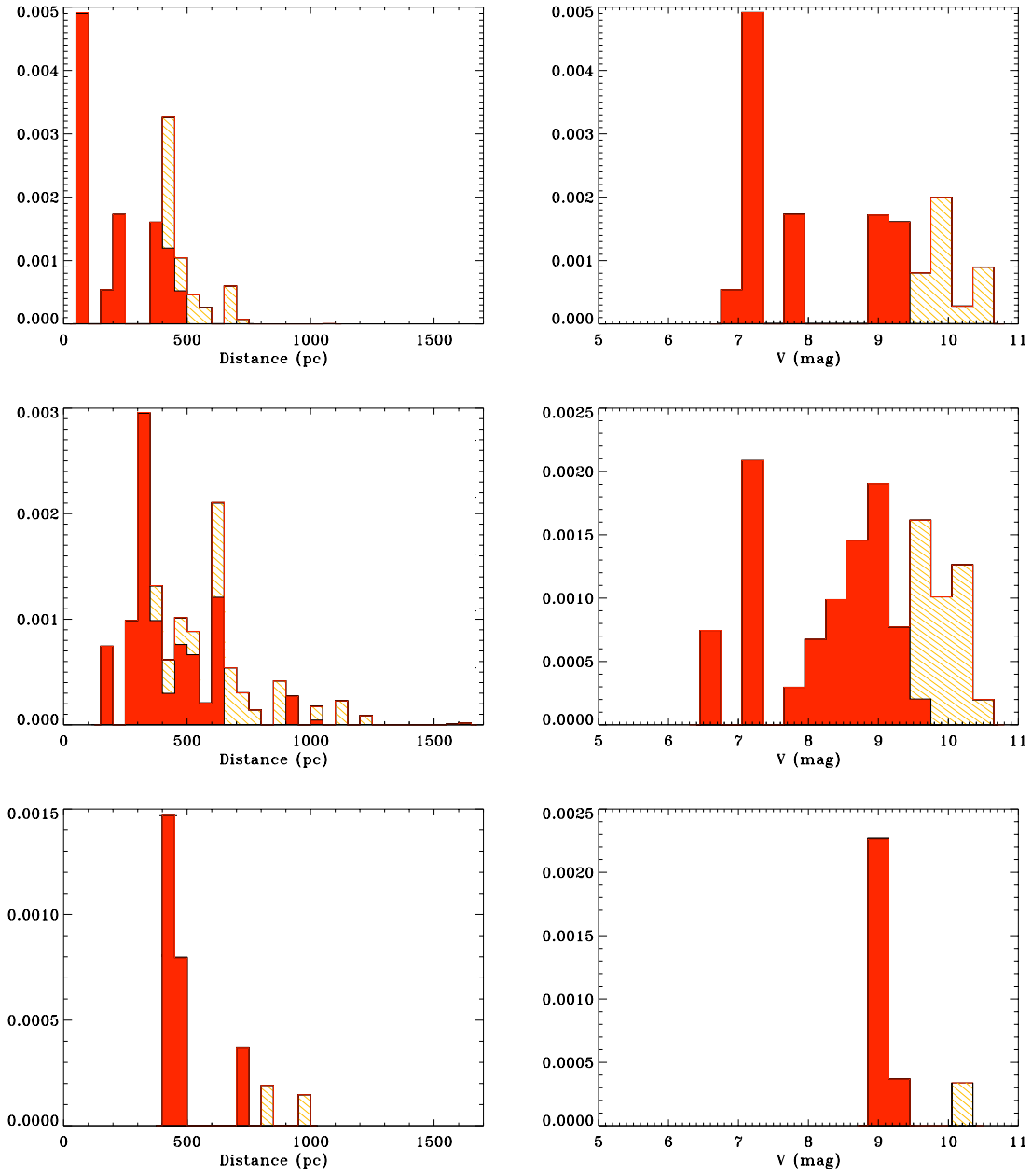


FIG. V.7 – Distribution en distance *(panneau de gauche)* et en magnitude V Johnson *(panneau de droite)* des sources X stellaires identifiées comme des systèmes RS CVn plus brillantes que ~ 0.03 cnt s^{-1} en fonction de la latitude galactique et de la magnitude visuelle. Ces distributions sont obtenues pour des latitudes de $0°$ *(panneau supérieur)*, de $30°$ *(panneau central)* et de $90°$ *(panneau inférieur)* en direction de l'anticentre galactique. Les sources de l'échantillon BRILLANT et de l'échantillon FAIBLE sont indiquées respectivement par les surfaces en rouge et en orange.

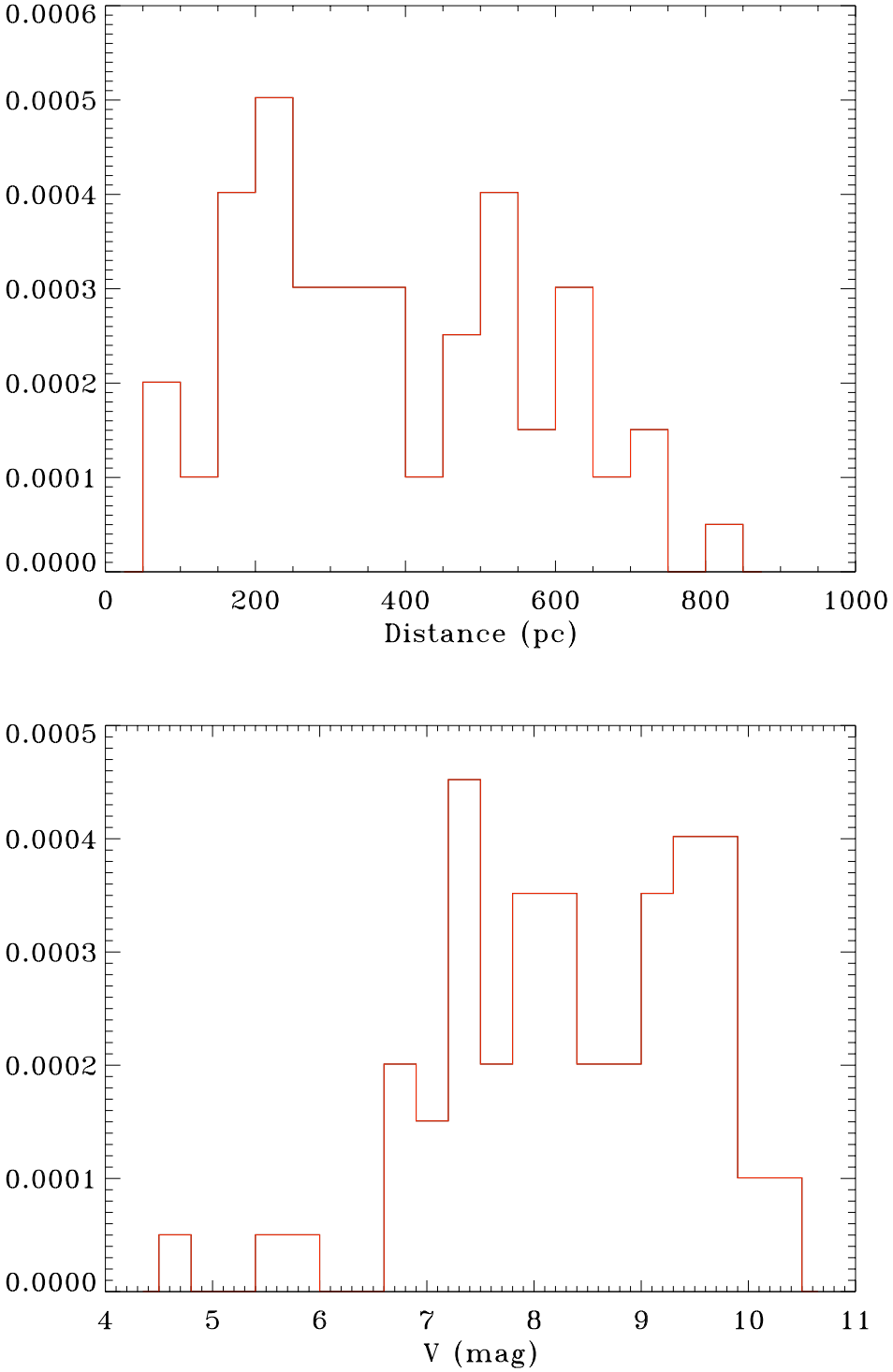


FIG. V.8 – Distribution en distance *(panneau supérieur)* et en magnitude *(panneau inférieur)* des systèmes RS CVn détectés au cours de notre programme d'observations.

Afin d'approfondir notre analyse, nous comparons les distributions en distance et en magnitude des sources X stellaires observées à celles de sources détectées lors de la modélisation pour un taux de comptage supérieur à ~ 0.03 cnt s^{-1}. À partir de maintenant, je ne travaillerai plus que sur les binaires actives en raison du manque de statistique pour la seconde population ce qui ne nous permettrait pas d'obtenir des résultats fiables.

Comme je l'ai déjà indiqué dans ce chapitre, pour les étoiles géantes, seules les sources tardives sont émettrices en rayons X. Par conséquent, nous n'avons sélectionné que cette population lors de notre modélisation. En traçant la distribution en couleur $B-V$ des sources X stellaires synthétisées, nous pouvons vérifier que notre modélisation ne prend en compte que cette population afin de valider les différents résultats obtenus par la suite.

Les distributions en distance et en magnitude V Johnson des sources X stellaires identifiées comme des systèmes RS CVn (Fig.V.7) ont été obtenues pour les sources ayant des magnitudes comparables à celles de l'échantillon BRILLANT et de l'échantillon FAIBLE. On constate que les sources les plus brillantes sont localisées à des distances plus proches du Soleil ce qui est en accord avec la distribution en distance d'un échantillon limité en magnitude. De plus, en se rapprochant de la latitude du plan galactique, on constate que les sources détectées sont de moins en moins éloignées en raison d'une absorption interstellaire plus importante à basses latitudes. Donc l'interprétation de ces deux tracés est consistante avec les connaissances actuelles sur la distribution des sources dans la galaxie.

L'identification des premières sources X stellaires en tant que systèmes RS CVn plus brillantes que ~ 0.03 cnt s^{-1} nous a permis de tracer les distributions en distance et en magnitude (Fig. V.8) de cette population. Toutes ces sources ont des distances comprises entre 65 pc et 810 pc dont la valeur médiane est de ~ 350 pc et des magnitudes dans l'intervalle 4.5 mag et 10.5 mag dont la médiane est ~ 8.4 mag.

Les distributions résultant de la modélisation et des observations sont assez comparables. En particulier, on peut constater que les distributions obtenues pour une latitude de 30° sont très proches de celles observées. Pour le moment, les sources observées sont en grande majorité des étoiles de l'échantillon BRILLANT et on constate que les distances des sources brillantes de la modélisation sont comprises entre ~ 70 pc (dans le plan) et ~ 1000 pc (à 30° de latitude) ce qui correspond à un intervalle du même ordre de grandeur que celui des sources observées. **Donc la première modélisation de cette population est en accord avec les données dont nous disposons.** Cependant, on peut distinguer certaines différences entre notre modèle et les résultats observationnels actuels : les géantes plus brillantes que 6 mag n'apparaissent pas dans le modèle.

4 Conclusions

L'importante fraction de la population des étoiles évoluées dans l'échantillon *RasTyc* nous a conduit tout naturellement à essayer d'obtenir leur première modélisation avec le modèle de synthèse de populations X stellaires. Pour cela, nous avons utilisé le principe du modèle développé par Guillout (1996) en l'adaptant aux propriétés spécifiques des étoiles étudiées. Après avoir établi que les binaires actives et les géantes simples représentent respectivement $9\,\%$ et $91\,\%$ de la population des étoiles évoluées en optique, nous avons pu modéliser ces deux populations. Pour le moment, les résultats obtenus montrent que le modèle reproduit assez bien les ordres de grandeur observés lorsque l'on compare les différentes distributions (globale, en distance et en magnitude) du modèle à celles dérivées de nos observations.

Cependant, il faut garder à l'esprit que tous ces résultats ne sont que préliminaires car ces deux populations sont encore assez mal connues (densité, température de plasma, ...). Nous poursuivons l'analyse de l'échantillon *RasTyc* ce qui, très prochainement, devrait nous permettre de faire une comparaison plus aboutie car nous disposerons alors d'un échantillon de sources X stellaires complet jusqu'à 10.5 mag. Néanmoins, la contribution des binaires actives semble suffisamment importante pour jouer un rôle important dans les résultats du modèle.



Références

DEMPSEY, R. C., LINSKY, J. L., FLEMING, T. A. & SCHMITT, J. H. M. M., 1993*a* ; *The ROSAT All-Sky Survey of active binary coronae. I - Quiescent fluxes for the RS Canum Venaticorum systems*. ApJS, **86**, 599

—, 1997 ; *The ROSAT All-Sky Survey of Active Binary Coronae. III. Quiescent Coronal Properties for the BY Draconis–Type Binaries*. ApJ, **478**, 358

DEMPSEY, R. C., LINSKY, J. L., SCHMITT, J. H. M. M. & FLEMING, T. A., 1993*b* ; *The ROSAT All-Sky Survey of active binary coronae. II - Coronal temperatures of the RS Canum Venaticorum systems*. ApJ, **413**, 333

DRAKE, S. A., SIMON, T. & LINSKY, J. L., 1989 ; *A survey of the radio continuum emission of RS Canum Venaticorum and related active binary systems*. ApJS, **71**, 905

FAVATA, F., BARBERA, M., MICELA, G. & SCIORTINO, S., 1995 ; *Lithium, X-ray activity and rotation in an X-ray selected sample of solar-type stars*. A&A, **295**, 147

FAVATA, F., MICELA, G., SCIORTINO, S. & VAIANA, G. S., 1992 ; *The stellar coronal component of the Galaxy. I - The X-COUNT numerical model*. A&A, **256**, 86

FRASCA, A., GUILLOUT, P., MARILLI, E., FREIRE FERRERO, R., BIAZZO, K. & KLUTSCH, A., 2006 ; *Newly discovered active binaries in the RasTyc sample of stellar X-ray sources. I. Orbital and physical parameters of six new binaries*. A&A, **454**, 301

GONDOIN, P., 2004 ; *The corona of HD 199178 (V 1794 Cygni)*. A&A, **413**, 1095

GUILLOUT, P., 1996 ; *Étude du contenu stellaire des cartographies en rayons X*. Thèse de doctorat, Université Louis Pasteur, Strasbourg I (France)

GUILLOUT, P., HAYWOOD, M., MOTCH, C. & ROBIN, A. C., 1996 ; *The stellar content of soft X-ray surveys. I. An age dependent numerical model*. A&A, **316**, 89

GUILLOUT, P. & MOTCH, C., 2003 ; *The stellar content of medium and high sensitivity X-ray surveys*. Astronomische Nachrichten, **324**, 81

GUILLOUT, P., SCHMITT, J. H. M. M., EGRET, D., VOGES, W., MOTCH, C. & STERZIK, M. F., 1999 ; *The stellar content of soft X-ray surveys. II. Cross-correlation of the ROSAT All-Sky Survey with the Tycho and Hipparcos catalogs*. A&A, **351**, 1003

HAISCH, B., SCHMITT, J. H. M. M. & FABIAN, A. C., 1992 ; *Disappearance of coronal X-ray emission in stars with cool dense winds*. Nat, **360**, 239

HAISCH, B., SCHMITT, J. H. M. M. & ROSSO, C., 1991 ; *The coronal dividing line in the ROSAT X-ray All-Sky Survey*. ApJ, **383**, L15

HAYWOOD, M., ROBIN, A. C. & CREZE, M., 1997 ; *The evolution of the Milky Way disc. II. Constraints from star counts at the galactic poles*. A&A, **320**, 440

HÜNSCH, M., SCHMITT, J. H. M. M., SCHROEDER, K.-P. & REIMERS, D., 1996 ; *ROSAT X-ray observations of a complete, volume-limited sample of late-type giants*. A&A, **310**, 801

KASHYAP, V., ROSNER, R., MICELA, G., SCIORTINO, S., VAIANA, G. S. & HARNDEN, JR., F. R., 1992 ; *Modeling the stellar contribution to the Galactic component of the diffuse soft X-ray background. I - Background fluxes and number counts*. ApJ, **391**, 667

MAJER, P., SCHMITT, J. H. M. M., GOLUB, L., HARNDEN, JR., F. R. & ROSNER, R., 1986 ; *X-ray spectra and the rotation-activity connection of RS Canum Venaticorum binaries*. ApJ, **300**, 360

MORRISON, R. & MCCAMMON, D., 1983 ; *Interstellar photoelectric absorption cross sections, 0.03-10 keV*. ApJ, **270**, 119

OTTMANN, R. & SCHMITT, J. H. M. M., 1992 ; *The contributions of RSCVn systems to the diffuse X-ray background*. A&A, **256**, 421

RAYMOND, J. C. & SMITH, B. W., 1977 ; *Soft X-ray spectrum of a hot plasma*. ApJS, **35**, 419

ROBIN, A. C., REYLÉ, C., DERRIÈRE, S. & PICAUD, S., 2003 ; *A synthetic view on structure and evolution of the Milky Way*. A&A, **409**, 523

SCHMITT, J. H. M. M., COLLURA, A., SCIORTINO, S., VAIANA, G. S., HARNDEN, JR., F. R. & ROSNER, R., 1990 ; *Einstein Observatory coronal temperatures of late-type stars*. ApJ, **365**, 704

ZIMMERMANN, H. U., BELLONI, T., IZZO, C., KAHABKA, P. & SCHWENTKER, O., 1992 ; *EXSAS : The ROSAT Data Analysis System*. Dans *European Southern Observatory Astrophysics Symposia*, A. Heck & F. Murtagh, réds., tm. 43 de *European Southern Observatory Astrophysics Symposia*

—, 1993 ; *ROSAT Data Analysis with EXSAS*. Dans *Astronomical Data Analysis Software and Systems II*, R. J. Hanisch, R. J. V. Brissenden & J. Barnes, réds., tm. 52 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*

Conclusions et Perspectives

1 Conclusions

Bien que le scénario de l'histoire de la formation stellaire dans notre galaxie soit assez bien connu de sa naissance jusqu'à il y a quelques milliards d'années, paradoxalement le taux récent de formation d'étoiles est, quant à lui, très mal déterminé. Ceci est principalement dû à la difficulté de sélectionner les étoiles jeunes de champ noyées dans la population ambiante du plan galactique. L'utilisation de l'émission X comme traceur à grande échelle (sur tout le ciel) de la population d'étoiles nées au voisinage du Soleil lors du dernier milliard d'années constitue donc une approche intéressante pour palier aux difficultés rencontrées par les méthodes "classiques". C'est dans le cadre général de cette problématique que s'intègre cette étude.

Le travail effectué au cours de cette thèse a permis d'obtenir une première caractérisation physique et cinématique des étoiles jeunes du voisinage solaire. Toutes les sources observées font parties de l'échantillon *RasTyc*, résultat de la corrélation croisée du catalogue RASS avec le catalogue TYCHO (expérience spatiale HIPPARCOS). Cet ensemble d'environ $14\,000$ étoiles statistiquement identifiées avec une source de rayons X mous est encore le plus grand et le plus homogène échantillon construit à ce jour. Pour cela, nous avons mené, pour plus de 800 étoiles, un programme d'observations spectroscopiques à haute résolution sur des télescopes européens de la classe des 1-4 mètres. L'utilisation des spectres avec une bonne résolution permet de faire des mesures précises sur la largeur équivalente pour telle ou telle raie ainsi que de résoudre des systèmes binaires ou triples spectroscopiques. Afin d'étudier l'ensemble des spectres (plus de 1600) à notre disposition, nous avons mis en place un certain nombre de procédures automatiques pour homogénéiser les méthodes d'analyse utilisées. À partir de ces dernières, nous avons pu obtenir des mesures précises des vitesses radiales et des vitesses de rotation. Pour le cas spécifique des étoiles simples ou des systèmes SB1, nous avons même pu dériver les paramètres astrophysiques de toutes nos sources.

Finalement, il s'avère que cet échantillon se compose principalement d'étoiles jeunes (âge $< 1Ga$) et d'une faible proportion d'étoiles plus âgées. Nous avons également pu identifier une importante fraction de systèmes binaires (SB1 et SB2) et multiples (SB3, ...) pour lesquels ce statut n'était pas encore connu. Nous avons aussi trouvé qu'une autre population était fortement représentée dans nos sources : celle des étoiles évoluées. Ces dernières ont la particularité d'être riches en lithium et cela dans des proportions non-négligeables.

1.1 Procédures de réduction et d'analyse

Mise en place d'une procédure de réduction complète

Étant donné la grande quantité de spectres acquis sur le télescope de $152\,$cm de l'OHP, nous avons été amenés à développer une procédure de réduction complète des spectres obtenus avec cet instrument. En effet, contrairement à la plupart des télescopes, aucune méthode de réduction n'a été conçue pour le spectrographe que nous avons utilisé. L'intérêt majeur de la conception d'une telle procédure est de contrôler totalement le travail fait à chaque instant et d'homogénéiser les différents traitements. Cela nous a également permis de mettre en place plusieurs techniques

nouvelles pour corriger nos spectres des effets instrumentaux et observationnels tout en limitant au maximum les interventions manuelles. C'est sur ce principe que les rayons cosmiques sont détectés puis supprimés automatiquement et que nous avons généré un modèle des raies telluriques modulables en intensité permettant de les supprimer de nos spectres. Nous avons également utilisé le concept de normalisation de Bailer-Jones *et al.* (1998).

Procédures d'analyse

Nous avons utilisé des méthodes d'analyse informatisées et automatisées qui se basent sur *une approche synthétique* et sur *la corrélation croisée* pour dériver la majorité des paramètres physiques de nos sources. Certains codes (p. ex., ROTFIT) n'ont pas été développés dans le cadre de ce travail, mais je les ai modifiés pour qu'ils puissent prendre en compte la spécificité de nos observations. Chaque spectre synthétique construit a le même type spectral et la même résolution que le spectre observé. À partir de cette procédure et de l'étude des variations de la vitesse radiale par décalage Doppler, nous pouvons en déduire si le spectre observé est celui d'une étoile isolée, d'un système double, d'un système triple ou bien d'un système de multiplicité plus élevée. Cela a pu être possible grâce à l'identification automatique des pics significatifs et secondaires ainsi que grâce à leur ajustement au moyen d'un profil composé de multiples gaussiennes et d'un second composé de multiples profils de rotation. Le premier profil utilisé correspond à celui qui est typiquement choisi par l'ensemble des chercheurs. Cependant, il s'avère être difficilement utilisable dès que l'on étudie des étoiles ayant une rotation importante. C'est dans ce cas précis que le second profil (rarement voire jamais utilisé) est capital.

Afin de déterminer les paramètres astrophysiques (température effective, gravité, métallicité, vitesse de rotation projetée) aussi bien pour les étoiles simples que pour les systèmes multiples, nous procédons à l'ajustement des spectres observés par des spectres d'étoiles de référence, peu ou pas actives et pauvres en lithium, en utilisant la méthode de moindres carrés. En appliquant la technique dite *de soustraction spectrale*, nous pouvons estimer la luminosité Hα ce qui nous donne des informations sur le niveau de l'activité chromosphérique.

1.2 LES ÉTOILES JEUNES

L'âge est un paramètre extrêmement difficile à déterminer pour une étoile de champ, néanmoins, en appliquant une méthode empirique consistant à comparer, pour chacune de nos étoiles, l'abondance en lithium (dérivée par soustraction spectrale) à celle observée dans des amas d'âge connu, nous sommes en mesure d'estimer un âge statistique pour chacune d'elles. Notre étude a permis de montrer qu'environ 70 % des étoiles observées ont un âge inférieur au milliard d'années. En particulier, nous trouvons que plus de la moitié des étoiles est âgée de moins de 300 millions d'années. Certaines de ces sources sont de très bons candidats au statut d'étoiles post-T Tauri.

Or, de nombreuses évidences ont été trouvées que plusieurs étoiles tardives peuvent être membres de certains courants stellaires jeunes : les étoiles actives en X et EUV ainsi que celles riches en lithium (Jeffries 1995).

Détermination de l'appartenance de nos sources à un courant stellaire

Pour cette raison, nous avons développé 2 méthodes **probabilistes** en ne considérant que leurs composantes de vitesses spatiales (U, V, W) afin de déterminer de manière *quantitative* l'appartenance de nos étoiles les plus jeunes (sur la base de leurs abondances en lithium) aux 5 courants les plus connus. Nous avons évalué leurs efficacités au moyen de simulations Monte-Carlo ce qui nous a permis de connaître leurs limites. On peut maintenant affirmer que **les résultats obtenus avec nos deux méthodes sont compatibles entre eux**. Alors que la méthode 3D nous permet de déterminer rapidement la probabilité de sources potentielles car il suffit de connaître la position moyenne du barycentre d'un courant donné ainsi que les dispersions suivant trois axes (U, V, W), elle n'est **efficace que pour des candidats situés à l'intérieur des limites connues pour chaque**

courant. En ce qui concerne la méhode 2D, elle nécessite une connaissance déjà bien établie des courants étudiés car elle se base beaucoup plus sur la distribution des membres connus. Par conséquent, pour pouvoir en tirer des résultats significativement fiables, nous devons avoir à disposition un nombre suffisamment élevé de membres déjà connus. Mais, si toutes les conditions sont réunies pour son utilisation, cette méthode semble être **plus permissive** et donne **des niveaux de confiance beaucoup plus quantitatifs** que la méthode 3D. Bien que ces méthodes soient d'une grande aide pour la détection des nouveaux membres de groupes cinématiques, il faut également prendre en compte d'autres critères tels que ceux établis par Eggen et/ou des caractéristiques spectroscopiques pour qu'une association soit confirmée comme étant réelle.

Grâce à la qualité de nos données et à l'utilisation combinée de toutes ces méthodes, nous avons pu **identifier de nouveaux membres des courants étudiés**. En particulier, nous avons pu constater que les étoiles d'âge connu sont principalement associées aux groupes cinématiques ayant un âge similaire : les étoiles classées comme *PMS-like* ont des composantes de vitesses spatiales semblables aux groupes les plus jeunes. Cependant, certaines de nos sources ne sont pas associées à aucun des courants étudiés.

Recherche de possibles nouveaux courants d'étoiles jeunes

Nous avons aussi recherché si certaines sources avaient des propriétés cinématiques et des âges similaires. Nous avons pu détecter une concentration d'étoiles jeunes dans la direction : $l \sim 122°, b \sim 16°$. Comme toutes ces étoiles se situent à moins de 100 pc du Soleil, elles ont des propriétés relativement proches des membres de l'association TW Hydra, même si elles sont légèrement plus âgées et localisées dans l'hémisphère nord.

1.3 LES SYSTÈMES BINAIRES ET MULTIPLES

Statistiques de cette population

Brandner *et al.* (1996) a souligné que les binaires non-résolues de ROSAT sont des sources statistiquement plus brillantes que les étoiles simples. Donc, les relevés limités en flux X sont biaisés vers les binaires. En effet, un grand nombre de binaires spectroscopiques (SB) a été découvert dans notre échantillon. Plus quantitativement, notre échantillon de sources brillantes observées avec *Aurélie* contient 210 sources simples, 47 systèmes de type SB1, 36 systèmes SB2 et 9 systèmes triples (SB3). Cependant, 2 de nos systèmes triples ont potentiellement une multiplicité plus élevée. La plupart de ces systèmes était inconnue, nous avons ainsi contribué à découvrir une centaine de systèmes binaires et triples. Donc, dans notre échantillon, nous avons $\sim 15.5\,\%$, $\sim 12.5\,\%$ et $\sim 3.0\,\%$ de systèmes SB1, SB2 et SB3, respectivement. Tous ces pourcentages pris ensemble font que **les systèmes binaires et multiples comptent pour environ $30\,\%$ de notre échantillon**.

Les systèmes triples

Nous avons étudié spécifiquement trois nouveaux systèmes triples découverts au sein de l'échantillon *RasTyc* de sources X stellaires. Ces trois systèmes ont tous une **configuration hiérarchique** et sont **composés d'une binaire interne de courte période plus d'une troisième composante orbitant autour sur une orbite de longue période**. À partir de spectres de haute et moyenne résolution, nous avons obtenu les courbes de vitesse radiales de leur binaire interne et dérivé les paramètres orbitaux. Les périodes orbitales de ces binaires sont comprises entre 3.5 et 7.6 jours et toutes les excentricités sont très faibles. Une analyse plus approfondie des spectres à haute résolution nous a permis de dériver la composition spectrale et les paramètres astrophysiques de toutes les composantes de ces systèmes qui s'avèrent être des étoiles G-K de la séquence principale. Dans tous les cas, **les composantes des binaires internes ont des masses, des types spectraux et des luminosités très semblables**. En nous appuyant sur la cinématique et sur l'abondance en lithium, nous trouvons que **ces systèmes sont finalement assez jeunes**. En particulier, RasTyc 2034+8253 est le seul dans lequel la raie de Li I λ6707.8 est assez forte pour être clairement visible dans les

spectres pour toutes les composantes et suggère un âge de 100 à 300 millions d'années. Il est le seul susceptible d'être membre d'un courant d'étoiles jeunes déjà connu, le courant IC 2391. Pour les deux systèmes restants, leur appartenance reste encore assez incertaine. De plus, bien que ces trois systèmes ne peuvent être considérés comme représentatifs de l'ensemble de la population des systèmes triples des relevés dans la bande de rayons X mous, la hiérarchie observée en période et en masse est en accord avec celle de la majorité des systèmes triples (Orlov & Petrova 2000). Finalement, ces trois systèmes ont des rapports de période (X) nettement supérieurs à 30 indiquant qu'ils sont très certainement des **systèmes triples stables et hiérarchiques**.

Comme nous venons de le voir ces systèmes comptent pour $\sim 3.0\,\%$ dans notre échantillon. D'un point de vue spectroscopique, cette fraction est significativement plus importante que celle obtenue dans les échantillons ayant des propriétés en optique très semblables mais n'étant pas sélectionnés sur la base des rayons X (voir par exemple, Strassmeier *et al.* 2000). **En effet, nous détectons 10 fois plus de systèmes triples**. Cette différence de contribution pose la question de leur évolution sur de longues échelles de temps. L'échantillon de SB3 à partir des rayons X mous tient compte des systèmes jeunes tandis que celui constitué à partir du visible traduit la présence de systèmes SB3 plus âgés. À première vue, il semblerait que le type de système se désagrège avec le temps.

Une analyse détaillée de l'ensemble des systèmes découverts dans notre jeu de données est absolument nécessaire pour établir des conclusions statistiquement valables afin d'en tenir compte dans les modèles d'évolution galactique. Comme tous les objets *RasTyc* sont relativement proches, notre étude peut également contribuer à obtenir **une meilleure compréhension de la formation et de l'évolution des binaires serrées et des systèmes multiples dans le voisinage solaire.**

1.4 Les étoiles évoluées

Contribution des étoiles évoluées

L'analyse des cartographies du ciel en rayons X mous suppose généralement que la composante stellaire est constituée majoritairement d'étoiles jeunes de séquence ou de pré-séquence principale. En revanche, **la contamination par des systèmes plus évolués** pour lesquels le haut degré d'activité magnétique n'est pas lié à l'âge mais à la synchronisation des périodes rotationnelle et orbitale **est généralement ignorée** (à cause du manque de connaissance de cette population). Notre étude détaillée des binaires non-résolues identifiées comme des systèmes évolués de type RS CVn a montré que leur fraction au sein de notre échantillon est de l'ordre de $20\,\%$ en moyenne et atteint plus de $50\,\%$ si l'on ne considère que les étoiles K.

Modélisation en rayons X de cette population

L'importante fraction de cette population nous a conduit tout naturellement à essayer d'obtenir sa première modélisation avec le modèle de population stellaire en rayons X de Besançon (Guillout 1996). **Les résultats obtenus montrent que le modèle reproduit assez bien les ordres de grandeur observés**. Bien que ces résultats ne soient que préliminaires, des conclusions plus fiables d'un point de vue statistique pourront être obtenues par la suite car nous disposerons d'un échantillon de sources X stellaires complet jusqu'à 10.5 mag. Néanmoins, la contribution des binaires actives semble suffisante pour jouer un rôle important dans les résultats du modèle.

Les géantes riches en lithium

Depuis la découverte des premières géantes K riches en lithium (Wallerstein & Sneden 1982), près de 50 nombreuses autres sont connues (Frebel *et al.* 2008, Strassmeier *et al.* 2008, Yerra & Reddy 2008, Mishenina *et al.* 2006, Lèbre *et al.* 2006, Reddy & Lambert 2005, Drake *et al.* 2002). Pallavicini *et al.* (1992) ont découvert un grand échantillon d'étoiles K post-séquence principale actives montrant une haute abondance en lithium inhabituelle et ayant une vitesse de rotation bien supérieure (reliée à leur forte activité) par rapport aux géantes K peu ou pas actives. Dans

une série des travaux, de la Reza et ses collaborateurs (de la Reza 2006, de La Reza *et al.* 1996, 1997*a*,*b*, de la Reza *et al.* 2000, Drake *et al.* 2002) ont apporté la preuve que "toutes" les étoiles géantes K avec des masses comprises entre 1 et 2.5 $M_{\odot}$ deviennent riches en lithium au cours de l'étape de la branche des géantes rouges. Pour ces auteurs, les étoiles K riches en lithium sont des géantes normales passant par une courte période où l'abondance en lithium devient importante. Cet épisode, qui peut être cyclique, pourrait prendre son origine dans les changements de la structure interne de l'étoile. Comme ces étoiles évoluent vers la partie bleue du "clump" (géantes brûlant l'hélium), elles développent des zones de convection externes et, par conséquent, un haut niveau d'activité magnétique dû à la convection et à la rotation rapide, ce qui est l'origine de l'émission X. Si de la matière de l'intérieur stellaire contenant du ^{7}Be fait irruption dans la photosphère par une forte convection, ce phénomène peut induire la formation de ^{7}Li ainsi que la formation d'une enveloppe de gaz et de poussière.

Une autre origine de l'enrichissement en lithium peut être l'ingestion de corps sous-stellaires tels que les planètes ou les naines brunes (Siess & Livio 1999*a*,*b*, Denissenkov & Weiss 2000) ou l'ingestion suivie par le déclenchement de la production de ^{7}Li à partir d'un réservoir stellaire de ^{3}He (de La Reza *et al.* 1996). À ce moment-là, la raie de Li I devrait apparaître dans leurs spectres. Cependant, le mécanisme de formation du lithium disparaîtra après quelques 10^{5} années et la convection peut alors agir librement en conduisant le lithium vers des zones plus profondes où il sera détruit. L'observation d'une intense raie du lithium pourrait alors indiquer que ces étoiles viennent juste d'atteindre cette phase d'évolution sans avoir eu un temps suffisant pour brûler le lithium photosphérique.

Nos résultats semblent confirmer leurs conclusions car la grande majorité de nos étoiles évoluées présentent une forte raie d'absorption du lithium dont l'abondance dérivée est supérieure à l'abondance primordiale.

1.5 CATALOGUE DES SOURCES *RasTyc*

Afin de rendre public tous nos résultats, nous sommes actuellement en train de créer le catalogue des sources *RasTyc* contenant les principaux paramètres des catalogues TYCHO et RASS ainsi que l'ensemble de nos résultats dérivés pour les étoiles de cet échantillon. Nous avons aussi recherché pour toutes les sources *RasTyc* la contrepartie présente dans le catalogue 2MASS à partir de VIZIER et récupéré toutes les informations contenues dans la base de données SIMBAD (listes des identifiants, nombre de références, magnitude dans différents filtres, etc...).

Cependant, le catalogue ne sera publié qu'à la fin de l'analyse complète de toutes les sources composant les deux sous-échantillons utilisés pour notre programme d'observation. Pour le moment, cette table existe sous un format ASCII et une procédure IDL a été mise en place pour la lire automatiquement et la mettre à jour dès que l'analyse des sources restantes (en particulier celles de l'échantillon FAIBLE) sera finie. À terme, ce catalogue contiendra donc toutes les propriétés spectroscopiques et cinématiques dérivées et donnera également un accès à tous les spectres acquis et aux différentes fiches d'identification générées à la fin de l'analyse de chaque source. Pour cela, nous allons utiliser le générateur de bases de données SAADA pour y incorporer facilement tous les fichiers résultant de ce travail.

2 Perspectives

Ce travail a permis d'apporter des informations cruciales sur les caractéristiques physiques et cinématiques d'un échantillon représentatif du contenu stellaire des cartographies en rayons X mous. Cependant, il ne constitue que la première étape indispensable pour aboutir à une meilleure compréhension de **l'histoire récente de formation d'étoiles dans l'environnement proche du Soleil**. Cet échantillon devrait encore fournir de nombreuses informations dans différents domaines de recherche. En effet, nous avons présenté 4 programmes d'observations (sur 3 télescopes différents) pour observer certaines sources *RasTyc* dont les buts sont :

– la caractérisation spectroscopique de l'échantillon FAIBLE (un sous-échantillon de *RasTyc*) ;
– le suivi spectroscopique des étoiles considérées comme de possibles PMS ;
– le suivi spectroscopique des systèmes binaires (en collaboration avec Guiseppe MIGNEMI, Catane).

De plus, afin d'approfondir notre connaissance sur les caractéristiques des sources *RasTyc*, nous avons soumis et prévoyons de soumettre de nouvelles demandes de temps pour la prochaine période d'observations portant sur les termes suivants :

– Suivi spectroscopique d'un échantillon de systèmes présumés triples ;
– Caractérisation spectroscopique d'une vingtaine de systèmes SB1 découverts au sein de notre échantillon ;
– Recherche de contenu de poussière autour des étoiles les plus jeunes de notre échantillon ;
– Recherche dans une zone du ciel pour avoir une confirmation de la détection d'un nouveau courant stellaire.

Le premier objectif à l'issue de ce travail de thèse est l'étude complète de l'ensemble des sources faibles de l'échantillon *RasTyc*. Toutes ces nouvelles données nous permettront d'apporter de nouvelles connaissances sur les domaines suivants :

Modèle X de la population galactique

Comme l'échantillon couvre à la fois les régions à hautes et basses latitudes galactiques, et plus de la moitié du ciel en longitude galactique, l'un de nos principaux objectifs sera de comparer les comptages du nombre d'étoiles de différents groupes d'âge à certaines latitudes avec les prédictions issues d'un modèle galactique standard pour les comptages du nombre en X. Nous nous attendons à détecter un gradient d'âge en allant du plan de la galaxie vers ses pôles, relié à l'échelle de hauteur galactique des étoiles jeunes. Jusqu'à présent, ce paramètre n'est que pauvrement connu à cause des difficultés rencontrées pour sélectionner efficacement les jeunes étoiles tardives de la séquence principale à partir des données optiques seules. D'un autre côté, une sélection de telles étoiles sur la base des données X nous a déjà permis de contourner cette difficulté. En accord avec les prédictions du modèle, nous nous attendons à ce que la contribution des étoiles de type Pleiades-like passe de $60\,\%$ pour les régions de basse latitude galactique à environ $30\,\%$ dans les hautes latitudes. Au contraire, celle des étoiles les plus âgées devrait augmenter de $17\,\%$ à $40\,\%$. La déviation significative du nombre d'étoiles jeunes par rapport à celui attendu par les modèles serait en faveur d'un épisode récent de formation d'étoiles (peut être relié à la ceinture de Gould).

Les anomalies cinématiques basées sur les vitesses radiales dérivées de nos spectres plus le mouvement propre provenant du catalogue TYCHO-2 (Høg *et al.* 2000) fourniront un support important et indépendant sur ce point. Une comparaison statistique avec des observations similaires, conduites par certains membres de la collaboration *RasTyc* sur le spectrographe échelle FEROS de ESO (Chilie) à d'autres longitudes galactiques, sera d'un grand intérêt pour une meilleure compréhension de la cinématique des étoiles jeunes de champ dans le voisinage solaire.

La comparaison de l'ensemble de ces observables avec les prédictions du modèle de populations stellaires en rayons X permettra d'établir de **nouvelles contraintes sur le taux de formation d'étoiles et l'échelle de hauteur galactique des étoiles jeunes** ainsi que sur **les inhomogénéités dans la distribution locale des étoiles jeunes**.

Dispersion galactique

À partir de la corrélation des sources brillantes du RASS avec le catalogue Hipparcos, Vergely (1998) a montré l'existence d'une bonne corrélation entre l'indice HR1 de ROSAT et la composante de vitesse verticate V_Z, pour les sources localisées à basses latitudes (en dessous de $|b| < 5°$) ; plus l'indice HR1 est important, plus la dispersion en vitesse est faible. Comme l'indice HR1 trace l'absorption interstellaire (donc marginalement l'âge) et que la composante de vitesse perpendiculaire par rapport au plan galactique est synonyme d'étoiles jeunes, cette relation peut indiquer

qu'au moins les étoiles les plus jeunes sont encore associées à leur matière interstellaire. Ce résultat important devra être confirmé pour l'ensemble de l'échantillon *RasTyc* à toutes les latitudes galactiques et pour toutes les composantes de vitesse. Il s'ensuit que, comme le contenu stellaire (en terme d'âge) devrait varier en fonction de la latitude galactique et du flux en rayon X, les prédictions du modèle de population X donnera de précieuses informations dans l'analyse de cette relation.

Processus de formation des étoiles isolées

Comme nous l'avons déjà mentionné, l'échantillon *RasTyc* contient potentiellement un grand nombre d'étoiles très jeunes et isolées qui sont cachées dans la population ambiante du plan galactique. La cinématique, l'abondance en lithium et la luminosité Hα que nous avons dérivées sont des indices indispensables pour mettre en évidence ces étoiles et pour élargir le nombre de cibles prometteuses destinées à la recherche de planètes ou de disques de débris à partir de télescopes terrestres ou spatiaux. Les récentes études des étoiles jeunes sans relation avec des amas ou des régions de formation d'étoiles peuvent faire la lumière sur des processus atypiques de formation des étoiles qui semblent se produire dans la galaxie comme suggéré par la récente découverte de nombreux courants d'étoiles dans notre environnement.

Évolution stellaire

Les binaires éclipsantes permettent de tester les tracés évolutifs des étoiles MS et PMS en supposant que les deux étoiles ont eu une origine commune. De plus, dans les relevés de rayons X mous, ni la fraction des binaires de type BY Dra, ni la fréquence des systèmes plus âgés de type RS CVn ne sont actuellement connues. En particulier, les binaires RS CVn, pour lesquelles le haut niveau d'activité magnétique n'est pas lié à leur âge, mais à la synchronisation entre les périodes rotationnelle et orbitale, contaminent fortement nos données. Donc la connaissance de leur impact est cruciale pour étudier le récent taux de formation d'étoiles. Ce projet de recherche est en cours. Nous avons déjà rapporté la découverte et l'étude détaillée de 6 binaires (Frasca *et al.* 2006) et de 3 systèmes triples (Klutsch *et al.* 2008). Des observations de suivi en optique d'un échantillon représentatif de systèmes multiples ont été menées sur les télescopes T193 cm et T152 cm de l'OHP et le suivi se poursuit encore de nos jours sur le T091 cm de l'OAC tant en spectroscopie qu'en photométrie.

Pour les prochaines périodes d'observations, nous allons soumettre deux nouvelles demandes de temps pour continuer le suivi spectroscopique des systèmes multiples récemment découverts (20 systèmes SB1 et 20 de systèmes présumés triples) afin d'obtenir leurs paramètres orbitaux et stellaires. La connaissance de ces paramètres pour un large échantillon permettra d'aboutir à des conclusions fiables statistiquement.

Rotation stellaire

C'est bien connu que l'activité chromosphérique et coronale évolue avec l'âge et dépend de paramètres stellaires tels que la rotation et la masse stellaire. L'émission X des étoiles tardives est reliée à l'activité magnétique surfacique créée par l'action dynamo dans les zones convectives sous la photosphère et elle diminue sensiblement quand l'étoile vieillie en raison du ralentissement de la rotation. Un problème théorique majeur est la dépendance des activités chromosphérique et coronale aux paramètres de la dynamo. On pourrait s'attendre à un comportement différent de la dynamo pour les étoiles de plus faible masse, parce que ces étoiles ont des enveloppes convectives beaucoup plus profondes que les autres étoiles. L'évolution de la rotation surfacique stellaire en fonction de l'âge a été une question centrale au cours d'études théoriques menées sur les étoiles de faible masse au cours des dernières années (Bouvier *et al.* 1997, Bouvier 2007). Selon ces modèles, la tranche d'âge allant de 10 à 100 Ma est celle où se produit la plupart des changements spectaculaires dans la rotation stellaire. Malheureusement, la plupart des études ont porté soit sur les étoiles PMS dans les régions de formation d'étoiles et les amas jeunes, soit sur les

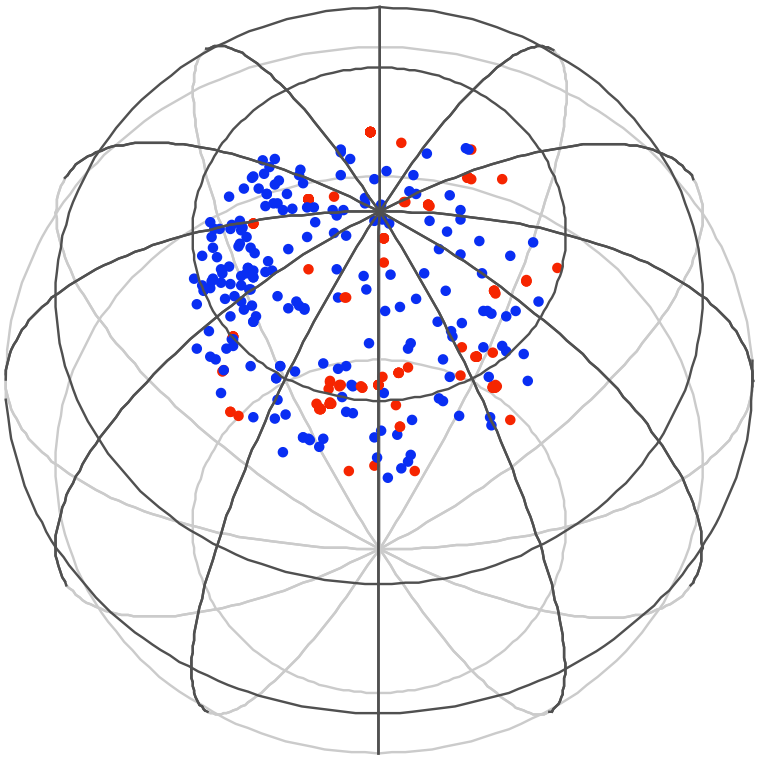


FIG. 1 – Position des candidats PTTS de XMM Newton / RASS sur le ciel (cercles rouges et bleus, respectivement) correspondant à nos critères de sélection (1 : cf. Fig. 2 ; 2 : étoiles tardives ($0.6 < B-V < 1.2$) ; 3 : Sources X lumineuses ($L_X > 10^{30}$ erg s^{-1}) dans une région de 30° comprenant nos couples de candidats PTTS découverts dans l'échantillon *RasTyc* ainsi que celui découvert par Makarov *et al.* (2007).

étoiles âgées de champ de la séquence principale. Une étude de Wichmann *et al.* (1998) souligne que **la rotation est le paramètre dominant dans l'activité stellaire et pas tellement l'âge stellaire**. Toutefois, le faible nombre d'étoiles étudiées lors des travaux antérieurs n'a pas permis de tirer des conclusions fiables. Par conséquent, plus de données observationnelles sont nécessaires pour améliorer ces statistiques.

Confirmation de la détection d'un nouveau courant stellaire

Au cours de ce travail, nous avons détecté une concentration relativement importante de sources jeunes (des candidats PTTS) dans le ciel. Lors de l'étude de la cinématique, nous avons pu constater que toutes ces sources avaient des caractéristiques très semblables. Nous nous sommes proposés alors de chercher les étoiles jeunes ayant le même mouvement autour de ces candidats PTTS découverts loin des régions de formation d'étoiles. Nous avons donc sélectionné près de 50 contreparties optiques de sources X ROSAT All-Sky Survey / XMM Newton (Fig. 1 de la conclusion) identifiées à des étoiles tardives utilisant des méthodes d'analyse multi-variée (travail fait par F.-X. Pineau). Ces dernières permettent de faire la distinction entre la population des sources X galactiques et la population stellaire de la composante extragalactique (galaxies et quasars) émettant aussi dans le domaine des rayons X (Fig. 2 de la conclusion). Ces candidats sont répartis sur plus de $3,000\,\mathrm{deg}^2$ (soit un rayon de 55°) autour d'un couple de candidats PTTS récemment découverts (§ 4.2, Chapitre III) loin des régions de formation d'étoiles connues. Nous allons bientôt soumettre un programme d'observations de ces sources ce qui pourrait nous permettre de **confirmer l'existence d'une nouvelle concentration d'étoiles jeunes localisée pour la première fois dans l'hémisphère nord**.

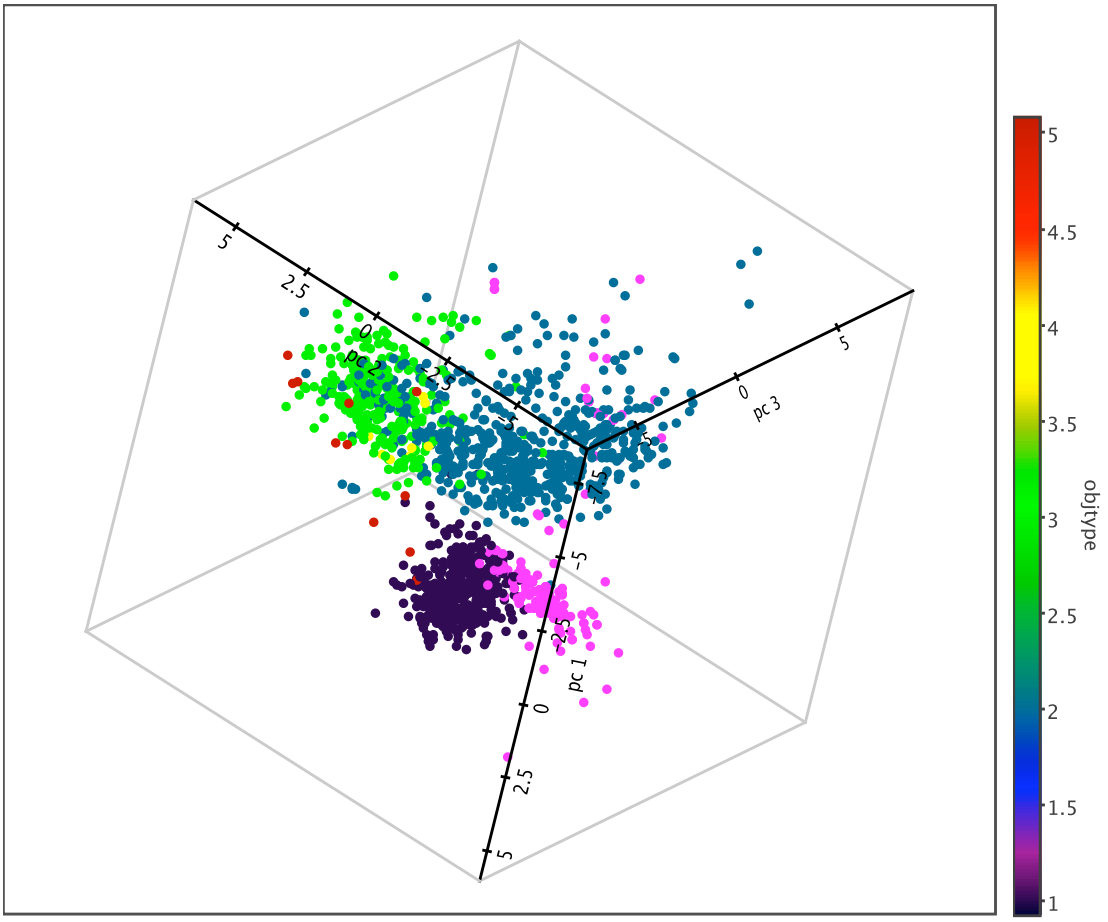


FIG. 2 – Résultat de la classification de l'analyse en composante principale pour les sources XMM formellement identifiées avec des quasars (symboles verts), des galaxies (symboles bleus) et des étoiles (symboles mauves). Les méthodes d'analyse multi-variée maximisent la séparation des différentes classes d'objets émettant en X ce qui permet de sélectionner *a priori* celle qui nous intéresse avec un haut niveau de confiance. Nous appliquons cette méthode à la fois aux sources de XMM Newton et du RASS (non montré). Les étoiles sélectionnées sont indiquées par des symboles roses.

Extension de l'échantillon RasTyc

Dans un avenir proche, nous prévoyons de repousser les limites rencontrées avec l'échantillon *RasTyc* dues aux limites de complétude des deux catalogues utilisés. Pour cela, nous allons faire la corrélation entre le catalogue GSC 2.2 et le catalogue 2XMM. Le premier a permis d'échantillonner les sources optiques jusqu'à la magnitude ~ 14.5 mag. Pour le second, l'instrumentation utilisée a une performance en terme de sensibilité qui est près de 10 fois plus importante que celle du RASS.

Ce nouvel échantillon se composera donc d'un plus grand nombre de sources X stellaires qui seront distribuées sur une échelle de distance plus importante. Grâce aux propriétés de cet échantillon, nous devrions être capables d'étendre la détection de la ceinture de Gould. En effet, seule la partie de cette ceinture située dans l'hémisphère sud a pu être étudiée en raison des limitations de ROSAT.

Les disques circumstellaires autour des étoiles les plus jeunes

Au vu des propriétés de nos étoiles, nous pouvons développer l'étude des disques circumstellaires autour des étoiles les jeunes. Nous avons fait une demande d'observation en radio en collaboration avec Anne DUTREY, Stéphane GUILLOTEAU et Yann BOEHLER afin d'étudier l'étape évolutive entre les disques de transition et les disques de débris. En effet, les processus qui conduisent à la dissipation des disques autour des étoiles T Tauri (similaire au Soleil jeune) sont encore assez mal connus. Les relevés en infra-rouge montrent que $50\,\%$ des étoiles T Tauri ont dissipé leurs disques internes à un âge supérieur à $2-3\,$Ma. Cependant, certaines étoiles plus âgées (p. ex., TW Hya dont l'âge est de $\sim 10\,$Ma) possèdent encore un disque proto-planétaire relativement massif. Seulement $10\,\%$ des étoiles T Tauri ayant un âge comparable à celui de TW Hya ont un excès en infra-rouge.

Vous l'aurez bien compris, nous avons encore *un travail astronomique* pour exploiter tout le potentiel scientifique de cet échantillon ; l'heure n'est donc pas venue d'avoir la *tête dans les étoiles*.

Références

BAILER-JONES, C. A. L., IRWIN, M. & VON HIPPEL, T., 1998 ; *Semi-automated extraction of digital objective prism spectra*. MNRAS, **298**, 1061

BOUVIER, J., 2007 ; *The rotational evolution of young low mass stars*. Dans *IAU Symposium*, J. Bouvier & I. Appenzeller, réds., tm. 243 de *IAU Symposium*

BOUVIER, J., FORESTINI, M. & ALLAIN, S., 1997 ; *The angular momentum evolution of low-mass stars*. A&A, **326**, 1023

BRANDNER, W., ALCALÁ, J. M., KUNKEL, M., MONETI, A. & ZINNECKER, H., 1996 ; *Multiplicity among T Tauri stars in OB and T associations. Implications for binary star formation*. A&A, **307**, 121

DE LA REZA, R., 2006 ; *Lithium Rich Red Giant Branch Stars*. Chemical Abundances and Mixing in Stars in the Milky Way and its Satellites, ESO ASTROPHYSICS SYMPOSIA. ISBN 978-3-540-34135-2. Springer-Verlag, p. 196

DE LA REZA, R., DA SILVA, L., DRAKE, N. A. & TERRA, M. A., 2000 ; *On LI Enrichment by Low-Mass Metal-Poor Red Giant Branch Stars*. ApJ, **535**, L115

DE LA REZA, R., DRAKE, N. A. & DA SILVA, L., 1996 ; *Lithium Enrichment–Mass-Loss Connection in K Giant Stars*. ApJ, **456**, L115+

—, 1997*a* ; *Episodic Mass Loss and Rapid Lithium Enrichment and Depletion in K Giants*. Ap&SS, **255**, 251

DE LA REZA, R., DRAKE, N. A., DA SILVA, L., TORRES, C. A. O. & MARTIN, E. L., 1997*b* ; *On a Rapid Lithium Enrichment and Depletion of K Giant Stars*. ApJ, **482**, L77+

DENISSENKOV, P. A. & WEISS, A., 2000 ; *Episodic lithium production by extra-mixing in red giants*. A&A, **358**, L49

DRAKE, N. A., DE LA REZA, R., DA SILVA, L. & LAMBERT, D. L., 2002 ; *Rapidly Rotating Lithium-rich K Giants : The New Case of the Giant PDS 365*. AJ, **123**, 2703

FRASCA, A., GUILLOUT, P., MARILLI, E., FREIRE FERRERO, R., BIAZZO, K. & KLUTSCH, A., 2006 ; *Newly discovered active binaries in the RasTyc sample of stellar X-ray sources. I. Orbital and physical parameters of six new binaries*. A&A, **454**, 301

FREBEL, A., ROEDERER, I. U., SHETRONE, M., ALLENDE PRIETO, C., RHEE, J., GALLINO, R., BISTERZO, S., SNEDEN, C., BEERS, T. C. & COWAN, J. J., 2008 ; *The Hobby-Eberly Telescope Chemical Abundances of Stars in the Halo CASH Project II. The Li-, r- and s-Enhanced Metal-Poor Giant ligiant*. Dans *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, A. Frebel, J. R. Maund, J. Shen & M. H. Siegel, réds., tm. 393 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*

GUILLOUT, P., 1996 ; *Étude du contenu stellaire des cartographies en rayons X*. Thèse de doctorat, Université Louis Pasteur, Strasbourg I (France)

HØG, E., FABRICIUS, C., MAKAROV, V. V., URBAN, S., CORBIN, T., WYCOFF, G., BASTIAN, U., SCHWEKENDIEK, P. & WICENEC, A., 2000 ; *The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars*. A&A, **355**, L27

JEFFRIES, R. D., 1995 ; *The kinematics of lithium-rich, active late-type stars : evidence for a low-mass Local Association*. MNRAS, **273**, 559

KLUTSCH, A., FRASCA, A., GUILLOUT, P., FREIRE FERRERO, R., MARILLI, E., MIGNEMI, G. & BIAZZO, K., 2008 ; *New triple systems in the RasTyc sample of stellar X-ray sources*. A&A, **490**, 737

LÈBRE, A., DE LAVERNY, P., DO NASCIMENTO, JR., J. D. & DE MEDEIROS, J. R., 2006 ; *Lithium abundances and rotational behavior for bright giant stars*. A&A, **450**, 1173

MAKAROV, V. V., ZACHARIAS, N., HENNESSY, G. S., HARRIS, H. C. & MONET, A. K. B., 2007 ; *The Nearby Young Visual Binary HIP 115147 and Its Common Proper Motion Companion LSPM J2322+7847*. ApJ, **668**, L155

MISHENINA, T. V., BIENAYMÉ, O., GORBANEVA, T. I., CHARBONNEL, C., SOUBIRAN, C., KOROTIN, S. A. & KOVTYUKH, V. V., 2006 ; *Elemental abundances in the atmosphere of clump giants*. A&A, **456**, 1109

ORLOV, V. V. & PETROVA, A. V., 2000 ; *Dynamical Stability of Triple Stars*. Astronomy Letters, **26**, 250

PALLAVICINI, R., RANDICH, S. & GIAMPAPA, M. S., 1992 ; *Lithium in RS CVn binaries and related chromospherically active stars. I - Observational results*. A&A, **253**, 185

REDDY, B. E. & LAMBERT, D. L., 2005 ; *Three Li-rich K Giants : IRAS 12327-6523, 13539-4153, and 17596-3952*. AJ, **129**, 2831

SIESS, L. & LIVIO, M., 1999*a* ; *The accretion of brown dwarfs and planets by giant stars - I. Asymptotic giant branch stars*. MNRAS, **304**, 925

—, 1999*b* ; *The accretion of brown dwarfs and planets by giant stars - II. Solar-mass stars on the red giant branch*. MNRAS, **308**, 1133

STRASSMEIER, K., WASHUETTL, A., GRANZER, T., SCHECK, M. & WEBER, M., 2000 ; *The Vienna-KPNO search for Doppler-imaging candidate stars. I. A catalog of stellar-activity indicators for 1058 late-type Hipparcos stars*. A&AS, **142**, 275

STRASSMEIER, K. G., BARTUS, J., FEKEL, F. C. & HENRY, G. W., 2008 ; *The chromospherically active, triple, ellipsoidal, and eclipsing binary HD 6286 = BE Piscium : a laboratory for binary evolution*. A&A, **485**, 233

VERGELY, J. L., 1998 ; *Étude des nuages d'extinction du voisinage solaire*. Thèse de doctorat, CDS, Observatoire de Strasbourg (France). Soutenue le 7 Décembre 1998

WALLERSTEIN, G. & SNEDEN, C., 1982 ; *A K giant with an unusually high abundance of lithium - HD 112127*. ApJ, **255**, 577

WICHMANN, R., BASTIAN, U., KRAUTTER, J., JANKOVICS, I. & RUCINSKI, S. M., 1998 ; *HIPPARCOS observations of pre-main-sequence stars*. MNRAS, **301**, L39+

YERRA, B. K. & REDDY, B. E., 2008 ; *Investigation of anomalous high Li in K giants*. Bulletin of the Astronomical Society of India, **25**, 57

Annexes

Annexe A

Les systèmes triples dans l'échantillon *RasTyc*

Sommaire

Références **208**

Comme nous avons pu le voir dans le Chapitre II, nous avons trouvé qu'environ 3 % (Klutsch *et al.* 2008*c*, Guillout *et al.* 2008) des sources de notre échantillon sont en réalité des systèmes multiples de type SB3. Trois de ces systèmes ont déjà fait l'objet d'une publication (Klutsch *et al.* 2008*a*,*b*). Dans cette annexe, je discuterai brièvement des spectres et des fonctions de corrélation (Figs. A.1 à A.10) d'autres systèmes triples que nous avons découvert.

L'analyse basée uniquement sur les spectres et les fonctions de corrélation peut conduire à une interprétation complètement erronée des propriétés stellaires des étoiles constituant un système multiple si on néglige la rotation qui est un paramètre crucial lors de l'analyse de la composition des systèmes multiples (cf., Chapitre IV). En effet, deux fonctions de corrélations semblables ne signifient pas forcément que les systèmes le sont (p. ex., RasTyc 1828+3506 et RasTyc 2034+8253). Néanmoins, parmi les nouveaux systèmes triples identifiés, nous trouvons que la CCF de la source RasTyc 0318+3203 (Fig. A.1) est semblable à celle de RasTyc 0524+6739 et que celle de la source RasTyc 1500+7303 (Fig. A.2) est comparable à celle des deux autres systèmes étudiés dans le Chapitre IV. Dans ces deux nouveaux systèmes SB3, nous retrouvons encore une symétrie des composantes de la binaire interne et de la troisième composante. Cependant, la palette des CCF pour les autres systèmes découverts ne se limite pas à ces deux formes caractéristiques.

Pour les systèmes RasTyc 0856+1225 (Fig. A.3), RasTyc 1522+5516 (Fig. A.4), RasTyc 1543+2220 (Fig. A.5) et RasTyc 1932+5433 (Fig. A.6), nous pouvons affirmer que ces sources sont clairement des systèmes triples. Pour la première source, les pics de la CCF ne présentent aucune symétrie par rapport au pic central et les deux composantes de la binaire interne ont des vitesses de rotation plus importantes que celle de la troisième composante. RasTyc 1522+5516 est un système dont les composantes de la binaire interne sont des rotateurs rapides et très probablement synchronisés. De plus, le pic de la troisième composante a une amplitude et une vitesse de rotation plus faibles que celles de ces deux étoiles. Par conséquent, cette composante devrait avoir une masse nettement inférieure aux deux autres (cf., RasTyc 0524+6739). Pour ces deux systèmes triples, on constate également que la contribution des deux composantes de la binaire interne est très semblable (donc des étoiles de même masse). Mais ce n'est pas toujours le cas. Par exemple, la forme de la CCF des deux derniers systèmes montre pour la première fois des contributions différentes pour chacune de ces composantes rendant assez compliqué l'interprétation de leur configuration.

Les systèmes RasTyc 1702+1521 (Fig. A.7) et RasTyc 2236-0033 (Fig. A.8) présentent encore d'autres formes pour la CCF. Pour le premier, contrairement à l'ajustement obtenu, cette source semble être composé de deux rotateurs rapides plus une troisième composante ayant une rotation très faible. Néanmoins, la qualité des spectres ne nous permet pas de faire un ajustement allant dans ce sens. Concernant le second système, il semble être composé d'une source ayant une forte

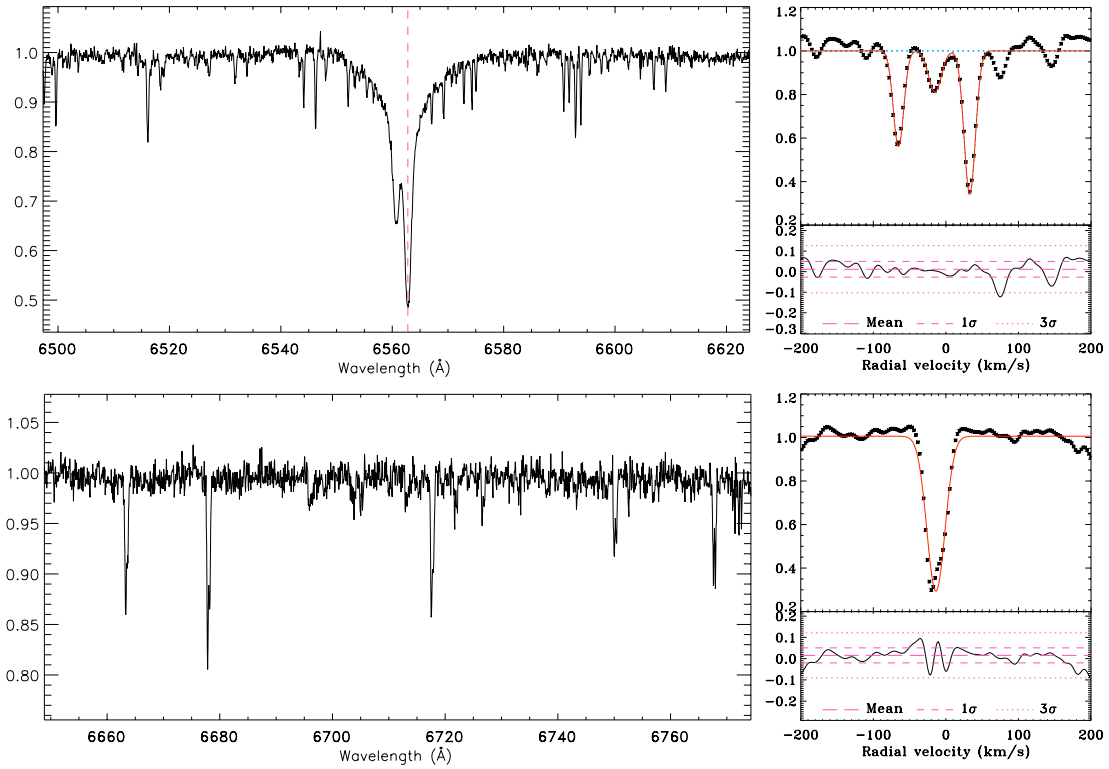


FIG. A.1 – Spectres *(panneaux de gauche)* et fonctions de corrélation *(panneaux de droite)* du système triple RasTyc 0318+3203 obtenus dans la région spectrale centrée sur Hα *(panneaux supérieurs)* et sur celle du lithium *(panneaux inférieurs)*.

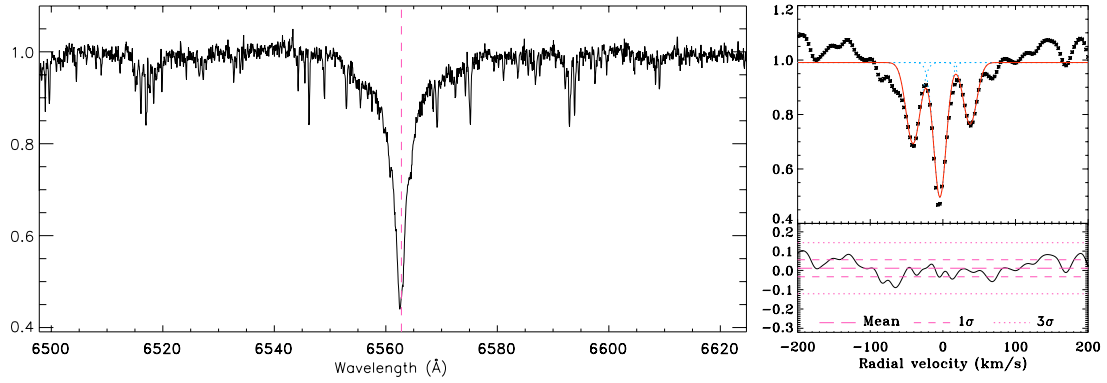


FIG. A.2 – Spectre *(panneau de gauche)* et fonction de corrélation *(panneau de droite)* du système triple RasTyc 1500+7303 obtenus dans la région spectrale centrée sur Hα.

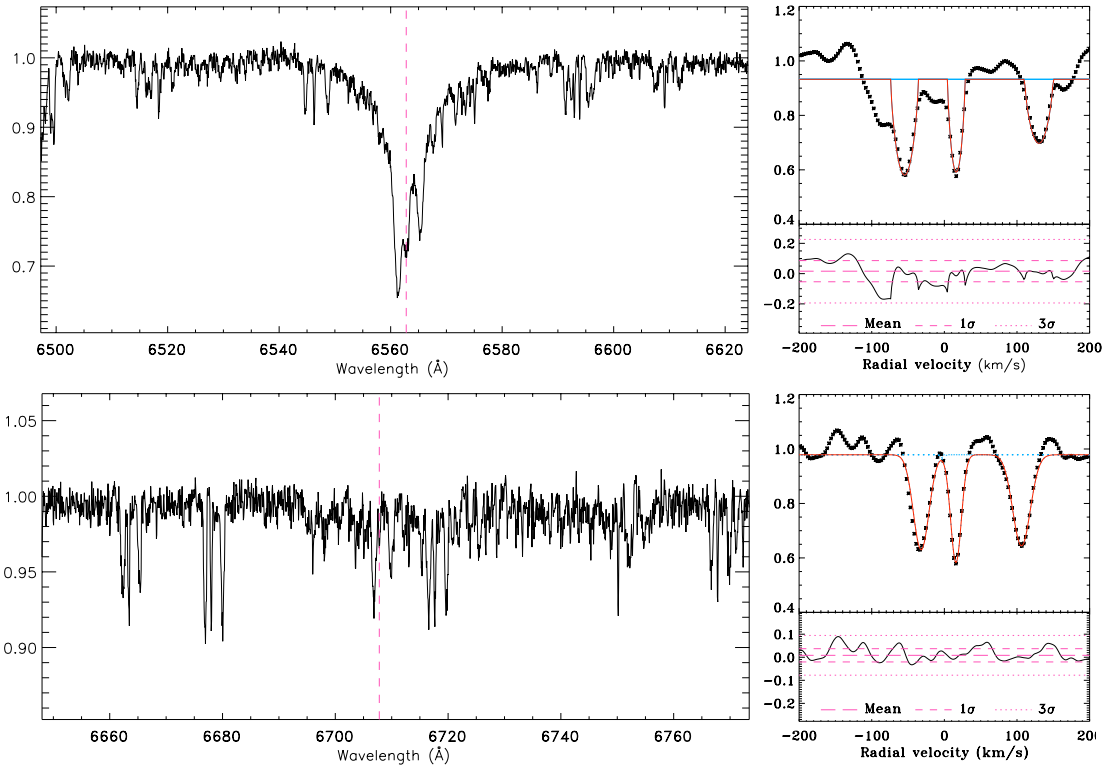


FIG. A.3 – Comme la Fig A.1 mais pour le système triple RasTyc 0856+1225.

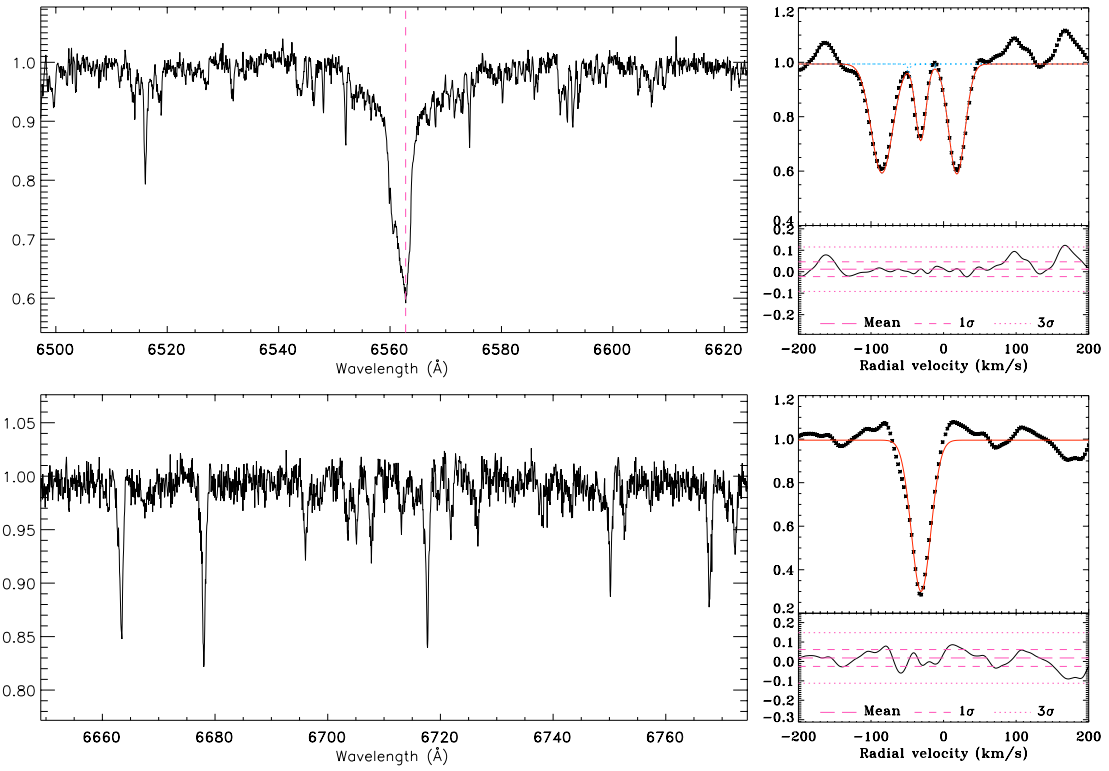


FIG. A.4 – Comme la Fig A.1 mais pour le système triple RasTyc 1522+5516.

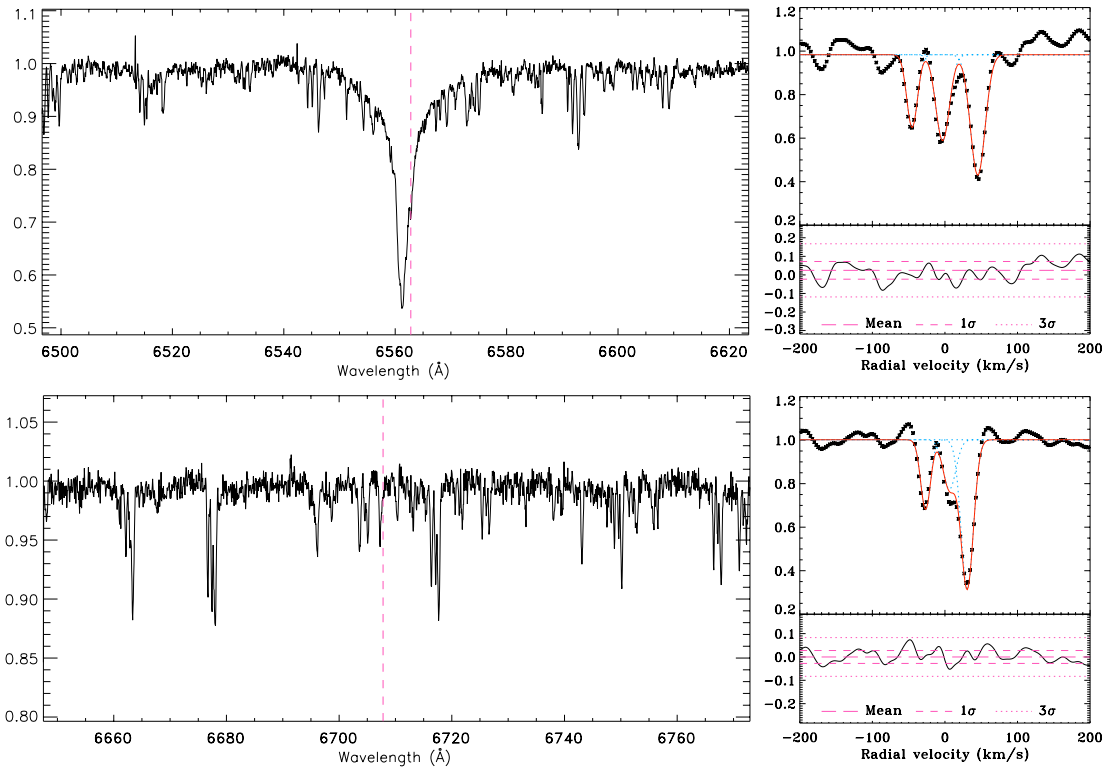


FIG. A.5 – Comme la Fig A.1 mais pour le système triple RasTyc 1543+2220.

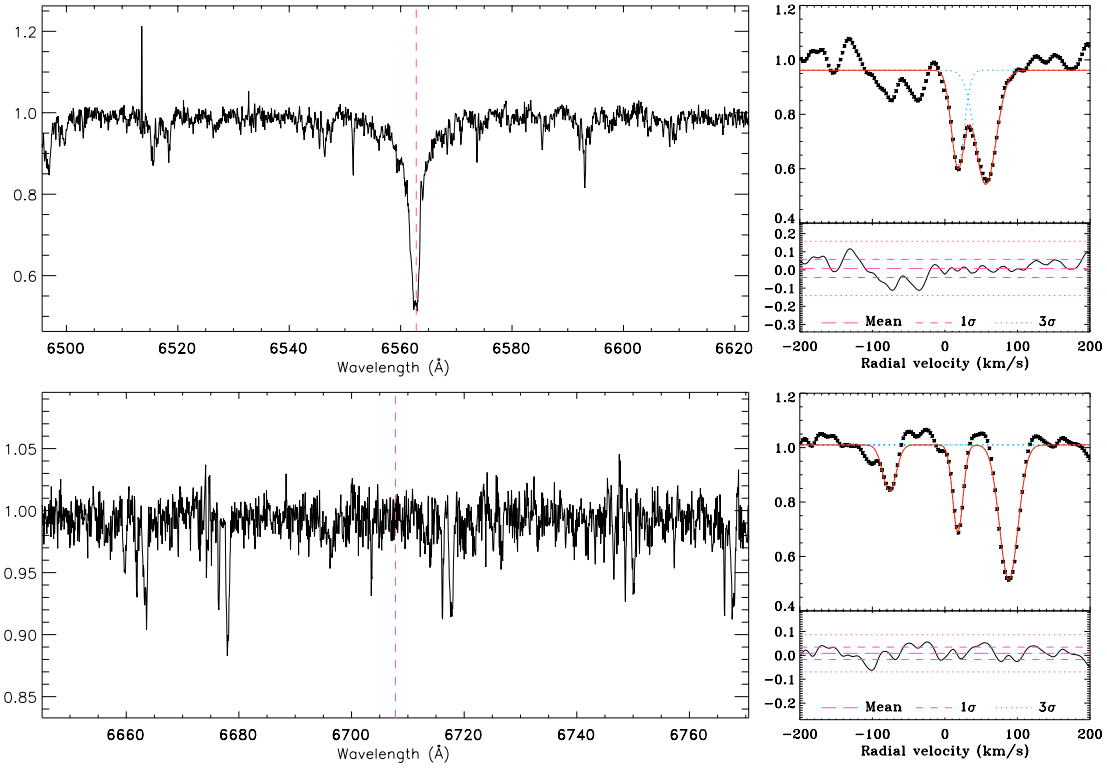


FIG. A.6 – Comme la Fig A.1 mais pour le système triple RasTyc 1932+5433.

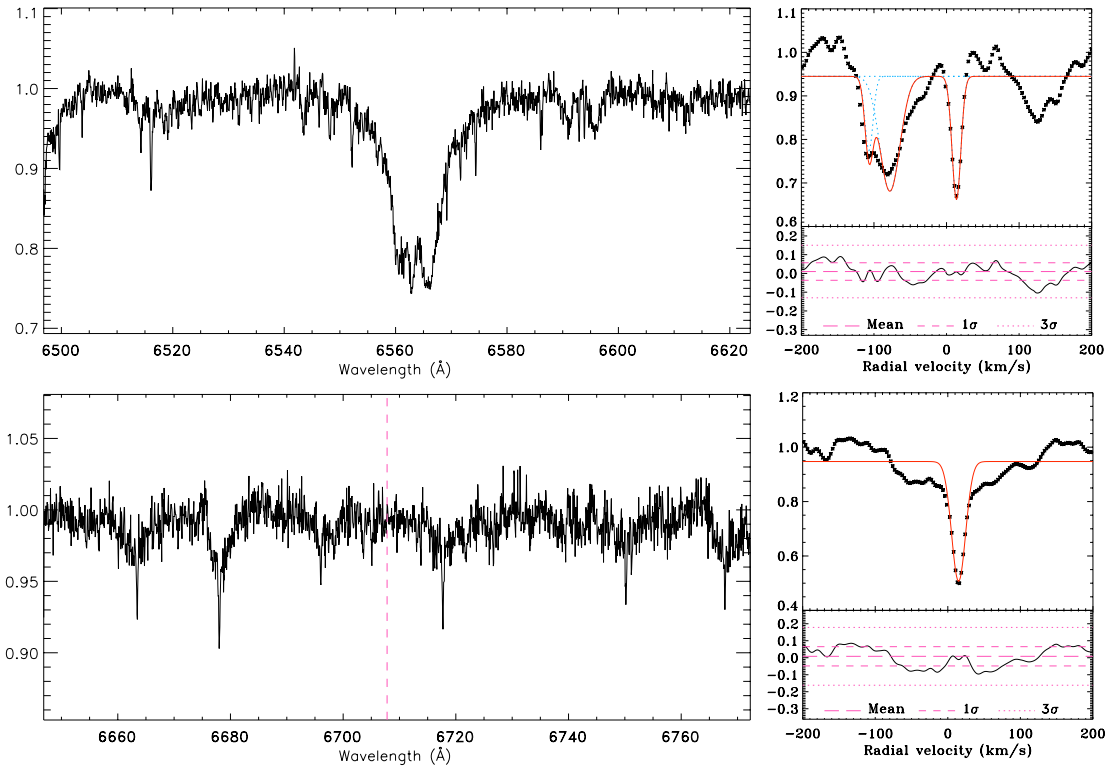


FIG. A.7 – Comme la Fig A.1 mais pour le système triple RasTyc 1702+1521.

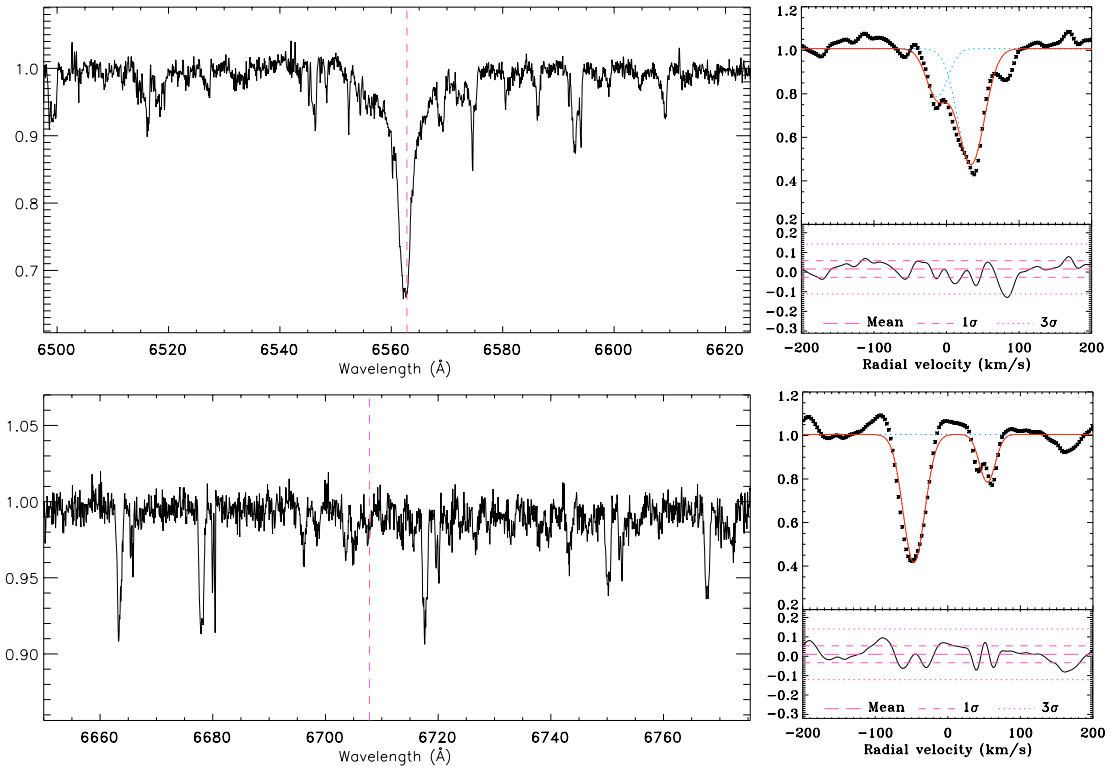


FIG. A.8 – Comme la Fig A.1 mais pour le système triple RasTyc 2236-0033.

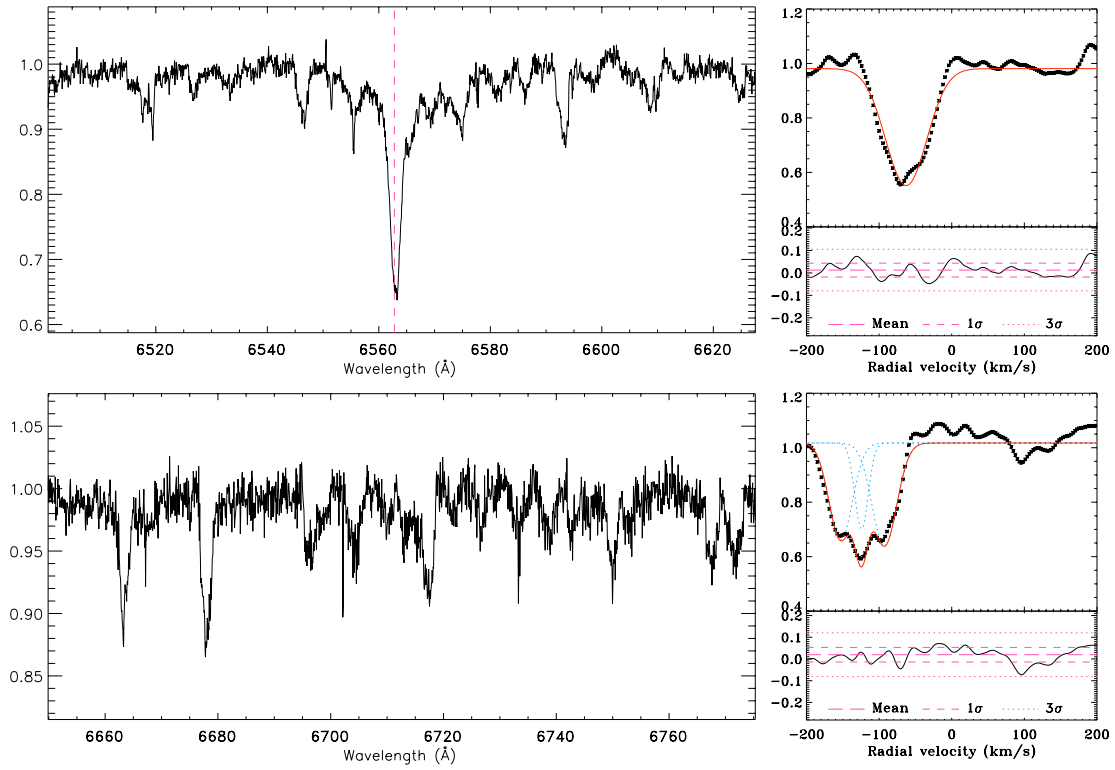


FIG. A.9 – Comme la Fig A.1 mais pour le système triple RasTyc 0646+3124.

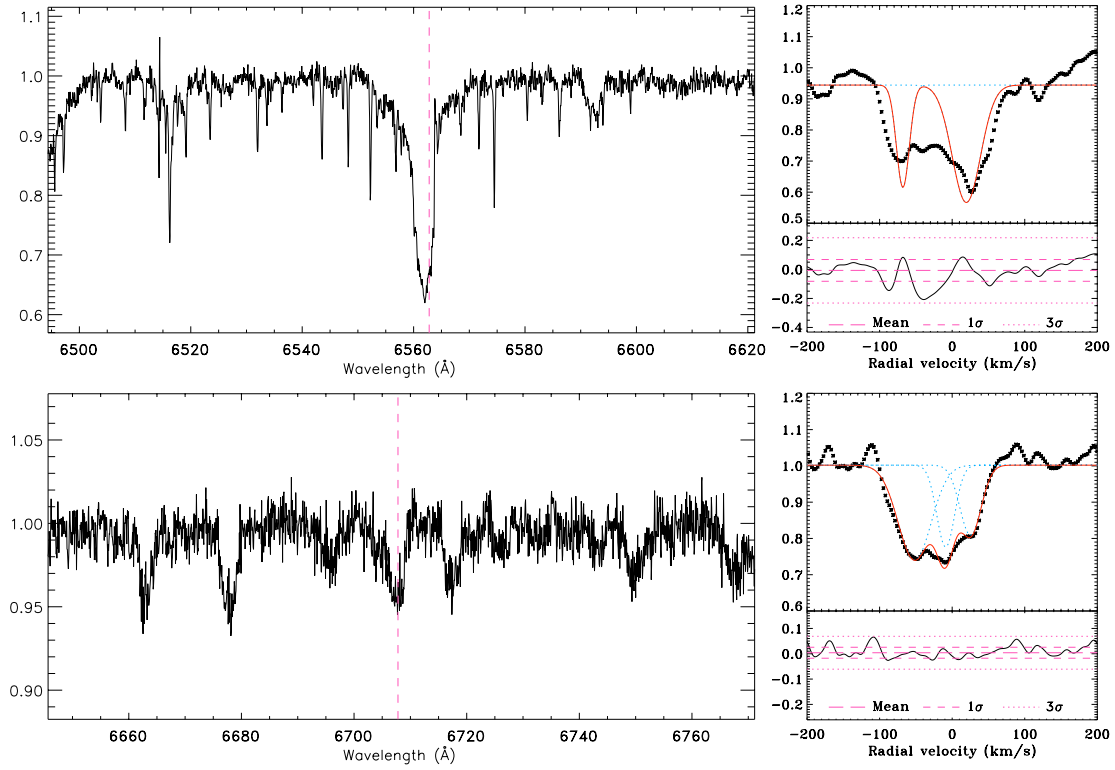


FIG. A.10 – Comme la Fig A.1 mais pour le système triple RasTyc 1953+2540.

rotation plus deux autres composantes moins massives, mais seulement une de ces deux sources a pu être détectée lors de l'analyse de la CCF (§ 2.1.1 du Chapitre II). De plus, comme ces deux pics sont très proches, ils ont été ajustés avec une seule gaussienne rendant impossible l'identification du troisième pic lors de l'analyse du résidu (§ 2.1.3 du Chapitre II).

Finalement, pour les sources RasTyc 0646+3124 (Fig. A.9) et RasTyc 1953+2540 (Fig. A.10), les trois pics sont très proches les uns des autres rendant difficile l'interprétation surtout que les spectres de la région du lithium sont très bruités. La multiplicité de ces deux systèmes reste à confirmer, mais dans tous les cas, il est important de continuer leur suivi car cette caractéristique est importante à analyser.

Dans cette annexe, je viens de donner un court aperçu des différents types de systèmes triples que l'on a déjà découvert dans notre échantillon. Cependant, pour certaines sources, cela nécessite encore une confirmation qui devra être apportée par de nouvelles observations.

Références

GUILLOUT, P., KLUTSCH, A., FRASCA, A., FREIRE FERRERO, R., MARILLI, E., MIGNEMI, G., BIAZZO, K., BOUVIER, J., MONIER, R., MOTCH, C. & STERZIK, M., 2008 ; *Spectroscopic Survey of the Youngest Field Stars in the Solar Neighborhood. I. The optically bright sample*. A&A, **soumis le 07/11/2008**

KLUTSCH, A., FRASCA, A., GUILLOUT, P., FREIRE FERRERO, R., MARILLI, E. & MIGNEMI, G., 2008*a* ; *Newly discovered multiple systems in the RasTyc sample*. Dans *The 14th Cool Stars, Stellar Systems and the Sun workshop*, G. van Belle, réd., tm. 384 de *ASP Conf. Ser.*

KLUTSCH, A., FRASCA, A., GUILLOUT, P., FREIRE FERRERO, R., MARILLI, E., MIGNEMI, G. & BIAZZO, K., 2008*b* ; *New triple systems in the RasTyc sample of stellar X-ray sources*. A&A, **490**, 737

KLUTSCH, A., GUILLOUT, P., FRASCA, A., FREIRE FERRERO, R., MARILLI, E., MIGNEMI, G. & HÉRENT, O., 2008*c* ; *Stellar X-ray sources as diagnostic of the local star formation history*. Dans *The 14th Cool Stars, Stellar Systems and the Sun workshop*, G. van Belle, réd., tm. 384 de *ASP Conf. Ser.*

Annexe B

Publications jointes à ce travail

Sommaire

1 Article publié 209
2 Conférence "The X-ray Universe 2005" (Septembre 2005) 219
3 Conférence "Cool Stars XIV" (Novembre 2006) 222
4 Conférence ESO : "Star Formation Across the Milky Way Galaxy" (Février 2008) 242
5 Conférence "Cool Stars XV" (Juillet 2008) 244
Références 249

1 Article publié

J'ai collaboré à une étude dédiée à l'analyse complète de 6 systèmes binaires : 3 de type SB1 et 3 de type SB2 (Frasca *et al*. 2006).

A&A 454, 301–309 (2006)
DOI: 10.1051/0004-6361:20054573
© ESO 2006

Astronomy & Astrophysics

Newly discovered active binaries in the RasTyc sample of stellar X-ray sources⋆,⋆⋆

I. Orbital and physical parameters of six new binaries

A. Frasca[1], P. Guillout[2], E. Marilli[1], R. Freire Ferrero[2], K. Biazzo[1,3], and A. Klutsch[2]

[1] INAF – Osservatorio Astrofisico di Catania, via S. Sofia, 78, 95123 Catania, Italy
e-mail: afrasca@oact.inaf.it
[2] Observatoire Astronomique, UMR 7550, 11 rue de l'Université, 67000 Strasbourg, France
[3] Dipartimento di Fisica e Astronomia, Università di Catania, via S. Sofia, 78, 95123 Catania, Italy

Received 23 November 2005 / Accepted 17 March 2006

ABSTRACT

We present the first results from follow-up optical observations, both photometric and spectroscopic, of stellar X-ray sources, selected from the *RasTyc* sample, resulting from the cross-correlation of ROSAT All-Sky Survey (RASS) and TYCHO catalogues. In particular, we report on the discovery of six late-type binaries, for which we obtained good radial velocity curves and solved their orbits. We performed an automatic spectral classification of both single-lined and double-lined binaries with codes developed by us and found two binaries composed of two main-sequence stars and four binaries with an evolved (giant or subgiant) component. Filled-in or pure emission Hα profiles indicative of a moderate or high level of chromospheric activity were observed. In nearly all the systems, we also detected a photometric modulation ascribable to surface inhomogeneities that is correlated with the orbital period, suggesting a synchronization between rotational and orbital periods. The position on the HR diagram of the components of the five sources with a known parallax indicates three binaries containing only main-sequence stars and two single-lined systems with a giant component. The kinematical properties of two, or possibly four, of the observed systems are consistent with a young disk population.

Key words. stars: binaries: spectroscopic – stars: fundamental parameters – stars: late-type – stars: activity – stars: kinematics – X-rays: stars

1. Introduction

The X-ray emission of late-type stars (F–M) is thought to be caused by surface magnetic activity generated by dynamo action in their subphotospheric convective zones. As a star gets older, the efficiency of the dynamo action declines because of the angular momentum loss produced by the stellar wind. Thus, sources with a high X-ray emission level are thought to be the youngest stars in the solar neighborhood.

X-ray sky surveys, performed in recent years, have led to the detection of thousands of active late-type stars in the field and to the discovery of associated young galactic stellar structures often unnoticed at optical wavelengths. A young late-type stellar population associated with the Gould's belt was discovered by Guillout et al. (1998) by means of the cross-correlation of the largest catalog of X-ray sources, the ROSAT All-Sky Survey (≃150 000 sources), with the TYCHO catalog (≃1 000 000 stars). The so-called *RasTyc* sample, containing about 14 000 stellar X-ray sources, was thus obtained (Guillout et al. 1999). Wichmann et al. (2003) report on a tight kinematic group of ten stars younger than the Pleiades (100 Myr) among the 748 optical counterparts of X-ray sources investigated. They also found 43% of the sample with detectable lithium, indicating fairly young stars. Zickgraf et al. (2005) performed an analogous study of another sample of ∼200 late-type stellar X-ray sources, finding half of the G-K stars to be younger than the Hyades (∼600 Myr) and about 25% of the sample comparable in age to the Pleiades, with a small subsample of ten very young (PMS) stars.

The dependence on age of stellar activity offers a unique opportunity to investigate the local star-formation history and stellar birthrate, as well as the chemical evolution of stars over the past few billion years. Moreover, the formal optical identification of a large number of X-ray sources and the subsequent determination of their physical and kinematical parameters is a necessary task first in addressing fundamental questions about convection and other internal mixing processes, angular momentum evolution of late-type stars, and distribution of surface activity on rapidly rotating young stars and ultimately in putting constraints on dynamo mechanisms.

Thus, we started a spectroscopic observation campaign aimed at a deep characterization (nature and evolutionary status) of a representative sub-sample of the *RasTyc* population. About 1200 late-type (F–M spectral-type range) X-ray bright (ROSAT PSPC count-rate > 0.03 cts/s) field stars scattered across the northern sky were initially selected. Candidates already with good data from the literature were then discarded, while the remaining stars were chosen for high-resolution spectroscopic follow-up observations. A preliminary program (110 targets) was activated with the ELODIE echelle spectrograph at the 193-cm telescope of the *Observatoire de Haute*

⋆ Based on observations collected at the OHP (France) and Catania Astrophysical Observatory (Italy)

⋆⋆ Tables 2 to 7 are only available in electronic form at the CDS via anonymous ftp to cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5) or via http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/qcat?J/A+A/454/301

Table 1. Main parameters of the *RasTyc* sources.

Name	α (2000) h m s	δ (2000) ° ′ ″	π (mas)	μ_α (mas/yr)	μ_δ (mas/yr)	Ref.[a]	X-ray source 1RXS	Counts (ct/s)
HD 183957	19 31 37.0	+11 43 26	24.9 ± 8.9	76.7	−22.2	T	J193135.6+114331	3.02×10^{-2}
BD+15 4538	21 59 40.1	+16 02 18	14.53 ± 1.63	−75.6	−66.8	H	J215940.8+160220	3.31×10^{-1}
BD+33 4462	22 14 28.3	+33 56 30	–	45.0	12.8	T	J221428.3+335634	1.92×10^{-1}
HD 237215	04 05 42.3	+57 07 37	2.14 ± 1.29	−16.4	−5.7	H	J040542.8+570733	2.77×10^{-1}
HD 57267	07 21 32.8	+26 09 33	4.31 ± 1.25	−2.9	−10.9	H	J072132.9+260939	2.80×10^{-1}
BD+38 2140	10 26 22.7	+37 45 13	27.9 ± 18.7	−89.9	21.9	T	J102622.8+374515	1.84×10^{-1}

[a] H = HIPPARCOS parallax and proper motions; T = TYCHO-1 parallax and TYCHO-2 proper motions.

Provence (OHP). The remaining stars that were brighter than $V = 10\overset{m}{.}0$ were subsequently scheduled as a key-program on the OHP 152-cm telescope with the AURELIE spectrograph. Each target was planned to be observed in the Hα (chromospheric activity diagnostic) and lithium (age diagnostic) spectral domains.

As a matter of fact, high-resolution spectroscopic observations allow us to derive spectral types and luminosity classes, to infer ages, and to single out SB1 (variable radial velocity) and SB2 spectroscopic binaries. Rotational velocities (from Doppler broadening) and chromospheric activity levels (from Hα emission) can also be determined. More than 600 stars have been observed so far. A paper by Guillout et al. dealing with the global properties of the stars investigated with this spectroscopic survey is in preparation.

The preliminary analysis of the ELODIE and AURELIE spectra reveals that spectroscopic binaries represent a large fraction of our *RasTyc* subsample. Crude statistics show that both SB1 and SB2 systems could account for more than 50% of the sample. In soft X-ray surveys, neither the fraction of BY Dra binaries nor the contamination by older RS CVn systems (for which the high magnetic activity level results from the synchronization of rotational and orbital periods) are actually known. The knowledge of the incidence of binaries in this sample is of paramount importance for studying the recent local star formation history. Moreover, we are especially interested in the SB2 systems with large spectral-line separation, which are mainly close binaries. The short-period binary frequency is likely affected by different environments and initial conditions during the evolution from the pre-main sequence (PMS) to the main sequence (MS) phase (Brandner & Koehler 1998; Duchêne 1999). However, more statistics of orbital parameters are needed in order to shed light on the remaining problems with the orbital and rotational evolution of close binaries ($P < 10$ d), like the tidal synchronization and circularization processes. For this reason, we are monitoring more than 30 of these new binaries, both photometrically and spectroscopically, with the 91-cm telescope of the *Osservatorio Astrofisico di Catania* (OAC).

In this paper we present a study of three single-lined (SB1) and three double-lined (SB2) late-type binaries for which we have complete data sets. A detailed analysis of the entire sample of stellar X-ray sources and of the close binaries discovered is absolutely necessary for drawing statistically significant conclusions. As such, the six objects presented in this paper cannot be considered as representative of the close binary population of soft X-ray surveys.

For these binaries we obtained good radial velocity curves and orbital solutions (Sect. 3.1). The physical parameters (spectral types, $v \sin i$'s, lithium abundances, etc.), the photospheric and chromospheric activity, and the kinematics of these sources are discussed in Sect. 3. The coronal activity level is given by the X-ray luminosity, computed from the ROSAT PSPC count rate, and is discussed in Sect. 3 as well. The conclusions are presented in Sect. 4.

2. Observations and data reduction

The six binaries studied in this work are listed in Table 1 together with relevant information from the literature. Three sources are also included in the HIPPARCOS catalog (ESA 1997) and have good parallaxes (π) and proper motions (μ_α, μ_δ). For the other stars we used the proper motions given in the TYCHO-2 catalog (Hog et al. 2000) that have a typical precision of 2.5 mas yr^{-1}. Both HD 183957 and BD+38 2140 are nearby stars with reliable TYCHO parallaxes (35% and 65% errors, respectively). The parallax of BD+33 4462 is not known, since there is only an entry of −6.6 mas in the TYCHO-1 catalog (ESA 1997) for this star.

2.1. Spectroscopy

Spectroscopic observations were obtained at the OHP and at the *M.G. Fracastoro* station (Serra La Nave, Mt. Etna, 1750 m a.s.l.) of the OAC.

At the OHP in 2000 and 2001 we observed with the ELODIE echelle spectrograph connected to the 193-cm telescope. The 67 orders recorded by the CCD detector cover the 3906–6818 Å wavelength range with a resolving power of about 42 000 (Baranne et al. 1996). Typically, we acquired a couple of spectra in different nights for each source, with the exception of HD 183957 and BD+33 4462, for which we have 12 and 11 ELODIE spectra, respectively. The signal-to-noise ratio (S/N) of these spectra was typically between 60 and 90, though we estimated it as low as 30 for the faintest stars in bad sky conditions. The ELODIE spectra were automatically reduced on-line during the observations, and the cross-correlation with a reference mask was produced as well.

For HD 237215 we have no ELODIE spectrum, but we observed this source in 2001 at the OHP with the AURELIE spectrograph of the coude T152 telescope in the Hα and Li I spectral regions and obtained a total of ten spectra. We used grating N.7, which yields a spectral resolution of about 40 000 at the wavelengths of our observations. The S/N of these spectra was about 80–100. All spectra obtained on the OHP T152 telescope were corrected for bias and flat field using standard MIDAS procedures. After cosmics removal, Th-Ar arc lamp exposures were used to define the wavelength scale of our spectra. Telluric lines in the Hα region were removed following the method presented in Frasca et al. (2000).

The observations carried out at Catania Observatory have been performed in 2001, 2002 and 2003 with the echelle spectrograph FRESCO at the 91-cm telescope. The spectrograph is fed by the telescope through an optical fiber (UV – NIR, 200 μm

core diameter) and is placed in a stable position in the room below the dome level. Spectra were recorded on a CCD camera equipped with a thinned back-illuminated SITe CCD of 1024 × 1024 pixels (size 24 × 24 μm). The echelle configuration with the 900-line/mm cross-disperser yields a resolution of about 14 000, as deduced from the FWHM of the lines of the Th-Ar calibration lamp. The observations were made in the red region. The detector allowed us to record five orders in each frame, spanning from about 5860 to 6700 Å. We obtained from 13 to 26 OAC spectra for each source with an S/N ratio ranging from 20 to 200, depending on the star magnitude and sky conditions. The OAC data reduction was performed by using the ECHELLE task of IRAF[1] package following the standard steps: background subtraction, division by a flat-field spectrum given by a halogen lamp, wavelength calibration using the emission lines of a Th-Ar lamp, and normalization to the continuum through a polynomial fit.

2.2. Photometry

The photometric observations were carried out in 2001 and 2002 in the standard *UBV* system with the 91-cm telescope of OAC and a photon-counting refrigerated photometer equipped with an EMI 9789QA photomultiplier, cooled to −15 °C. The dark noise of the detector, operated at this temperature, is about 1 photon/s.

For each field of the *RasTyc* sources, we chose two or three stars with known *UBV* magnitudes to be used as local standards for determining the photometric instrumental "zero points". Additionally, several standard stars, selected from the list of Landolt (1992), were also observed during the run in order to determine the transformation coefficients to the Johnson standard system.

A typical observation consisted of several integration cycles (from 1 to 3, depending on the star brightness) of 10, 5, 5 s, in the *U*, *B*, and *V* filters, respectively. A 21″ diaphragm was used. The data were reduced by means of the photometric data reduction package PHOT designed for the photoelectric photometry of Catania Observatory (Lo Presti & Marilli 1993). Seasonal mean extinction coefficients for Serra La Nave Observatory were adopted for the atmospheric extinction correction.

The photometric errors, estimated from measurements of standard stars with a brightness comparable to the program stars, are typically $\sigma_V = 0.005$ and $\sigma_{B-V} = 0.007$.

3. Results

3.1. Radial velocity

The radial velocity (RV) measurements for the ELODIE data were performed thanks to the cross-correlation functions (CCFs) produced on-line during the data acquisition. The RV uncertainty due to the photon noise was calculated according to Eq. (9) of Baranne et al. (1996) and always resulted in a few tens m s^{-1}. However, since the ELODIE spectra were acquired in the standard mode (object+sky) without a simultaneous recording of Th-Ar spectrum in the second optical fiber, we adopted the typical velocity variation of 150 m s^{-1} due to the overall stability of the spectrograph (Baranne et al. 1996) as measure error.

[1] IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which are operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

The RV measurements for OAC and AURELIE spectra were obtained by means of the cross-correlation of each echelle order of the targets with the corresponding one of a bright RV standard star (e.g., Tonry & Davis 1979; Fitzpatrick 1993). For this purpose the IRAF task FXCOR was used. We excluded the Hα and Na I D_2 lines from the analysis, because they can be contaminated by chromospheric emission. All the spectral ranges heavily affected by telluric absorption lines (e.g., the O_2 band λ6276–6315) were also discarded. The radial velocity measurements of these new binaries, listed in Tables 2–7 together with their standard errors (ΔV), were obtained by averaging RV data from all echelle orders with the usual instrumental weight $W_i = \sigma_i^{-2}$. The σ_i values were computed by FXCOR according to the fitted peak height and the antisymmetric noise as described by Tonry & Davis (1979). The standard errors of the weighted means were computed on the basis of the errors σ_i in the RV values for each order according to the usual formula (see, e.g., Topping 1972).

To better evaluate the centroids of the CCF peaks for each echelle order (i.e. the radial velocity of the primary and secondary components), we adopted two separate Gaussian fits for the cases with a significant peak separation (i.e. far from the conjunctions), and a two-Gaussian fit algorithm to resolve cross-correlation peaks in the cases of partial blending of the spectral lines. At orbital phases very close to the conjunctions, only one peak could be seen in the CCF and consequently only a "blended" RV could be measured.

The observed RV curves are displayed in Fig. 1, where for SB2 systems we used filled symbols for the primary (more massive) components and open symbols for the secondary ones. The RVs obtained in fully blended situations are marked with crosses and were not used for the RV solutions. We initially searched for eccentric orbits and, in any case, found very low eccentricity values (e.g., $e = 0.01$ for HD 183957, $e = 0.03$ for BD+33 4462). Thus, following the precepts of Lucy & Sweeney (1971), we adopted $e = 0$. The CURVEFIT routine (Bevington 1969) was used to fit the observed RV curves. This algorithm also provides us with the errors on the fitting parameters. The circular solutions are also represented in Fig. 1. It is worth noticing that all systems, with the exception of BD+15 4538, have larger periods than the cut-off value of 7.56 days found by Melo et al. (2001) for orbital circularization in PMS binaries. This excludes PMS among at least five of our six binaries.

The orbital period (P_{orb}), barycentric velocity (γ), RV semi-amplitudes (k), and masses ($M \sin^3 i$) for each binary system are listed in Table 8, where P and S refer to the primary and secondary components of the SB2 systems, respectively.

3.2. Photometry

With the exception of HD 183957, for which no modulation is visible whether in OAC data or in TYCHO V_T magnitudes, and of BD+15 4538, which displays small photometric variations, all sources show a photometric modulation that is well correlated with the orbital period. This high degree of synchronization between orbit and rotation in all systems with detected rotational modulation, together with the very low (or null) orbit eccentricity and the low lithium abundance (see Sect. 3.6), is indicative of binary systems in evolutionary stages later than the zero-age main-sequence (ZAMS). In fact, according to the prediction of Zahn & Bouchet (1989), the rotation period at this stage should be significantly shorter (roughly one half) than the orbital one and the synchronization is attained at ages of a few hundred Myr.

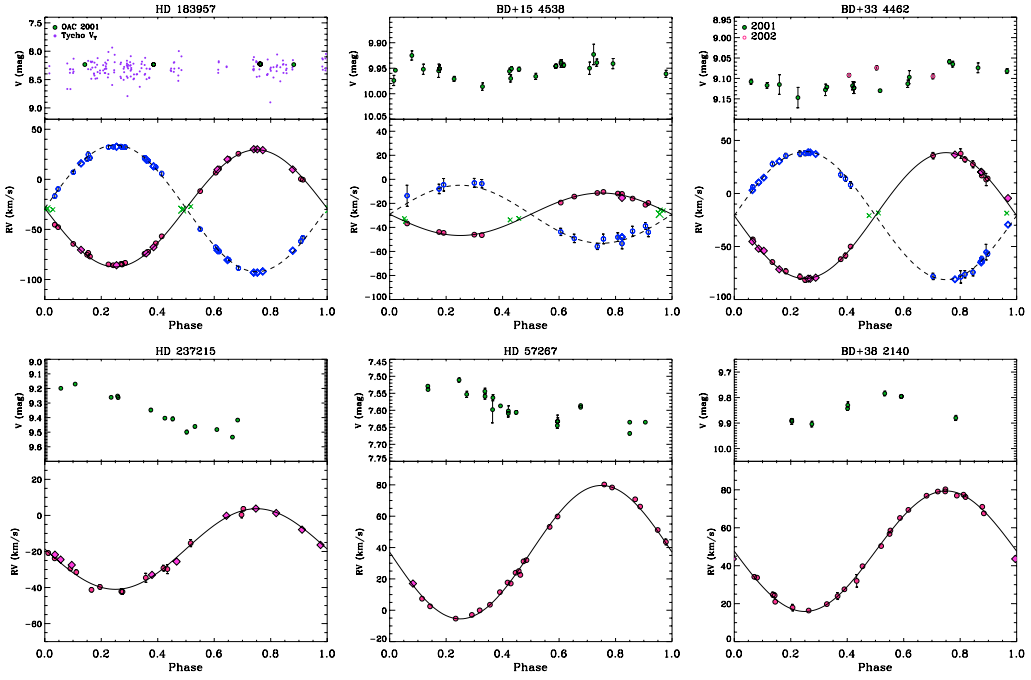


Fig. 1. Radial velocity curves (circles = OAC data, diamonds = OHP data) of the new six *RasTyc* binaries. For the three SB2 systems, filled and open symbols for the primary (more massive) and secondary components have been used, respectively. The solid and dashed lines represents the circular solutions for the primary and secondary components, respectively. The contemporaneous V photometry is displayed, as a function of the orbital phase, on the top panel of each box.

Table 8. Orbital parameters of the new binaries.

Name	HJD0[a] (2 450 000+)	$P_{\rm orb}$ (days)	γ (km s^{-1})	k (km s^{-1}) [P/S]	$M \sin^3 i$ ($M_\odot$) [P/S]	M_1/M_2
HD 183957	1759.550	7.954	−29.0(2)	58.47(6)/63.29(6)	0.773(2)/0.714(2)	1.082(2)
BD+15 4538	1642.767	1.756	−29.1(3)	17.3(3)/24.1(1.3)	0.0077(9)/0.0056(4)	1.37(4)
BD+33 4462	1208.480	10.121	−20.9(1)	59.38(6)/60.41(6)	0.909(2)/0.894(2)	1.017(2)
HD 237215	2209.52	12.63	−18.6(2)	22.4(4)	SB1	
HD 57267	2196.58	36.24	+37.1(2)	42.6(2)	SB1	
BD+38 2140	2207.117	15.465	+47.6(1)	31.8(2)	SB1	

[a] Heliocentric Julian date of the inferior conjunction of the primary (more massive) component.

For BD+15 4538, the low amplitude of its photometric variations and the very low values of $M \sin^3 i$ imply a very low inclination of the orbital/rotational axis.

3.3. Spectral type and $v \sin i$ determination

The projected rotational velocity, $v \sin i$, was measured by means of the ELODIE CCFs and the calibration relation between CCF width and $v \sin i$ proposed by Queloz et al. (1998) and is reported in Table 9. The lowest rotation rate ($v \sin i \simeq 4$ km s^{-1}) has been detected for both components of HD 183957, which also display the lowest Hα activity level compared to the other sources (see Sect. 3.5). From the $v \sin i$ and the rotational period, assumed to be equal to the orbital period, we have calculated, for each star, the minimum radius $R \sin i$. The values of $R \sin i$ are listed in Table 9.

For the SB1 systems observed with ELODIE, we determined effective temperatures and gravity (i.e. spectral classification) by means of the TGMET code, available at the OHP (Katz et al. 1998). We also used ROTFIT, a code written by one of us (Frasca et al. 2003) in IDL (Interactive Data Language, RSI) to simultaneously find the spectral type and the $v \sin i$ of the target searching, into a library of standard star spectra, the spectrum that gives the best match (minimum of the residuals) to the target one, after the rotational broadening. As a standard star library, we used a sub-sample of the TGMET list composed of 87 stars that is well-distributed in effective temperature and gravity and in a suitable range of metalicities. The standard star spectra

Table 9. Physical parameters of the new binaries.

Name	$B-V$	$v \sin i$ (km s^{-1}) [P/S]	Sp. Type [P/S]	w^{P}_{5500}	$T_{\rm eff}$ (K) [P/S]	$W_{\rm LiI}$ (mÅ) [P/S]	$R \sin i^{a}$ $R_{\odot}$ [P/S]
HD 183957	0.84	4.0/4.4	K0V/K1V	0.584 ± 0.006	5150/5050	< 10	0.63/0.69
BD+15 4538	0.79	9.2/9.4	G8-K0V/K3-4V	0.845 ± 0.021	5300/4600	60/–	0.32/0.32
BD+33 4462	0.70	26.5/9.7	K0III-IV/F7IV	0.366 ± 0.016	4800/6150	15:/–	5.30/1.94
HD 237215	1.14	35	K2III	–	4350	–	8.8
HD 57267	0.83	40	G8III	–	4850	70	28.6
BD+38 2140	1.03	11.5	K1IV	–	4750	40	3.5

[a] Evaluated assuming synchronism between orbital and rotational motions.

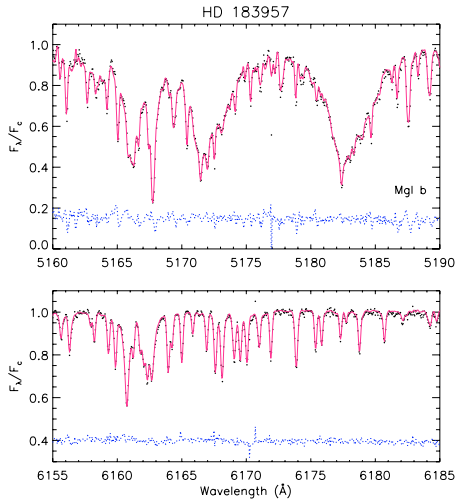


Fig. 2. Observed ELODIE spectrum of the SB2 binary HD 183957 (dots) in the MgIb (*upper panel*) and the λ6170 Å (*lower panel*) spectral regions together with the "synthetic" spectrum over-plotted with a thin line. The latter was built up as the weighted sum of two standard star spectra (K0 V and K1 V for the primary and secondary components, respectively) broadened at the $v \sin i$ of the respective component and Doppler-shifted according to the orbital solution and the orbital phase of the observation (ϕ = 0.36). The fractional flux contribution of the primary component is 0.62 and 0.58 at 5170 and 6170 Å, respectively. Each box also displays the difference (observed – synthetic) with a thin dotted line.

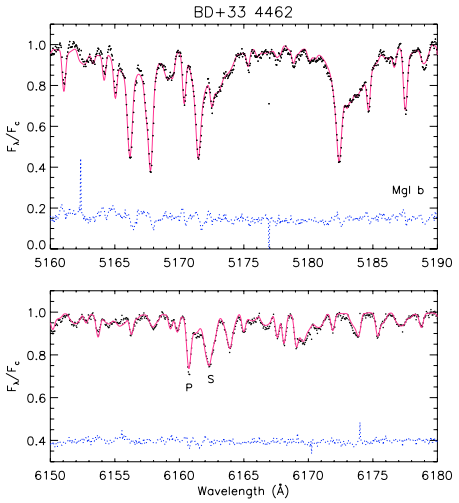


Fig. 3. Observed ELODIE spectrum of BD+33 4462 (dots) in the MgIb (*upper panel*) and in the λ6170 Å (*lower panel*) regions. The "synthetic" spectrum (F7 IV + K0 III-IV) is displayed with thin lines in the same boxes. Each box also displays the difference (observed – synthetic) with a thin dotted line.

were retrieved from the ELODIE Archive (Prugniel & Soubiran 2001). The $v \sin i$ values obtained with ROTFIT are in excellent agreement with the ones derived from the CCF width. The ROTFIT code was also applied to the OAC data, using standard star spectra acquired at OAC with the same instrumental setup as for the target spectra. This was especially advantageous for HD 237215, for which we had no ELODIE spectrum.

We also performed an accurate spectral classification for the components of the SB2 systems, thanks to another IDL code made by us, COMPO2, which searches for the best combination of two standard-star spectra able to reproduce the observed spectrum of the SB2 system. Giving the radial velocity and $v \sin i$ of the two components as input parameters, the code finds, for the selected spectral region, the spectral types and fractional flux contributions that reproduce the observed spectrum better, i.e. which minimize the residuals in the collection of difference (observed – synthetic) spectra.

The results of the application of ROTFIT and COMPO2 to different spectral regions, from blue to red wavelengths, are in good agreement (Figs. 2, 3). In addition, the relative contributions of the components of SB2 systems in a given spectral region show a very small dispersion for the best spectral combinations. We list in Table 9 the spectral types, the corresponding effective temperatures, and the relative contributions of the primary components to the spectral continuum at 5500 Å, w^{P}_{5500}. The last were obtained by averaging 20 values taken from the five best spectral combinations in four échelle orders around 5500 Å.

We find two binaries composed of MS stars, HD 183957 and BD+15 4538, while the remaining systems contain an evolved star (giant or sub-giant) and can be classified as new RS CVn systems. The spectral classification of the SB1 system BD+38 2140, as well as the value of $R \sin i \simeq 3.5\ R_{\odot}$, indicate a slightly evolved star, but its position in the HR diagram (Sect. 3.4) appears more consistent with a main-sequence star.

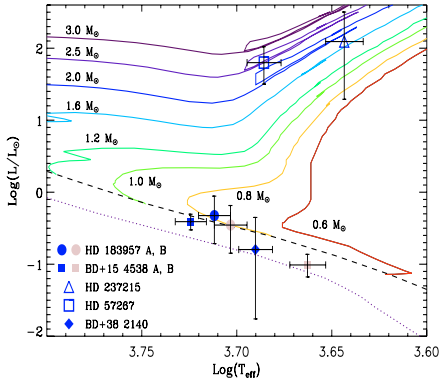


Fig. 4. The HR diagram of the components of the five *RasTyc* stars with known parallax. The evolutionary tracks for different masses from Girardi et al. (2000) are also shown by continuous lines. The isochrones at log *age* = 7.8 (ZAMS) with solar metalicity ($Z = 0.019$) and with $Z = 0.001$ are also displayed with a dashed and a dotted line, respectively.

3.4. Position on the HR diagram

The values of $M_{1,2} \sin^3 i$ determined for the SB2 systems from the radial velocity solutions provide lower limits for the masses of binary components. Since all the *RasTyc* binaries, with the exception of BD+33 4462, have a reliable parallax from TYCHO or HIPPARCOS, we can place these stars onto the Hertzsprung-Russel (HR) diagram to check whether the dynamically determined masses are consistent with those inferred from the evolutionary tracks. For this purpose we used the evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars calculated by Girardi et al. (2000).

The temperatures were deduced from the spectral classification (Sect. 3.3). We estimated an error on the effective temperature of about 100–150 K, based on the spectral type uncertainty of one spectral subclass. We evaluated the interstellar extinction A_V from the system distance, assuming a mean extinction of 1.7 mag/kpc on the galactic plane ($|b| < 5°$) and 0.7 mag/kpc out of the plane. The reddening was estimated according to the standard law $A_V = 3.1 E_{B-V}$. However, since nearly all the systems are close to the Sun, the extinction is very low ($A_V \leq 0\overset{m}{.}16$). The only exception is HD 237215 ($A_V = 0\overset{m}{.}79$), which is close to the galactic plane and is about 450 pc away. For the single-lined binaries, the de-reddened V_0 magnitude at maximum brightness (minimum spottedness) was converted into absolute magnitude M_V with the parallax and subsequently converted into bolometric magnitude by using the bolometric correction tabulated by Flower (1996) as a function of the effective temperature. The bolometric magnitude of the Sun, $M_{bol} = 4.64$ (Cox 2000), was used to express the stellar luminosity in solar units. For SB2 systems we used the luminosity ratio at 5500 Å deduced by means of the spectral synthesis code (COMPO2) and listed in Table 9 to obtain the V magnitudes of the primary and secondary components from the combined magnitude observed by us. The uncertainty of the stellar luminosity accounts for the parallax and the luminosity-ratio (for SB2 systems) errors.

The HR diagram for the five *RasTyc* sources with known distance, represented with different symbols, is shown in Fig. 4 where the evolutionary tracks of Girardi et al. (2000) are displayed with continuous lines.

Notwithstanding the relatively large errors, we can confirm the giant evolutionary phase for HD 237215 and HD 57267. From the evolutionary tracks, the latter star should have a mass of 2.5 ± 0.5 $M_\odot$, while for the former we can deduce a less secure mass of 1.7 ± 1.0 $M_\odot$. Both components of HD 183957 and BD+15 4538 are main-sequence stars. The masses deduced for HD 183957 A and B from their position along the main sequence are about 0.88 and 0.86 $M_\odot$, respectively. Taking the values of $M \sin^3 i$ obtained from our orbital solution into account, we estimate the inclination of the system to be about 70°. For BD+15 4538 we deduce masses of about 0.92 and 0.74 $M_\odot$ for the primary and secondary components, respectively. The system inclination, estimated on the basis of the very low values of $M \sin^3 i$, is only about 10°.

The case of BD+38 2140 is a little puzzling because we obtained a spectral type K1 IV and a minimum radius $R \sin i \simeq 3.5\ R_\odot$, but its position on the HR diagram is consistent with a main-sequence star. In our opinion, the value of the TYCHO parallax for this object could be wrong or its error could have been underestimated.

3.5. Chromospheric and coronal activity

Since the beginning of X-ray astronomy, different authors have demonstrated the good correlation of chromospheric and coronal activity (e.g. Schrijver 1983; Schmitt et al. 1985; Maggio et al. 1987). In the following subsections we investigate the chromospheric and coronal activity of our binaries by means of Hα and X-ray emissions, respectively.

3.5.1. Chromospheric activity

The Hα line is one of the most important and easily accessible indicators of chromospheric activity. Only the very active stars show the Hα line as an emission feature that is always above the local continuum, while only a filled-in absorption line is observed in the spectra of less active objects. The detection of the chromospheric emission contribution filling in the line core is hampered by the complexity of the observed spectra of double-lined binaries in which the spectral lines of both components, shifted at different wavelengths according to the orbital phase, are simultaneously seen. Therefore a comparison with a "non-active" template, composed of two stellar spectra mimicking the two components in the absence of activity, is needed to emphasize the Hα chromospheric emission. The non-active templates were built up with rotationally broadened ELODIE archive spectra or with OAC spectra acquired during the observing campaigns.

We used ELODIE spectra of HD 165341 (K0 V) and HD 10476 (K1 V) for mimicking the primary and secondary component of HD 183957, respectively. The relative contribution of the two stars in the Hα region, $w_{P,S} = 0.56, 0.44$, was found with COMPO2, the code for the synthesis of binary spectra. The two components of HD 183957 show only a small filling in their Hα profiles (Fig. 5), i.e. a moderate activity level. This agrees with the low $v \sin i$ values indicating a system composed of two early-K stars that are probably synchronously rotating with a period of about 8 days. The filling in of the Hα line of both components of HD 183957 is lower than that found for HD 166 (Biazzo et al. 2005), a K0 V star belonging to the Local Association (100–300 Myr) with a rotation period of 6.2 days, which is consistent with the decay of magnetic activity with the decrease of the rotation rate.

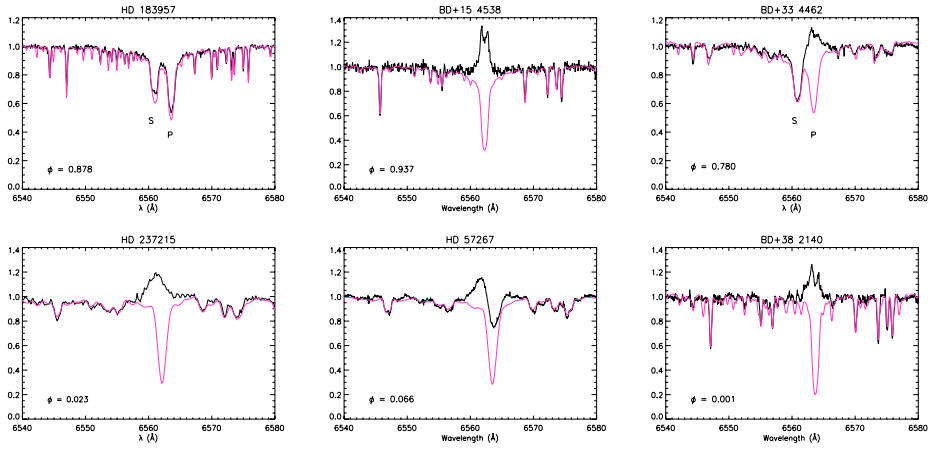


Fig. 5. Sample of spectra of the *RasTyc* binaries in the Hα region (thick lines). The non-active templates are displayed with thin lines. Notice the different Hα activity levels and profile shapes.

The synthetic spectrum for BD+15 4538, the other binary composed of two low-mass main-sequence stars, was built up with ELODIE spectra of σ Dra (K0 V) for the primary component and HD 32147 (K3 V) for the secondary one with relative contributions at 6500 Å of $w_{P,S} = 0.86, 0.14$. The observed spectrum of BD+15 4538 displays a strong Hα emission line with central reversal that could be mainly due to the primary component, though the lines of the two stars are strongly blended at this phase.

The ELODIE spectra of BD+33 4462 always show Hα emission above the continuum, but with a variable intensity, a situation associated with the cooler and more-massive K0 III-IV component. The hotter F7 IV component displays instead a normal Hα profile (Fig. 5). This system looks very similar to HD 114519 (F5 V+K0 IV), the prototype of the RS CVn class, both for the spectral type and the observed Hα profile of the two components.

For the SB1 systems we simply used, as non-active templates, the rotationally broadened spectra of the standard stars giving the best reproduction of the target spectra with the ROTFIT code.

An OAC spectrum of α Ari (K2 III) broadened at 35 km s^{-1} was used for HD 237215. The Hα line of HD 237215 has been always observed as an emission feature in all OAC and AURELIE spectra, though with a variable intensity. This is behavior typical of the most active RS CVn stars like HR 1099 and DM UMa. The Hα emission peak of the spectrum displayed in Fig. 5 appears blue-shifted at that phase of the observation. According to its Hα behavior and spectral classification, HD 237215 is then very likely to be an active binary, despite its classification as a semi-regular variable star reported in Simbad and due to the behavior of the photometric variability in HIPPARCOS data.

The non-active template for HD 57267 was an ELODIE spectrum of δ Boo (G8 III) broadened at $v \sin i = 40$ km s^{-1}. For this single-lined binary we observed a very broad, complex Hα profile with a filled-in core and an emission blue wing, similar to those observed in some long-period RS CVn binaries, like HK Lac (e.g. Catalano & Frasca 1994; Biazzo et al. 2006). Similar to HD 237215, HD 57267, classified as a semi-regular variable after HIPPARCOS, also displays all the characteristics of an RS CVn SB1 binary.

Finally, an asymmetric Hα emission profile with central reversal was observed for BD+38 2140. The Hα emission appears slightly blue-shifted with respect to the line center of the Hα absorption of the non-active template (γ Cep, K1 IV) aligned with the photospheric absorption lines of the *RasTyc* source (Fig. 5).

The net Hα equivalent width, $W^{\rm em}_{\rm H\alpha}$, was measured (Table 10) in the residual spectra (observed − template) by integrating the net emission profile (see, e.g., Frasca & Catalano 1994; Frasca et al. 2002). For SB2 systems, we corrected the values of $W^{\rm em}_{\rm H\alpha}$ of each component by dividing them for the proper fractional flux contribution.

The Hα luminosity, which is a parameter more indicative of the chromospheric activity level, was calculated from the net Hα equivalent width, the distance d, and the continuum Earth flux at the Hα wavelength, f_{6563}, according to the following equation:

$$L_{\rm H\alpha} = 4\pi d^2 f_{6563} W^{\rm em}_{\rm H\alpha} = 4\pi d^2 \frac{F_{6563}}{F_{5556}} 10^{(-0.4V_0-8.451)} W^{\rm em}_{\rm H\alpha}, \quad (1)$$

where $10^{(-0.4V_0-8.451)}$ is the Earth flux at 5556 Å of a V_0-magnitude star (Gray 1992) and the continuum flux-ratio $\frac{F_{6563}}{F_{5556}}$ has been evaluated thanks to NextGen synthetic low-resolution spectra (Hauschildt et al. 1999).

3.5.2. Coronal activity

Computing X-ray luminosity ($L_{\rm X}$) from the ROSAT PSPC count-rate requires the knowledge of the source distance and of the energy conversion factor (ECF). The latter depends on the characteristics of the X-ray instrumentation, on the assumed emitted spectrum of the source, and on the amount of absorbing material on the line of sight.

On the basis of Einstein data, Pallavicini et al. (1981) and Majer et al. (1986) have established the high X-ray luminosity level and high coronal temperature of RS CVn systems. Spectral fitting of IPC photons required a model with two emitting regions at different temperatures, the lower at 2–3 million

Table 10. Hα and X-ray luminosity.

Name	$W_{\rm H\alpha}^{\rm em}$ (Å)	$\log L_{\rm H\alpha}$ (erg s^{-1})	$\log L_{\rm X}$ (erg s^{-1})
HD 183957	0.06/0.13	28.06/28.26	28.71
BD+15 4538	1.99/–	29.51	30.21
BD+33 4462	1.94/–	–	–
HD 237215	2.01	31.87	31.84
HD 57267	1.76	31.61	31.23
BD+38 2140	1.52	28.96	29.38

Kelvin (MK) and the hotter being above 10 MK. These results were confirmed by Dempsey et al. (1993), who found a similar behavior for BY Dra systems on the basis of ROSAT data. High coronal temperature in active binaries has been recently confirmed using the high-resolution spectrograph on board XMM (see for example Audard et al. 2002). Although multiple temperature material is required to account for the complex X-ray spectra of active binaries, we assumed a 0.9 keV Raymond-Smith plasma in the following for the X-ray sources.

Regarding the absorbing material, we computed the column density assuming a mean extinction of 1.7 mag/kpc on the galactic plane ($|b| < 5°$) and 0.7 mag/kpc out of the plane. The X-ray luminosities computed that way are listed in the last column of Table 10. Interestingly, the two binaries containing a giant component (namely HD 237215 and HD 57267) show coronal activity at the upper end of the RS CVn X-ray luminosity distribution. These high values of $L_{\rm X}$, in excess of 10^{31} erg s^{-1}, are additional clues to their RS CVn nature. On the other hand, HD 183957 shows only moderate coronal activity, in agreement with the small filling of the Hα profiles of both components and the low values of $L_{\rm H\alpha}$. Although the $7\overset{\rm d}{.}954$ period does not contrast with a synchronous rotation, both its low activity level (compatible with the *Hyades-like* field population predicted by X-ray population model, Favata et al. 1992; Guillout et al. 1996) and the lack of photometric modulation correlated with orbital period can cast some doubt on the synchronization of the HD 183957 system. With X-ray luminosities in the range $10^{29.0}$ to $10^{30.5}$ erg s^{-1}, compatible with *Pleiades-like* field population, BD+15 4538 and BD+38 2140 display all the characteristics of a new BY Dra system. We finally note that our Hα and X-ray diagnostics fully support the chromospheric/coronal activity connection.

3.6. Lithium content and age

The equivalent width of the lithium λ6708 line, $W_{\rm Li}$, was measured on the ELODIE spectra of the *RasTyc* stars. For the three sources for which we were able to detect and measure $W_{\rm Li}$ (Table 9), namely BD+15 4538, HD 57267 and BD+38 2140, we used the Pavlenko & Magazzù (1996) NLTE calculations to deduce a lithium abundance, $\log N$(Li) of 1.8, 1.8, and 1.3, respectively. Although the lithium content cannot be simply converted into a star age, the lithium abundances of these stars are lower than those of stars of the same temperature in the Pleiades cluster (≈100 Myr) but are also significantly higher than those of Hyades (≈600 Myr) stars (see, e.g., Soderblom et al. 1993; Jeffries 1995, 2000). Such values of lithium abundance indicate ages a few hundred Myr, so that the X-ray emission and the fairly strong Hα chromospheric activity detected in these systems should essentially be the effect of the fast stellar rotation due to the spin/orbit synchronization rather than to a very young age.

Table 11. Kinematical parameters of the new binaries.

Name	U (km s^{-1})	V (km s^{-1})	W (km s^{-1})
HD 183957	22.4 ± 2.3	−19.9± 1.8	−13.1± 4.6
BD+15 4538	−25.3± 2.6	−30.8± 1.4	4.9 ± 2.3
BD+33 4462	–	–	–
HD 237215	−24.8± 8.9	6.4 ± 15.1	−34.8± 15.9
HD 57267	34.6 ± 0.7	−17.5± 3.4	4.2 ± 2.0
BD+38 2140	38.5 ± 8.5	−1.5± 3.3	31.8 ± 5.4

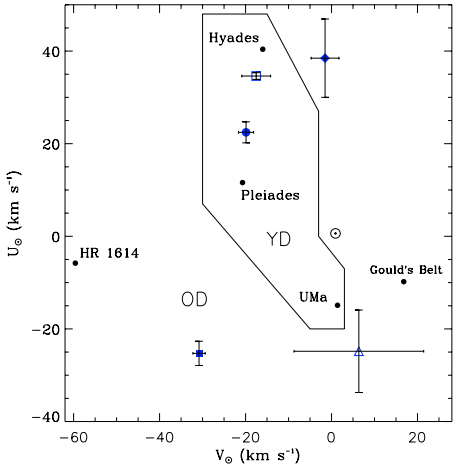


Fig. 6. Space velocities, U, V, of the *RasTyc* sources in the galactic plane. The meaning of the symbols is the same as in Fig. 4. The locus of the young-disk (YD) and the old-disk (OD) populations and the average velocity components of some moving groups (Eggen 1996) and of the Gould's Belt (Lindblad et al. 1997) are also indicated.

3.7. Kinematics

We derived the space-velocity components of the *RasTyc* binaries from their parallaxes, proper motions, and barycentric radial velocities using the formulas presented by Johnson & Soderblom (1987). We preferred to use the heliocentric velocities in a left-handed coordinate system, where the velocity components U, V, and W are directed towards the galactic anti-center, the galactic rotation direction and the north galactic pole, respectively. The values of U, V, and W are listed in Table 11 together with their errors, evaluated according to Johnson & Soderblom (1987).

The U–V diagram of the *RasTyc* sources is shown in Fig. 6 where the locus of the young-disk stars (*age* $< 2 \times 10^9$ yr) in the solar neighborhood according to Eggen (1996) is also marked. The same diagram also displays the position of three young moving groups, namely the Pleiades supercluster ($\sim 10^8$ yr), UMa group ($4-6 \times 10^8$ yr) and Hyades supercluster ($\sim 10^9$ yr). The solar-age HR 1614 supercluster ($\sim 4 \times 10^9$ yr) and the average Gould's Belt velocity components (Lindblad et al. 1997) are also displayed in the same figure.

The space velocity of HD 183957 and HD 57267 is consistent with the young-disk population, while the very active system BD+15 4538 seems to be more compatible with the old-disk population. The remaining two systems (HD 237215 and BD+38 2140) are only marginally consistent with the young-disk population, also taking into account the errors.

Nothing can be said about BD+33 4462 for which the parallax is not known.

4. Conclusions

We have discovered and fully characterized six new late-type spectroscopic binaries by means of follow-up observations of the optical counterparts of stellar X-ray sources. These sources were selected from the *RasTyc* sample, obtained from the cross-correlation of the TYCHO and RASS catalogs.

An intensive spectroscopic and photometric monitoring has allowed us to obtain good radial velocity curves that provide us with the orbital parameters and light curves displaying, in nearly all cases, rotational modulation with the orbital period that suggests synchronization of the orbital and rotational motions.

We performed an accurate spectral classification of the components of the SB1 and SB2 systems by means of codes developed by us. We found two systems composed of main-sequence stars and the other ones containing at least one evolved (giant or subgiant) star. The position of these stars in the HR diagram, deduced from their HIPPARCOS or TYCHO parallaxes, confirms these results with only one exception.

The relatively low lithium content ($\log N(\mathrm{Li}) \leq 1.8$), together with the very low (or zero) eccentricity and the synchronization of orbit and rotation, indicates that none of these systems contains PMS or very young stars. The kinematics of two systems is compatible with the locus of young-disk population stars ($age < 2 \times 10^9$ yr, Eggen 1996), while the remaining systems are located in the region of old-disk stars.

The main conclusion that emerges from our analysis is that the X-ray and Hα activity displayed by these systems is mainly due to the proximity of the components of these close binary systems (that also induces the coupling of spin and orbital motions by tidal actions), rather than to a very young age.

Acknowledgements. The authors are grateful to the anonymous referee for useful suggestions. This work was supported by the Italian *Ministero dell'Istruzione, Università e Ricerca* (MIUR), which is gratefully acknowledged. We are grateful to the members of the staff of the OHP and OAC observatories for their support and help with the observations. This research made use of SIMBAD and VIZIER databases, operated at the CDS, Strasbourg, France.

References

Audard, M., Güdel, M., Sres, A., et al. 2002, in Stellar Coronae in the Chandra and XMM-NEWTON Era, ed. F. Favata, & J. J. Drake, ASP Conf. Ser., 277, 65
Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, A&AS, 119, 373
Bevington, P. R. 1969, Data Reduction and Error Analysis for the Physical Sciences (McGraw-Hill Book Company), 237
Biazzo, K., Frasca, A., Henry, G. W., Catalano, S., & Marilli, E. 2005, in 13th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun (2005 July 5–9), ed. F. Favata, ESA SP-560, 445
Biazzo, K., Frasca, A., Catalano, S., & Marilli, E. 2006, A&A, 446, 1129
Brandner, W., & Koehler, R. 1998, ApJ, 499, L79
Catalano, S., & Frasca, A. 1994, A&A 287, 575
Cox, A. N. 2000, Allen's Astrophysical Quantities, 4th edn. (New York: AIP Press and Springer-Verlag)
Dempsey, R. C., Linsky, J. L., Fleming, T. A., & Schmitt, J. H. M. M. 1993, ApJS, 86, 599
Duchêne, G. 1999, A&A, 341, 547
Eggen, O. J. 1996, AJ, 112, 1595
ESA 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200
Favata, F., Micela, G., Sciortino, S., & Vaiana, G. S. 1992, A&A, 256, 86
Fitzpatrick, M. J. 1993, in Astronomical Data Analysis Software and System II, ed. R. J. Hanish, R. V. J. Brissenden, & J. Barnes, ASP Conf. Ser., 52, 472
Flower, P. J. 1996, ApJ, 469, 355
Frasca, A., & Catalano, S. 1994, A&A, 284, 883
Frasca, A., Freire Ferrero, R., Marilli, E., & Catalano, S. 2000, A&A, 364, 179
Frasca, A., Çakırlı, Ö., Catalano, S., et al. 2002, A&A, 388, 298
Frasca, A., Alcalá, J. M., Covino, E., et al. 2003, A&A, 405, 149
Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 2000, A&AS, 141, 371
Gray, D. 1992, The Observation and Analysis of Stellar Photospheres, second edition (Cambridge University Press), 184
Guillout, P., Haywood, M., Motch, C., & Robin, A. C. 1996, A&A, 316, 89
Guillout, P., Sterzik, M. F., Schmitt, J. H. M. M., Motch, C., & Neuhäuser, R. 1998, A&A, 337, 113
Guillout, P., Schmitt, J. H. M. M., Egret, D., et al. 1999, A&A, 351, 1003
Hauschildt, P. H., Allard, F., & Baron, E. 1999, ApJ, 512, 377
Hog, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., et al. 2000, A&A, 355, L27
Jeffries, R. D. 1995, MNRAS, 273, 559
Jeffries, R. D. 2000, in Stellar Clusters and Associations: Convection, Rotation, and Dynamos, ed. R. Pallavicini, G. Micela, & S. Sciortino, ASP Conf. Ser., 198, 245
Johnson, D. R. H., & Soderblom, D. R. 1987, AJ, 93, 864
Katz, D., Soubiran, C., Cairel, R., Adda, M., & Cautain, R. 1998, A&A, 338, 151
Landolt, A. U. 1992, AJ, 104, 340
Lindblad, P. O., Palous, J., Loden, K., & Lindegren, L. 1997, in Proceedings of the ESA Symposium 'Hipparcos – Venice "97", ESA SP-402 (July 1997), 507
Lo Presti, C., & Marilli, E. 1993, PHOT – Photometrical Data Reduction Package, Internal report of Catania Astrophysical Observatory N. 2/1993
Lucy, L. B., & Sweeney, M. A. 1971, AJ, 76, 544
Maggio, A., Sciortino, S., Vaiana, G. S., et al. 1987, ApJ, 315, 687
Majer, P., Schmitt, J. H. M. M., Golub, L., Harnden, F. R., Jr, & Rosner, R. 1986, ApJ, 300, 360
Melo, C. H. F., Covino, E., Alcalá, J. M., & Torres, G. 2001, A&A, 378, 898
Pallavicini, R., Golub, L., Rosner, R., et al. 1981, ApJ, 248, 279
Pavlenko, Y. V., & Magazzù, A. 1996, A&A, 311, 961
Prugniel, P., & Soubiran, C. 2001, A&A, 369, 1048
Queloz, D., Allain, S., Mermilliod, J.-C., Bouvier, J., & Mayor, M. 1998, A&A, 335, 183
Schrijver, C. J. 1983, A&A, 127, 289
Schmitt, J. H. M. M., Golub, L., Harnden, F. R., Jr, et al. 1985, ApJ, 290, 307
Soderblom, D. R., Jones, B. F., Balachandran, S., et al. 1993, AJ, 106, 1059
Tonry, J., & Davis, M. 1979, AJ, 84, 1511
Topping, J. 1972, Errors of Observation and Their Treatment (Chapman and Hall Ltd.), 89
Wichmann, R., Schmitt, J. H. M. M., & Hubrig, S. 2003, A&A, 399, 983
Zahn, J.-P., & Bouchet, L. 1989, A&A, 223, 112
Zickgraf, F.-J., Krautter, J., Reffert, S., et al. 2005, A&A, 433, 151

2 Conférence "The X-ray Universe 2005" (Septembre 2005)

Au cours de cette conférence, nous avons présenté sous forme de poster les premiers résultats obtenus lors de l'analyse de 6 systèmes binaires : 3 de type SB1 et 3 de type SB2. Nous avons également mentionné la découverte de systèmes triples au sein de notre échantillon. Les articles concernant ces deux résultats ont été publié par A&A (Frasca *et al.* 2006, Klutsch *et al.* 2008*b*).

ACTIVE BINARIES IN STELLAR SOFT X-RAY SURVEYS

P. Guillout*[1], A. Frasca[2], A. Klutsch[1], R. F. Ferrero[1], and E. Marilli[2]

[1]Observatoire Astronomique de Strasbourg, 11 rue de l'université, Strasbourg, France
[2]INAF - Osservatorio Astrofisico di Catania, via S. Sofia, 78, 95123 Catania, Italy

ABSTRACT

We report on an ongoing program which aims at elucidate the nature and evolutionary status of about 1000 late-type stellar counterparts of ROSAT All-Sky Survey sources in the field by means of high-resolution optical spectroscopy. High resolution spectra will allow us to derive rotational and radial velocities, chromospheric activity, metallicity and Lithium abundance as well as to single out spectroscopic binaries. This large sample should allow to sort out activity as a function of stellar parameters. Other issues are galactic structure and evolution, kinematics and binarity fraction of young stars in the solar neighborhood.

Key words: Stars: binaries: spectroscopy - Stars: fundamental parameters - Stars: X-ray - Stars: activity.

1. INTRODUCTION

Although most of the Rosat-All-Sky-Survey sources cross-identified with Tycho stars (RasTyc) are expected to be the youngest stars in the solar neighborhood (Guillout et al., 1999) neither the contamination by older RS CVn systems nor the fraction of BY Dra binaries are actually known. The knowledge of the incidence of binaries in this sample is of paramount importance for studying the recent local star formation history using ROSAT and/or XMM-Newton data. We thus have started a spectroscopic observation campaign aimed at a deep characterization of a representative sub-sample of the RasTyc population.

2. OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

High (R $\approx$ 40 000) and medium (R $\approx$ 14 000) resolution spectroscopic observations are conducted at *Observatoire de Haute Provence* (OHP) and *Catania Observatory* (OAC) respectively. Photometric follow-up data were also acquired at OAC on a subsample of new SB1/SB2 systems identified on the basis of OHP spectra. The croos-correlation method and/or a synthetic approach are used to derive most of the stellar parameters. Synthetic or template spectra are computed at our spectral resolution and matched to the observed spectra by means of an automatic procedure of least-square fitting purposely developed by us. The code outputs several parameters among which abundance of elements of interest, projected rotational velocity, and wavelength shift relative to the laboratory rest frame.

*pguillout@astro.u-strasbg.fr

3. PRELIMINARY RESULTS

3.1. Statistics

Based on a sub-sample of about 350 stars with properly reduced Hα and Li OHP spectra, we derived a crude estimation of the fraction of very active (strong Hα emission, $>$ 5%), Li rich (Pleiades-like, $\geq$ 30%), rapid rotators (broad lines, $\geq$ 30%) and SB2 binary ($\geq$ 35%) stars in our sample. Variable radial velocity values derived from spectra acquired several days apart allows us to identify SB1 systems and may considerably enhance the fraction of known binary systems.

3.2. Active binaries in soft x-ray survey

We present below results from optical spectroscopic and photometric follow-up observations of a sample of six active binaries discovered in the RasTyc sample. Thanks to high resolution spectroscopy, we have obtained good radial velocity curves, whose solutions provided us with the mass of the components (see Table 1). For all but one systems, namely HD183957, we observed photometric modulations correlated with the orbital period ascribable to surface features at photospheric level, suggesting a synchronization between rotational and orbital periods.

The X-ray luminosities computed assuming a 0.9 keV Raymond-Smith emitting plasma and the Tycho paral-

Table 1. Main characteristics of new RS CVn/BY Dra systems discovered in the RasTyc sample.

Name	Sp.Type P/S	$M \sin^3 i$ ($M_\odot$) P/S	$P_{\rm orb}$ days	Log($L_{\rm X}$) erg s^{-1}
HD 183957	K0V/K1V	0.773/0.715	7.954	28.71
BD+15 4538	G8-K0V/K3-4V	0.007/0.001	1.748	30.21
BD+33 4462	K0III-IV/F7IV	0.908/0.892	1 0.12	–.-
HD 237215	K2III	SB1	12.67	31.84
HD 57267	G8III	SB1	36.20	31.23
BD+38 2140	K1IV	SB1	15.47	29.38

laxes are listed in the last column of table 1. Interestingly, the two binaries containing a giant component (namely HD 237215 and HD 57267) show coronal activity close to the upper end of the RS CVn X-ray luminosity distribution. These high values of Lx, in excess of 10^{31} erg s^{-1}, are additional clues to their RS CVn nature. On the other hand, HD 183957 shows only moderate coronal activity, in agreement with the small filling of the Hα profile of both components. Both it's low activity level (compatible with the *Hyades-like* field population predicted by X-ray population models) and the lack of photometric modulation correlated with orbital period leave some doubt on the synchonisation of the HD 183957 system. With X-ray luminosities in the range $10^{29.0}$ to $10^{30.5}$ erg s^{-1}, compatible with *Pleiades-like* field population, BD+15 4538 and BD+38 2140 display all the characteristics of new BY Dra system. We finally note that our Hα and X-ray diagnostics fully support the chromospheric/coronal activity connection (Frasca et al., 2005).

We also report on the discovery of some interesting objects like RasTyc 59 showing a puzzling symmetric triple-line pattern disappearing periodically. The system is tentatively explained as a triple system consisting of a close binary with an orbital period < 6 days plus a tertiary component orbiting around the inner binary with a very long period (Fig 1). The incidence of such systems in our sample, with respect to non X-ray selected samples, raises the question of their dynamical stability on a long time scale.

4. CONCLUSIONS

Stellar X-ray sources are thought to be young stars shining brightly in X-ray because of intense activity due to high rotation rate. However the contamination of this young population by coeval or older binaries with late-type component (typically BY Dra and RS CVn systems where the strong X-ray emission is due to synchronization of rotational and orbital motion) is presently unknown. This contamination can strongly alter X-ray based galactic evolution parameters ill defined at other wavelength (star formation rate). While X-ray population model predictions (Guillout et al., 1996) are in good agreement with observations in the soft energy band

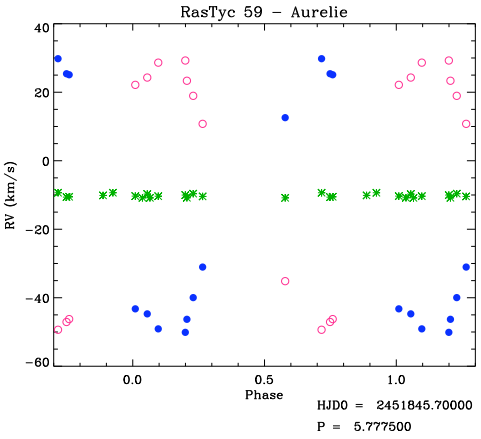


Figure 1. Preliminary orbital solution for the triple system RasTyc 59. Circles : close binary - asterix : tertiary component.

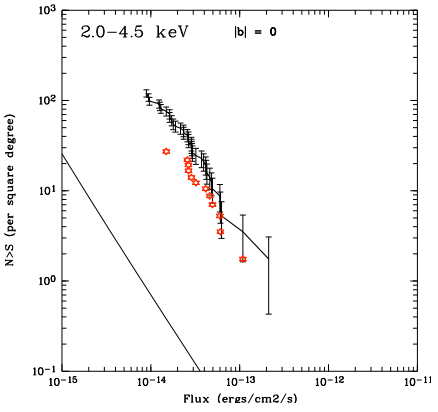


Figure 2. Low galactic latitude stellar logN(>S)-log(S) prediction (solid line) and observations (asterix) in the XMM-Newton hard energy band.

(Motch et al. , 2005), the number of stellar X-ray sources detected at higher energy is larger than expected by a factor ten (Fig. 2). Active late type stars in flare state or RS CVn binaries with high coronal temperature may explain the discrepancy.

REFERENCES

Frasca, A. et al. 2005, A&A, submitted

Guillout, P. et al. 1996, A&A, 316, 89

Guillout, P. et al. 1999, A&A, 351, 1003

Motch, C. et al. 2005, A&A, to be submitted

3 Conférence “Cool Stars XIV” (Novembre 2006)

Au cours de cette conférence, j’ai présenté sous forme de poster les premiers résultats obtenus avec l’échantillon *RasTyc* ainsi que l’analyse des trois premiers systèmes triples découverts en son sein. Les deux comptes-rendus (Klutsch *et al.* 2008*a*,*c*) ci-après sont accessibles sur le CD-ROM joint au livre regroupant tous les comptes-rendus des présentations orales de cette conférence. Les résultats obtenus sur ces trois systèmes triples ont été publié par A&A (Klutsch *et al.* 2008*b*) tandis que l’article concernant l’échantillon *RasTyc* (Guillout *et al.* 2008) a été soumis à A&A.

Échantillon *RasTyc*

Stellar X-ray sources as diagnostic of the local star formation history
Proceeding of "14th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun"
ASP Conference Series, Poster #85, 2006

Stellar X-ray sources as diagnostic of the local star formation history.

A. Klutsch[1,⋆], P. Guillout[1], A. Frasca[2], R. Freire Ferrero[1], E. Marilli[2], G. Mignemi[1,3], O. Hérent[1]

[1] *Observatoire Astronomique de Strasbourg, 11 rue de l'université, Strasbourg, France*

⋆ E-mail : klutsch@astro.u-strasbg.fr

[2] *INAF-Osservatorio Astrofisico di Catania, via S. Sofia, 78, I-95123 Catania, Italy*

[3] *Dipartimento di Fisica e Astronomia di Catania, I-95125 Catania, Italy*

Abstract. An ongoing program, aimed at elucidating the nature and evolutionary status of about 1 000 late-type stellar X-ray sources in the field, is presented. The targets were selected as optical counterparts of ROSAT All-Sky Survey (RASS) sources by means of the cross-correlation between RASS and TYCHO catalogues. High-resolution spectra of the *RasTyc* sources, that have been acquired at the Haute Provence and Catania Observatories, have allowed us to derive fundamental stellar parameters such as $T_{\rm eff}$, $\log g$, [Fe/H], rotational and radial velocities, chromospheric activity, Lithium abundance as well as to single out spectroscopic binaries. This large data sample will be exploited to investigate the dependence of chromospheric and coronal activity on stellar parameters and should provide further constraints to theoretical dynamo models. Moreover, the comparison of the space distribution and kinematics of young stars with the predictions of the Besançon stellar X-ray population model will enable us to address the question of the galactic structure (scale heightof young stars) and evolution (star formation rate) in the solar neighbourhood during the last billion years.

1. Introduction

The dependence on age of stellar activity offers a unique opportunity to investigate the local star formation history. The *RasTyc* sample, resulting from the cross-correlation between the ROSAT All-Sky Survey (RASS) and the TYCHO catalogues (Guillout et al. 1999), represents the largest ($\sim$ 14 000 active stars) and most comprehensive sample of stellar X-ray sources constructed so far. We thus have started a spectroscopic observations campaign aimed at a deep characterization (nature and evolutionary status) of a representative sub-sample of the *RasTyc* population in the northern hemisphere.

2. Observations and data reduction

The spectroscopic observations were obtained at the *Observatoire de Haute Provence* (OHP) within the framework of a key program on the T1.5 m telescope with the AURELIE spectrograph. Among 1 000 stars, about 500 stars have been

already spectroscopically observed at high resolution ($R \sim 40\,000$) both in the Hα (chromospheric activity diagnostics) and Lithium (age diagnostics) spectral regions. The projected rotational ($v \sin i$) and radial velocities measurements were performed thanks to an automatic IDL procedure developed by us based on the cross-correlation of the observed spectrum with a synthetic one of similar spectral type, computed at the spectral resolution of our data. In order to evaluate the astrophysical parameters (APs) and to determine the spectral type and luminosity class of our sources, we used IDL codes developed by us (Frasca et al. 2006). The APs $T_{\rm eff}$, $\log g$, [Fe/H], and the $v \sin i$ for single stars or SB1's were simultaneously determined by a best fit (χ^2-minimization) of the observed spectrum with a grid of stellar spectra retrieved from the Prugniel & Soubiran (2001) archive, as shown in Fig. 1. This code also outputs additional parameters including the net Hα equivalent width (chromospheric activity) and the Li I λ6707.8 Å equivalent width from which the Lithium abundance (age indicator) can be derived. Another code was specifically designed for the determination of APs of binary components. During the reduction process, an *identification file* is automatically produced for each star and is stored in a major database. These files (see Fig. 2 for an example) display the spectrum and the cross-correlation function and list the APs, rotation and radial velocity.

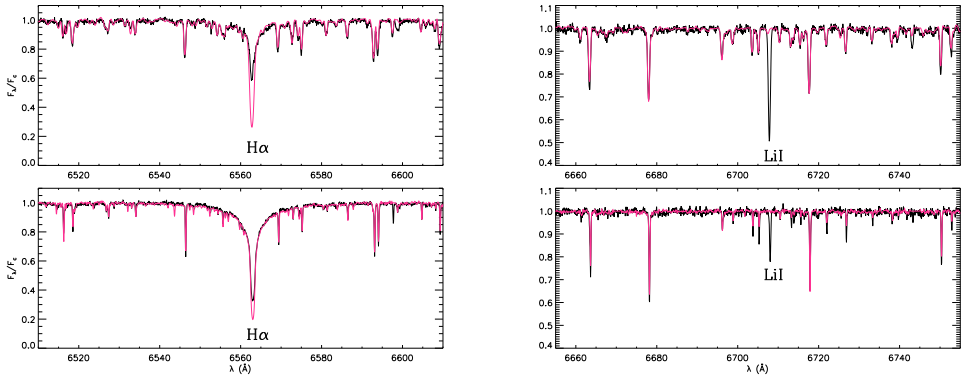


Figure 1. Observed AURELIE spectra (black lines) in the Hα (left panels) and Lithium (right panels) regions for a very young lithium-rich PMS candidate (top panels) and a fairly young star (low panels). The template spectra built up with "non-active" standard stars are over-plotted with red lines.

3. Preliminary results

3.1. Multiplicity

For all sources of the optically bright ($V \leq 9.5\,mag$) sample, we have obtained at least one spectrum in the Hα region and another one in the Lithium region. Variable radial velocity values derived from spectra acquired several days apart allow us to identify SB1 systems and may considerably enhance the fraction of known binary systems. We found that at least 35 % of our sample is composed of binary and multiple systems distributed as follow :

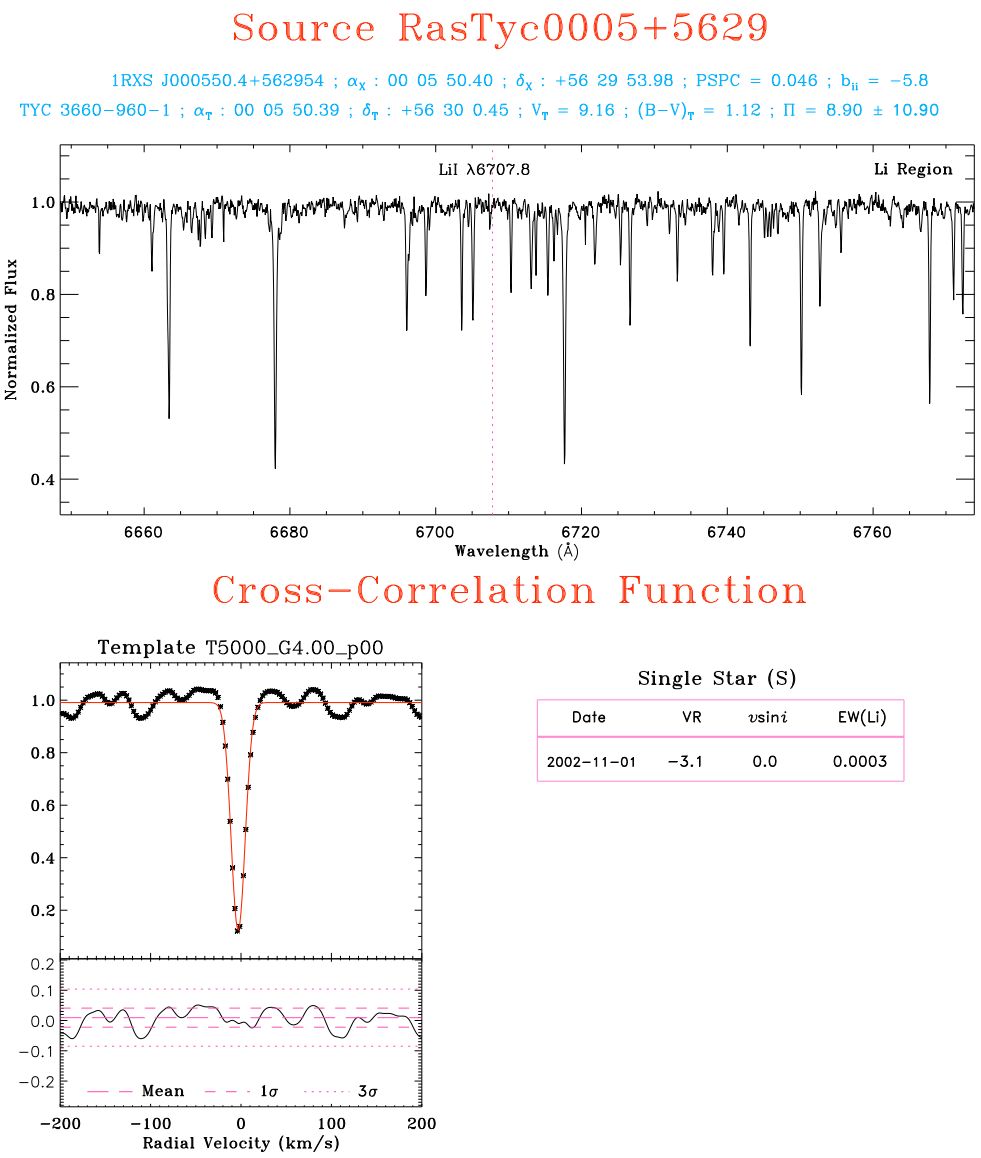


Figure 2. The Li-based *identification file* for the single star RasTyc 0005+5629.

- SB1 : 16 %,
- SB2 : 16 %,
- SB3 : 3 % (See Klutsch et al. 2006).

3.2. Age

Measurements of the Li equivalent width ($EW_{\rm Li}$) compared with well known clusters enveloppes in the $EW_{\rm Li}$ versus $T_{\rm eff}$ diagram lead us for the discovery of 10 PMS candidates (dots on Fig. 3). Three of them show $EW_{\rm Li}$ in excess of 340 mÅ. Interestingly two of these 10 PMS candidates share the same radial velocity and proper motions. They could be new members of an already known young moving group, or could belong to a new, unknown one.

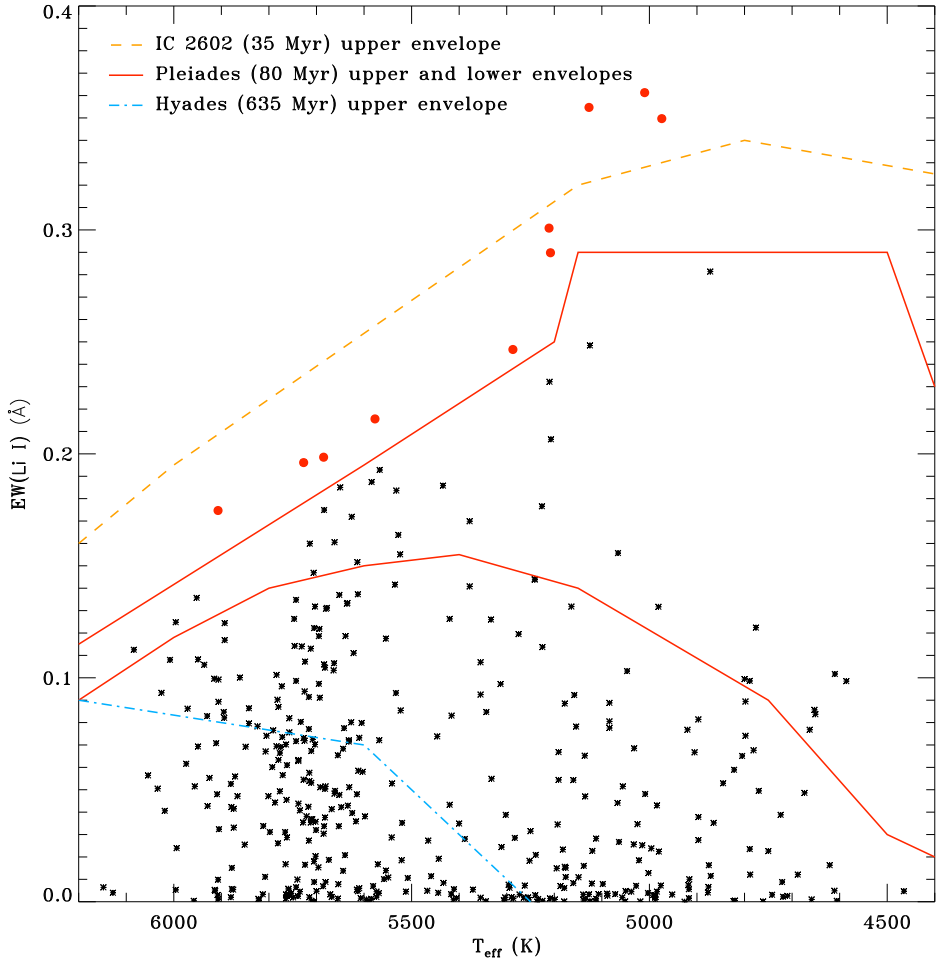


Figure 3. Equivalent width of the Li I λ6707.8 line versus effective temperature ($T_{\rm eff}$). The envelopes of three well-known stellar clusters are drawn. Among the 10 genuine PMS stars (dots), two of them share the same galactic motion and may be members of a new unknown moving group.

The existence of very young stars far from the typical star birthplaces is difficult to reconcile with the standard scenario of star formation because they

are too young to have travelled the distance from the nearest clouds in their short life time. The discovery of new "isolated" very young stars is likely to shed new lights on the process of star formation in the field.

3.3. Evolutionary status

Although most of the *RasTyc* sources are expected to be the youngest stars in the solar neighbourhood, neither the contamination by RS CVn systems nor the fraction of BY Dra binaries are actually known in the RasTyc set.

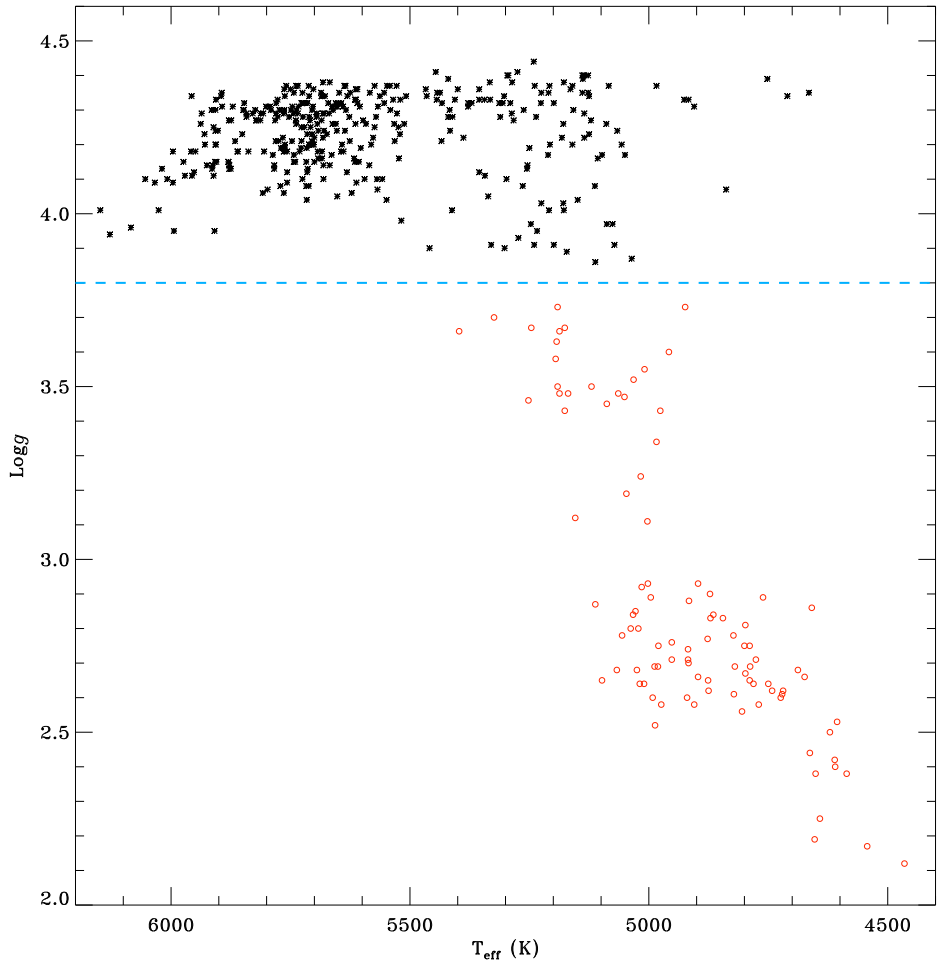


Figure 4. The surface gravity ($\log g$) as a function of the effective temperature (black crosses) for the single stars investigated in the present work. The dashed line at $\log g = 3.8$ marks the separation between main-sequence stars (black crosses) and evolved (giant and sub-giant) stars (red circles).

Thanks to the $\log g$–$T_{\rm eff}$ diagram (see Fig. 4), we can separate the class V from more evolved stars. We found approximately 25 % of our sub-sample to be composed of evolved stars (III and IV luminosity class), most of them probably being not yet identified RS CVn systems (see Frasca et al. 2006).

4. Perspectives

4.1. Activity mechanisms

One of the goals of this large optical survey of stellar X-ray sources is the investigation of chromospheric and coronal activity evolution with age and its dependency on stellar parameters such as rotation and mass. X-ray emission of late-type stars is thought to be related to surface magnetic activity, created by dynamo action in a sub-photospheric convective zone. It sensitively decreases with age probably as a consequence of magnetic rotation braking. One key problem is the dependency of chromospheric and coronal activity on the main parameters of the dynamo mechanism. Both X-ray and Hα data as well as APs for a large stellar sample may contribute to constrain theoretical dynamo parameters.

4.2. Galactic structure and evolution

Although the star formation history in the Galaxy is rather well defined, the last gigayear local star formation rate is still poorly known because of the difficulties to select efficiently young stars on large scale in optical star counts. However, they represent the overwhelming population at low galactic latitudes in soft X-ray surveys which are heavily biased towards the most actives stars. According to the Besançon stellar X-ray population model (Guillout et al. 1996a) at low galactic latitudes, very young stars (i.e. Pleiades-like) represent about 60% of stellar X-ray sources while stars older than 1 Gyr contribute for less than 20% (see Table 1). This bias offers the opportunity to overcome difficulties encountered at optical wavelength for the selection of young late-type stars. Thus, large scale stellar X-ray samples are likely to shed new lights on the young local galactic structure and on the recent galactic evolution.

Table 1. Relative number of Pleiades-like ($age < 150\,Myrs$), Hyades-like ($0.15\,Gyr < age < 1\,Gyr$) and Old ($age > 1\,Gyr$) stars at the RASS sensitivity ($\sim 10^{-2}\,ct/s$) for different galactic latitudes.

b	0°	30°	90°
PL	58.8	35.8	16.2
HL	24.4	36.8	43.7
Old	16.8	27.4	40.1

According to X-ray population models, the surface density and relative number of Pleiades-like (PL), Hyades-like (HL) and Old stars are sensitively linked to the recent star formation rate (see, e.g., Guillout et al. 1996b; López-Santiago et al. 2006, and Fig. 5) as illustrated in the Table 2 which shows their expected fraction for various recent star formation history. However, the knowledge of the incidence of binaries and the contamination of soft X-ray surveys by evolved systems of the RS CVn type, in which the high magnetic activity level results from the synchronization of rotational and orbital periods is crucial for studying the recent local star formation history. Moreover, statistical comparison with similar star samples (see, e.g., Strassmeier et al. 2000) will be

of valuable interest to better understand the kinematics of young field stars in relation with already known or new young moving groups (see, e.g., Torres et al. 2006).

Table 2. Relative number of Pleiades-like ($age < 150\,Myrs$), Hyades-like ($0.15\,Gyr < age < 1\,Gyr$) and Old ($age > 1\,Gyr$) stars at a PSPC count rate threshold $S = 10^{-2}\,ct/s$ for the star formation rates presented in Fig. 5.

SFR	D07	C07	I07
PL	46.7	58.8	63.4
HL	10.2	24.4	23.7
Old	33.1	16.8	12.9

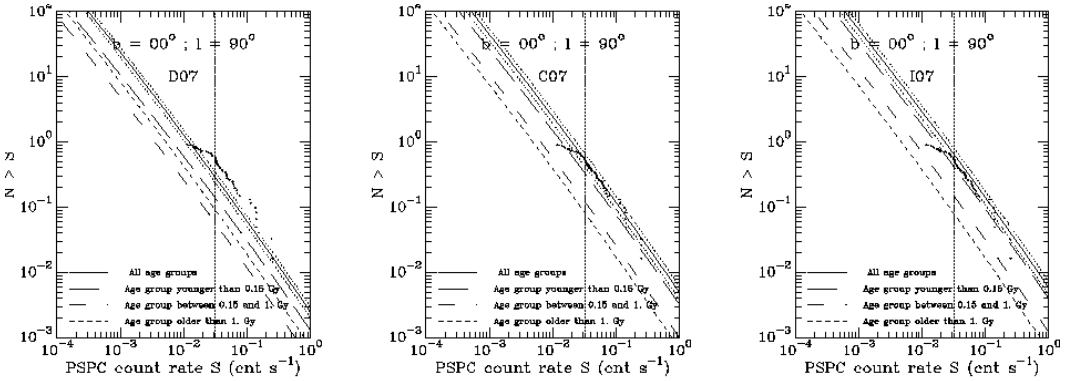


Figure 5. Figure from Guillout (1996), PhD thesis. Log(N)-Log(S) curves computed in the direction of the galactic plane (l = 90°, b = 0°) for populations of disc stars. N is the number of stars per square degree in the direction l,b detected above a given PSPC count rate S (in the 0.1-2.4 keV band) as a function of S. We have tested stellar formation rates decreasing by a factor 2 during the last gigayears (D07 - left panel) and slightly increasing by 30% (I07 - right panel) with respect to the standard constant rate presented in the middle panel (C07) . These curves clearly show the impact of the recent local star formation rate on the fraction of Pleiades-like (long dashed line), Hyades-like (dashed line) and old (dotted line) stars (see also expected fraction of populations in the table 2). In both figures, dots symbols show the observed stellar density of the RASS in a low latitude area covering 64.5 square degrees studied by Motch et al. (1997).

References

Frasca, A., et al. 2006, A&A, 454, 301
Guillout, P., et al. 1996a, A&A, 316, 89
Guillout, P., et al. 1996b, Proc. "Röntgenstrahlung from the Universe", eds. Zimmermann, H.U., Trümper, J., and Yorke, H., MPE Report 263, p. 41-42
Guillout, P., et al. 1999, A&A, 351, 1003
Klutsch, A., et al. 2006, Proc. "14th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", ASP Conf. Series, Poster #84.

López-Santiago, J., et al. 2006 , astro-ph/0610354
Motch, C., et al. 1997, A&A, 318,111
Prugniel, P., & Soubiran, C., 2001, A&A, 369, 1048
Strassmeier, K.G., et al. 2000, A&AS, 142, 275
Torres, C.A.O., et al. 2006, A&A, 460, 695

Systèmes Triples

Newly discovered multiple systems in the RasTyc sample
Proceeding of "14th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun"
ASP Conference Series, Poster #84, 2006

Newly discovered multiple systems in the *RasTyc* sample.

A. Klutsch[1,⋆], A. Frasca[2], P. Guillout[1], R. Freire Ferrero[1], E. Marilli[2], G. Mignemi[1,3]

[1] *Observatoire Astronomique de Strasbourg, 11 rue de l'université, Strasbourg, France*

⋆ E-mail : klutsch@astro.u-strasbg.fr

[2] *INAF-Osservatorio Astrofisico di Catania, via S. Sofia, 78, I-95123 Catania, Italy*

[3] *Dipartimento di Fisica e Astronomia di Catania, I-95125 Catania, Italy*

Abstract. We report on a follow-up program which aims at obtaining good-quality radial velocity curves and solving the orbits of multiple systems discovered by us in the *RasTyc* sample of late-type stellar X-ray sources which results from the cross-correlation of ROSAT All-Sky Survey (RASS) and TYCHO catalogues. In particular, we present preliminary results about three new spectroscopic late-type triple systems. The knowledge of the incidence of binaries and multiple systems in this sample is of paramount importance to study the recent local star formation history by using ROSAT and/or XMM-NEWTON data.

1. Introduction

X-ray sky surveys, performed in recent years, have led to the detection of thousands of active late-type stars in the field and to the discovery of associated young galactic stellar structures often unnoticed at optical wavelengths. The *RasTyc* sample is the result of the cross-correlation of the ROSAT All-Sky Survey with the TYCHO catalogue (Guillout et al. 1999) and represents the largest ($\sim 14\,000$ active stars) and most comprehensive sample of stellar X-ray sources constructed so far. In order to clarify the composition of this large sample of stellar X-ray sources, we started a campaign of high-resolution spectroscopic observations aimed at a deep characterization of a representative sub-sample of the *RasTyc* population in the northern hemisphere (see Klutsch et al. 2006).

2. Observations and data reduction

The spectroscopic observations have been conducted at *the Observatoire de Haute Provence* (OHP) between 2001 and 2005 with the AURELIE spectrograph within the framework of a key program on the T1.5 m telescope. About 500 stars have been spectroscopically observed at high resolution both in the Hα (6490-6630 Å) and the Lithium (6650-6780 Å) spectral regions. A detailed analysis of the cross-correlation function (CCF) between target and synthetic template spectra reveals that at least 10 stars are indeed multiple systems.

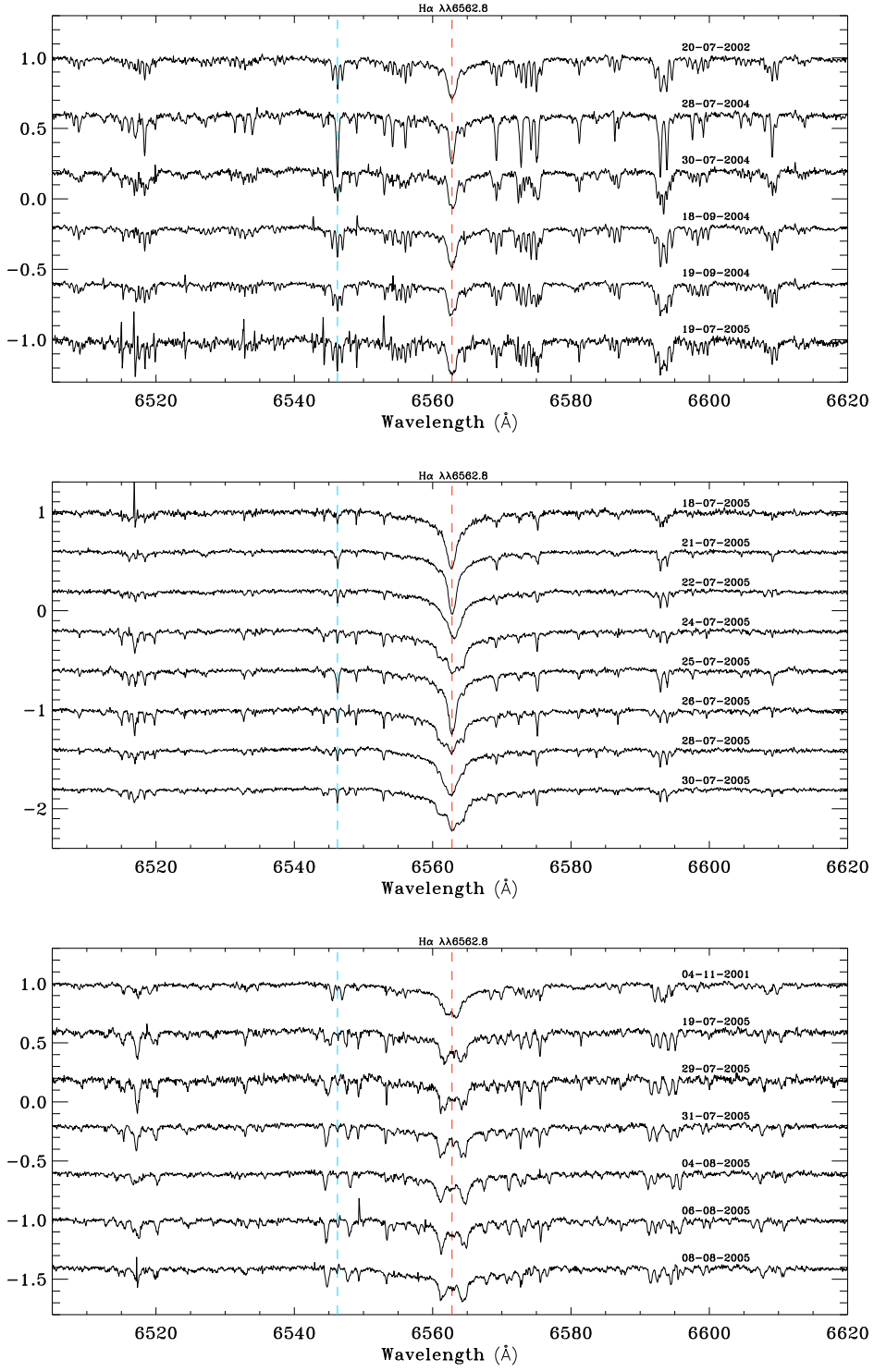


Figure 1. High resolution spectra of RasTyc 2034 (top panel), RasTyc 1828 (middle panel) and RasTyc 0524 (lower panel) acquired with the Aurelie spectrograph at the T1.5m OHP telescope in the Hα region. The laboratory wavelengths of the Hα and the Fe I λ6546.24 lines are marked with vertical dashed lines.

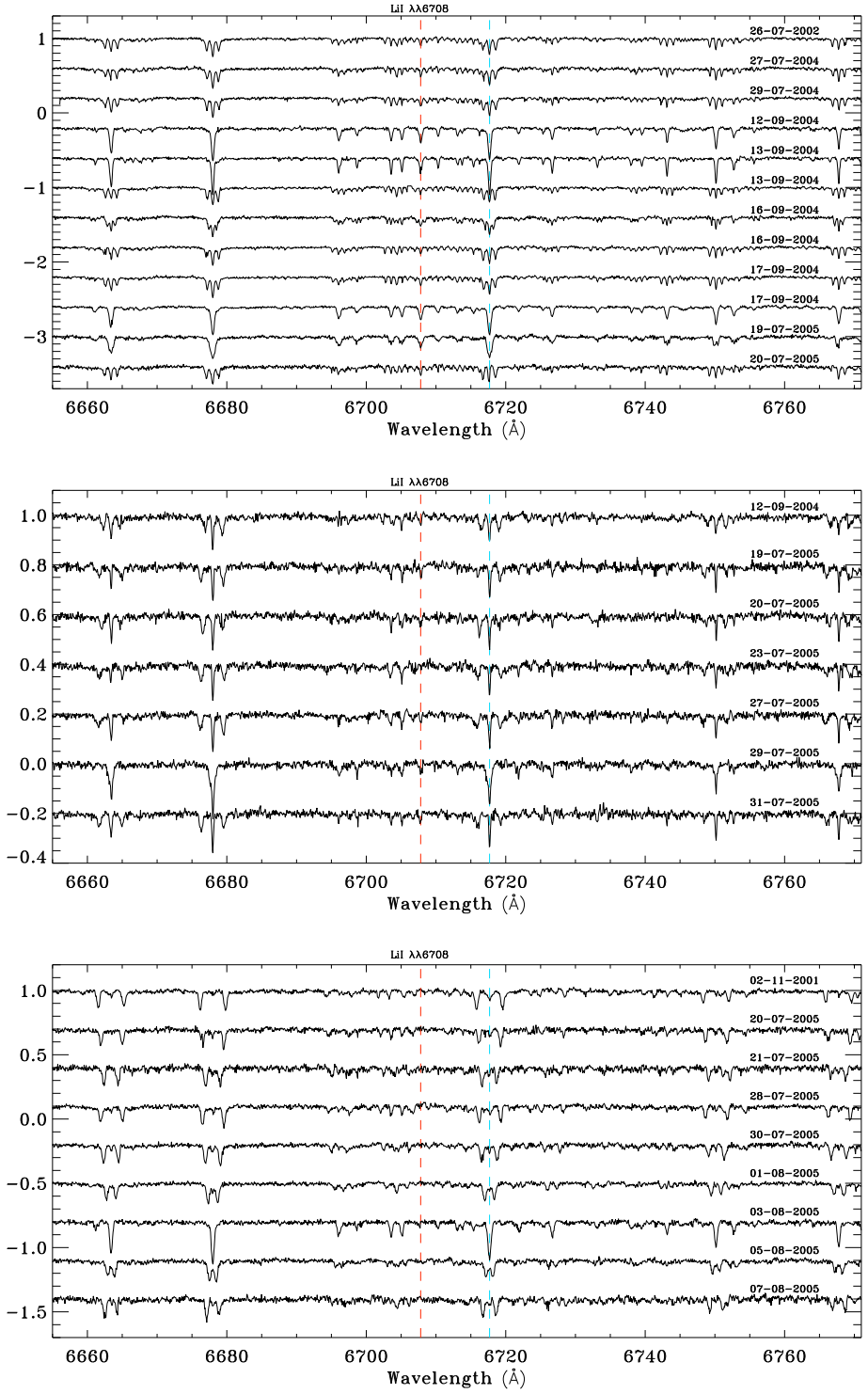


Figure 2. High resolution spectra of RasTyc 2034 (top panel), RasTyc 1828 (middle panel) and RasTyc 0524 (lower panel) acquired with the Aurelie spectrograph at the T1.5m OHP telescope in the Lithium region. The laboratory wavelengths of the Li I λ6707.8 and the Ca I λ6717.68 lines are marked with vertical dashed lines.

In 2004 and 2005, we have monitored spectroscopically three of them, namely RasTyc 2034, RasTyc 1828 and RasTyc 0524 with both AURELIE spectrograph ($R \sim 40\,000$) at OHP (see Figs. 1 and 2) and the FRESCO echelle spectrograph ($R \sim 22\,000$) mounted on the 91-cm telescope of the *M. G. Fracastoro* station (Mt. Etna, 1750 m a.s.l.) of *Osservatorio Astrofisico di Catania* (OAC). Our aim was to fully define the orbital and physical parameters of these systems.

The radial velocity (RV) measurements for all AURELIE spectra were performed thanks to an automatic IDL procedure developed by us based on the cross-correlation of the observed spectrum with a synthetic one of similar spectral type, computed at the spectral resolution of our data (see Klutsch et al. 2006, Fig. 2). To better evaluate the RV of each component in a multiple system, we identified the significant peaks of the CCF and fit them with multiple Gaussian components (see Figs. 3, 4 and 5). The RV measurements for RasTyc 2034 from FRESCO data were obtained by the cross-correlation of each echelle order with the corresponding one of the bright RV standard star α Ari acquired in the same observing runs.

3. Preliminary results

3.1. Description of the systems

Since the first observations of RasTyc 2034, we noticed a puzzling symmetric triple-line pattern disappearing periodically (see Figs. 1 and 2, upper panel). This behavior, subsequently observed also in RasTyc 1828 and RasTyc 0524 (see Figs. 1 and 2, middle and lower panel, respectively), suggests triple systems, each one consisting of a short-period close binary with nearly equal Primary (P) and Secondary (S) components plus a tertiary component orbiting around the inner binary with a long period (hierarchical triples).

As it appears from the CCFs (Figs. 3, 4 and 5), in all the observed systems the contribution of the inner binary components is nearly equal, i.e. the luminosity ratio of the two stars is ~ 1, compatible with a mass ratio $(M_1/M_2) \sim 1$ (see Table 1). Moreover, the CCF signature of RasTyc 2034 and RasTyc 1828 are very similar and suggest a hotter tertiary more massive than the individual components of the inner binary. On the other hand the tertiary of RasTyc 0524 seems less massive than both inner components, similarly to the triple system EUVE J0825-16.3 reported by Montes et al. (2006).

3.2. Orbital solutions

The observed RV curves of these three triple systems are displayed in Figs. 6, 7 and 8. We used filled symbols for the primary (more massive) component and open symbols for the secondary one, for each inner binary. The crosses were used for the tertiary components. From these RV curves, we have determined the orbital solution for each inner binary system. We initially searched for eccentric orbits, finding very low eccentricity values ($e \sim 0$). Thus, following the precepts of Lucy & Sweeney (1971), we adopted $e = 0$ (circular orbits) in our solutions, analogously to the work of Frasca et al. (2006). The main orbital parameters are listed in Table 1 where the subscripts *1* and *2* refer to the primary

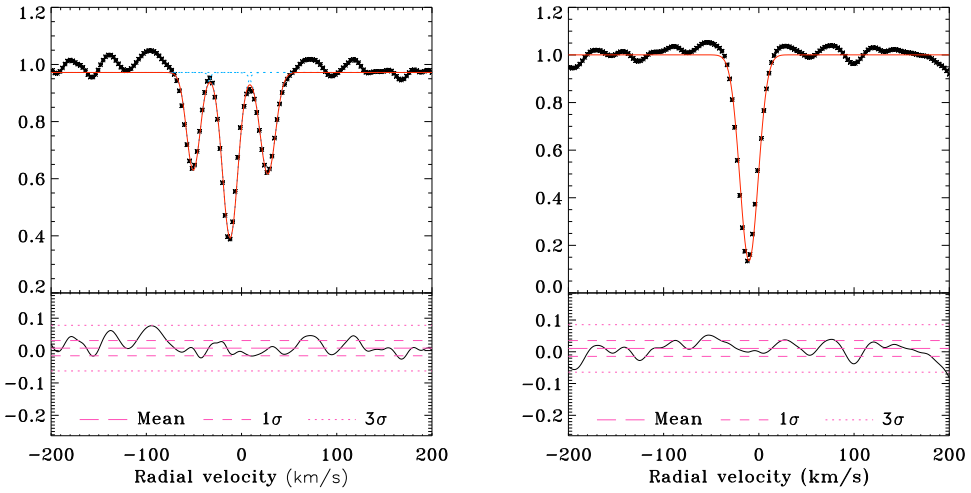


Figure 3. The CCFs of RasTyc 2034 at two orbital phases. The triple system nature appears from the CCF displayed in the left panel, while it is completely hidden at the phase of observation shown in the right panel. The RV uncertainty is about 1 km/s at our spectral resolution. The multiple Gaussian fits of the CCFs are over-plotted with full lines (top boxes) and the residuals of the fits are plotted in the lower boxes.

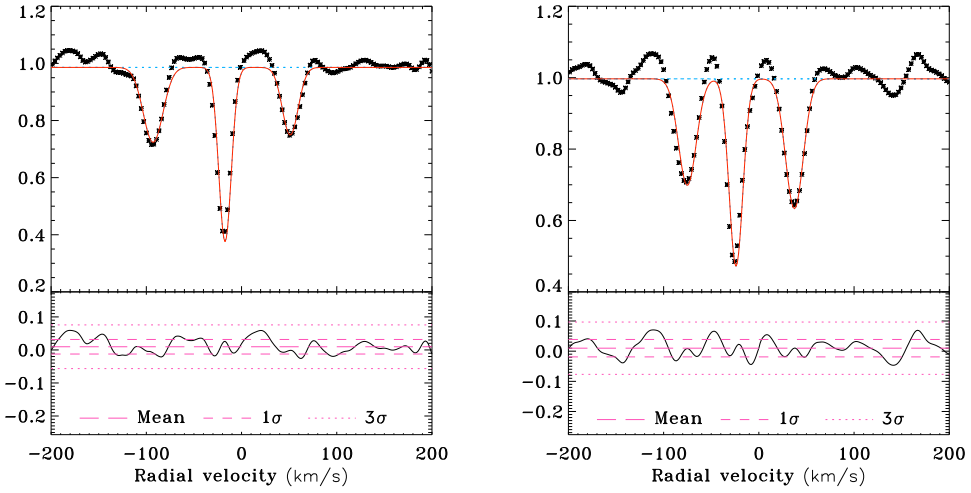


Figure 4. The CCFs of RasTyc 1828 clearly show three peaks with different widths. The two components of the inner binary appear to rotate faster than the third star, probably due to spin-orbit synchronization.

and secondary components of the inner binaries, respectively.

The orbital periods of the three inner binaries are in the range 3.5–7.5 days (see Table 1). It is worth noticing that all these three systems have smaller periods than the cut-off value of 7.56 days found by Melo et al. (2001) for orbital circularization in PMS binaries. The RV value of the tertiary component for each system does not change during the different nights of observations and this value is equal, or very close, to the barycentric velocity (γ) of the inner binary (see Figs. 6, 7 and 8) implying very long orbital periods for the tertiary orbits (see Guillout et al. 2006; Montes et al. 2006).

Table 1. Orbital parameters of the new three triple systems. The errors on the last significant digit of each listed value are enclosed in parenthesis.

Name	HJD0[a] (2 450 000+)	P_{orb} (days)	γ (km s^{-1})	k (km s^{-1}) [P/S]	$M \sin^3 i$ ($M_\odot$) [P/S]	M_1/M_2
RasTyc 0524	1995.289	3.639	−14.9(3)	80.6(4)/84.1(4)	0.860(8)/0.824(8)	1.044(6)
RasTyc 2034	1019.926	4.954	−10.9(3)	39.2(3)/39.6(3)	0.126(2)/0.125(2)	1.01(1)
RasTyc 1828	1999.620	7.460	−21.7(3)	74.5(4)/75.9(4)	1.33(1)/1.30(1)	1.019(7)

[a] Heliocentric Julian Date of the inferior conjunction of the primary (more massive) component.

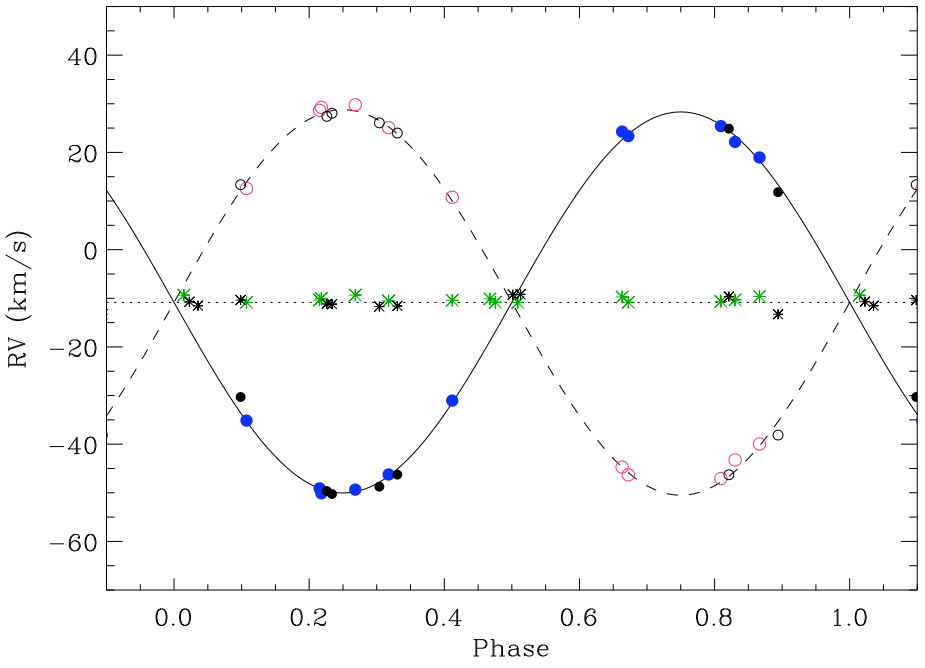


Figure 6. Radial velocity curve of RasTyc 2034 displayed as a function of the orbital phase. Filled and open circles are used for the primary (more massive) and secondary component of the inner binary, respectively. The asterisks are used for the tertiary component. Large symbols refers to Aurelie while smaller symbols are used for Fresco spectrograph.

and secondary components of the inner binaries, respectively.

The orbital periods of the three inner binaries are in the range 3.5–7.5 days (see Table 1). It is worth noticing that all these three systems have smaller periods than the cut-off value of 7.56 days found by Melo et al. (2001) for orbital circularization in PMS binaries. The RV value of the tertiary component for each system does not change during the different nights of observations and this value is equal, or very close, to the barycentric velocity (γ) of the inner binary (see Figs. 6, 7 and 8) implying very long orbital periods for the tertiary orbits (see Guillout et al. 2006; Montes et al. 2006).

Table 1. Orbital parameters of the new three triple systems. The errors on the last significant digit of each listed value are enclosed in parenthesis.

Name	HJD0[a] (2 450 000+)	P_{orb} (days)	γ (km s^{-1})	k (km s^{-1}) [P/S]	$M \sin^3 i$ ($M_\odot$) [P/S]	M_1/M_2
RasTyc 0524	1995.289	3.639	−14.9(3)	80.6(4)/84.1(4)	0.860(8)/0.824(8)	1.044(6)
RasTyc 2034	1019.926	4.954	−10.9(3)	39.2(3)/39.6(3)	0.126(2)/0.125(2)	1.01(1)
RasTyc 1828	1999.620	7.460	−21.7(3)	74.5(4)/75.9(4)	1.33(1)/1.30(1)	1.019(7)

[a] Heliocentric Julian Date of the inferior conjunction of the primary (more massive) component.

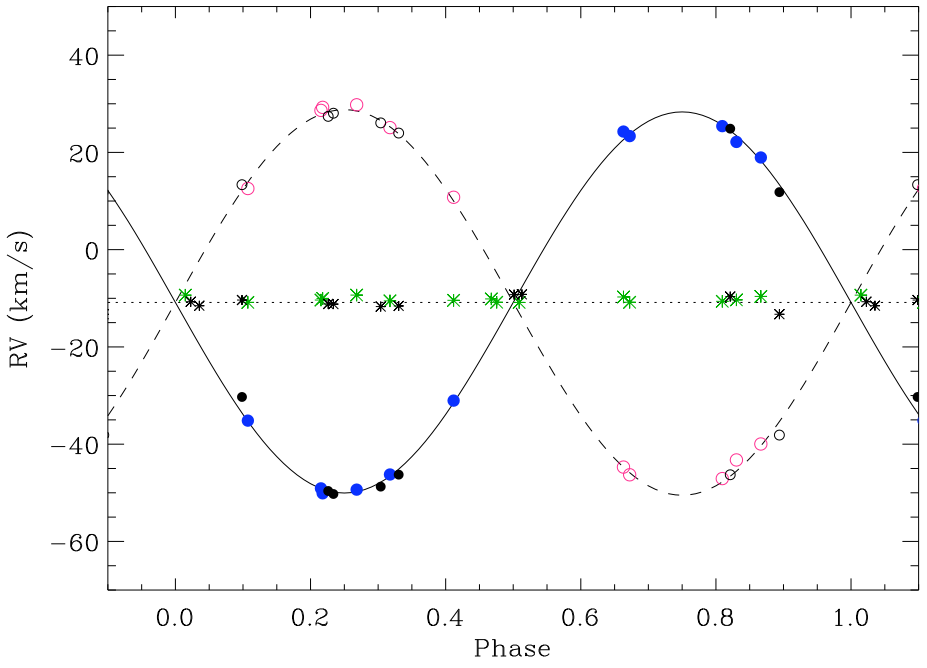


Figure 6. Radial velocity curve of RasTyc 2034 displayed as a function of the orbital phase. Filled and open circles are used for the primary (more massive) and secondary component of the inner binary, respectively. The asterisks are used for the tertiary component. Large symbols refers to Aurelie while smaller symbols are used for Fresco spectrograph.

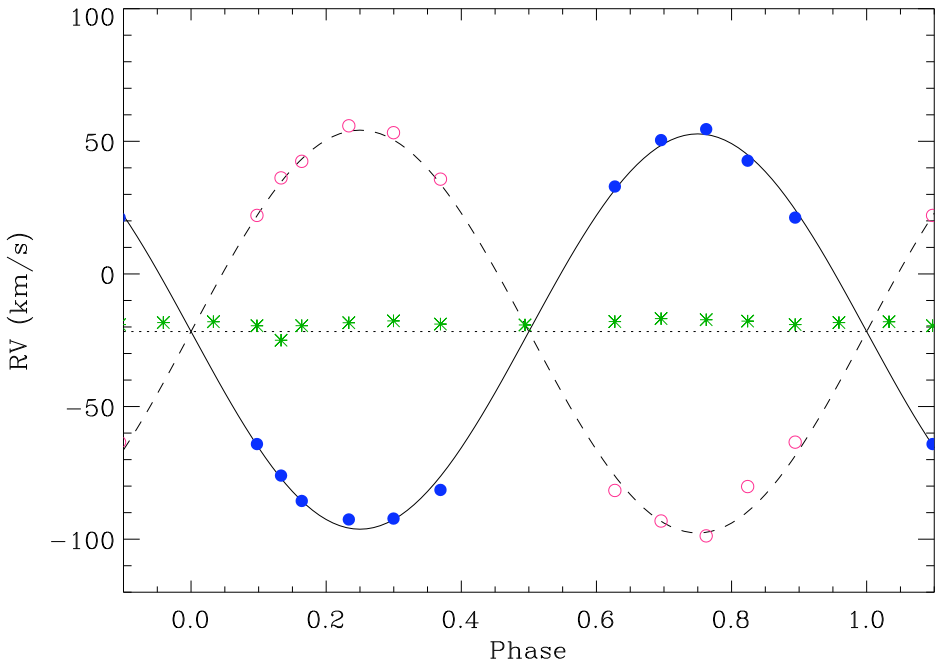


Figure 7. Radial velocity curve of RasTyc 1828. The RV of the tertiary component is always slightly larger than that of the barycenter of the inner binary, at the time of the observations.

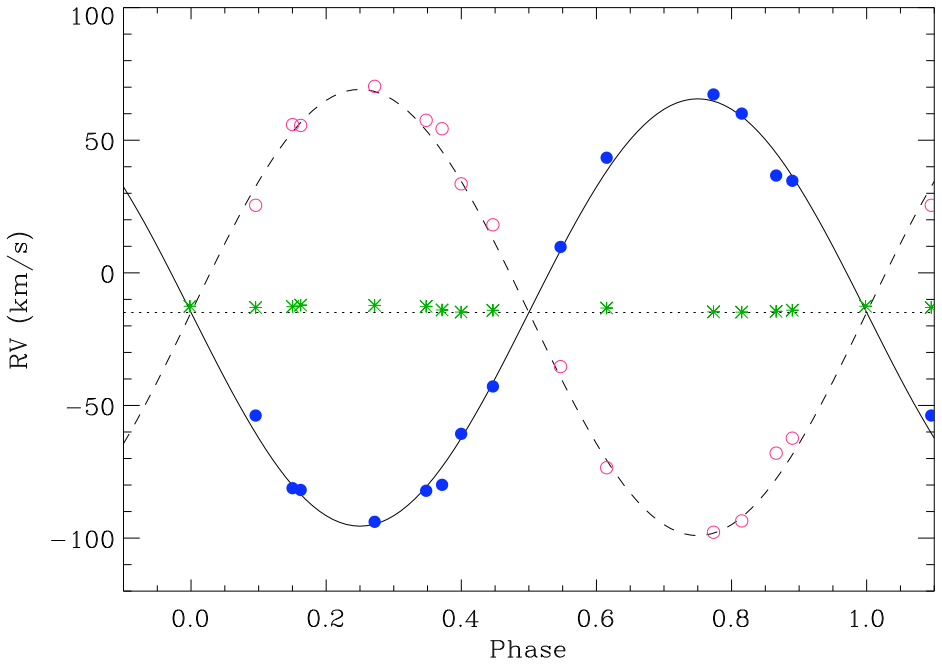


Figure 8. Same as Fig. 6 but for RasTyc 0524.

4. Discussion and conclusions

The observation of the absorption line of Li I λ6707.8 Å for the three components of RasTyc 2034 (see Figs. 2 and 9) suggests that this system is composed by young main sequence stars which have formed at the same time. The spectral types of these three components should be very similar, as deduced from the spectrum appearance and from the continuum contributions at 6700 Å, that we evaluate as 0.298, 0.290, and 0.412, for the primary, secondary, and tertiary component, respectively. Based on the spectra and on the measured "combined" color $B - V = 0\overset{\mathrm{m}}{.}957 \pm 0\overset{\mathrm{m}}{.}014$, we estimate a spectral composition {K2-3V/K2-3V}/K1-2V. In all the spectra obtained near the quadratures (maximum wavelength separation) we measured the equivalent width of the Li I line as $EW_{Li} = 72\pm20$, 76 ± 10, and 96 ± 14 mÅ, for the primary, secondary, and tertiary component, respectively. We used the Pavlenko & Magazzù (1996) calculations to deduce a lithium abundance of $\log N(\mathrm{Li})$ in the range 1.9–2.0 for the system's components. Although the lithium abundance can not be simply converted into an age, the value of $\log N(\mathrm{Li})$ we find is comparable to, or only slightly lower than, that of Pleiades stars but significantly higher than that of Hyades stars of the same temperature (see, e.g., Soderblom et al. 1993; Jeffries 2000). Therefore, we estimate an age for RasTyc 2034 between 100 and 300 Myr.

For RasTyc 1828 there is some evidence of the Li I line only for the tertiary component, while for RasTyc 0524 there is no clear sign of Li I λ6707.8 line. Then, this two systems should be considerably older than RasTyc 2034.

The discovery and study of such new triple systems can contribute to a better understanding of the formation and evolution of close binaries and multiple systems. Moreover, the possible higher percentage of triple systems in the *RasTyc* sample, compared to non X-ray selected samples (see, e.g., Strassmeier et al. 2000), may raise the question of their evolutions on a long time scale.

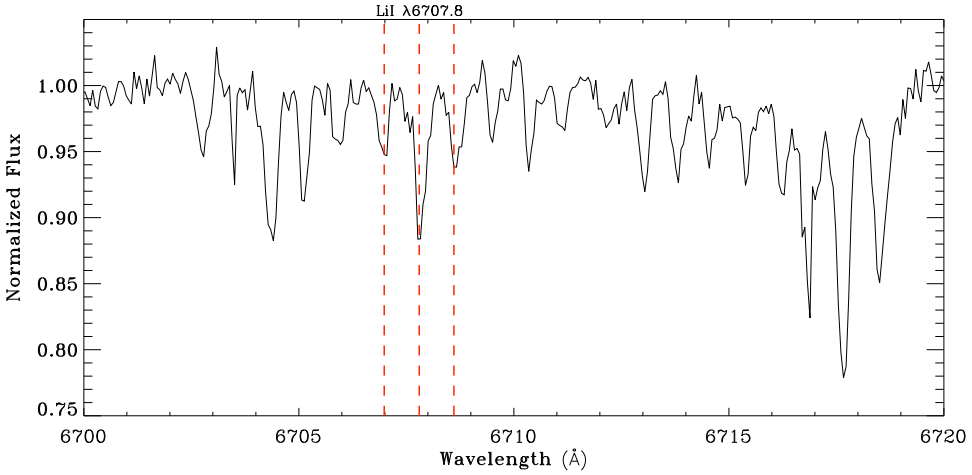


Figure 9. Zoom on the Li I line at 6707.8 Å in a high resolution spectrum of RasTyc 2034. The Lithium line for the three components of this system is marked by vertical dashed lines.

References

Frasca, A., et al. 2006, A&A, 454, 301
Guillout, P., et al. 1999, A&A, 351, 1003
Guillout, P., et al. 2006, Proc. "The X-ray Universe 2005", ESA SP-604, 87
Jeffries, R.D., 2000, in Stellar Clusters and Associations: Convection, Rotation, and Dynamos, ed. R. Pallavicini, G. Micela, & S. Sciortino, ASP Conf. Ser. 198, 245
Klutsch, A., et al. 2006, Proc. "14th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", ASP Conf. Series, Poster #85.
Lucy, L.B., & Sweeney, M.A., 1971, AJ, 76, 544
Melo, C.H.F., et al. 2001, A&A, 378, 898
Montes, D., et al. 2006, Proc. "Binary Stars as Critical Tools and Tests in Contemporary Astrophysics", IAUS 240E, 214G
Pavlenko, Y.V., & Magazzù, A., 1996, A&A, 311, 961
Soderblom, D.R., et al. 1993, AJ, 106, 1059
Strassmeier, K.G., et al. 2000, A&AS, 142, 275

4 Conférence ESO : "Star Formation Across the Milky Way Galaxy" (Février 2008)

J'ai eu l'occasion de présenter, lors de cette conférence, les deux méthodes de calculs de probabilité permettant de déterminer l'appartenance de nos sources à l'un des courants d'étoiles jeunes déjà connus (Klutsch *et al.* 2008*d*).

New Moving Groups members in The ROSAT All-Sky–Tycho sample

A. Klutsch[1], P. Guillout[1], R. Freire Ferrero[1], A. Frasca[2], and E. Marilli[2]
[1] Observatoire Astronomique de Strasbourg, E-mail : klutsch@astro.u-strasbg.fr
[2] INAF – Osservatorio Astrofisico di Catania, via S. Sofia, 78, 95123 Catania, Italy

We present kinematics properties of X-ray sources identified as field late-type stars with good Tycho/Hipparcos parallaxes and for which we have acquired high resolution spectroscopic observations. These presumably young stars were selected as optical counterparts of ROSAT All-Sky Survey (RASS) sources by means of the cross-correlation of the RASS and TYCHO catalogues (called the RasTyc sample). During the last 20 years, many studies have shown that a fraction of X-ray active and lithium-rich stars are members of young stellar kinematic groups (SKGs). At the moment, well known members of these SKGs are mainly early-type stars and few studies have been focused on the late-type stars. We have therefore developed two methods based on the velocity space coordinates (U,V,W) to determine the membership of our candidates to already known Moving Groups. The reliability of our methods was tested with Monte-Carlo simulations and compared with results derived using Eggen's kinematic criteria. Chromospheric activity level and Lithium abundance were subsequently used to confirm membership for candidates with high probability entries. The identification of a significant number of late-type members of these young SKGs would be extremely important to investigate deviations from local mean star formation history during the last gigayear and to search for exoplanets just after planetary formation stage.

I) RasTyc sample and Moving Groups :

✓ Moving Groups (MGs) : During the last 20 years, many studies (see, e.g., *Jeffries, 1995; Montes et al., 2001*) have shown that a fraction of X-ray active and lithium-rich stars are members of young stellar kinematic groups (SKGs) which are kinematically coherent groups of stars that could share a common origin (e.g. the evaporation of an open cluster). The main and best documented SKGs are listed by *Montes et al. (2001)* in their Table 1. *Eggen (1994)* defined the "supercluster" (SC) as a gravitationally-unbound group of stars with the same kinematics occupying extended regions of the Galaxy and the "moving group" (MG) as the part of a SC that enters the solar neighborhood and can be observed all over the sky.

✓ Sample : The RasTyc sample is the result of the cross-correlation of the ROSAT All-Sky Survey with the Tycho catalogue (*Guillout et al., 1999*) and represents the largest (≈ 14,000 active stars) and most comprehensive sample of late-type stellar X-ray sources constructed so far. At the moment, the confirmed members of the well-known SKGs are mainly early-type stars and few studies have focused on late-type stars. We thus have started a campaign of spectroscopic observations aimed at a deep characterization of a representative sub-sample of the RasTyc population in the northern hemisphere. The first results from this ambitious ground-based observing program are presented by *Guillout et al. (this workshop)*.

II) Membership methods and Monte-Carlo simulations :

We have developed two methods based on the velocity space coordinates (U,V,W) to determine the membership of our candidates to five already known MGs (Montes et al., 2001).

✓ 3D Method : to define the locus of each MG in the (U,V,W) velocity space, accounting for the typical spreads in U, V, and W coordinates, we have fitted the velocity distributions with Gaussians, as illustrated in Fig. 1, determining the dispersion parameters σ_U, σ_V and σ_W. We then computed the membership's probability (P_{3d} ; Pelat, 2006, p. 127) and considered a star as a new member if $P_{3d} > 10$ %.

$$P_{3d} = -2\Phi(k) + (2/\pi)^{1/2}\, k\, e^{-0.5\,k^2} \quad \text{where } k^2 = \left(\frac{U_*}{\sigma_U}\right)^2 + \left(\frac{V_*}{\sigma_V}\right)^2 + \left(\frac{W_*}{\sigma_W}\right)^2$$

and $\Phi(k)$ is the area under the normal curve from 0 to k.

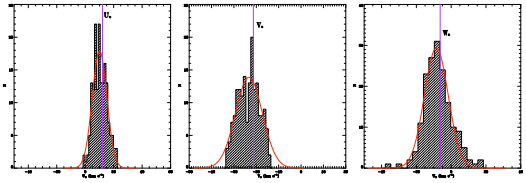


Fig.1. U, V, and W (left to right) velocities distribution of known Pleiades MG members. Gaussian fits to the velocities distribution (full red lines) and the star candidate velocities (P_{3d} = 95.7 % ; full purple lines) are shown as well.

✓ 2D Method : from the (U,V,W) components we defined a new coordinates system (V_{MG},α) according to equations below and illustrated in Fig. 2.

$V_{MG_i} = ((U_i-U_*)^2 + (V_i-V_*)^2 + (W_i-W_*)^2)^{1/2}$
α_i = angle between the MG barycenter $\vec{V_B}$ and $\vec{V_{MGi}}$
$\alpha_{MG} = \max(\alpha_i) - \min(\alpha_i)$

Then, we computed in the ($V_{MG}\cos(\alpha)$, $V_{MG}\sin(\alpha)$) space the MG members density and adjust a 2D gaussian (Fig. 3, upper panel) to determine the ellipse major and minor axis directions (a and b, respectively) and the density variance along these axis (σ_a and σ_b, respectively).

For each candidate we determined (X',Y') coordinates in the (a,b) space (Fig. 3, lower panel). We then computed membership's probability (P_{2d} ; Pelat, 2006, p. 115) and considered a star as a new member if $P_{2d} > 10$ % and $\alpha_{MG} > 160°$.

$$P_{2d} = e^{-0.5\,k^2} \quad \text{where } k^2 = \left(\frac{X'}{\sigma_a}\right)^2 + \left(\frac{Y'}{\sigma_b}\right)^2$$

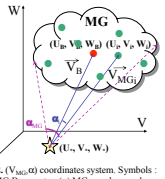


Fig.2. (V_{MG},α) coordinates system. Symbols : (●) MG Barycenter, (●) MG members and ☆ MG candidates.

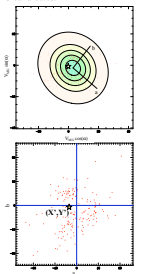


Fig.3. MG members position in the ($V_{MG}\cos(\alpha)$, $V_{MG}\sin(\alpha)$) (upper panel) and (a,b) (lower panel) coordinates systems.

✓ Monte-Carlo simulations (MCS) : we used MCS to test the reliability of our 2D Method for each MG. According to 3D Method membership's criteria, we created two samples (MG members and non-members) each one consisting in 2,000 sources. We list in Table 1 the fraction of sources for which both methods are consistent. While the 3D Method allows to find new MGs members only within the MG locus, the 2D Method is more permissive and gives quantitative confidence levels.

Samples	MGs				
	IC2391	Pleiades	Castor	UMa	Hyades
Members	80 %	92 %	95 %	98 %	90 %
Non-members	99 %	96 %	97 %	94 %	90 %

Table 1. The fraction of sources for which the 2D method is consistent with the 3D method.

III) New Moving Groups members :

✓ We applied our methods to assess membership of our *PMS-like and Pleiades-like* stars (based on the Lithium content) to the five MGs reported in Table 1. Results are listed in the Table 2.

✓ We found 1, 11, 4 and 1 stars displaying galactic motion compatible with the IC2391, Pleiades, Castor and UMa kinematics, respectively (see Fig. 4).

✓ We also found 9 stars, with Tycho/Hipparcos parallaxes consistent with those of giant stars, are located far outside the YD locus.

Sample	Young Disk (YD) MGs					Old Disk (OD)
	IC2391	Pleiades	Castor	UMa	Hyades	
PMS-like	0	4	1	0	0	2
Pleiades-like	1	7	3	1	0	7

Table 2. Comparison between the age class of the stars and the MGs founds with our procedures

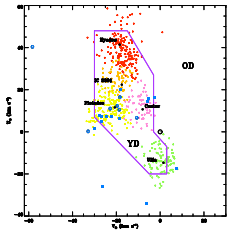


Fig.4. U,V space velocities diagram of the PMS-like (hexagon) and Pleiades-like (filled square) RasTyc sources. The locus of the young-disk (YD) and the old-disk (OD) populations are also indicated.

IV) Perspectives :

- Together with stellar parameters (Li abundance, activity) the kinematic methods we have developed allowed us to **identify some new MGs members.** Ultimately we will **search for new unknown young MGs**.
- The identification of late-type members of young MGs would be extremely important to **investigate deviations from local mean star formation history** during the last gigayear and to **search for exoplanets just after planetary formation stage**.
- Moreover, statistical comparison with similar **star samples** will be of valuable interest to better **understand the kinematics of young field stars** in relation with already known or new young MGs (*López-Santiago et al. 2006*).

References : Eggen, O. J., 1994, "Galactic and Solar System Optical Astrometry". Cambridge Univ. Press, p. 191; Guillout, P., et al. 1999, A&A, 351, 1003 ; Jeffries, R. D., 1995, MNRAS, 273, 559 ; López-Santiago, J., et al. 2006, ApJ, 643, 1160 ; Montes et al., 2001, MNRAS, 328, 45 ; Pelat, D., 2006, "Bruits et Signaux", http://media4.obspm.fr/public/DEA/supports/Dea45beta.pdf

5 Conférence “Cool Stars XV” (Juillet 2008)



Post T Tauri stars in the solar neighborhood: isolated or members of young associations and moving groups.

D. Montes*, J. López-Santiago*, R. M. Martínez-Arnáiz*, P. Guillout†, A. Klutsch†, R. Freire Ferrero†, A. Frasca** and E. Marilli**

*Universidad Complutense de Madrid, Dpt. de Astrofísica, Facultad de C.C. Físicas, 28040, Madrid, Spain
†Observatoire Astronomique, Université de Strasbourg & CNRS (UMR 7550), 11 rue de l'Université, 67000 Strasbourg, France
**INAF - Osservatorio Astrofisico di Catania, via S. Sofia, 78, 95123 Catania, Italy

Abstract. Post T Tauri stars (PTTS) are late-type stars in the age range between 10 and 100 Myr filling the gap between T Tauri (TTS) and zero-age main sequence phases. This period of evolution remains ambiguous and until now different studies of young stars have failed to find the numbers of PTTS that are expected. In the last years, some PTTS have been identified among the X-ray detected pre-main sequence stars in some star-forming regions. More recently, additional PTTS have been identified in young associations and moving groups (β Pic, TW Hya, Tucana/Horologium, and the AB Dor). However, many isolated PTTS still remain undiscovered. In this contribution, we compiled the PTTS previously identified in the literature, and identified new candidates using the information provided by the high resolution spectra obtained during our surveys of late-type stars possible members to young moving groups, FGK stars in the solar neighborhood, and *RasTyc* sample. To identify PTTS we applied an age-oriented definition using relative age indicators (Li abundance, chromospheric and coronal emission and the kinematics) as well as color-magnitude diagrams and pre-main sequence isochrones.

Keywords: Stars: late-type, chromospheres, stellar activity, pre-main sequence
PACS: 97.10.-q, 95.85.Kr, 97.10.Ex, 97.10.Jb, 97.10.Ri, 97.10.Tk, 97.21.+a, 98.20.-d

SELECTION BY THE LITHIUM ABUNDANCE (*Age*)

The possible PTTS and young stars analysed in this contribution have been selected from our catalog of late-type stars (F to M) members of young stellar kinematic groups ([10]) and the *RasTyc* sample (cross-correlation of the ROSAT All-Sky Survey (RASS) with the TYCHO catalog, see [1]; [2]). A large number of these stars have been observed by us over the past few years with high resolution spectroscopy ([11]; [3]; [4]; [12]; [8]; [9]; [6]; [5]; [2]). Using the equivalent width of the Li I line at 6707.8 Å, EW(Li I), determined by us, plus additional values taken from the literature we have selected the stars with EW(Li I) above or very close to the upper envelope of the Pleiades open cluster ($\sim$78 Myr), see Figs. 1 and 2. The membership in young moving groups (MG) like the Local Association, AB Dor, β Pic, and Tucana/Horologium (Tuc-Hor) is indicated in Fig. 2 with different symbols (see also the U, V diagram in Fig. 3). The PTTS of the sample (stars in the gap intermediate between the TTS and the young cluster stars, adopting the spectroscopic definition proposed by [7]) are listed in Table 1.

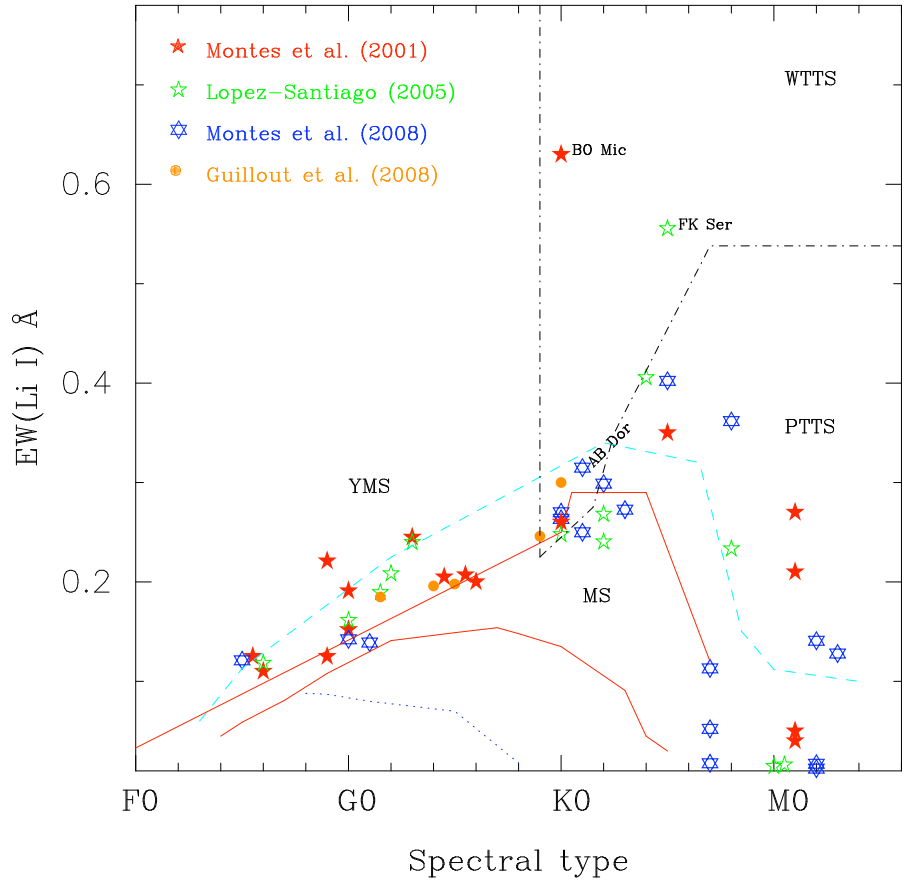


FIGURE 1. Equivalent width of the Li I line at 6707.8 Å (from [10]; [11]; [3]; [12]; [2]), as a function of spectral type for the selected stars, compared with the envelopes of well-known stellar clusters (ages from 10 to 600 Myr). The dot-dashed lines represent the $T_{\rm eff}$ cutoff at 5250 K and the Li isoabundance line for $\log N(\mathrm{Li}) = 2.8$ (minimum abundance for TTS) used in the PTTS spectroscopic definition by [7].

KINEMATICS OF THE POSSIBLE PTTS

The kinematics (Galactic space velocity components, U, V, see Fig. 3) indicate that all the selected stars are in the region of the young disk stars and very close to the position of the Local Association and other very young stellar associations and moving groups like AB Dor, subgroup B4 of the Local Association, β Pic, Tuc-Hor, IC 2391, and Castor (see[10]; [13]; [4]).

ADDITIONAL FGK STARS $(d < 25pc)$

In our recent survey of FGK stars in the solar neighbourhood ($d < 25$ pc) we have identified additional stars with ages between those of the Pleiades and the Hyades, but any new PTTS (see [8]; [9]; [6]).

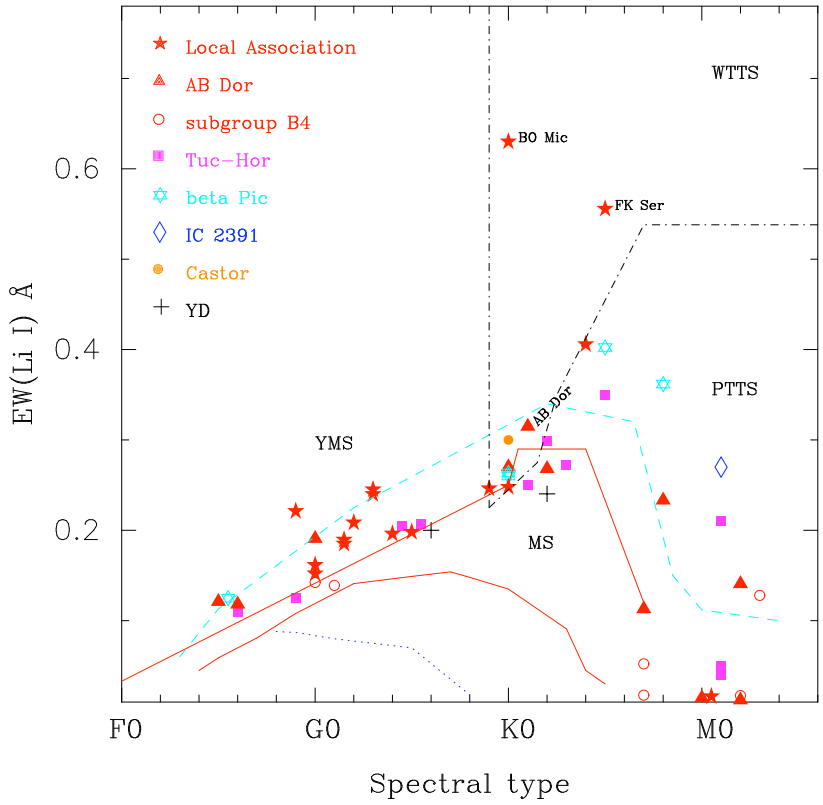


FIGURE 2. As Fig. 1 but in this case different symbols are used to identify the stars members of the Local Association, AB Dor moving group, and B4 subgroup (see [4]), IC2391 and Castor moving groups ([10]), and β Pic and Tuc-Hor associations ([13]).

TABLE 1. The PTTS of the sample

Name	**SpT**	EW**(Li I) (mÅ)**	**MG**
BD+45 598	K0	300	Castor
UY Pic	K0	270	AB Dor
PZ Tel	K0	260	β Pic
V343 Nor	K0	264	β Pic
BD+17 4799	K0	248	LA
AB Dor	K1	315	AB Dor
AB Pic	K2	299	Tuc-Hor
BD+17 232	K4	406	LA
AO Men	K5	402	β Pic
HD 3221	K5	350	Tuc-Hor
HD 139751	K7	113	AB Dor
HIP 23309	K8	362	β Pic
LO Peg	K8	233	AB Dor
HIP 1910	M0	210	Tuc-Hor
V1005 Ori	M1	270	IC2391
GSC8894-426	M2	141	AB Dor
HIP 17695	M3	128	B4

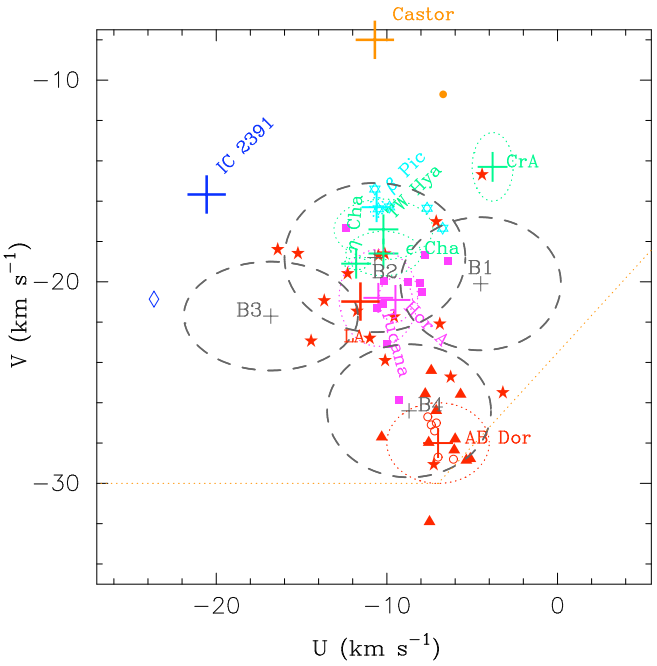


FIGURE 3. Position in the (U, V)-plane of the selected stars as possible PTTS. Symbols as in Fig. 2.

ACKNOWLEDGMENTS

This work was supported the Spanish Ministerio de Educación y Ciencia (MEC), Programa Nacional de Astronomía y Astrofísica under grants AYA2005-02750 and AYA2005-00954, and the "Comunidad de Madrid" under PRICIT projects S-0505/ESP-0237 (ASTROCAM) and S-0505/ESP/000361 (ASTRID).

REFERENCES

1. Guillout, P., Schmitt, J. H. M. M., Egret, D., et al. 1999, A&A, 351, 1003
2. Guillout, P., Klutsch, A., Frasca, A., et al. 2008, A&A, in preparation
3. López-Santiago, J. 2005, PhD, UCM
4. López-Santiago, J., Montes, D., Crespo-Chacón, I., & Fernández-Figueroa, M. J. 2006, ApJ, 643, 1160
5. Klutsch, A., Guillout, P., Frasca, A., et al. 2008, *The 14th Cool Stars, Stellar Systems and the Sun workshop*, van Belle, G., ed., ASP conf. Ser., V. 384
6. Maldonado, J., Martínez-Arnáiz, R. M., Eiroa, C., Montes, D. 2008, *The 15th Cool Stars, Stellar Systems and the Sun workshop*, AIP Conference Proceedings Series, this volume
7. Martín, E. L. 1997, A&A, 321, 492
8. Martínez-Arnáiz, R. M., Maldonado, J., Montes, D., et al. 2008, *The 14th Cool Stars, Stellar Systems and the Sun workshop*, van Belle, G., ed., ASP conf. Ser., V. 384
9. Martínez-Arnáiz, R. M., Maldonado, J., Montes, D., et al. 2008, *The 15th Cool Stars, Stellar Systems and the Sun workshop*, AIP Conference Proceedings Series, this volume
10. Montes, D., López-Santiago, J., Gálvez, M. C., et al. 2001, MNRAS, 328, 45
11. Montes, D., López-Santiago, J., Fernández-Figueroa, M. J. et al. 2001, A&A, 379, 976
12. Montes, D., López-Santiago, J., Crespo-Chacón, I., et al. 2008, *The 14th Cool Stars, Stellar Systems and the Sun workshop*, van Belle, G., ed., ASP conf. Ser., V. 384
13. Zuckerman, B., & Song, I. 2004, ARA&A, 42, 685

Références

FRASCA, A., GUILLOUT, P., MARILLI, E., FREIRE FERRERO, R., BIAZZO, K. & KLUTSCH, A., 2006 ; *Newly discovered active binaries in the RasTyc sample of stellar X-ray sources. I. Orbital and physical parameters of six new binaries*. A&A, **454**, 301

GUILLOUT, P., KLUTSCH, A., FRASCA, A., FREIRE FERRERO, R., MARILLI, E., MIGNEMI, G., BIAZZO, K., BOUVIER, J., MONIER, R., MOTCH, C. & STERZIK, M., 2008 ; *Spectroscopic Survey of the Youngest Field Stars in the Solar Neighborhood. I. The optically bright sample*. A&A, **soumis le 07/11/2008**

KLUTSCH, A., FRASCA, A., GUILLOUT, P., FREIRE FERRERO, R., MARILLI, E. & MIGNEMI, G., 2008*a* ; *Newly discovered multiple systems in the RasTyc sample*. Dans *The 14th Cool Stars, Stellar Systems and the Sun workshop*, G. van Belle, réd., tm. 384 de *ASP Conf. Ser.*

KLUTSCH, A., FRASCA, A., GUILLOUT, P., FREIRE FERRERO, R., MARILLI, E., MIGNEMI, G. & BIAZZO, K., 2008*b* ; *New triple systems in the RasTyc sample of stellar X-ray sources*. A&A, **490**, 737

KLUTSCH, A., GUILLOUT, P., FRASCA, A., FREIRE FERRERO, R., MARILLI, E., MIGNEMI, G. & HÉRENT, O., 2008*c* ; *Stellar X-ray sources as diagnostic of the local star formation history*. Dans *The 14th Cool Stars, Stellar Systems and the Sun workshop*, G. van Belle, réd., tm. 384 de *ASP Conf. Ser.*

KLUTSCH, A., GUILLOUT, P., FREIRE FERRERO, R., FRASCA, A. & MARILLI, E., 2008*d* ; *New Moving Groups members in the ROSAT All-Sky-Tycho sample*. ESO : "Star Formation Across the Milky Way Galaxy". URL `www.eso.org/sci/meetings/MilkyWayStarFormation/posters2.html`, poster accessible uniquement par internet.