



Thèse présentée pour obtenir le grade de
Docteur de l'Université Louis Pasteur
Strasbourg I

Discipline : Astrophysique

par

Olivier Hérent

ÉTUDE DE LA POPULATION STELLAIRE GALACTIQUE DES RELEVÉS X DU SATELLITE XMM-NEWTON

Soutenue publiquement le 27 Février 2006

Membres du Jury

Président : Jean Heyvaerts, Pr., Strasbourg
Directeur de Thèse : Christian Motch, Dr., Strasbourg
Rapporteur interne : Olivier Bienaymé, Dr., Strasbourg
Rapporteur externe : F.-J. Zickgraf, Dr., Hambourg
Rapporteur externe : Jérôme Bouvier, Dr., Grenoble
Examineur : Annie Robin, Dr., Besançon
Invité (encadrant) : Patrick Guillout, Dr., Strasbourg
Invité : Antonio Frasca, Dr., Catane

RÉSUMÉ

Les débuts de l'astronomie X remontent aux années 1950 où les toutes premières mesures de température de la couronne solaire furent effectuées, à bord d'une fusée américaine. Il fallut ensuite attendre l'avènement de l'ère spatiale pour pouvoir enfin détecter l'émission X en provenance des étoiles. C'est ainsi qu'en 1975 l'émission X de Capella, étoile la plus brillante de la constellation du Cocher, fut découverte. Puis, en 1978, le satellite *Einstein* révolutionna l'astronomie X grâce à des instruments très sensibles permettant de détecter des sources 100 à 1000 fois plus faibles qu'auparavant et d'en faire des spectres pour déterminer les paramètres physiques du plasma coronal des étoiles. L'astronomie X devint dès lors une branche à part entière de l'astrophysique moderne. En 1990, une nouvelle étape fut franchie avec le lancement du satellite *ROSAT* qui permit la découverte d'un grand nombre de sources X nouvelles lors de sa cartographie globale du ciel en rayons X.

Depuis, l'astronomie X s'est pourvue en 1999 du satellite européen *XMM-Newton*. Grâce à une sensibilité 10 fois supérieure à celle de *ROSAT*, les caméras EPIC à bord d'*XMM-Newton* permettent de sonder très profondément les sources X jusqu'à des distances de l'ordre du kilo-parsec sur un large champ de vue (30') et une grande gamme d'énergie (0.2-12 keV). Ainsi, chaque année, quelques dizaines de milliers de nouvelles sources X sont découvertes à l'occasion des diverses observations effectuées par ce satellite. Cette exploration sans précédent nous ouvre une nouvelle vision sur les populations X stellaires, qui sont au centre de ce travail, et les autres ayant échappé au regard de ROSAT. Ce potentiel a d'ailleurs été reconnu par l'ESA et a permis de mettre en place le consortium *XMM-Newton Survey Science Center* (SSC) dédié à l'exploitation de ces données à partir d'archives publiques créées pour la circonstance et dont j'ai largement bénéficié durant mon travail.

Le but de cette thèse est d'analyser en détail les populations stellaires de la Galaxie contenues dans le relevé en rayons X du satellite *XMM-Newton*. Beaucoup de sources ponctuelles connues contribuent à peupler les sources X galactiques. Parmi celles-ci, on peut compter divers types de binaires X mais aussi les étoiles jeunes (i.e d'âge inférieur à 1 milliard d'années) auxquelles nous allons nous intéresser plus particulièrement. L'émission X des étoiles naines provient de leur atmosphère à l'instar de la couronne solaire très chaude. Or les étoiles ne sont pas les seules sources de rayons X ; les objets extragalactiques comme les noyaux actifs de galaxies émettent également dans cette gamme de longueur d'onde. Il s'agit pour nous d'une contamination dont il faut absolument s'affranchir puisque nous nous intéressons exclusivement aux étoiles. Actuellement, la seule manière de procéder est de réaliser un spectre op-

tique de ces sources dans le but de les identifier. Etant donné le nombre de sources nouvelles découvertes, il est bien entendu hors de question de procéder à une identification systématique. Pour éviter ce problème nous avons constitué un échantillon d'observations X à basse latitude galactique judicieusement choisi en favorisant les régions où l'absorption interstellaire est la moins importante possible. D'autre part, pour pouvoir contraindre certains paramètres relatifs à la distribution de ces populations jeunes dans la Galaxie nous avons utilisé des données à haute latitude galactique provenant de relevés de différentes missions (*ROSAT*, *XMM-Newton* et *Chandra*).

La première partie de ce travail a consisté à identifier certaines contreparties à partir de la photométrie H_α réalisée sur 5 champs, à l'aide de la caméra grand champ CFH12k du télescope de 3.6 mètres CFHT à Hawaï. Bien que l'observatoire *XMM-Newton* soit situé hors de l'atmosphère terrestre, la résolution de ses télescopes X est bien moins importante que celle des télescopes optiques au sol. C'est pourquoi, pour chacune des sources X, on définit une boîte d'erreur dont la taille dépend de l'attitude du satellite et du flux de la source. Les étoiles brillantes actives sont aisément identifiables sur la base de leur coïncidence en position dans le cercle d'erreur à 90% ($r_{90} = 2.5 - 4.5''$). Il n'en est pas de même à plus faible flux où nous sommes confronté à un effet de confusion puisque l'on a typiquement 3 à 4 candidats dans r_{90} à la magnitude $R \sim 22$. Les contreparties faibles sont les étoiles Me relativement jeunes, certaines binaires X ou même les étoiles T Tauri isolées. Ces objets sont facilement identifiables à partir de leur émission H_α . J'ai pu montrer que l'imagerie H_α est une technique très utile pour l'identification des sources *XMM-Newton* dans le plan galactique. Elle a permis principalement l'identification d'étoiles Me actives ainsi que de quelques sources accrétantes.

Muni de ces informations, la méthode consiste ensuite à identifier chacune des sources X jusqu'à un certain niveau de flux, à partir de catalogues astronomiques et d'observations spectroscopiques réalisées au télescope. bénéficier d'une dizaine de nuits d'observations sur le à la Silla (Chili) ainsi que de 25 nuits d'observations sur les télescopes de 1.2 et 1.93 mètre de l'Observatoire de Haute-Provence. L'ensemble des sources contenues dans une trentaine de champs *XMM-Newton* choisis pour être statistiquement représentatifs de la population émettrice du plan galactique a ainsi été analysé. A part l'identification et la classification, notre objectif est d'étudier les propriétés de ces sources et d'en quantifier la contribution à l'émission X globale de la Galaxie. Leur distribution en latitude galactique, type spectral et luminosité peuvent être utilisés pour contraindre ultimement l'augmentation des échelles de hauteur des populations stellaires jeunes avec l'âge.

Pour pouvoir étudier ces différentes caractéristiques, nous devons disposer d'un modèle de la population stellaire émettant en rayon X. De tels modèles ont déjà été produits par le passé dont le plus abouti est celui développé à Strasbourg par P. Guillout. Il est basé sur le modèle de synthèse de population stellaire de Besançon qui nous donne les distributions en densité des étoiles sur n'importe quelle ligne de visée.

Grâce aux fonctions de luminosité X et à un modèle spectral des sources émettrices, ce modèle est capable de prédire les distributions en distances, couleurs, magnitudes, types spectraux des sources stellaires X ainsi que leur nombre quelque soit la direction d'observation.

Jusqu'à présent un modèle de spectre X très simple était utilisé pour représenter l'activité X de toutes les étoiles quelque soit leur âge. Les résultats de ce modèle simple indiquent que l'on sonde préférentiellement les populations jeunes dans le plan galactique alors qu'à plus haute latitude on trouve les étoiles plus vieilles. Or le spectre X varie suivant l'âge des étoiles. Nous avons donc réalisé un échantillon d'une centaine de sources coronales à basse et haute latitude afin de déterminer la variation des températures de couronne stellaire avec l'âge. L'analyse des spectres X de ces étoiles a montré que les températures de couronne des étoiles jeunes (100 millions d'années) sont plus chaudes que celles des étoiles vieilles (1 milliards d'années). Nous avons apporté cette modification dans le modèle ainsi que la possibilité de tenir compte de l'absorption interstellaire procurée par le modèle de Besançon.

Après avoir dérivé les distances et les luminosités de toutes les identifications à partir des spectres optiques et de la photométrie obtenus sur différents télescopes, j'ai pu comparer ces données avec toutes les distributions fournies par le modèle de population stellaire en rayons X. A hautes latitudes le modèle représente très bien les observations avec une absorption standard. Les comptages X de sources stellaires observées ajustent remarquablement bien ceux du modèle sur plus de 5 ordres de grandeur en flux ce qui rend compte de la qualité atteinte par ce modèle de population. Cependant, à basse latitude, la situation est plus difficile à cerner compte tenu de l'absorption interstellaire qui devient importante et très inhomogène dans la Galaxie. La partie brillante des sources souffre peu de cette absorption puisque cette population n'est échantillonnée que jusqu'à des distances relativement proches. Les sources de plus faible flux, situées plus loin, sont plus difficiles à détecter à cause de ce phénomène. Nous avons alors pu introduire une absorption supplémentaire dans le modèle pour rendre compte des conditions particulières à très basse latitude. Le modèle est ainsi capable de contraindre l'absorption dans certaines directions d'observation de manière indépendante par rapport aux observations photométriques classiques. Outre la détermination du paramètre d'absorption, ce modèle est un outil très puissant pour contraindre certains autres paramètres galactiques encore très mal connus que sont la fonction de masse initiale, les échelles de hauteur des populations jeunes ou le taux de formation stellaire durant les deux derniers milliards d'années dans notre Galaxie.

Ce travail de thèse s'inscrit plus largement dans le cadre de l'identification statistique des sources X. En effet, la classification et l'identification d'un échantillon restreint permettra de calibrer dans un futur proche les procédures d'identification statistique dont le but est de classer toutes les nouvelles sources X détectées dans le relevé du satellite *XMM-Newton*.

Table des matières

Table des matières	vi
Table des Figures	vii
Liste des Tableaux	viii
Remerciements	ix
1 L'émission X stellaire	1
1.1 Introduction	1
1.1.1 Revue Historique	1
1.1.2 Le Satellite Einstein	4
1.1.3 L'ère ROSAT	6
1.1.4 Le Satellite XMM-Newton	8
1.2 Le XMM-Newton Serendipitous Survey	11
1.2.1 Le programme XID	13
1.2.2 Le programme AXIS	14
1.3 Les sources X du plan galactique	14
1.3.1 Sources X stellaires	15
1.3.2 Zoologie des sources X galactiques	16
1.4 La région du centre galactique	19
2 Observations	22
2.1 Introduction	22
2.2 Données X	22
2.2.1 Sélection des champs	22
2.2.2 Extraction des sources X	25
2.3 Données optiques	27
2.3.1 Imagerie	27
2.3.2 Spectroscopie	30
2.4 Conclusion	30

3	Correction empirique des erreurs sur les positions du catalogue 1XMM	31
4	Photométrie	44
4.1	Introduction	44
4.2	Réduction des mosaïques	44
4.2.1	Observations	44
4.2.2	Pré-réduction	45
4.2.3	Solution astrométrique	46
4.2.4	Ajustement photométrique	50
4.2.5	Rééchantillonnage des images	51
4.2.6	Calibration photométrique	52
4.3	Observations INT et ESO	55
4.3.1	Données WFC	55
4.3.2	Données WFI	57
4.4	Photométrie H_α	58
4.4.1	Avantages de la photométrie H_α - $H_{\alpha off}$	59
4.4.2	Etude des émetteurs H_α	62
4.4.3	Erreur sur la position des sources X	66
4.4.4	Contreparties optiques	66
4.4.5	Résultats	67
4.5	Conclusion	70
5	Etude de la population de sources X du plan galactique	74
5.1	Introduction	74
5.2	Identifications optiques	74
5.2.1	Stratégie d'identification	74
5.3	Procédure de réduction des spectres optiques	78
5.3.1	Ajustements des spectres optiques	79
5.4	Correction de la complétude	80
5.5	Statistiques des identifications	81
5.6	Binaires accrétantes	83
5.6.1	Variables cataclysmiques	83
5.6.2	Binaires massives	84
5.7	T Tauri	86
5.7.1	Origine et propriétés	86
5.7.2	Les étoiles T Tauri isolées	87
5.7.3	T Tauri découvertes	87
5.8	Couronnes actives	89
5.9	Conclusion	93
6	Le modèle de population stellaire en rayons X	129
6.1	Introduction	129
6.2	Éléments constitutifs	130
6.2.1	Le modèle de Besançon	130

6.2.2	Fonctions de luminosité X	133
6.2.3	Distribution de la matière absorbante	133
6.3	Principe	134
6.3.1	Cas simple	136
6.3.2	Prédictions possibles	137
7	Caractéristiques en rayons X des couronnes stellaires	138
7.1	Introduction	138
7.1.1	L'évolution coronale	139
7.1.2	Modélisation de spectres X	141
7.2	Echantillons et observations	145
7.3	Méthode de réduction des données	147
7.3.1	Ajustements des spectres X	152
7.4	Températures des couronnes dans les amas	155
7.4.1	Choix une ou deux températures	155
7.4.2	Ajustements à une température	158
7.4.3	Ajustements à deux températures	162
7.5	Températures des couronnes dans les étoiles de champ	165
7.5.1	Ajustements à une température	166
7.5.2	Ajustements à deux températures	168
7.6	Réponse instrumentale, spectre de la source émettrice et absorption .	170
7.6.1	Réponse instrumentale et spectre de la source émettrice	170
7.7	Conclusion	172
8	Propriétés globales du modèle de population stellaire en rayons X	174
8.1	Introduction	174
8.2	Influence de la direction d'observation	175
8.2.1	Influence de la latitude galactique	175
8.2.2	Influence de la longitude galactique	189
8.3	Influence de l'absorption et des bras spiraux	191
8.4	Complétude optique	193
8.5	Conclusion	195
	Conclusions et perspectives	196
A	Emetteurs H_{α} dans les différents champs	201
B	Population de sources X du plan galactique	206
C	Le relevé du <i>Bright Serendipitous Survey</i>.	274
D	Contributions aux Conférences SF2A (Strasbourg) et <i>The X-Ray Universe Symposium</i> (Madrid).	277

Table des figures

1.1	La couronne solaire (crédit SOHO).	1
1.2	Le Soleil en rayons X (<i>Skylab</i>).	3
1.3	Images du Soleil (Yohkoh).	4
1.4	L'émission X stellaire dans le diagramme HR (Vaiana et al. 1981).	5
1.5	Le ciel diffus vu en rayons X par le satellite <i>ROSAT</i>	6
1.6	Le plan galactique avec les sources RASS.	7
1.7	Diagrammes HR des étoiles Hipparcos et Raship.	8
1.8	L'observatoire <i>XMM-Newton</i> en orbite (Photo, ESA/ <i>XMM-Newton</i>).	9
1.9	Miroirs des télescopes X d' <i>XMM-Newton</i>	10
1.10	Caméras EPIC pn et MOS.	11
1.11	RS Canum Venaticorum.	16
1.12	Binaires X de grande et faible masse.	17
1.13	Une CV et une étoile à neutrons.	18
1.14	Carte du centre galactique observée par <i>XMM-Newton</i> et <i>Chandra</i>	19
1.15	Région du centre galactique autour de SgrA* observée par <i>Chandra</i>	20
1.16	Carte de l'émission X du gaz chaud du centre galactique.	20
2.1	Distribution en longitudes et latitudes des champs du relevé galactique.	23
4.1	Sources du GSC2.2 comparées à celles de l'image finale <i>I</i>	48
4.2	Sources de l'image finale <i>R</i> comparées à celles de l'image finale <i>I</i>	49
4.3	Diagrammes couleur magnitude.	54
4.4	Calibration en <i>R</i> et <i>I</i> du champ CFH12k <i>WR 110</i>	55
4.5	Image <i>I</i> pré-réduite et corrigée.	58
4.6	Comparaison entre H_{α} -r vs. H_{α} et H_{α} - $H_{\alpha off}$ vs. H_{α}	59
4.7	Spectres d'une étoile M0V et M5V.	60
4.8	Distribution en largeur équivalente H_{α} de 13 CVs.	61
4.9	Courbes de transmission des filtres R, H_{α} et $H_{\alpha off}$	64
4.10	Diagrammes H_{α} - $H_{\alpha off}$ brut et corrigé.	65
4.11	Diagrammes H_{α} - $H_{\alpha off}$ pour le champ <i>WR 110</i>	69

4.12	Images optiques d'une T Tauri et d'une variable cataclysmique.	69
5.1	Carte CO haute résolution de Dame et al. (2001).	77
5.2	Carte HI de Dickey & Lockman (1990).	77
5.3	<i>Flat-field</i> utilisé pour la spectroscopie.	78
5.4	Calibration spectroscopique.	79
5.5	Ajustement de la source 2 du champ Geminga.	80
5.6	Distribution PN_{tot-2}/PN_{2_BG} pour le calcul de la complétude.	81
5.7	Spectres optiques des variables cataclysmiques.	83
5.8	Spectres optiques des étoiles Be/X.	85
5.9	Etoiles T Tauri du relevé galactique <i>XMM-Newton</i>	88
5.10	Distribution des distances X-optique du relevé du plan galactique.	90
5.11	Distribution des distances des sources X stellaires des relevés du plan galactique et <i>BSS</i>	90
5.12	Distribution en <i>PN_HR2</i> des relevés.	91
5.13	Distribution en luminosité X des sources stellaires.	92
6.1	Lois de densité d'Einasto.	132
6.2	Ingrédients et méthode du modèle de population stellaire en rayons X.	135
7.1	Spectre X de l'étoile HD 95976.	142
7.2	Exemple de requête exécutée sur la base <i>XCAT-DB</i>	146
7.3	Courbe de lumière d'une observation X affectée d'un <i>flare</i> solaire.	151
7.4	Types d'ajustements en fonction du $B - V$ et du nombre de photons.	156
7.5	Types d'ajustements en fonction du χ_{red}^2 et du nombre de photons.	156
7.6	Rapport des flux des deux composantes en T en fonction du $B - V$	157
7.7	Distribution des mesures des ajustements 1T pour les amas.	160
7.8	Distributions des températures 1T dans les amas.	161
7.9	Distribution des températures 2T pour les amas.	164
7.10	Distribution des températures de couronne des étoiles de champ.	166
7.11	Résultat des ajustements 2T pour les étoiles de champ.	170
7.12	Dépendance du facteur <i>ECF</i> vis-à-vis de la colonne de densité.	171
8.1	Nombre de sources X coronales en fonction de la latitude galactique.	176
8.2	Distribution en distance des sources X coronales pour $l = 180^\circ, b = 0^\circ$	177
8.3	Distribution en distance des sources X coronales pour $l = 180^\circ, b = 90^\circ$	177
8.4	Effets de la latitude sur la distribution en types spectraux.	180
8.5	Effets de la latitude sur la distribution en indices de couleur.	181
8.6	Effets de la latitude sur l'âge des populations.	184
8.7	Distribution en distance des sources X coronales pour $S \geq 10^{-1}$ cnt s ⁻¹	185
8.8	Distribution en distance des sources X coronales pour $S \geq 10^{-2}$ cnt s ⁻¹	185
8.9	Distribution en distance des sources X coronales pour $S \geq 10^{-3}$ cnt s ⁻¹	186
8.10	Distribution en distance pour $S \geq 10^{-1}$ cnt s ⁻¹ à $l = 180^\circ, b = 0^\circ$	188
8.11	Distribution en distance pour $S \geq 10^{-2}$ cnt s ⁻¹ à $l = 180^\circ, b = 0^\circ$	188
8.12	Distribution en distance pour $S \geq 10^{-3}$ cnt s ⁻¹ à $l = 180^\circ, b = 0^\circ$	189
8.13	Nombre de sources X coronales en fonction de la longitude galactique.	190

8.14	Courbes $\log N(>S)$ - $\log S$ pour un relevé X complet en fonction de l'absorption.	192
8.15	Courbes $\log N(>S)$ - $\log S$ générées avec le modèle d'absorption Drimmel.	193
8.16	Courbes $\log N(>S)$ - $\log S$ en fonction de la magnitude limite.	194
B.1	Région de RX J0002+6246	208
B.2	Région de HT Cas	210
B.3	Région de PSR J0117+5914	212
B.4	Région de GRB 010220	214
B.5	Région de Saturn	216
B.6	Région de Geminga	219
B.7	Région de PSR 0656+14	221
B.8	Région de PKS 0745-19 off	224
B.9	Région de GRB 001025	228
B.10	Région de RX J0925.7-4758	231
B.11	Région de GRO J1655-40	235
B.12	Région de GC 2	238
B.13	Région de WR 110	241
B.14	Région de Ridge 3	243
B.15	Région de Ridge 4	245
B.16	Région de G21.5-09	247
B.17	Région de Ridge 2	250
B.18	Région de Ridge 1	252
B.19	Région de AXJ2019+112	255
B.20	Région de PSRJ2043+2740	257
B.21	Région de SS Cyg	259
B.22	Région de 3C436	262
B.23	Région de AR Lacertae	264
B.24	Région de 3C449	267
B.25	Région de LHB-3	270
B.26	Région de Z And	273

Liste des tableaux

1.1	Caractéristiques principales des instruments scientifiques à bord de l'observatoire <i>XMM-Newton</i>	10
2.1	Les différents champs galactiques du relevé.	24
2.2	Relevés utilisé pour les régions situées à haute latitude.	25
2.3	Imagerie grand champ acquise à l'INT.	28
2.4	Imagerie grand champ obtenue à l'ESO.	29
2.5	Imagerie grand champ obtenue au CFHT.	29
2.6	Configuration instrumentale pour la spectroscopie dans chacun des observatoires.	29
4.1	Champs <i>XMM-Newton</i> utilisés.	45
4.2	Etoiles standards du champ SA110.	52
4.3	Caractéristiques des filtres utilisés dans le cadre de nos observations.	61
4.4	Émetteurs H_α candidats binaires accrétantes.	68
4.5	Statistique globale des émetteurs H_α	70
4.6	Émetteurs H_α effectivement identifiés.	72
5.1	Rayon à 90% moyen.	76
5.2	Relevé profond avec des identifications jusqu'à $R = 21$	82
5.3	Relevé peu profond en optique réalisé à l'OHP.	82
5.4	Distribution en types spectraux des couronnes actives (pour cents).	93
7.1	Echantillon des étoiles d'amas.	148
7.2	Echantillon des étoiles de champ.	149
7.3	Résultats des ajustements à une température	159
7.4	Résultats des ajustements à deux températures dans les amas.	163
7.5	Résultats des ajustements à une température.	167
7.6	Résultat des ajustements à deux températures.	169
7.7	Résumé des différentes températures (en keV) adoptées suivant chaque groupe d'âge.	172

8.1	Nombre de sources X coronales (1).	179
8.2	Nombre de sources X coronales (2).	179
8.3	Contribution des différents types spectraux.	182
8.4	Contribution des différents groupes d'âges.	187
8.5	Nombre de sources X coronales attendues.	191
A.1	Emetteurs H_{α} dans le champ de HT Cas	202
A.2	Emetteurs H_{α} dans le champ de GRB 010220	202
A.3	Emetteurs H_{α} dans le champ de Geminga	203
A.4	Emetteurs H_{α} dans le champ de PKS 0745-19 off	203
A.5	Emetteurs H_{α} dans le champ de RX J0925.7-4758	204
A.6	Emetteurs H_{α} dans le champ de WR 110	204
A.7	Emetteurs H_{α} dans le champ de Ridge 3	204
A.8	Emetteurs H_{α} dans le champ de Ridge 4	204
A.9	Emetteurs H_{α} dans le champ de G21.5-09	205
A.10	Emetteurs H_{α} dans le champ de Ridge 2	205
A.11	Emetteurs H_{α} dans le champ de Ridge 1	205
A.12	Emetteurs H_{α} dans le champ de Z Andromeda	205
B.1	Identifications optiques dans le champ de RX J0002+6246.	207
B.2	Identifications optiques dans le champ de HT Cas.	209
B.3	Identifications optiques dans le champ de PSR J0117+5914.	211
B.4	Identifications optiques dans le champ de GRB 010220.	213
B.5	Identifications optiques dans le champ de Saturn.	215
B.6	Identifications optiques dans le champ de Geminga.	217
B.7	Identifications optiques dans le champ de PSR 0656+14.	220
B.8	Identifications optiques dans le champ de PKS 0745-19 off.	222
B.9	Identifications optiques dans le champ de GRB 001025.	225
B.10	Identifications optiques dans le champ de RX J0925.7-4758.	229
B.11	Identifications optiques dans le champ de GRO J1655-40.	232
B.12	Identifications optiques dans le champ de GC 2.	236
B.13	Identifications optiques dans le champ de WR 110.	239
B.14	Identifications optiques dans le champ de Ridge 3.	242
B.15	Identifications optiques dans le champ de Ridge 4.	244
B.16	Identifications optiques dans le champ de G21.5-09.	246
B.17	Identifications optiques dans le champ de Ridge 2.	248
B.18	Identifications optiques dans le champ de Ridge 1.	251
B.19	Identifications optiques dans le champ de AXJ2019+112.	253
B.20	Identifications optiques dans le champ de PSRJ2043+2740.	256
B.21	Identifications optiques dans le champ de SS Cyg.	258
B.22	Identifications optiques dans le champ de 3C436.	260
B.23	Identifications optiques dans le champ de AR Lacertae.	263
B.24	Identifications optiques dans le champ de 3C449.	265
B.25	Identifications optiques dans le champ de LHB-3.	268
B.26	Identifications optiques dans le champ de Z And.	271

C.1 Identifications stellaires dans le relevé à hautes latitudes galactiques
du *Bright Serendipitous Survey*. 275

Remerciements

Le déroulement de ma thèse s'est effectué à l'observatoire de Strasbourg au sein de l'équipe des hautes énergies. Je tiens à remercier en premier lieu mon directeur de thèse, Christian Motch, pour ses précieux conseils et le temps qu'il m'a accordé. Merci à Patrick Guillout pour son soutien sans faille et l'aide qu'il m'a apportée durant ces années de thèse. Je remercie également Laurent Michel pour la résolution des problèmes informatiques qui furent nombreux au tout début. Un grand merci à Hoan Nguyen qui a su me supporter aux bons moments sans oublier Fabien Grisé dont les discussions m'ont beaucoup apporté.

Merci à tout le personnel de l'Observatoire pour leur aide administrative pendant ces années.

Enfin merci à toi, Laure, qui a su me soutenir dans les moments difficiles.

Merci à tous.

Chapitre 1

L'ÉMISSION X STELLAIRE

1.1 Introduction

1.1.1 Revue Historique

Pendant les éclipses totales de soleil, on peut remarquer une atmosphère très ténue tout autour du Soleil éclipié que l'on appelle la couronne solaire (voir Figure 1.1). La compréhension de cette couronne a dû attendre l'application de la spectroscopie à l'astronomie. C'est durant l'éclipse totale du 7 août 1869 (visible depuis l'Alaska jusqu'en Caroline du Nord) que Harkness et Young (1869) découvrirent une raie isolée de faible intensité dans la partie verte du spectre de la couronne. Celle-ci a d'abord été attribuée par Young à une raie du fer I. Si cette identification avait été correcte cela aurait été très surprenant qu'une seule raie du fer parmi des centaines potentiellement observables soit détectée dans le spectre de la couronne et que celle-ci apparaisse à une telle hauteur dans l'atmosphère solaire.

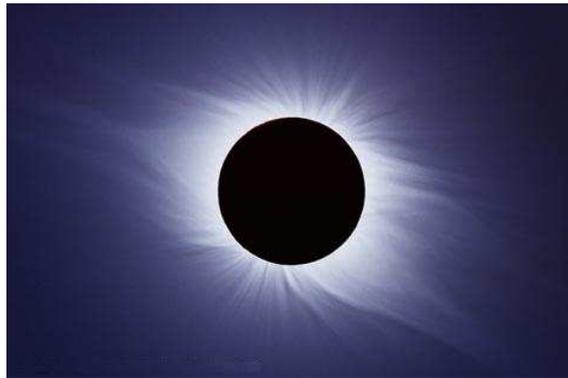


FIG. 1.1 – La couronne solaire (crédit SOHO).

Or, les instruments de l'époque n'étaient pas capable de résoudre les raies des différents métaux qui pouvaient coïncider plus ou moins exactement avec cette raie verte, ce qui rendait toute identification très difficile et discutable. Ensuite, plusieurs observations mirent en évidence d'autre raies pendant les éclipses qui suivirent celle

de 1869. Ces dernières n'étaient pas identifiées à coup sûr et l'on pensait simplement qu'elles avaient quelque chose à voir avec cette fameuse raie verte. Young découvrit en 1876 que cette raie était en fait double mais ceci ne fit pas beaucoup avancer le problème. A cette époque il était certain que cette raie n'était pas d'origine terrestre comme d'autres l'avait avancé auparavant. En 1880, Liveing et Dewar comparèrent le spectre du fer dans leur laboratoire avec un spectre de la couronne solaire et purent ainsi apporter quelques évidences semblant prouver pour un temps que la raie coronale était identique à celle d'un doublet du fer. Aucune observation spectrale fiable ne fût obtenue avant 1893. Durant l'éclipse de 1898, une détermination plus précise de cette raie verte montra que durant les 30 dernières années précédentes, l'identification avait été attribuée à une raie chromosphérique à 5316.8\AA alors qu'en réalité la raie verte se situait approximativement 14\AA vers la partie violette du spectre, à 5303\AA . Cela aboutit à l'hypothèse selon laquelle cet élément était produit par un élément complètement nouveau appelé "coronium".

Durant les années suivantes beaucoup d'observations furent réalisées notamment par des astronomes anglais et américains dans le but d'obtenir de meilleures déterminations sur les longueurs d'ondes des raies coronales et en particulier de la raie à 5303\AA . Le mystère fut finalement résolu grâce aux travaux d'Edlén en 1943. Le spectre de la couronne intérieure est un continu sur lequel se superposent de larges raies en émission. Une des plus intenses est une raie du fer hautement excitée à 5302\AA (Fe XIV).

Une telle ionisation requiert des températures de l'ordre du million de Kelvin. Ce résultat implique donc un processus physique capable de produire des températures de cet ordre dans la couronne solaire alors que la température à la surface solaire est de l'ordre de 5770 K . Cette très haute température fut ensuite confirmée par les premières mesures X concernant la couronne solaire qui furent effectuées en 1946 à bord d'une fusée développée par le Laboratoire de recherche Naval des USA.

Dans les années 1960, la théorie de l'échauffement coronal était basée sur le principe suivant : des ondes acoustiques, produites par des mouvements convectifs turbulents de la proche atmosphère solaire, se propageaient beaucoup plus haut vers la couronne et se dissipaient naturellement dans cette dernière. Un tel mécanisme produirait alors une couronne spatialement homogène, puisque les ondes acoustiques seraient produites dans toutes les directions au niveau de la photosphère. Or les images détaillées de la couronne produites par les télescopes à rayons X à bord de la station *Skylab* en 1973-1974 ont montré qu'il en était tout autrement et que la couronne solaire était très structurée (Fig.1.2), avec du plasma chaud et brillant en rayons X confiné dans des structures en boucles, dont la base coïncide souvent avec la position des tâches solaires, qui sont des centres d'intense activité magnétique. Les régions coronales en dehors des boucles sont faibles en rayons X et sont connues sous le nom de *trous coronaux* comme le montre la Figure suivante (Fig.1.2).

Les boucles coronales sont également des entités dynamiques. Les "*flares*" (augmen-

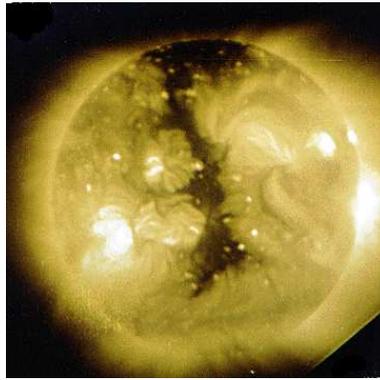


FIG. 1.2 – Le Soleil en rayons X vu par le télescope X de la station spatiale *Skylab* dans la bande 2-60Å (crédit NASA).

tation soudaine de la brillance d'une ou plusieurs boucles, suivie d'une diminution plus progressive de la luminosité X) se produisent très souvent. Le haut degré de structuration de la couronne solaire nécessite donc le confinement du plasma dans les boucles. Le champ magnétique, connu pour être associé avec les tâches solaires, était l'explication la plus logique. Déjà, en 1978, Vaiana et Rosner discutaient du fait que l'intensité de la couronne solaire n'apparaissait pas seulement corrélée avec le niveau local d'activité convective photosphérique, mais plutôt avec la nature topologique du champ magnétique. La structure magnétique confinée de la couronne fût difficile à inclure dans la théorie du chauffage acoustique, bien qu'un modèle dans lequel le plasma serait magnétiquement confiné mais acoustiquement chauffé, resterait encore compatible avec certains faits observationnels liés à la couronne solaire.

Cependant, cette théorie du chauffage coronal doit expliquer certaines autres caractéristiques de la couronne, comme la grande variation de la luminosité X durant le cycle solaire. La différence significative dans la structure coronale et la luminosité X entre le maximum et le minimum d'activité solaire est remarquable sur la Figure 1.3; le changement d'un facteur ~ 20 dans la luminosité X (rayons X mous) entre le maximum et le minimum est complètement incompatible avec une couronne chauffée exclusivement par un mécanisme acoustique.

Il a ensuite fallu attendre l'avènement de l'ère spatiale pour commencer à détecter l'émission X des étoiles autres que le soleil. C'est Capella, étoile bien connue de la constellation du Cocher, qui fut la première source identifiée comme étant la contrepartie d'une source X molle détectée durant un vol de fusée en 1974 (Catura et al. 1975). C'est ensuite l'émission X de Sirius B (naine blanche dont l'émission X est d'origine thermique et non coronale) qui fut découverte avec le détecteur de rayons X mous du satellite *ANS* (Mewe et al. 1975). Quelques années plus tard les premières binaires actives de type RS CVn furent détectées avec le satellite *HEAO-1* (Walter et al. 1978; Walter et al. 1980).

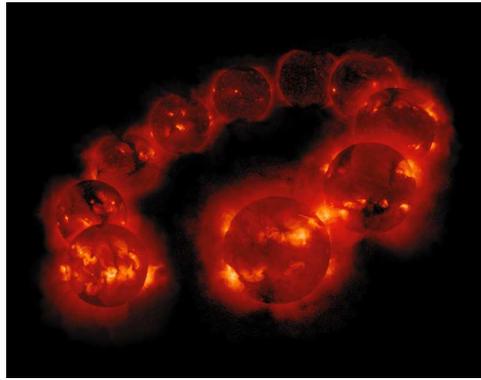


FIG. 1.3 – Images du Soleil vues par l’observatoire *Yohkoh* au cours du cycle solaire et montrant les différences dans les structures coronales (crédits ISAS, NASA & PPARC).

Pour savoir si les couronnes autour des étoiles froides étaient un phénomène effectivement commun (ou si celles détectées jusqu’à présent relevaient de cas pathologiques), il fallut attendre le lancement du satellite *Einstein* en 1978, emportant le premier télescope X.

1.1.2 Le Satellite Einstein

C’est grâce à ce satellite que fut complètement révolutionnée l’astronomie X stellaire. Avec son télescope de type Wolter capable de focaliser les photons X, ses instruments permettaient de réaliser de l’imagerie dans cette gamme de rayonnement avec une sensibilité mille fois plus grande que les précédentes missions. Le détecteur IPC à bord d’*Einstein* a permis la détection de l’émission X de centaines d’étoiles normales. Vaiana et al. (1981) a pu démontrer ainsi que l’émission X était un phénomène classique à travers tout le diagramme HR avec une exception pour les étoiles A, B tardives et les géantes froides. L’émission X des étoiles, présentée dès lors comme un phénomène courant mit fin à la théorie du chauffage acoustique puisque seules les étoiles situées dans une gamme de types spectraux très spécifiques sont capables d’avoir un flux acoustique suffisant pour pouvoir chauffer leur couronne. Le fait que le modèle acoustique était inadéquat pour expliquer les caractéristiques de l’émission X des binaires RS CVn détectées avec le satellite HEAO-1 avait déjà été mentionné par Walter et al. (1980). A partir de ces observations, il a été montré que pour les étoiles avec des enveloppes convectives (étoiles de la séquence principale de type spectral F à M) un mécanisme similaire à celui du Soleil avec une couronne confinée magnétiquement, offrait de bien meilleures explications aux observations, malgré certaines caractéristiques défiant toujours les théories.

L’émission X a aussi été observée avec *Einstein* pour les étoiles de type précoce et les géantes comme on peut le remarquer sur la Figure 1.4. Pour les étoiles de type précoce, l’absence de zone convective (et une faible corrélation observée avec la lumi-

nosité bolométrique) fait que le mécanisme de production de rayons X invoqué pour les étoiles froides ne peut pas être le même dans ce cas ; les chocs dans les vents ont été proposés comme étant la source de l'émission X. Cependant, la vision actuelle que l'on se fait de l'émission X des étoiles précoces est en train de changer avec les résultats des spectres haute résolution de *Chandra* et d'*XMM-Newton* (Schulz et al. 2002). Ces spectres montrent des températures extrêmes qu'il n'est pas possible d'expliquer uniquement avec les modèles de vent stellaire actuels ; le confinement magnétique est une source de rayons X supplémentaires (Schultz et al. 2003).

Il était désormais clair que l'étude approfondie de ces étoiles permettrait de répondre à des questions concernant la physique stellaire et même l'évolution de la Galaxie. Sur la Figure 1.4 on peut remarquer que mis à part l'émission de quelques géantes et supergéantes froides, la distribution des sources X dans le diagramme HR ne laisse aucun doute sur le fait que les étoiles normales constituent une classe importante d'émetteurs X sur une large gamme de luminosité entre 10^{26} et 10^{33} erg s⁻¹.

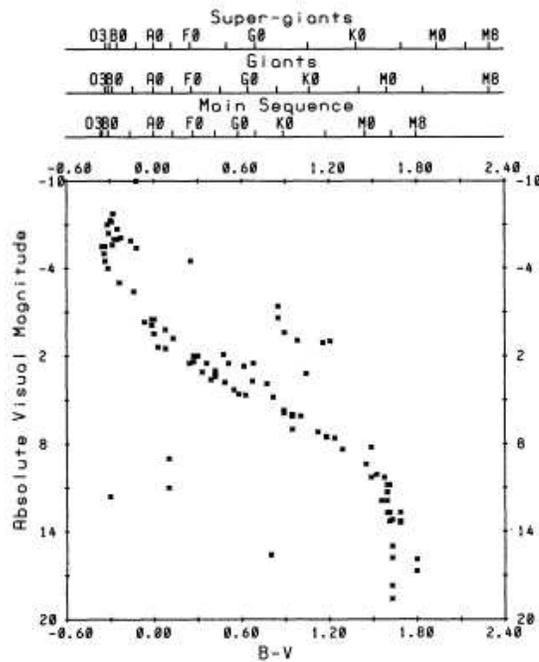


FIG. 1.4 – L'émission X stellaire dans le diagramme HR (Vaiana et al. 1981).

Quelques importantes propriétés sur l'émission stellaire coronale furent établies ; la nature thermique de cette émission fut confirmée par les spectres du détecteur SSS (Swank et al. 1981). Une corrélation entre les paramètres stellaires (masse, température photosphérique et luminosité) et la luminosité X fut mise en évidence à partir de ces observations. Les étoiles occupant la même place dans le diagramme HR peuvent avoir des luminosités X qui varient sur un laps de temps donné avec un facteur ~ 1000 à cause de la présence de *flares* stellaires. Parmi ces sources, le

Soleil apparaît comme une faible source coronale, avec une luminosité X moyenne de quelques 10^{27} erg s⁻¹. Pallavicini et al. (1981) ont montré qu'un des paramètres clé influençant le niveau d'émission coronale était la rotation stellaire et que la plupart des observations *Einstein* d'étoiles froides pouvaient très bien être ajusté suivant la loi $L_x \sim (v \sin i)^2$. Un autre résultat caractéristique est celui de la corrélation entre la luminosité X et la température coronale (Schmitt et al. 1990).

La sensibilité et la couverture spatiale encore limitée des observations *Einstein* ne permit pas à l'époque d'établir si toutes les étoiles froides étaient en fait des sources coronales. Le lancement du satellite *ROSAT* en 1990 permit de répondre à cette question plus en détails.

1.1.3 L'ère ROSAT

Le satellite *ROSAT*, acronyme de Röntgen Satellite, était un observatoire X développé conjointement par l'Allemagne, les Etats-Unis et le Royaume Uni. Ce satellite a été conçu par le *Max-Planck-Institut für Extraterrestrische physik* (MPE) et dirigé depuis l'Allemagne. Il a été lancé par les Etats-Unis le 1^{er} juin 1990. La mission s'est terminée après 9 ans d'exploitation le 12 février 1999.

Les instruments du satellite *ROSAT* avaient une sensibilité encore accrue par rapport à ceux d'*Einstein*. Durant les six premiers mois de la mission un relevé de tout le ciel (dénommé le *ROSAT All-Sky Survey*, RASS, Fig. 1.5, Voges et al. 1999) a permis de détecter pas moins de 125000 sources X. Grâce à ce relevé l'émission diffuse X galactique a pu être cartographiée avec une résolution sans précédent ($< 1'$).

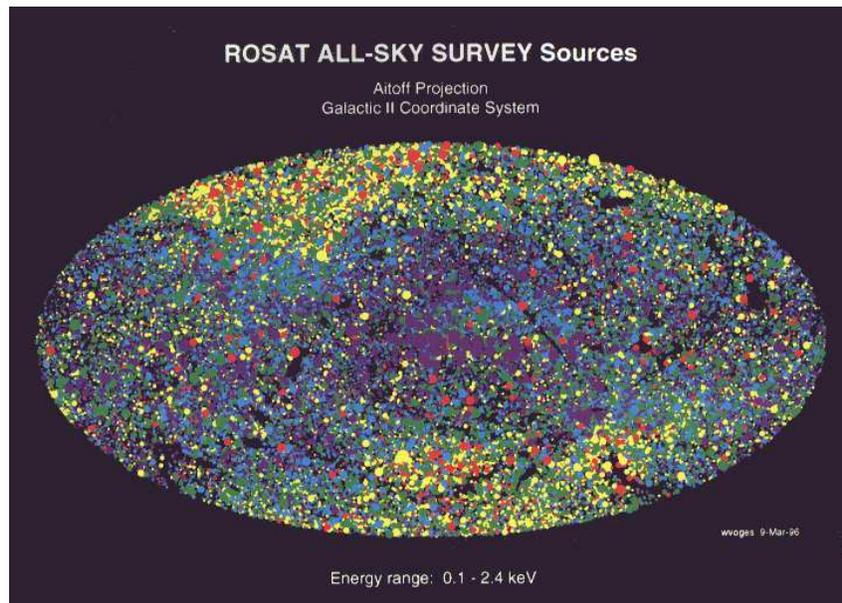


FIG. 1.5 – Le ciel vu en rayons X par le satellite *ROSAT* (Voges et al. 1999).

De nombreuses découvertes ont pu être faites dans beaucoup de domaines de l'astrophysique avec ce satellite. Plus particulièrement, dans la Galaxie, la variation de l'émission X coronale avec l'âge des étoiles a permis de mieux calibrer les fonctions de luminosité de différentes populations d'étoiles. De nouvelles catégories de variables cataclysmiques ont pu être découvertes. Des sources X *super soft*, correspondant à des naines blanches accrétant de la matière en provenance d'un compagnon avec un taux d'accrétion suffisant pour produire des réactions nucléaires permanentes à la surface de la naine blanche, ont été observées. Le mécanisme d'émission X des étoiles à neutron a pu être mieux compris. Dans le domaine stellaire, le relevé global du ciel en rayons X a pu détecter quelques ~ 25000 sources coronales (voir Motch et al. 1997 et Zickgraf et al. 1997 pour une discussion de la fraction relative de sources coronales dans le RASS), qui constituent un échantillon de sources X galactiques d'une taille sans précédent. Schmitt (1997) a discuté de l'émission X de toutes les étoiles de type A, F et G du voisinage solaire en utilisant un mélange du RASS et d'observations pointées et a ainsi pu démontrer le caractère universel des couronnes pour les étoiles F et G. Plus récemment Guillout et al. (1998) ont étudié la distribution à grande échelle des étoiles jeunes dans le voisinage solaire à partir de la corrélation du RASS et du catalogue Tycho 2 (voir Fig.1.7). Ils ont découvert la population d'étoiles tardives de la ceinture de *Gould*, d'un diamètre de ~ 1 kpc, incliné d'environ 20° par rapport au plan galactique, dont seule la composante d'étoiles chaudes O et B était alors connue. Les luminosités X associées $L_X = 10^{30}$ erg s $^{-1}$ sont typiques de celles des étoiles jeunes.

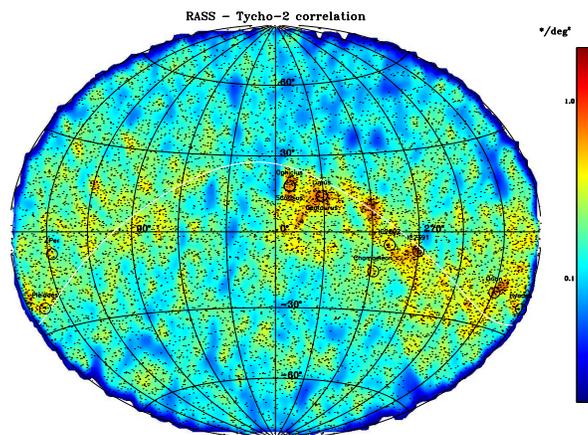


FIG. 1.6 – Le plan galactique tel qu'il apparaît avec les sources RASS corrélées aux étoiles du catalogue Tycho 2 à un taux de comptage $S = 0.03$ cnt s $^{-1}$ (Guillout et al. 1998). La densité stellaire est codée en couleur avec une échelle logarithmique de 0.01 à 1 $^*/\text{deg}^2$.

Sur la Figure 1.6 la ceinture de *Gould* est représentée par une bande de 20° de large avec un nœud ascendant se situant à $l_\Omega = 282^\circ$ et une inclinaison $i = 24^\circ$. Cette ceinture n'est pas détectée sur la totalité de la bande à cause de la sensibilité de *ROSAT* qui ne permet pas de sonder les étoiles jeunes au-delà de 200-300 pc. Seule

la partie proche est visible dans ces données et laisse quelques doutes sur le fait que cette structure soit spatialement cohérente. Un autre travail intéressant concernant les populations stellaires émettant en rayons X est celui de la cross-corrélation du RASS avec le catalogue Hipparcos (Guillout et al. 1999). La Figure 1.7 présente un diagramme HR des étoiles Hipparcos corrélées avec les sources X du RASS.

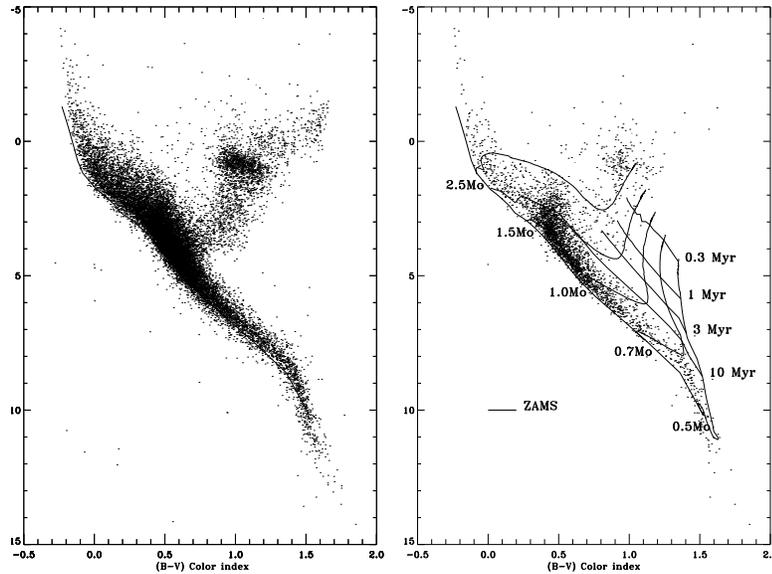


FIG. 1.7 – Diagramme HR observé des 19350 étoiles Hipparcos (panneau gauche) et des 3407 étoiles de la corrélation Raship (panneau droit) avec des distances et des couleurs précises ($\sigma_{\pi}/\pi \leq 0.1$ et $\sigma_{B-V} \leq 0.025$), tiré de Guillout et al. (1999).

Sur la Figure 1.7 sont représentés les tracés évolutifs des étoiles pré-séquence principale de Siess et al. (1997) pour les étoiles de 0.5 à 2.5 M_{\odot} avec les isochrones de 0.3 à 10 Myr. Ce graphique montre la quasi universalité de l'émission X découverte 18 ans plus tôt grâce aux travaux de Vaiana et al. (1981) (voir Fig. 1.4) avec *Einstein*. La séquence principale est très bien définie et s'étend des étoiles chaudes (autour B0) jusqu'aux étoiles froides (M5-M6). Les étoiles de la branche des géantes tout comme celles du "clump" sont aussi détectées comme sources X. Comparé à la séquence principale du diagramme HR des étoiles Hipparcos, celle des sources X stellaires est plus fine et située très proche de la *Zero Age Main Sequence* (ZAMS). Perryman et al. (1995) avaient conclu que l'épaisseur de la séquence principale de l'échantillon Hipparcos était dû à l'âge et aux effets d'évolutions. Ceci confirme le fait que les étoiles qui émettent en rayons X mettent en évidence les populations stellaires jeunes.

1.1.4 Le Satellite XMM-Newton

L'observatoire *XMM-Newton* (X-ray Multi-Mirror satellite, Figure 1.8) est le plus gros télescope dédié à l'astronomie X jamais construit par l'Europe. Il constitue la seconde pierre angulaire du programme horizon 2000 de l'Agence Spatiale Européenne

(après le satellite *ISO*). Lancé le 10 décembre 1999, lors du second tir de la fusée Ariane V à Kourou (Guyane Française), ce satellite observe les astres dans la gamme de rayonnement X grâce à des instruments bien plus sensibles que ceux embarqués à bord des précédentes missions.

Cet observatoire spatial embarque 2 types de télescopes bien distincts : 3 télescopes X de type Wolter et un télescope de 30 cm observant dans l'optique et l'UV permettant d'élargir ainsi la fenêtre spectrale d'observation. Les plus importantes caractéristiques de cet observatoire sont compilées dans la Table 1.1. *XMM-Newton* possède les plus grands télescopes X à l'heure actuelle. La surface effective à 1.5 keV est de 1550 cm² par télescope, c'est-à-dire 4650 cm² au total. Pour obtenir la sensibilité et la résolution angulaire requise, pas moins de 58 miroirs ont été agencés en coquille (voir Figure 1.9) permettant d'atteindre une PSF¹ nominale de $\sim 6''$.



FIG. 1.8 – L'observatoire *XMM-Newton* en orbite (Photo, ESA/XMM-Newton).

La conception des miroirs agencés les uns dans les autres permet aux rayons X arrivant en incidence rasante sur les surfaces optiques d'être focalisés vers le foyer du télescope. A cet endroit sont placés plusieurs instruments scientifiques qui permettent de faire de la spectroscopie ou de l'imagerie X :

- les caméras *European Photon Imaging Camera* (EPIC) pour l'imagerie X et la spectroscopie à résolution modérée.
- les spectromètres *Reflection Grating Spectrometer* (RGS) permettant la spectroscopie X haute résolution.

¹Point Spread Function : fonction mathématique décrivant la forme de la tâche de diffraction produite par un télescope sur un détecteur. Dans le domaine optique elle est représentée par diverses fonctions comme les profils de Gauss, Lorentz ou Moffat. De part la conception des télescopes X du satellite *XMM-Newton*, la forme de cette fonction est plus compliquée et varie drastiquement suivant la position dans le champ de vue.



FIG. 1.9 – Miroirs des télescopes d'*XMM-Newton*. Notez les coquilles qui permettent de focaliser les rayons X (crédits Dornier Satellitensysteme GmbH & ESA).

XMM-Newton contient également l'*Optical Monitor* (OM) pour l'imagerie optique/UV et la spectroscopie.

Instrument	EPIC MOS	EPIC pn	RGS	OM
Gamme d'énergie	0.15-12keV	0.15-15keV	0.35-2.5keV	160-600 nm
Visibilité	5-135 ks	5-135 ks	5-145 ks	5-145 ks
Sensibilité	$\sim 10^{-14}$	$\sim 10^{-14}$	$\sim 8 \times 10^{-5}$	24 mag
Champ de vue	30'	30'	$\sim 5'$	17'
PSF(FWHM/HEW)	5"/14"	6"/15"	-	$\sim 1''$
Taille du pixel	40 μ m (1.1")	150 μ m (4.1")	81 μ m (9×10^{-3} Å)	0.5"
Résolution temporelle	1.5 ms	0.03 ms	16 ms	500 ms
Résolution spectrale	~ 70 eV	~ 80 eV	0.04/0.025 Å	0.5/1.0 nm

TAB. 1.1 – Caractéristiques principales des instruments scientifiques à bord de l'observatoire *XMM-Newton*.

Le cœur de la caméra EPIC pn (Fig.1.10) est constitué par 12 CCDs² accolés les uns aux autres. La conception même de la caméra et la taille des pixels (150 μ m

²Charge Coupled Device : ce sont les récepteurs aujourd'hui les plus utilisés en astronomie. Le capteur est constitué de photosites appelés pixels qui transforment les photons en charges électriques par effet photoélectrique. A la fin de l'exposition, les charges sont transférées de pixels en pixels pour former un signal électrique. Celui-ci est digitalisé à l'aide d'un convertisseur analogique/numérique pour obtenir finalement une image numérique.

correspondant à $4.1''/\text{pixel}$ sur le ciel) en font un des instruments EPIC les plus sensibles de l'observatoire X. La caméra EPIC MOS (Fig.1.10) possède quant à elle des pixels plus petits de $40\mu\text{m}$ ($1.1''/\text{pixel}$ sur le ciel) permettant d'obtenir des images plus fines. Elle n'atteint cependant pas les possibilités de la caméra EPIC pn en termes de résolution temporelle et de sensibilité du fait de la technologie employée pour ces détecteurs (voir les caractéristiques de la Table 1.1).

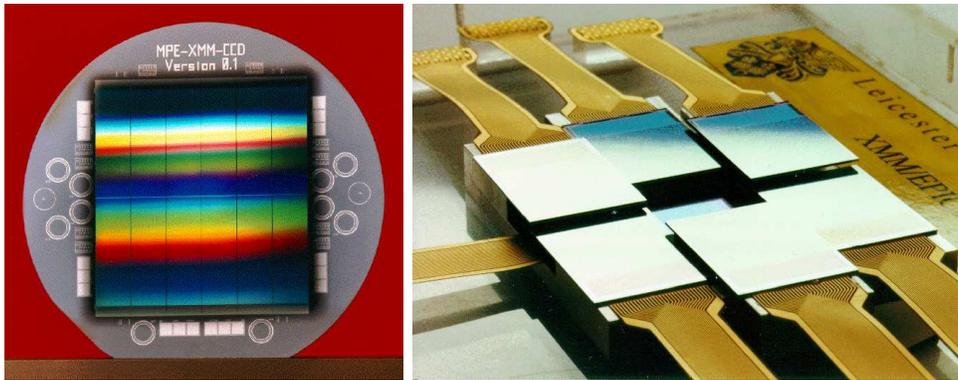


FIG. 1.10 – La caméra EPIC pn (gauche) et la caméra EPIC MOS (droite) (photos ESA/MPE).

Tous ces instruments peuvent fonctionner simultanément si le taux de comptage de la cible le permet. Ils travaillent tous de manière indépendante et permettent d'utiliser différents modes d'acquisitions lors de l'observation. Il en existe 3 principaux :

- *full frame* et *extended full frame mode* (pour la caméra EPIC pn seulement) : dans ce mode, tous les pixels de tous les CCDs sont lus et le champ de vue est complètement couvert. La différence entre le mode *extended full frame* et *full frame* est due au cycle de lecture des CCDs (200 ms et 73.4 ms respectivement).
- *partial window mode* : le CCD central des 2 caméras MOS peut opérer dans différents modes d'acquisition en lisant seulement une partie du détecteur. Pour la caméra EPIC pn, le mode *large window* permet de lire seulement la moitié de l'aire totale des 12 CCDs, tandis que dans le mode *small window* une petite partie du CCD 4 est utilisé pour collecter les photons.
- *timing mode* : quelque soit la caméra considérée, l'imagerie est réalisée suivant une seule dimension (selon l'axe des colonnes). Les données d'une zone prédéfinie sont intégrées sur une rangée de pixels pour être lues à grande vitesse. Dans le cas de la caméra EPIC pn un mode supplémentaire appelé *burst* offre une très grande résolution temporelle.

1.2 Le XMM-Newton Serendipitous Survey

Les grands relevés X réalisés par exemple par *ROSAT* dans le cas du RASS ont donné une image du ciel en rayon X relativement peu profonde. Si on veut sonder

des sources plus faibles, on peut se servir du mode de fonctionnement pointé. En plus de la cible visée, on obtient alors des observations sur les sources observées par hasard dans le champ de vue du télescope : c'est ce que l'on appelle un relevé d'opportunité. Les catalogues de relevé d'opportunité ont été à la base de nombreuses études et ont contribué de manière significative à la connaissance du ciel en rayons X et à notre compréhension de la nature des populations galactiques et extragalactiques.

Le champ de vue exceptionnel des caméras EPIC à bord du satellite *XMM-Newton* en fait un instrument inégalé pour la réalisation de relevés d'opportunité. Cette caractéristique importante de l'observatoire X fait, qu'outre les informations recueillies sur la cible principale, une quantité importante de nouvelles sources X (entre 50 et 250, dépendant du temps d'exposition) sont découvertes à l'occasion de chaque observation. Ces sources constituent le relevé *XMM-Newton Serendipitous Survey*. Celui-ci grandit à un taux de 50000 à 100000 nouvelles sources par an.

Le *XMM-Newton Survey Science Centre* (SSC) a été désigné par l'ESA pour exploiter scientifiquement le *XMM-Newton Serendipitous Survey* et en faire bénéficier la communauté scientifique internationale. Cette mission est exécutée par le SSC à travers 4 principaux programmes :

- Le développement d'outils d'analyse pour ces observations.
- la réduction de toutes les observations *XMM-Newton* au travers d'un *pipeline* de réduction.
- la compilation d'un catalogue de sources *XMM-Newton*. Le premier catalogue contenant ~ 60000 sources a été rendu publique le 7 avril 2003. Une deuxième version est en cours de réalisation et est attendue pour le courant de l'année 2006.
- le suivi optique et le programme d'identification des sources X avec le projet XID (voir §1.2.1).

Pour ces deux derniers programmes, le SSC travail avec une équipe de l'ESA au *XMM-Newton Science Operations Centre* (SOC). Les produits générés par le *pipeline* fournissent une vue globale des observations et constituent des ressources d'archive à part entière pour la compilation du catalogue *XMM-Newton*. Ce catalogue est basé sur la liste des sources EPIC issues de chacune des observations et comprend aussi des données de catalogues d'archive. L'*Astronomical Catalogues Database Subsystem* (ACDS), une interface dédiée, permet de faire la corrélation entre les sources X et les sources d'archives des principaux catalogues du Centre de Données astronomiques de Strasbourg (CDS).

Pour gérer ce catalogue, la XCAT-DB, une interface très puissante, a été développée au sein du SSC par L. Michel (Michel et al. 2004) à Strasbourg. Cet outil permet des sélections avancées de sources X en fonction de leur paramètres X et de leurs corrélations avec les sources d'archives générées par l'ACDS.

1.2.1 Le programme XID

Le SSC a une responsabilité majeure en ce qui concerne l'identification et le suivi optique de toutes les sources X détectées par les caméras EPIC, c'est-à-dire dans le cadre du *XMM-Newton Serendipitous Survey*. Le projet XID a donc pour but de s'assurer que ce programme sera pleinement accompli pour le bénéfice de la communauté scientifique. Celui-ci est exclusivement basé sur des données publiques XMM, ou sur des données *XMM-Newton* propriétaires dont les observateurs ont autorisé le suivi optique des sources X. Tous les résultats seront accessibles à partir des archives XMM au SOC.

Ce programme consiste à faire de l'imagerie et de la spectroscopie sur des échantillons bien définis de sources X provenant d'observations *XMM-Newton* sélectionnées. Le but est de caractériser les populations en présence. L'analyse de ces données permettra dans un futur proche d'établir des critères pour l'identification statistique de toutes les sources X de la base de données XID. Le cœur du programme est basé sur des échantillons de 1000 objets observés à hautes et basses latitudes galactiques dans chacun des domaines de flux suivant :

- *Faint Sample* $> 10^{-15}$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$.
- *Medium Sample* $> 10^{-14}$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$.
- *Bright Sample* $> 10^{-13}$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$.
- *Galactic Sample* $> 10^{-15}$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$.

Les trois premiers échantillons concernent les hautes latitudes galactiques tandis que le dernier se concentre vers les régions du plan. Le travail présenté dans cette thèse est issu de l'analyse de ces différents programmes. L'échantillon galactique ($b \leq |20^\circ|$) représente une partie conséquente du travail réalisé; il est basé sur des régions sélectionnées dont j'ai effectué la majeure partie des réductions photométriques et spectroscopiques. Une attention particulière est portée sur la gamme de flux intermédiaire ($f_x \sim 10^{-14}$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$) par le programme XID.

La sélection des champs s'effectue suivant des critères bien établis. La qualité des données EPIC doit être irréprochable avec un minimum de contamination dûe au flux de protons mous solaire. Les temps d'exposition doivent être supérieur à 20 ks pour l'échantillon extragalactique ou 10 ks pour le galactique. On évite également les objets étendus ou brillants en rayons X pour empêcher d'introduire un biais dans les observations. Finalement les champs sélectionnés doivent bien sûr être observables depuis les observatoires au sol.

Une multitude d'observatoires sont utilisés dans le cadre du programme XID parmi lesquels on peut citer l'INT 2.5m (WFC), l'ESO 2.2m (WFI), le TNG 3.5m (OIG) et le Subaru 8.3m (SuprimeCam & FOCAS) pour l'imagerie. L'imagerie infrarouge est effectuée avec l'INT 2.5m (CIRSI). Pour la spectroscopie optique on peut compter le WHT 4.2m (ISIS, WYFFOS/AUTOFIB2), le TNG 3.5m (DOLORES), le NOT 2m

(ALFOSC) et le Subaru 8.3m (FOCAS). Une grande fraction du temps d'observation pour le programme XID a été allouée au programme AXIS³ (An XMM International Survey, Barcons, 2002), un projet de temps international (ITP project) aux îles Canaries en 2000,2001 et 2002. Des observations additionnelles ont été effectuées à l'INT (WFC) et à l'ESO (WFI), au CFHT pour l'imagerie H α ainsi que sur le télescope Magellan 6m pour la spectroscopie.

1.2.2 Le programme AXIS

AXIS a été la première collaboration formant l'axe principal du programme XID. Ce programme a été conçu pour utiliser de manière optimale l'instrumentation des télescopes de l'*Observatorio del Roque de los Muchachos* afin d'identifier un grand nombre de sources X provenant d'observations *XMM-Newton*. A cause de la zone d'occultation terrestre dans le Cygne (plan galactique Nord) dû à l'orbite même du satellite et compte tenu de la position géographique de l'observatoire, les régions à hautes latitudes galactique ont principalement été étudiées. De ce fait, une attention particulière est portée aux sources d'origine extragalactiques. Les buts observationnels étaient les suivants :

- Imagerie optique & infrarouge grand champ de champs *XMM-Newton* utilisés comme cible pour l'identification spectroscopique des échantillons de sources à faible et moyen flux.
- Imagerie optique et/ou infrarouge profonde de régions autour des positions de sources X ne montrant pas de contreparties (candidats pour les sources X très absorbées).
- Identification spectroscopique de quelques centaines de sources de l'échantillon de flux intermédiaire incluant les sources absorbées.
- Identification spectroscopique de plus de 100 sources X dans l'échantillon de sources brillantes.

Les premiers résultats de ces observations (Barcons et al. 2002) indiquent qu'une grande majorité des sources X sont identifiées avec des AGN. Ce relevé a en outre permis d'obtenir des identifications stellaires discutées au Chapitre 5.

1.3 Les sources X du plan galactique

Le travail présenté dans cette thèse cherche à caractériser la nature de la population de sources X de notre Galaxie dans la gamme intermédiaire de luminosité X (10^{26-36} erg s⁻¹). Au-delà de l'identification et de la classification, notre objectif est d'étudier les propriétés des sources, d'en quantifier les populations et leur contribution à l'émission X galactique. Grâce à une excellente sensibilité et à une grande gamme d'énergie (jusqu'à 12 keV) sur un grand champ d'observation (30'),

³<http://www.ifca.es/xray/AXIS>

les mesures effectuées par *XMM-Newton* ne sont pas trop biaisées par l'extinction interstellaire comme l'étaient les études plus anciennes basées sur des observations *ROSAT* restreintes à une bande d'énergie plus molle 0.2-2 keV (Motch et al. 1998; Voges et al. 1999). Le *Survey Science Center* conduit actuellement un suivi optique des sources EPIC à basses latitudes galactiques pour le programme XID dont le but est l'identification statistique du catalogue XMM entier. De manière générale, le paysage galactique, dévoilé par *XMM-Newton* est différent de celui vu par *ROSAT* bien que similaire en terme de flux X aux plus profondes observations pointées de *ROSAT* (sensibilité limite de $\sim 10^{-14}$ erg cm⁻² s⁻¹).

Beaucoup de sources individuelles sont connues pour contribuer à la population de sources X de la Galaxie. La plus grande classe d'entre elles, échantillonnées à basses latitudes galactiques, est sans nul doute celle des étoiles jeunes tardives.

1.3.1 Sources X stellaires

Comme nous l'avons vu, l'émission X prend place pour les étoiles de la séquence principale dans le diagramme HR (Vaiana et al. 1981) des types spectraux A7 (Schmidt 1997) aux étoiles M tardives. C'est à cause du déclin très rapide de l'activité coronale avec l'âge que les rayons X mettent en lumière la population stellaire jeune de la Galaxie. Les études de différents amas d'étoiles ont montré que l'émission X stellaire décroît avec l'âge, probablement à cause du freinage rotationnel attendu pour les étoiles les plus vieilles.

Les étoiles jeunes proviennent de régions de formation stellaire à l'intérieur de nébuleuses qui ne sont pas complètement distribuées au hasard dans la Galaxie. Ces régions se retrouvent principalement dans les bras spiraux, au niveau du plan galactique. Lorsque les étoiles évoluent, elles sont diffusées de part et d'autre du plan par un mécanisme de chauffage du disque augmentant la dispersion des vitesses (notamment la composante verticale) propres des étoiles avec l'âge. Ce mécanisme, encore très largement débattu, pourrait provenir de perturbations gravitationnelles de l'orbite des étoiles par des nuages moléculaires géants (Spitzer, 1951), par la présence même des bras spiraux (Barbanis, 1967) ou encore par l'existence de trous noirs massifs dans le halo galactique (Lacey, 1985). Il en résulte une discrimination verticale de l'âge des étoiles, celles-ci étant d'autant plus concentrées dans le plan galactique qu'elles sont jeunes. Les échelles de hauteur des étoiles très jeunes sont donc corrélées avec celles des nuages moléculaires qui leur ont donné naissance (Bienaymé et al. 1987).

Comme la sensibilité d'*XMM-Newton* permet de détecter des étoiles jeunes à des distances assez grandes (jusqu'à ~ 1 kpc voire plus), un nombre important d'effets liés à ces populations peut devenir perceptible. Des modèles de populations stellaires en rayons X ont été développés (Rosner et al. 1978; Scortino et al. 1992; Guillout et al. 1996) afin de décrire leurs caractéristiques. En comparant ensuite avec des observations, ces modèles peuvent aider à contraindre certains paramètres de l'évolution dynamique des étoiles jeunes, comme le taux de formation stellaire durant les derniers

~ 2 Gyr (Micela et al. 1993), la fonction de masse initiale (IMF, Guillout et al. 1996) et les échelles de hauteur. Parmi les effets attendus, on peut compter la diminution du nombre de sources X stellaires à mesure que la latitude galactique augmente, l'importante contribution des étoiles vieilles à hautes latitudes et l'augmentation du nombre d'étoiles M à faible flux. Comme nous le verrons plus tard, le *modèle de synthèse de population stellaire émettant en rayons X* a été amélioré de manière à prendre en compte certains biais observationnels (limites en magnitudes par exemple). Il permettra également des comparaisons directes avec les données pour pouvoir contraindre ensuite les paramètres galactiques des populations stellaires jeunes.

1.3.2 Zoologie des sources X galactiques

D'autres objets comme certaines binaires X, les régions de formation stellaire distantes et les restes de supernovae constituent le reste de la population de sources X galactiques. En séparant ces différentes populations (et en éliminant la contamination dûe aux quasars et autres AGN), on peut espérer obtenir une vue remarquable de l'accrétion, de la formation stellaire et ainsi de l'évolution stellaire de la Voie Lactée. Nous présentons ici les principales sources de rayons X que l'on peut trouver dans les relevés d'opportunité *XMM-Newton*.

Les *sources extragalactiques* d'arrière plan sont détectables même dans des régions très absorbées et peuvent contribuer à hauteur de $\sim 50\%$ du nombre total de sources X dures.

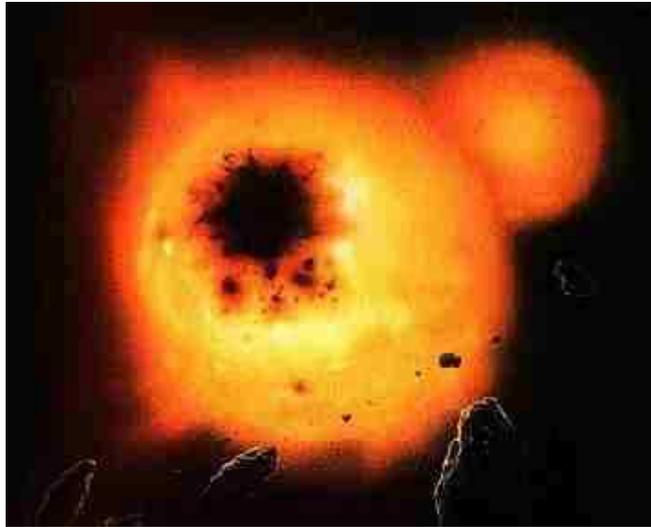


FIG. 1.11 – Vue d'artiste d'une RS Canum Venaticorum.

Les *binaires RS Canum Venaticorum* (RS CVn) sont des systèmes binaires ayant une chromosphère active ce qui occasionne des variations dans la luminosité qu'on observe (Figure 1.11). La période de variation est en général proche de la période de

rotation du système. Ces variations peuvent aussi être dues à des éclipses de l'une ou l'autre des composantes. Elles sont constituées d'une composante de type tardive et d'une primaire géante (voir §7.2).

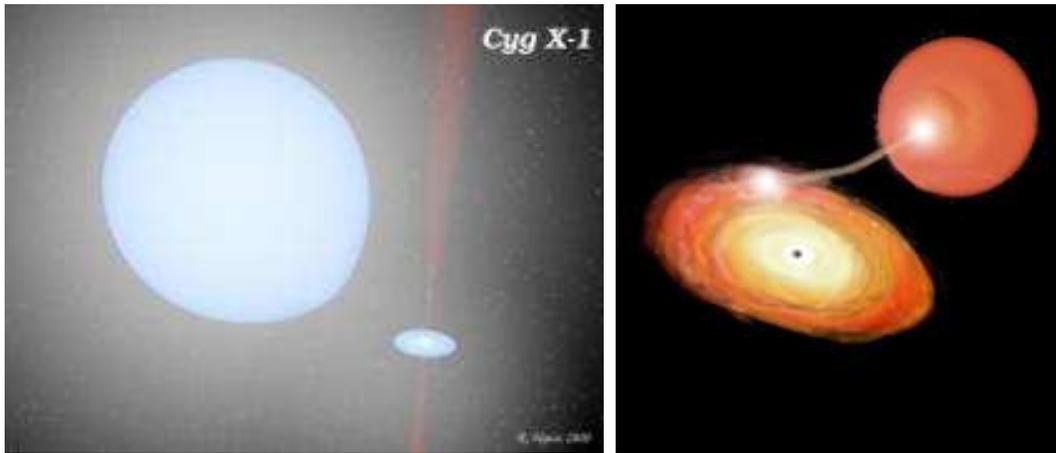


FIG. 1.12 – Binaires X de grande et faible masse (crédits R. Hynes & NASA).

Les *binaires X massives* (*High Mass X-Ray Binaries*, HMXB) sont des systèmes dans lesquels l'une des composantes est une étoile à neutrons ou un trou noir. L'autre composante est une étoile massive ($M > 10 M_{\odot}$), en général une Be ou une super-géante bleue. Une fraction du vent stellaire du compagnon est capturée par l'étoile compacte et produit des rayons X en tombant sur l'objet compact. Dans une HMXB, l'étoile massive domine l'émission optique. L'objet compact est la source principale d'émission X. Les étoiles massives sont très lumineuses optiquement et donc facilement détectées. L'une des HMXB les plus connues est Cygnus X-1, le premier trou noir stellaire découvert.

Les *binaires X de faible masse* (*Low Mass X-Ray Binaries*, LMXB) sont, quant à elles, des systèmes où l'étoile massive est remplacée par une étoile dite "normale" de faible masse ($M < 1 M_{\odot}$). Dans la plupart des cas, l'étoile "normale" remplit son lobe de Roche et transfère de la masse à l'étoile compacte. Il peut s'agir d'une étoile de la séquence principale, d'une naine blanche, ou d'une étoile évoluée comme une super-géante rouge. On connaît actuellement environ 100 LMXBs dans la Galaxie dont ~ 13 dans des amas globulaires. La partie la plus brillante du système en rayons X est le disque d'accrétion autour de l'objet compact. La période orbitale de ces objets évolue entre une dizaine de minutes et quelques centaines de jours.

La Figure 1.12 représente les deux types de binaires X. A gauche, on peut voir Cygnus X1 qui est une binaire X massive bien connue, et à droite, on peut voir la représentation d'une binaire X de faible masse dans laquelle l'étoile normale est une naine blanche.

Les *T Tauri* sont des étoiles très jeunes (quelques millions d'années) dont le prototype est l'étoile variable T Tauri située dans la constellation du Taureau. Ces étoiles montrent une activité X très importante qui excède celle du Soleil de plusieurs ordres de grandeur. Parmi ces objets, il existe deux classes bien distinctes : les T Tauri classiques CTTS (*Classical T Tauri stars*) avec une émission H_α très intense et les *weak-line T Tauri stars* (WTTS) qui montrent une largeur équivalente H_α plus faible, la limite entre les deux classes se situant à $\sim 10\text{\AA}$.

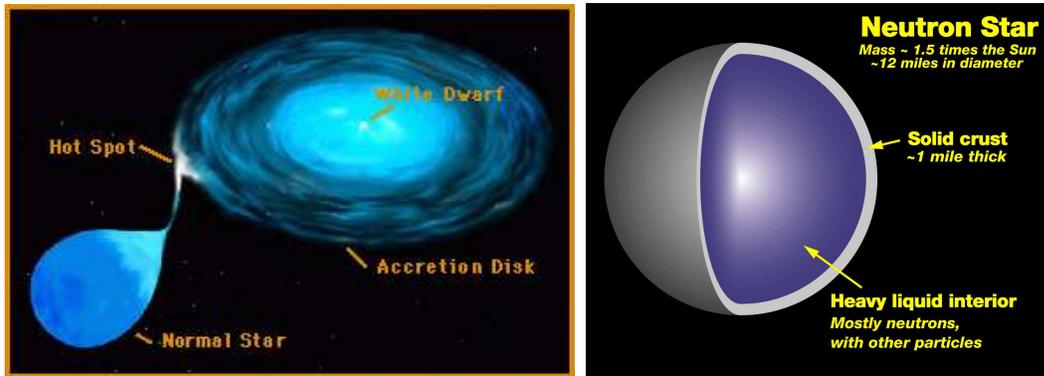


FIG. 1.13 – Représentation d'une variable cataclysmique et coupe d'une étoile à neutrons (crédit NASA).

Les *variables cataclysmiques* (CVs, voir Fig. 1.13 à gauche) sont une classe de binaires contenant une naine blanche et un compagnon. Celui-ci est en général une naine rouge, parfois une autre naine blanche ou une étoile évoluée (sous-géante). On connaît plusieurs centaines de CVs à l'heure actuelle. Les deux composantes sont si proches l'une de l'autre que la naine blanche distord l'atmosphère de la secondaire et accrète sa matière. C'est pour cette raison que la secondaire est souvent appelée le "donneur". La matière qui chute sur la primaire forme un disque d'accrétion qui émet fortement en rayons X et en UV. Ce disque est sujet à une certaine l'instabilité ce qui peut conduire à des éruptions de novae naines lorsqu'une partie non négligeable du disque chute sur la naine blanche. Dans certains cas, le champ magnétique de la naine blanche peut aller jusqu'à empêcher la formation du disque d'accrétion. Les systèmes magnétiques montrent souvent une forte polarisation variable de leur lumière optique et sont donc appelés des *polars* intermédiaires (disque perturbé, DQ Herculis) et *polars*, *AM Herculis* (disque absent).

Les *étoiles à neutrons* (voir Fig. 1.13 à droite) sont l'une des dernières phases possibles de la vie d'une étoile. Elle sont formées à partir des restes d'une étoile massive qui a explosé en supernova (Type II or Ib/c). La masse d'une étoile à neutron varie entre 1.4 et 3 masses solaires pour un rayon de 10 à 20 km, et a donc une densité proche de celle d'un noyau atomique ($\sim 10^{15} \text{ g cm}^{-3}$). Elle tourne très rapidement

du fait de sa petite taille (une révolution peut prendre entre 1ms et 1500s, correspondant à des vitesses équatoriales pouvant aller jusqu'à 150000 km s^{-1} !). Une étoile à neutrons est souvent rencontrée au sein d'un système binaire comme en témoignent les HMXB et LMXB définies ci-dessus. On peut également rencontrer des étoiles à neutrons *isolées*. En effet ces dernières peuvent être issues d'un système de ce genre où l'explosion de la composante la plus massive l'a éjectée, ou tout simplement avoir été éjectée lors de l'explosion en supernova de leur propre progéniteur.

1.4 La région du centre galactique

Caché derrière un voile de poussière et de gaz, le centre de notre Galaxie n'est pas visible dans les longueurs d'ondes optiques. Pour pouvoir l'étudier, il faut se tourner vers d'autres domaines de longueur d'onde : les rayons X sont un des mieux adaptés de part la gamme d'énergie qu'ils couvrent ; ils permettent de sonder très en profondeur cette région particulièrement riche. Cette région a été la cible de nombreuses missions X, du satellite *Einstein* à *XMM-Newton* et *Chandra*. Ces derniers recueillent encore aujourd'hui de nombreuses données sur les sources X du centre galactique.

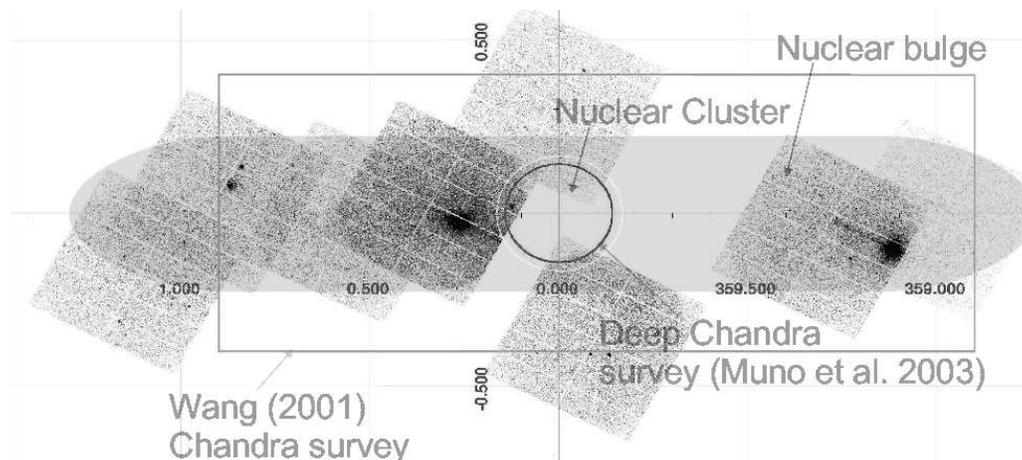


FIG. 1.14 – Carte des principales observations d'*XMM-Newton* et *Chandra* de la région du centre galactique. Le bulbe et l'amas nucléaires ne sont pas exactement à l'échelle.

Le centre galactique est composé du bulbe nucléaire et de l'amas nucléaire. Le premier (à ne pas confondre avec le bulbe central de la Galaxie) a la forme d'un disque aplati d'environ 230 pc de rayon et 45 pc de hauteur. La densité d'étoiles en son sein est très importante et c'est une région de formation stellaire. L'amas nucléaire (Figures 1.14 et 1.15) ; quant à lui, est situé au centre de la Galaxie et contient une importante concentration d'étoiles. La plus grande partie du flux X vient de l'émission diffuse, qui suit apparemment des structures interstellaires connues, et pourrait être reliée à des régions de formation d'étoiles.

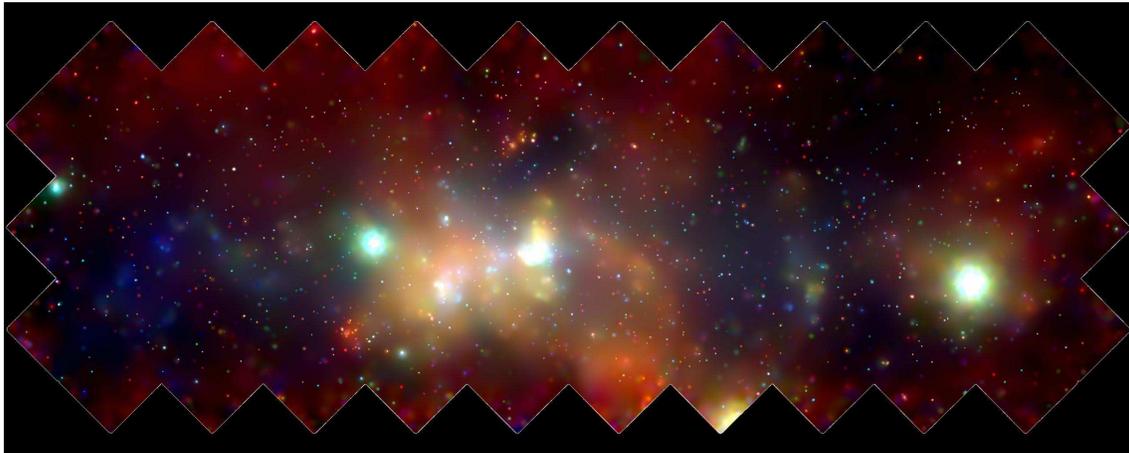


FIG. 1.15 – Région du centre galactique autour de SgrA* observé par *Chandra*. On peut remarquer un nombre important de sources X mêlées à de l'émission diffuse.

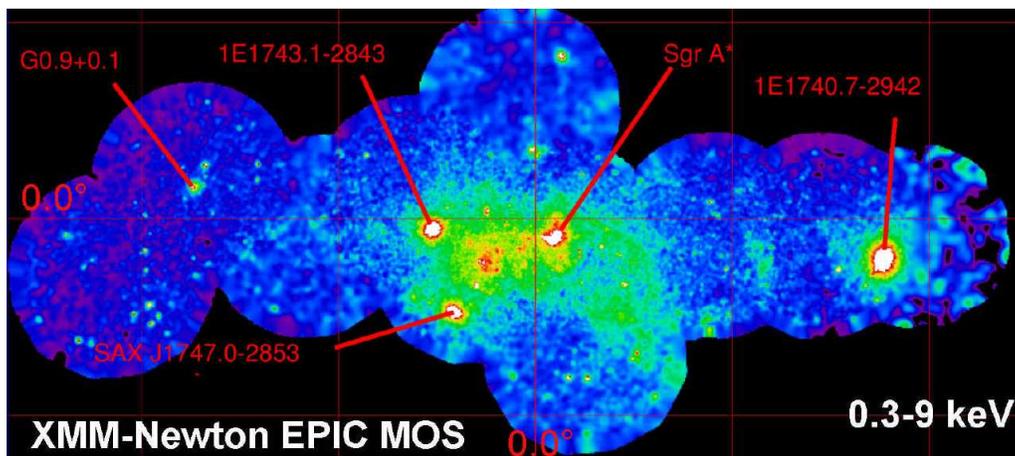


FIG. 1.16 – Carte de l'émission en rayons X du centre galactique observée par *XMM-Newton*. En dehors de plusieurs sources identifiées, une émission diffuse est également nettement visible dans la région centrale. Elle correspond au gaz chaud de plusieurs millions de degrés.

Chandra a observé intensivement les régions internes de la Galaxie. Le premier relevé de Wang et al. (2002) est centré sur SgrA* et contient approximativement 800 nouvelles sources X (Fig. 1.15). *XMM-Newton* a observé à plusieurs reprises la région du centre galactique et plus particulièrement SgrA* et les objets transitoires X proches (Fig. 1.16). Dans cette région, il est très difficile d'identifier une source X à une étoile repérée dans le visible à cause de l'absorption due à une forte concentration de poussières. On y trouve également un très grand nombre de sources X faibles dont on ignore encore les caractéristiques exactes. Il est peu probable qu'il s'agisse de binaires X massives (HMXRB), mais plutôt d'une multitude de variables

cataclysmiques, en particulier les CVs magnétiques (AM Herculis), ou peut être des étoiles à neutrons accrétantes.

Les observations récentes de *Chandra* du plan galactique et des régions centrales de la Galaxie ont permis de détecter des populations à de plus faibles niveaux de flux que ceux atteints par *XMM-Newton* ($\sim 10^{-15}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$; 0.5-10 keV; Ebisawa et al. 2005; Wang et al. 2002; Munro et al. 2003). La grande surface collectrice et la qualité des miroirs du satellite *XMM-Newton* ne sont pas suffisantes pour atteindre de grandes résolutions spatiales et ses observations sont très vite confrontées à des problèmes de confusion. Pratiquement, la résolution plus importante de *Chandra* (typiquement 1") permet de sonder des sources 10 fois plus faibles. *Chandra* a donc révélé un paysage contrasté dans lequel l'émission diffuse et les populations de sources galactiques discrètes se superposent à un arrière plan de sources dures présumées extragalactiques (voir Fig.1.15). En particulier, Wang et al. (2002) ont donné quelques indications concernant la présence autour de SgrA* d'un nombre important de naines blanches accrétantes ou d'étoiles à neutron binaires avec des luminosités intermédiaires de $L_X \sim 10^{32-35}$ erg s $^{-1}$.

Chapitre 2

OBSERVATIONS

2.1 Introduction

Dans ce chapitre je vais présenter les choix qui ont guidé la sélection des différentes zones à étudier pour échantillonner le mieux possible les populations stellaires de la Galaxie. L'aire totale du relevé constitué par les 27 observations *XMM-Newton* à basses latitudes galactique ($|b| \leq 20^\circ$) est de $\sim 5.1 \text{ deg}^2$. Les temps d'exposition s'étagent de 7 à 103 kilo-secondes et permettent d'atteindre un flux limite de $\sim 3 \cdot 10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ dans la bande 0.5-2.0 keV. Ce relevé peut donc être qualifié de relevé de moyenne sensibilité puisque étant 10 fois moins profond que le *Chandra deep galactic survey* d'Ebisawa et al. (2002) ou Grindlay et al. (2005) mais dix fois plus profond que le *ROSAT medium sensitivity survey* de Morley et al. (2001) ou le *faint ASCA galactic plane survey* de Sugizaki et al. (2001). Je décrirai ensuite les autres échantillons qui concernent les hautes et moyennes latitudes galactiques. Puis nous verrons comment les données X ont été réduites et utilisées. Enfin dans une dernière partie je présenterai les données optiques (photométrie et spectroscopie) provenant de différents observatoires et instruments, obtenues dans le cadre des différents relevés. Les processus de réduction de ces dernières seront indiqués dans les chapitres suivants.

2.2 Données X

2.2.1 Sélection des champs

Une grande partie des champs étudiés le plus profondément en optique ont été sélectionnés très tôt après le lancement du satellite. A ce moment, nous ne disposions que d'un très petit nombre d'observations *XMM-Newton*. D'autres contraintes spécifiques ont réduit la possibilité de sélectionner ces champs à basses latitudes ; ils devaient par exemple être observables depuis les îles Canaries pour le projet AXIS. Ces champs (voir Table 2.1) ont été choisis pour leur bonne qualité X (grande profondeur et peu affectés par les *flares* solaires) en évitant les sources d'émissions diffuses ou les sources brillantes. Nous avons également pris soin d'exclure les régions atypiques de formation stellaire non représentatives de la population de sources X stel-

lares galactiques. Les observations effectuées avec la caméra EPIC pn ont été choisies prioritairement puisque l'EPIC MOS est moins sensible (voir §1.1.4). Pour pouvoir obtenir le champ de vue maximal disponible nous avons choisi les observations avec les modes d'acquisition *full frame* ou *extended full frame*.

Ces sélections furent aussi celles pour lesquelles nous avons obtenu du temps d'observation sur les grands télescopes de l'ESO et sont donc naturellement les plus fournies et profondes en ce qui concerne les identifications optiques. Nous avons commencé cette étude par un des premiers champs observés par *XMM-Newton*, celui centré sur le reste de supernovae *SNR G21.5-09*. Il consiste en plusieurs pointages assemblés autour de la source centrale et fut utilisé pour calibrer la réponse des caméras EPIC à diverses positions de l'axe optique des instruments. Ce champ rentre tout de même dans les critères cités plus haut, car *SNR G21.5-09* ne s'étend que sur une petite fraction du champ. Comme celui-ci à aussi été observé par Chandra pour des calibrations similaires, nous disposons de très bonnes positions pour certaines des sources EPIC d'*XMM-Newton*. Les champs *G21.5-09*, *GRB 001025*, *Ridge 3*, *Ridge 4* et *Z And* ont été observés aux îles Canaries avec la collaboration AXIS. Les identifications des régions de *WR 110*, *GRO J1655-40*, *RX J0925.7-4758* et *PKS 0745-19* ont été réalisées en utilisant principalement le télescope de 3.6m de l'ESO. Quant au reste des champs, ils ont pu être sélectionné bien après ces premières demandes de temps pour des observations au télescope de 1.93m de l'Observatoire de Haute-Provence. Compte tenu de la taille et de la situation de ce télescope, seules les contreparties optiques brillantes des sources X ont pu être observées.

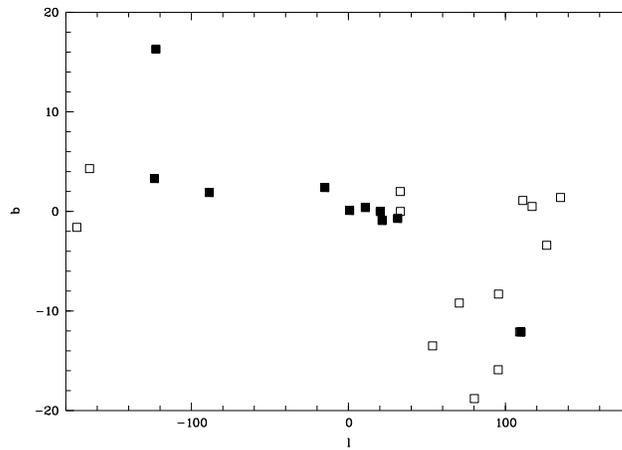


FIG. 2.1 – Distribution en longitudes et latitudes des champs du relevé galactique. Les carrés pleins représentent les champs profonds. Les carrés blancs ouverts indiquent les champs dont l'identification est effectuée jusqu'à la magnitude $R \sim 17$ (provenant des observations OHP).

La Figure 2.1 montre la distribution en longitude et latitude galactique des différentes régions étudiées dans ce relevé. Les symboles pleins signifient que les identifications

Champ	RA (J2000)	Dec (J2000)	l	b	Gal N_H cm^{-2}	EPIC pn/MOS exp (ks)	Observation ID
RX J0002+6246	00h03	+62°46'	117.0°	+0.5°	4.1 10 ²¹	33*	0016140101
HT Cas	01h10	+60°05'	125.2°	-2.7°	4.1 10 ²¹	48	0111310101
PSR J0117+5914	01h17	+59°16'	126.3°	-3.4°	3.6 10 ²⁰	7	0112200201
GRB 010220	02h37	+61°45'	135.1°	+1.4°	7.9 10 ²¹	43	0128530401
Saturn	05h55	+22°09'	187°	-1.6°	6.1 10 ²¹	21	0089370501
Geminga	06h34	+17°45'	195.1°	+4.3°	3.0 10 ²¹	103*	0111170101
PSR 0656+14	07h00	+14°16'	109°	-12.1°	9.0 10 ²⁰	40*	0112200101
PKS 0745-19 off	07h48	-19°06'	236.4°	+3.3°	3.0 10 ²¹	37	0105870201
GRB 001025	08h36	-13°04'	237.4°	+16.3°	4.0 10 ²⁰	35	0128530301
RX J0925.7-4758	09h26	-47°57'	271.4°	+1.9°	1.4 10 ²²	57	0111150201
GRO J1655-40	16h54	-39°52'	345.0°	+2.4°	7.5 10 ²¹	37	0112460201
GC 2	17h45	-28°10'	0.8°	+0.1°	3.4-7.5 10 ²³	13	0112970201
WR 110	18h07	-19°23'	10.8°	+0.4°	5.5 10 ²²	23	0024940201
Ridge 3	18h27	-11°29'	20.0°	+0.0°	1.1 10 ²³	10	0104460301
Ridge 4	18h28	-11°07'	20.4°	+0.0°	1.1 10 ²³	13	0104460401
G21.5-09 (rev 60)	18h34	-10°34'	21.5°	-0.9°	9.0 10 ²²	30	0122700101
G21.5-09 (rev 62)	18h33	-10°35'	21.4°	-0.8°	9.0 10 ²²	28	0122700301
Ridge 2	18h45	+00°57'	33.0°	+2.0°	1.5 10 ²²	20	0017740601
Ridge 1	18h52	+00°08'	33.1°	+0.0°	1.5 10 ²³	26	0017740401
AXJ2019+112	20h19	+11°26'	53.6°	-13.5°	3.6 10 ²⁰	13	0112960301
PSRJ2043+2740	20h44	+27°40'	70.6°	-9.2°	1.4 10 ²¹	17*	0037990101
SS Cyg	21h43	+43°36'	21.5°	-0.9°	3.4 10 ²¹	13*	0111310201
3C436	21h44	+28°10'	80.2°	-18.8°	5.4 10 ²⁰	33	0201230101
AR Lacertae	22h09	+45°44'	95.6°	-8.3°	1.8 10 ²¹	22*	0111370101
3C449	22h31	+39°21'	95.4°	-15.9°	9.0 10 ²⁰	18	0002970101
LHB-3	23h10	+61°38'	111.1°	+1.1°	1.3 10 ²²	19	0203130201
Z And	23h33	+48°49'	110.0°	-12.1°	1.5 10 ²¹	22	0093552701

TAB. 2.1 – Les différents champs galactiques du relevé.

*Ces cibles n'ont été observées qu'avec les caméras EPIC MOS dans le mode *full frame*.

Relevé	Aire deg ²	Flux limite erg s ⁻¹ cm ² (0.5-2.0 keV)	Auteur Référence
ROSAT Bright Survey	20391	2 10 ⁻¹² erg s ⁻¹ cm ²	Schwope et al. 2002
Bright Serendipitous Survey	28.10	6 10 ⁻¹⁴ erg s ⁻¹ cm ²	Della Ceca et al. 2004
AXIS	2.13	6 10 ⁻¹⁵ erg s ⁻¹ cm ²	Barcons et al. 2002
Faint Sample	1.57	2 10 ⁻¹⁵ erg s ⁻¹ cm ²	M. Page communication privée
Chandra	0.64	2 10 ⁻¹⁶ erg s ⁻¹ cm ²	Green et al. 2003

TAB. 2.2 – Relevés utilisé pour les régions situées à haute latitude.

spectroscopiques ont été effectuées à l'aide de télescopes de la classe des 4 mètres et que la profondeur en magnitude atteinte est très importante (jusqu'à $R \sim 21$). Ces champs constituent donc un relevé profond. Les régions restantes observées à l'OHP représentent un relevé dont les identifications ont été menées jusqu'à des magnitudes plus brillantes que $R \sim 17$ à cause des limites instrumentales.

La distribution en latitude et longitude galactique est loin d'être homogène mais peut tout de même mettre en évidence les changements dans certains paramètres des populations stellaires. Bien que les zones peu profondes soient toutes situées à $l = 50^\circ - 150^\circ$, elles sont relativement bien distribuées en latitude galactique ($|b| = 0^\circ - 20^\circ$) ce qui pourrait permettre de préciser les échelles de hauteurs des étoiles jeunes. Les autres champs situés à plus basse latitude permettront de caractériser les populations du plan galactique ainsi que celles des régions centrales.

La gamme relativement étroite de latitudes considérée dans les champs galactiques ne permet cependant pas de représenter pleinement la variation de densité des couronnes actives avec celle-ci. Nous avons donc construit un échantillon à haute latitude de sources X stellaires du programme AXIS et utilisé 5 autres échantillons provenant soit de la littérature soit d'autres programmes de grands relevés effectués par *ROSAT*, *XMM-Newton* et *Chandra* (Voir table 2.2).

2.2.2 Extraction des sources X

Dans cette étude nous n'allons pratiquement considérer que les sources détectées par la caméra EPIC pn car le *modèle de population stellaire en rayons X* que nous utiliserons n'a pas été adapté à la caméra EPIC MOS. Cependant, les données provenant de la caméra EPIC MOS ont été utilisées dans le but d'augmenter la précision sur les positions des sources X et de leur rapport de dureté quand cela était possible.

Nous faisons ici un résumé du processus de détection des sources X à l'aide du logiciel *Science Analysis System*¹ (*SAS*). Les observations sont d'abord filtrées de manière à retirer les périodes où le bruit de fond est élevé à cause du flux de protons mous d'origine solaire. On crée ensuite les images dans les 5 bandes d'énergies classiques

¹http://xmm.vilspa.esa.es/external/xmm_sw_cal/sas.frame.shtml

(0.2-0.5 keV, 0.5-2.0 keV, 2-4.5 keV, 4.5,7.0 keV, 7.0-12.0 keV). Une carte d'exposition qui représente le *flat-field* de l'image X est générée de même qu'une carte de détection qui va permettre de sélectionner uniquement les parties utiles du détecteur pour éviter par exemple les mauvaises colonnes. En prenant en compte ces informations, on fait passer une boîte d'une certaine dimension (le nom de la tâche associée est *eboxdetect*) qui va glisser le long de l'image en estimant localement le bruit de fond pour trouver les sources. Suivant la définition utilisée lors de la mission *ROSAT*, le maximum de vraisemblance est donné par $L = -\ln p$; p est la probabilité d'une fluctuation de Poisson sur les comptages de la cellule de détection, qui entraînerait l'observation d'au moins le nombre de photons effectivement détectés. On prend un seuil $L=8$ qui correspond à 5 fausses détections par champ observé et par caméra EPIC (*Readme 1XMM*, note 8). On procède alors au masquage des sources pour créer une carte du *background* qui va être utilisée lors d'une deuxième itération de la procédure de détection de sources (*eboxdetect*) pour mieux préciser les centroïdes des sources et leur caractéristiques. Le lecteur pourra trouver de plus amples informations dans le *guide de l'utilisateur de la SAS*.

A la fin de cette procédure nous disposons d'une liste de sources sur laquelle nous allons pouvoir travailler. Elle dispose de toutes les informations concernant les sources X, comme la position, le taux de comptage, le flux dans les différentes bandes d'énergie, les erreurs associées et bien d'autres encore. Un paramètre important est un des rapport de dureté qui donne des informations sur la forme du spectre X de la source. Pour les observations XMM-Newton, il existe 4 définitions du rapport de dureté correspondant chacune à un domaine spécifique en énergie. On peut les formaliser suivant :

$$HR_i = \frac{CR_{i+1} - CR_i}{CR_{i+1} + CR_i} \text{ avec } i = 1, 2, 3$$

avec CR_i , le taux de comptage dans la bande i . Ainsi lorsqu'une source est par exemple détectée seulement dans la bande d'énergie plus faible, on obtiendra $HR_2=1$ et on dira que la source est molle. Inversement, si la source est détectée dans la bande de plus grande énergie, on aura $HR_2=1$ et on dira que la source est dure. L'indice HR_1 est très sensible à l'absorption sur la ligne de visée puisqu'il est défini pour des énergies faibles. On utilisera donc préférentiellement l'indice HR_2 beaucoup moins sensible et plus représentatif des caractéristiques intrinsèques du spectre X des étoiles.

L'extraction de sources a été effectuée plusieurs fois durant les campagnes d'observations optiques pour bénéficier des meilleurs calibrations possibles disponibles. Les premières versions de la *SAS* qui ne pouvaient pas donner de position très précise furent utilisées pendant les premières observations à partir de Juin 2000. La plus importante amélioration apportée fut l'application de la tâche *eposcorr* qui corrige les erreurs résiduelles d'attitude du satellite en corrélant les positions des sources EPIC avec la position des étoiles les plus brillantes du catalogue USNO-A2 (Monet et al. 1998) dans le champ de l'observation. Après cette ultime correction, l'erreur systématique sur les positions passe de 1.5" à 0.5". Toutes les sources X ont été ensuite

visuellement contrôlées pour enlever les mauvaises détections résultant d'une erreur de soustraction de *background* ou dûes à de l'émission diffuse. Ces "fausses" sources étaient nombreuses lors des premières réductions à cause de la médiocre qualité des calibrations. Une telle vérification introduit forcément des biais qui ne peuvent pas être décrit de manière simple ; compte tenu de la taille de l'échantillon, le nombre de sources final peut être biaisé suivant la méthode de réduction. Ce biais affecte naturellement la manière dont nous avons placé les priorités pour les observations des sources X à identifier. Quand cela était possible, les entrées du catalogue 1XMM (Watson et al. 2003) extraites avec la *SAS* version 5.0 (2002-05-22) furent utilisées comme base pour la liste de sources finale. Le catalogue 1XMM a été trié par un processus semblable au nôtre et peut donc être considéré comme le plus propre catalogue de sources *XMM-Newton* à ce jour. Dans le but de calculer proprement la probabilité de trouver un objet brillant dans les boîtes d'erreur X, nous avons utilisé la version 1.1 du catalogue 1XMM qui corrige les erreurs sur les positions de très nombreuses sources X faibles (*XMM-Newton* news #45, Chapitre 3). Comme les spectres intrinsèques et l'absorption interstellaire peuvent produire une grande variété de distributions d'énergie, nous avons retenu les détections dans toutes les bandes d'énergie (0.2-12 keV) et trié les listes de sources par taux de comptage total croissant. Aucun flux limite ou distance maximum par rapport à l'axe optique n'ont été appliqués. Ceci a pour conséquence que les observations *XMM-Newton* étudiées ont une sensibilité qui varie en fonction de l'axe optique. Les cibles des observations X seront écartées des futures études statistiques.

2.3 Données optiques

Les données optiques proviennent de nombreux observatoires. Environ 20% des données ont été acquises dans le cadre du projet AXIS (Barcons et al. 2002) mené à l'*Observatorio del Roque de los Muchachos* aux îles Canaries. Les autres observations ont été acquises au CFHT (imagerie seulement), sur le site de La Silla et du Paranal à l'ESO ainsi qu'à l'Observatoire de Haute-Provence. Les campagnes d'observation se sont étalées de 2000 à 2004.

2.3.1 Imagerie

L'imagerie grand champ a été obtenue à l'INT (Isaac Newton Telescope), au CFHT (Canada France Hawaii Telescope) et sur le télescope de 2.2m de l'ESO. Une description des données INT peut être trouvée dans Yuan et al. (2003). Toutes ces caméras permettent de couvrir la totalité d'un champ *XMM-Newton* (30') observé avec les caméras EPIC. Au télescope INT, la caméra grand champ a permis d'obtenir de l'imagerie relativement profonde ($R_{lim} \sim 21$) dans les bandes g', r', i' et z. Au CFHT, nous avons pu utiliser les filtres H_α et " H_α continuum" avec la caméra CFH12k en plus de quelques images acquises au travers des filtres R et i. En ce qui concerne l'imagerie du télescope 2.2m de l'ESO, nous avons pu bénéficier des observations effectuées dans le cadre de l'ESO public survey (filtres B,V,R,I et Z) mais

Champ	g'	r'	i'	z	H α
HT Cas	600	600	2400	2400	1200
GRB 010220	-	600	-	-	-
Geminga	900	900	-	-	-
GRB 001025	600	900	1200	1200	2400
WR 110	600	600	1200	1200	-
Ridge 3	600	600	-	1200	2400
Ridge 4	600	600	1200	1200	-
G21.5-09	1200	600	1200	600	6000
Z And	600	600	1200	1200	-

TAB. 2.3 – Imagerie grand champ acquise à l’INT. Temps d’exposition en secondes.

aussi de celles obtenues à partir d’un programme Allemand conduit par A. Schwobe au MPE. Quelques images H α ont pu ainsi être obtenues grâce à ce travail. Les Tables 2.3, 2.4 et 2.5 présentent la compilation de toutes ces observations avec les temps de poses correspondants.

Les images de l’INT ont été réduites suivant la méthode standard, corrigées du *bias* du *flat-field* et du *fringing*. Les procédures du *pipeline* WFC sont décrites sur la page internet du *Cambridge Astronomy Survey Unit*². La calibration astrométrique a été effectuée de deux manières différentes décrites dans Barcons et al. (2002) permettant d’atteindre une précision meilleure que 0.3'' à 0.5''. Les données CFHT ont été réduites de la même manière en ce qui concerne la pré-réduction avec le pipeline ELIXIR. Cependant, la solution astrométrique précise n’est pas procurée par ce pipeline et sera décrite très précisément plus loin. Pour les images de l’ESO, les réductions standards ont été appliquées grâce à des tâches dédiées du logiciel IRAF³. L’astrométrie de ces images est corrigée en employant les mêmes procédures que celles du CFHT. Toutes ces techniques feront l’objet d’une discussion détaillée au Chapitre 4. Dans tous les cas, les points zéro photométriques ont été obtenus à partir d’observations de standards photométriques durant la même nuit et les transformations de couleurs appliquées. Pour vérifier, lorsque la photométrie en bande *R* était disponible nous avons comparé avec les magnitudes *R* photographiques du catalogue GSC2.2⁴.

Cependant, comme nous le verrons, une part importante des étoiles auxquelles nous nous intéressons sont relativement brillantes ($R < 17$) et donc saturées dans ces observations à grand champ. Dans le but d’acquérir une photométrie précise pour ces objets, nous avons obtenu du temps d’observation sur le télescope 1.2m de l’OHP. Celles-ci ont malheureusement été effectuées assez tardivement et ne sont donc quasiment pas présentes dans ma thèse. J’ai donc décidé d’utiliser les magnitudes du catalogue GSC2.2 (premier choix) ou de l’USNO-A2 (second choix) pour les objets brillants.

²<http://www.ast.cam.ac.uk/~wfcsur/>

³<http://iraf.noao.edu/>

⁴<http://www-gsss.stsci.edu/gsc/gsc2/GSC2home.htm>

Champ	B	V	R	I	Z	H $_{\alpha}$
Gemina	-	-	1600	2000	-	6300
PKS 0745-19 off	180	4980	1600	2000	120	6300
GRB 001025	200	5880	200	200	-	-
RX J0925.7-4758	1800	13200	3500	9000	-	6300
Ridge 3	-	9630	-	2400	-	-
Ridge 4	-	8100	-	-	-	-
G21.5-09	900	900	600	1200	300	-
G21.5-09 off1	1000	300	600	1200	300	-
G21.5-09 off2	1800	2100	600	1200	300	-
G21.5-09 off3	-	300	600	1200	300	-
G21.5-09 off4	-	300	600	1200	300	-

TAB. 2.4 – Imagerie grand champ obtenue à l’ESO. Temps d’exposition en secondes.

Champ	R	I	H $_{\alpha}$	H $_{\alpha}$
HT Cas	400	400	3500	3500
GRB 010220	400	400	2800	2800
WR 110	400	480	2800	2800
Ridge 2	400	480	2800	2800
Ridge 1	400	480	2800	2800

TAB. 2.5 – Imagerie grand champ obtenue au CFHT. Temps d’exposition en secondes.

Télescope	Instrument	gamme spectrale	FWHM (Å)	largeur de la fente (")	Commentaires
WHT	WYFFOS	3900-7100	6-7	2.7	Fibres
WHT	ISIS	3500-8500	3.0-3.3	1.2-2.0	
ESO-3.6m	EFOSS2	3185-10940	59	1.5	Grism #1
""	""	3860-8070	17.3	1.5	Grism #6
""	""	3095-5085	7.1	1.5	Grism #14
ESO-UT4	FORS2	3850-7500	15	1.0	GRIS_300V
OHP-1.93m	CARELEC	3760-6844	5-7	1.0-2.0	133Å/mm

TAB. 2.6 – Configuration instrumentale pour la spectroscopie dans chacun des observatoires.

2.3.2 Spectroscopie

Les observations spectroscopiques ont été menées dans 3 observatoires en utilisant 5 spectrographes différents. Les premiers spectres ont été obtenus avec le spectrographe AUTOFIB2/WYFFOS monté sur le 4.2m William Hershel Telescope (WHT) à l'*Observatorio del Roque de Los Muchachos*. Un instrument multi-fibres est très utile pour ce genre d'étude puisque la densité des sources EPIC dans le plan galactique atteint ~ 100 sources deg^{-2} . A cause de ce nombre de sources conséquent et des grands cercles d'erreur résultant des premières extractions de source, on peut trouver jusqu'à 3 contreparties optiques dans les boîtes d'erreur des sources EPIC pour des magnitudes plus brillantes que $R \sim 19 - 20$ (limite de magnitude de l'instrument). Chaque champ a donc été observé 3 fois avec les fibres légèrement déplacées pour couvrir la totalité des candidats optiques. Le haut niveau du ciel dû au large diamètre des fibres ($2.7''$) n'a pas permis d'atteindre la sensibilité nominale du spectrographe multi-fibres. Une grande fraction des identifications a dû être observée avec la spectroscopie longue fente. ISIS au WHT a donc été utilisé pendant les campagnes de 2000 et 2001. Pour les détails sur les procédures et les configurations instrumentales, le lecteur pourra se reporter à Barcons et al. (2002). Sur le site de La Silla à l'ESO nous avons pu observer avec le télescope de 3.6m et le réducteur de focale EFOC2 en juin 2002, mars et juillet 2003. Les spectres des plus faibles contreparties ont pu être obtenus avec le VLT UT4 (instrument FORS2) en juillet 2003. Les contreparties brillantes ont été observées à l'Observatoire de Haute-Provence sur le télescope de 1.93m avec le spectrographe CARELEC. La table 2.6 donne les différentes configurations instrumentales adoptées.

2.4 Conclusion

Le nombre très important d'observatoires et d'instruments utilisés nécessite un énorme travail d'homogénéisation des données. Avant de rentrer plus avant dans les détails des procédures de réduction photométrique et spectroscopique (Chapitre 4 et 5), nous avons dû nous intéresser d'abord à un problème d'erreur sur les positions du premier catalogue publié de sources *XMM-Newton*. Le chapitre suivant va montrer une méthode qui permet de corriger ces erreurs qui sont d'un intérêt crucial dans le cadre de l'identification spectroscopique.

Chapitre 3

CORRECTION EMPIRIQUE DES ERREURS SUR LES POSITIONS DU CATALOGUE 1XMM

Une grande partie des observations présentées dans cette thèse est disponible dans le catalogue 1XMM (Xmm-Newton Survey Science Centre, 2003). Ce catalogue contient environ 56000 sources provenant de 585 observations. Toutes les sources ont subi un *screening humain* permettant d'établir la réalité de chacune d'entre elles. Nous avons donc utilisé ce catalogue pour bénéficier pleinement des meilleures calibrations et positions sur les sources X.

Malheureusement un problème dans le *pipeline* de réduction de données ne garantit pas la validité de l'erreur sur la position des sources X de ce catalogue; il est principalement dû à la prise en compte du bruit de fond lors de la procédure d'ajustement de la PSF des sources. Cette limitation est bien connue et référencée dans l'aide du catalogue 1XMM. Ce problème est crucial, notamment à basses latitudes galactiques où plusieurs contreparties optiques peuvent se présenter à l'intérieur des cercles d'erreur des positions des sources X. Si l'erreur est trop petite on peut manquer certaines identifications et introduire un biais vers les sources faibles les plus affectées par ce problème.

Un travail de calibration des erreurs sur les positions a donc été effectué afin de corriger totalement cet effet. Il a fait l'objet de l'*XMM-Newton-news #45* du *Science Operation Center* (SOC, centre d'opération du satellite *XMM-Newton* basé à Vilspa en Espagne). La méthode est basée sur une correction empirique. Elle est présentée ci-après.

Chapitre 4

PHOTOMÉTRIE

4.1 Introduction

Dans ce chapitre nous allons nous intéresser aux différentes méthodes utilisées pour obtenir la photométrie des contreparties optiques des sources X. Une grande partie de la discussion va concerner la photométrie H_α , très utile comme nous allons le voir, pour pouvoir rapidement trouver les identifications des sources X au télescope et ainsi gagner du temps lors de l'obtention des spectres optiques. Nous allons d'abord présenter les méthodes de réduction (astrométriques et photométriques) des caméras grand champ modernes. Ces méthodes sont les mêmes pour les mosaïques d'images obtenues à l'ESO et au CFHT. Seule la pré-réduction des données ESO a été effectuée par mes soins puisqu'aucun outil n'est disponible actuellement pour réduire ces données rapidement. On verra ensuite comment nous avons pu obtenir et manipuler les catalogues de sources issus du *pipeline* WFC. Enfin une étude importante des émetteurs H_α associés aux sources X sera présentée à la fin du chapitre.

4.2 Réduction des mosaïques

4.2.1 Observations

Ce paragraphe s'attache plus particulièrement à décrire les différents champs utilisés pour la photométrie H_α des sources X dans 12 observations *XMM-Newton*. La Table 4.1 en résume les principales caractéristiques.

La majorité des observations concernent des caméras très grand champ constituées de mosaïques CCD et nécessite une attention très particulière en ce qui concerne la réduction des données. C'est le cas pour les observations obtenues avec la caméra CFH12k (6 campagnes d'observations de mars à novembre 2001) et WFI. Je m'étendrai plus particulièrement sur les données CFH12k mais la procédure reste la même pour ce qui est des données WFI. Le reste des champs a été observé à l'INT lors de nombreuses campagnes réalisées pour le projet XID. Ces données sont déjà réduites et les catalogues optiques sont disponibles pour la collaboration. Seule la corrélation entre les différentes bandes photométriques reste à faire.

Champs	instrument	RA	DEC
HT-Cas	CFH12k	01 :10 :12.48	+60 :04 :27.6
GRB 010220	"	02 :36 :56.87	+61 :45 :38.8
WR 110	"	18 :07 :56.96	-19 :23 :56.9
Ridge 2	"	18 :44 :26.57	+00 :58 :22.4
Ridge 1	"	18 :51 :46.17	+00 :08 :56.7
Geminga	WFI	06 :33 :55.59	+17 :44 :32.3
PKS 0745-19 off	"	07 :48 :22.87	-19 :04 :26.9
RX J0925.7-4758	"	09 :25 :46.00	-47 :58 :17.0
Ridge 3	INT	18 :27 :36.44	-11 :30 :40.4
Ridge 4	"	18 :28 :16.96	-11 :07 :53.0
G21.5-0.9	"	18 :32 :55.88	-10 :35 :16.9
Z And	"	23 :33 :39.95	+48 :49 :05.9

TAB. 4.1 – Champs XMM-Newton utilisés.

La CFH12k est une caméra mosaïque de 12288 par 8192 pixels comprenant 12 CCDs 2048 × 4096 pixels de 15 μm de côté. Ceci porte le champ total couvert par la caméra à 42' × 28' (Cuillandre et al. 2000). Le gain moyen sur tous les CCDs est de 1.6e⁻/ADU. L'échelle de pixel est de l'ordre de 0.205"/pixel. Le correcteur grand champ du CFHT produit des distorsions radiales de ~ 15 pixels (Cuillandre et al. 1996) ce qui nécessite une projection sur une nouvelle grille astrométrique et donc un rééchantillonnage des images avant leur combinaison. Les champs *XMM-Newton* (30' de diamètre) sont donc très bien adaptés au champ de la caméra CFH12k.

La qualité cosmétique des détecteurs est généralement bonne, avec moins de 200 mauvaises colonnes au total, la plupart d'entre elles étant concentrées sur un seul détecteur. De plus, le pipeline ELIXIR¹ (Magnier & Cuillandre 2004) nous procure des masques permettant de retirer très facilement ces mauvais pixels. La distance moyenne inter-détecteur entre les CCDs est de $\sim 7''$. Pour remplir ces "trous" dans les données, les expositions ont été arrangées suivant un modèle de *dithering*² standard de 15" de rayon. Les temps d'exposition par image dans chaque filtre sont typiquement de 240s en *I*, 200s en *R*, 700s en H α et 700s en H α_{off} .

4.2.2 Pré-réduction

Réduire des observations prises par des mosaïques de détecteurs modernes présente un challenge unique en terme de quantité de données à analyser. Pour les champs décrits ci-après, quelques centaines d'images CCD séparées ont été analysées totalisant une centaine de *gigabytes* de données; au moins le double de cette quantité d'espace disque est nécessaire pour combiner ces images en une seule mosaïque. Les outils décrits ici ont été développés dans le contexte du projet TERAPIX³ et sont

¹<http://www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Elixir/>

²pointages décalés de la mosaïque dans son ensemble suivant certaines directions et distances prédéfinies.

³<http://terapix.iap.fr/>

décrits en détails dans les paragraphes suivants. Ils sont conçus de manière à les rendre aussi généraux que possible et peuvent être largement utilisés dans notre cadre.

La technique de réduction implique une pré-réduction des données et un calcul de solutions astrométriques et photométriques indépendantes pour tous les CCDs. Ces solutions sont ensuite utilisées pour rééchantillonner et empiler les images pour chacun des filtres dans le but de créer une seule image par filtre dont on extraira ensuite des catalogues de sources.

Toutes les données ont été pré-réduites à partir du pipeline ELIXIR qui utilise le paquet *Fits Large Image Processing Software* (FLIPS⁴). Cette pré-réduction suit les étapes classiques consistant en la soustraction de l'*overscan*, de l'*offset* (biais) et du *dark* (noir). Pour la CFH12k, le *dark* est inutile puisque le bruit thermique est très faible ($\sim 3 e^- \text{pix}^{-1} \text{hr}^{-1}$). Ensuite toutes les images sont divisées par un *twilight flat*. Pour les bandes *R* et *I*, on enlève le *fringe* en soustrayant un *super flat*. Ces derniers sont typiquement construits à partir de 60 images scientifiques. Toutes les images sont ensuite pondérées de manière à avoir le même fond de ciel. Après cette étape de pré-réduction, le gradient du fond de ciel est mesuré à travers les CCD. Celui-ci est toujours plus petit que 2% et vaut typiquement $\sim 0.5\%$.

4.2.3 Solution astrométrique

L'astrométrie et la photométrie relative ont été conduites à partir des outils *Astrometrix* et *Photometrix*, disponibles dans le package *WIFX*⁵ pour la réduction des images "grand champ", dans le contexte du projet TERAPIX. Dans les paragraphes suivants nous décrirons les algorithmes à la base de ces outils et verrons comment les appliquer à nos données. Ces procédures peuvent fonctionner semi-automatiquement ce qui est un atout non négligeable vu l'énorme volume de données à traiter.

Dans la suite, la zone définie par une des images de la CFH12k est décrite comme un 'pointage'. Pour atteindre une certaine profondeur optique dans un pointage donné, un certain nombre d'images sont requises. Ces expositions sont décalées les unes des autres dans une séquence de *dithering* qui contient 2 à 4 expositions.

Pour coadditionner toutes ces images CCD et produire une seule image de sortie par bande photométrique, nous avons besoin d'une connaissance particulièrement détaillée de la solution astrométrique pour chaque image. Cependant, calculer une solution astrométrique contrainte uniquement par un catalogue astrométrique externe ne produira pas une solution suffisamment précise. En effet la précision intrinsèque des meilleurs catalogues est de l'ordre de $0.3''$ rms par coordonnée. Ce niveau de précision combiné avec une faible densité de sources par endroits pourrait donner de mauvais résultats. Dans nos relevés nous souhaitons produire une seule mosaïque

⁴<http://www.cfht.hawaii.edu/jcc/Flips/flips.html>

⁵<http://www.na.astro.it/~radovich/wifix.htm>

par bande photométrique comprenant différents pointages. Les images des différents filtres doivent alors être ajustées au niveau sub-pixel (avec une rms plus petite que $\sim 0.1''$). Pour cette raison nous utilisons des procédures permettant de contraindre la solution astrométrique simultanément par le catalogue astrométrique externe et par un catalogue interne généré à partir des objets détectés dans les images elles-mêmes.

Puisque les données de la bande I ont généralement le meilleur *seeing*, et que l'absorption est moins sensible à cette longueur d'onde, on leur calcule d'abord une solution astrométrique associée. Nous utilisons ensuite cette image coadditionnée pour dériver les solutions dans toutes les autres bandes. Le catalogue astrométrique que nous avons utilisé est celui du GSC2.2 qui donne la position de $\sim 4.3 \times 10^8$ sources sur tout le ciel. Après que les sources saturées et les objets étendus soit retirés, il reste entre 50 et 70 sources astrométriques par CCD. Les erreurs sur ces positions varient de $0.3''$ à $0.75''$ près des bords des plaques.

La procédure astrométrique commence par extraire un catalogue de la bande I à l'aide de *Sextractor* (Bertin & Arnouts, 1996) sur chacune des images (corrigée du *flat-field* et du biais). Les sources saturées sont retirées. Une procédure de corrélation est utilisée pour calculer les décalages initiaux (générés par la séquence de *dithering*) entre ces catalogues et le catalogue de référence astrométrique. La solution astrométrique décrit la transformation entre la projection des pixels sur un plan muni de coordonnées (x, y) et les coordonnées sphériques sur le ciel ζ, η suivant :

$$\zeta = \sum_{i=0}^p \sum_{j=0}^i A_{ij} x^{i-j} y^j \quad (4.1)$$

$$\eta = \sum_{i=0}^p \sum_{j=0}^i B_{ij} x^{i-j} y^j$$

Ceci est équivalent à la projection TAN dans Calabretta & Greisen (2002) sans le terme $(x^2 + y^2)^{\frac{1}{2}}$. Cette solution est calculée comme suit : premièrement, pour chaque champ on sélectionne un pointage pour lequel les décalages relatifs entre CCD, les angles de rotation et les facteurs d'échelle sont calculés. Ces valeurs sont ensuite appliquées à tous les autres pointages. De cette manière il est possible d'utiliser toutes les données pour calculer le décalage par rapport au GSC2.2.

Ensuite, pour chaque CCD on corrèle les sources des images avec le catalogue astrométrique et on recalcule la partie linéaire du système de coordonnées (*World Coordinate System*). On calcule ensuite une solution astrométrique approchée (avec $p = 2$ Eq. 4.1). Une base de donnée des sources de tous les CCDs et pointages (*master catalogue*) est aussi construite.

L'étape finale consiste à recalculer la solution astrométrique pour tous les CCD, mais cette fois-ci en incluant à la fois les points du catalogue astrométrique et ceux

venant de la détection des sources menée sur toutes les images des différents pointages. L'équation est résolue en pondérant chacune des sources par les incertitudes sur les positions : on suppose $0.3''$ pour les sources du GSC2.2, tandis que pour les catalogues de sources on utilise les incertitudes données par *SExtractor*. Ce système d'équation est résolu par itérations. Trois itérations avec $p = 3$ produisent une RMS par coordonnée de $\sim 0.15''$ pour les sources du GSC2.2 et $\sim 0.03''$ pour les catalogues de sources. Malheureusement, comme les décalages entre les pointages d'une même séquence de *dithering* sont faibles ($\leq 20 - 30''$), la solution astrométrique est faiblement contrainte dans certaines régions puisque les sources catalogues sont en fait extraites de la même zone des CCDs et sont donc affectées par la même distorsion. Nous avons donc décidé de réduire la pondération des sources catalogues des pointages qui viennent de la même séquence de *dithering*. Pour ces objets, les poids sont divisés par le nombre d'images dans ce *dithering*.

A la fin du processus, on vérifie comment se comparent les positions des objets dans l'image *I* finale (produite après rééchantillonnage et coaddition de toutes les images CCD avec cette solution astrométrique) par rapport au catalogue GSC2.2. La Figure 4.1 reporte la différence entre les positions des sources non saturées dans la bande *I* et leurs contreparties dans le catalogue GSC2.2.

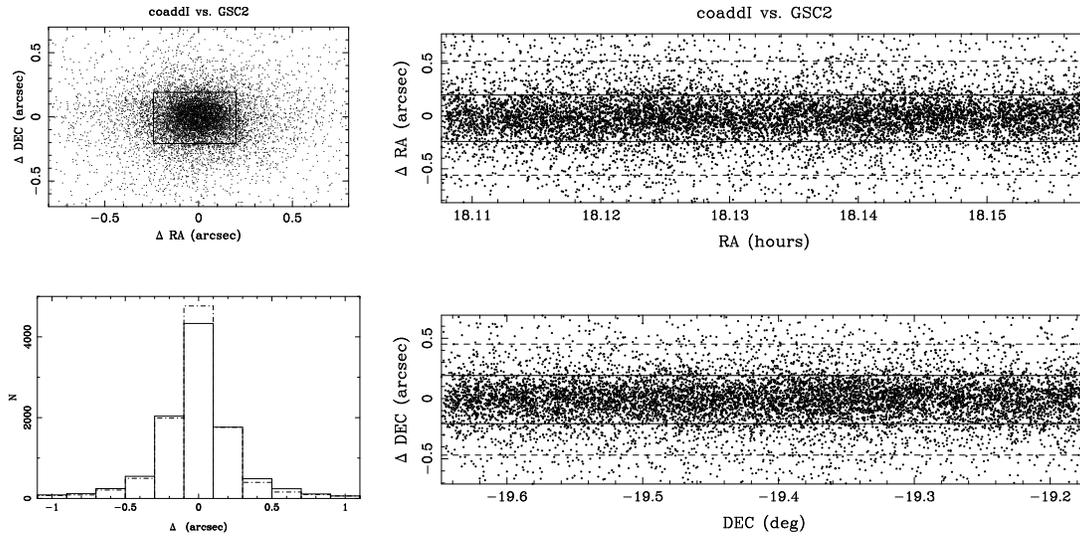


FIG. 4.1 – À gauche, positions des sources du GSC2.2 comparées aux sources de l'image finale *I*. L'histogramme montre les résidus pour l'ascension droite (trait plein) et la déclinaison (pointillés). La position du centroïde des objets se situe à $(\Delta\alpha, \Delta\delta) = (-0.02'', 0.00'')$.

À droite, positions des sources du GSC2.2 comparées aux sources de l'image *I* finale en fonction de l'ascension droite et de la déclinaison montrant ainsi l'incertitude par coordonnées. Le trait plein interne englobe 68% des sources à $|\Delta\alpha| \sim 0.24''$ et $|\Delta\delta| \sim 0.20''$; la ligne pointillée externe englobe 90% des objets et se situe à $|\Delta\alpha| \sim 0.56''$ et $|\Delta\delta| \sim 0.46''$.

Le panneau de gauche montre que 68% des objets se situent à moins de $0.25''$ des étoiles de référence. Le panneau de droite montre les résidus en fonction de l'ascension droite et de la déclinaison. On peut noter que l'utilisation supplémentaire d'un catalogue de sources provenant de nos images assure une précision pour la solution astrométrique interne beaucoup plus importante, ce qui est nécessaire si l'on veut produire une image coadditionnée de qualité.

Pour calculer la solution astrométrique dans les bandes R , H_α et $H_{\alpha off}$, nous utilisons comme catalogue de référence une liste de sources ponctuelles non saturées extraites de l'image I . La procédure décrite ci-dessus est ensuite réappliquée en utilisant ce dernier catalogue comme catalogue de référence astrométrique. De plus, la densité surfacique de ces sources est plus grande comparée à celle du GSC2.2 et cette approche permet donc un recalage des images dans différents filtres avec une bien plus grande précision. Dans la Figure 4.2 nous montrons les incertitudes sur les positions entre les objets extraits de l'image R et de l'image I finale. Ces Figures indiquent que nous avons atteint le niveau de précision sub-pixel nécessaire. Le deuxième panneau montre les incertitudes en fonction de l'ascension droite et de la déclinaison.

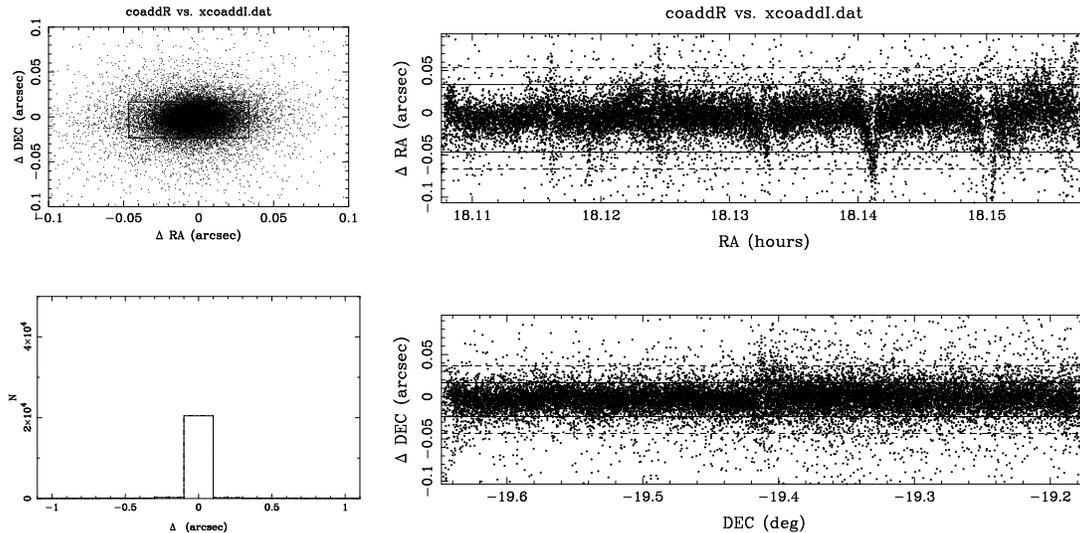


FIG. 4.2 – À gauche, positions des sources de l'image finale R comparées aux sources de l'image finale I . L'histogramme montre les résidus pour l'ascension droite (trait plein) et la déclinaison (pointillés). La position du centroïde des objets se situe à $(\Delta\alpha, \Delta\delta) = (-0.003'', 0.000'')$.

À droite, positions des sources de l'image R finale comparées aux sources de l'image I finale en fonction de l'ascension droite et de la déclinaison montrant ainsi l'incertitude par coordonnées. Le trait plein interne englobe 68% des sources à $|\Delta\alpha| \sim 0.040''$ et $|\Delta\delta| \sim 0.020''$; la ligne pointillée externe englobe 90% des objets et se situe à $|\Delta\alpha| \sim 0.060''$ et $|\Delta\delta| \sim 0.040''$

En examinant de plus près cette Figure, un problème potentiel apparaît. Il est clair que certaines régions dans l'image coadditionnée montrent des incertitudes as-

trométriques un peu plus grandes même si l'aire affectée par ces problèmes est très petite. Deux effets peuvent être responsable de ces difficultés. La densité surfacique des sources de référence astrométriques sur le ciel n'est pas homogène et il peut arriver que seulement quelques sources de référence couvrent la moitié d'un CCD; ceci n'est pas le cas pour nos champs puisque dans le plan galactique la densité des sources est telle que cet effet ne se produit pas. La technique de *dithering* utilisée n'a pas permis d'échantillonner correctement la solution astrométrique sur le détecteur; notamment les décalages appliqués aux champs sont trop petits et dans beaucoup de cas les sources qui se chevauchent dans deux pointages différents proviennent des mêmes zones des CCDs. Ceci produit des résidus astrométriques plus grand pour ces régions (principalement en bordure des CCDs). Cependant, au vu de la précision astrométrique atteinte, ces problèmes résiduels affectent une très petite partie des images, et ne sont pas importants pour notre but scientifique.

4.2.4 Ajustement photométrique

Pour cet ajustement nous devons choisir un pointage de référence déclaré photométrique. Dans la pratique, il s'agit de choisir le meilleur pointage en terme de qualité d'image et surtout de transparence même si celle-ci n'est pas sensée varier énormément d'une exposition à l'autre. Après avoir calculé la calibration photométrique et identifié ces expositions photométriques dans nos données, on calcule un facteur de correction relatif en flux à appliquer aux autres expositions. La calibration photométrique proprement dite sera réalisée plus tard à partir d'autres observations de la même zone faites sur le 3.6m de l'ESO. Ceci ne change rien à la façon de calculer le facteur correctif. Le point zéro de chaque image i peut être écrit comme la somme de deux composantes :

$$Z_i = z^{ph} + z_i^r \quad (4.2)$$

où le point zéro photométrique z^{ph} est déterminé en utilisant des étoiles standards et le point zéro relatif z_i^r incorpore une correction de masse d'air ainsi que d'autres changements dans la transparence atmosphérique. On suppose que le point zéro relatif est le même pour tous les CCDs de la mosaïque et que au moins une des images a été prise dans des conditions photométriques de manière à prendre cette dernière comme référence. Ce coefficient est ensuite calculé en minimisant la différence moyenne en magnitude des sources se chevauchant dans les différentes images. Cette approche est similaire à celle de Koranyi et al. (1998) à part le fait que les solutions ne proviennent pas d'une matrice d'inversion mais d'un processus itératif de minimisation.

La solution astrométrique détaillée précédemment nous procure une base de données de sources pour chaque pointage qui peut être utilisée pour calculer les *offsets* photométriques. On extrait d'abord de ces catalogues des paires de sources provenant d'images se chevauchant avec des magnitudes m_i, m_j et des erreurs photométriques w_i, w_j en restreignant à $|m_i - m_j| \leq 2$, $|\Delta x_{ij}| \leq 0.5''$ et $|\Delta y_{ij}| \leq 0.5''$. Pour chaque paire, on calcule l'*offset* suivant :

$$\delta m_{ij} = \frac{\sum w_i m_i}{\sum w_i} - \frac{\sum w_j m_j}{\sum w_j} \quad (4.3)$$

Le but est de trouver des valeurs de z_i qui minimisent la quantité

$$\delta m_{ij}^* = \langle m \rangle_i + z_i - (\langle m \rangle_j + z_j) = \delta m_{ij} + (z_i - z_j) \quad (4.4)$$

Pour chaque image i avec des sources se chevauchant dans N_{ch} autres images, le point zéro s'écrit suivant :

$$Z_i = z^{ph} + \frac{\sum_j^{N_{ch}} z_j - \delta m_{ij}}{N_{ch}} - \frac{\sum_k^{N_{ph}} z_k}{N_{ph}} \quad (4.5)$$

où on suppose que les images N_{ph} sont connues comme étant photométriques et que leur point zéro relatif moyen est nul. La masse d'air effective κ de l'image coadditionnée peut être calculée suivant :

$$\kappa = \frac{\sum_k^{N_{ph}} \kappa_k}{N_{ph}} \quad (4.6)$$

L'équation 4.5 est itérée jusqu'à ce que $\frac{\sum_i^N (\delta m_{ij}^*)^2}{N}$ converge ou qu'un maximum d'itérations soit atteint.

4.2.5 Rééchantillonnage des images

Une fois que les solutions astrométriques et photométriques ont été calculées pour tous les CCDs, ces images sont combinées pour produire une image coadditionnée finale. Pour cela nous utilisons SWARP⁶ (Bertin et al. 2002), un outil de rééchantillonnage d'image développé lui-aussi dans le cadre de la coopération TERAPIX.

Le processus s'effectue en deux étapes ; premièrement, chacun des CCDs est rééchantillonné et projeté sur une sous-section de l'image finale (qui couvre bien sûr toutes les images d'entrée) en utilisant la solution astrométrique calculée précédemment. Nous utilisons un plan tangent de projection, ce qui est le meilleur compromis compte tenu de la taille relativement faible de chacun des champs. Les corrections de flux discutées dans la section précédente sont appliquées durant cette étape et une carte de poids interpolée est calculée en incorporant les informations provenant d'une carte de mauvais pixels. Le rééchantillonnage est effectué en utilisant un noyau d'interpolation *Lanczos-3*. Ce noyau correspond à une fonction *sinc* multipliée par une fonction fenêtre. Ceci nous procure un rééchantillonnage optimal pour préserver le signal réel, les caractéristiques du bruit et limiter les effets de *ringing* sur les discontinuités des images (par exemple autour des étoiles brillantes et des traces de satellites artificiels). Un ciel moyen local, calculé sur une grille de pixels ajustable, est soustrait ; ceci assure une image finale dépourvue de tout gradient de luminosité à grande échelle.

⁶<http://terapix.iap.fr/soft/swarp>

RA	DEC	R	I	r	i
18 :42 :50	+00 :07 :10	15.186	14.194	-12.6468	-12.8158
18 :42 :52	+00 :07 :54	12.918	12.333	-14.8280	-14.6111
18 :42 :48	+00 :06 :26	14.775	13.890	-13.0505	-13.0514
18 :42 :45	+00 :08 :04	12.064	11.716	-15.6892	-15.2624
18 :42 :57	+00 :07 :20	12.110	10.840	-15.6732	-16.1119
18 :42 :49	+00 :05 :06	11.480	10.903	-16.2721	-16.0572
18 :42 :40	+00 :09 :10	13.903	13.186	-13.8604	-13.7938

TAB. 4.2 – Etoiles standards du champ SA110 (D’après Landolt, 1992).

Durant l’étape finale, toutes les images rééchantillonnées sont coadditionnées (avec chacun des pixels pondérés par la carte de poids appropriée) pour produire l’image finale. Les pixels sont ensuite coadditionnés en utilisant une médiane, méthode qui bien que non optimale pour les propriétés de signal sur bruit, assure la meilleure correction possible pour les traces de satellites, les rayons cosmiques et d’autres défauts cosmétiques. En plus de l’image coadditionnée finale, une carte de poids totale est aussi produite contenant les informations concernant le nombre total de fois ou chacun des pixels a été observé. Cette carte est ensuite utilisée durant le processus de détection et de génération des catalogues, présenté dans la section suivante.

Un aspect important du rééchantillonnage et de l’étape de coaddition est qu’une seule grande image qui contient toutes les données est produite, de laquelle résulte un seul catalogue de sources optiques pour chacun des filtres. Il n’y a pas besoin de faire les détections sur les images individuelles et de mélanger ensuite ces catalogues pour finalement n’en obtenir qu’un seul. Nous avons appliqué aux données R , H_α et $H_{\alpha off}$ la taille, l’échelle du pixel et l’orientation calculées pour les données I de manière à extraire facilement les catalogues de sources de ces images.

4.2.6 Calibration photométrique

Dans ce paragraphe nous allons détailler pour un des champs la procédure de calibration photométrique. A la fin de cette étape nous disposerons d’une photométrie qui nous permettra ensuite de dériver les magnitudes des objets qui nous intéressent dans différentes bandes photométriques. Pour calibrer photométriquement les images réduites des champs *WR 110* et *PKS 0745-19 off*, nous avons observé une petite zone située à l’intérieur de ces régions dans les filtres R et i lors de la campagne d’observations spectroscopiques effectuée à l’ESO en juillet 2002. Les données ESO, une fois calibrées, vont permettre à leur tour de calibrer les mosaïques de la CFH12k.

Nous allons adopter la méthode classique de calibration afin d’obtenir une précision inférieure à 0.1 mag quelque soit la bande considérée. Il faut savoir que la technique du *PSF fitting* donne des résultats de médiocre qualité sur les mosaïques d’images (voir

les comparaisons entre *Sextractor* et *daophot* (Stetson 1987) réalisées par P. Massey⁷). En effet les champs sont tellement grand que la PSF varie énormément d'un point à l'autre de l'image. De plus, le fait que les images soient empilées, moyenne en quelque sorte ces effets. Dans un souci de précision et pour simplifier le travail, nous utilisons donc le logiciel *Sextractor* pour dériver les magnitudes instrumentales.

La magnitude calibrée est calculée classiquement à partir de la magnitude instrumentale dans la bande photométrique correspondante. Dans toute la suite nous adopterons le système photométrique de *Kron-Cousins* (Cousins, 1976). On ajoute un terme de couleur déterminé à l'aide d'une bande adjacente pour tenir compte d'éventuelles disparités entre le système de filtre utilisé pour les observations et le système photométrique adopté. Par exemple, pour la bande *R* nous obtenons l'équation photométrique suivante :

$$R = r + ZP(r) + (R - I) * col(r) - Ext(r) * Airmass$$

avec *R* magnitude dans le système Kron-Cousins, *r* magnitude instrumentale, *ZP(r)* point zéro photométrique normalisé à la seconde, *col(r)* terme de couleur, *Ext(r)* coefficient d'extinction et *Airmass* masse d'air. A priori nous connaissons les coefficients d'extinction moyens provenant de l'ESO, la masse d'air et les magnitudes instrumentales. Pour déterminer le point zéro et le coefficient de couleur nous avons utilisé le champ SA110 autour de l'étoile L1 (Landolt, 1992). La Table 4.2.6 présente les standards photométriques utilisés pour la calibration avec les magnitudes instrumentales associées. Cette dernière vient du paramètre *MAG_APER* (photométrie d'ouverture) calculé par *Sextractor* avec un rayon égal à $2 \times \text{FWHM}$. L'épaisseur de l'anneau pour estimer le fond de ciel autour de chacune des sources est fixé à 24 pixels. En prenant les coefficients d'extinctions moyen $\text{Ext}(r)=0.131$ et $\text{Ext}(i)=0.064$ à la date du 07/07/2002⁸ et en ajustant les données à l'aide d'une méthode des moindres carrés on obtient :

$$ZP(r) = 26.125 \pm 0.030 \text{ et } col(r) = 0.07 \pm 0.040$$

$$ZP(i) = 25.294 \pm 0.029 \text{ et } col(i) = -0.002 \pm 0.036$$

Ce résultat est à comparer directement avec les valeurs de l'ESO :

$$ZP(r) = 26.143 \pm 0.042, \quad ZP(i) = 25.284 \pm 0.033 \text{ et } col(r) = col(i) = 0$$

Ceci est totalement compatible avec le résultat de notre calibration. Nous obtenons donc les équations de couleur suivantes pour l'observation ESO (120 s est le temps d'exposition) :

⁷<http://www.physics.nau.edu/~pmassey/Mosaicphot.html>

⁸http://www.ls.eso.org/lasilla/sciops/3p6/efosc/docs/Perf_ZeroPtSummary.html

$$R = r + 26.125 + 0.07 \times (R - I) - 0.131 * 1.147 + 2.5 \log(120)$$

$$I = i + 25.294 - 0.002 \times (R - I) - 0.064 * 1.147 + 2.5 \log(120)$$

Les deux poses scientifiques en R et i de la zone qui nous intéresse ont été obtenues suivant la même position du télescope. On peut alors facilement utiliser une des caractéristiques de *Sextractor* qui permet de générer des fichiers d'association. Les sources dans les deux bandes photométriques sont corrélées automatiquement avec un rayon de recherche adéquat (ici 3 pixels). Si plusieurs contreparties sont trouvées, seule la plus proche est retenue. Nous disposons donc à présent d'un champ calibré photométriquement qui va pouvoir être utilisé afin de calibrer notre champ CFH12k. La Figure 4.3 montre le diagramme couleur magnitude du champ ESO de *WR 110* ainsi qu'une comparaison avec les étoiles GSC2.2 trouvées à moins de $2''$ d'arc des étoiles de ce champ. Compte tenu des erreurs du GSC2.2 cette calibration semble correcte.

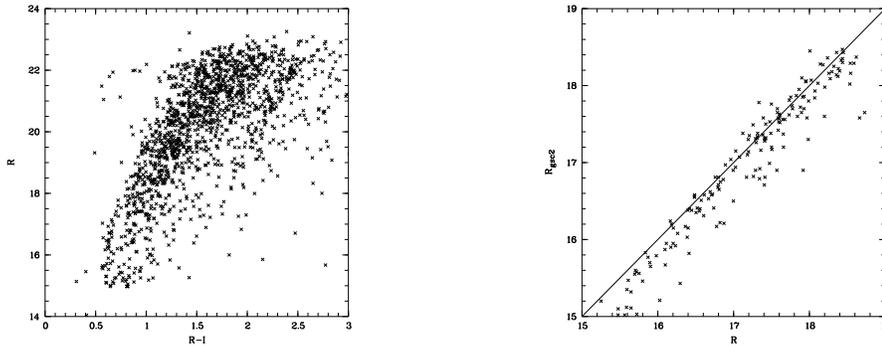


FIG. 4.3 – A gauche, diagramme couleur magnitude du champ ESO de *WR 110*. A droite comparaison avec les magnitudes GSC2.

De la même manière que la calibration du champs ESO, nous reprenons la même forme d'équation de couleur pour dériver les magnitudes du champ CFH12k. Mais cette fois-ci on ne prend pas en compte le coefficient d'absorption, la masse d'air et le temps d'exposition. Ces valeurs seront intégralement prises en comptes dans le point zéro. La solution photométrique ne sera donc valable que pour la masse d'air et le temps d'exposition de l'observation CFH12k.

$$R = r + ZP(r) + col(r) \times (R - I)$$

$$I = i + ZP(i) + col(i) \times (R - I)$$

La corrélation du catalogue CFH12k avec le catalogue ESO (sources situées à moins d' $1''$ d'arc l'une de l'autre) nous permet d'établir la calibration finale de notre champ présentée sur la Figure 4.4.

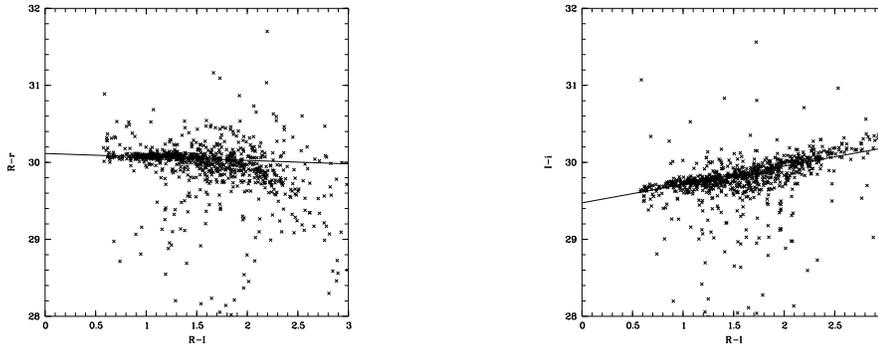


FIG. 4.4 – Calibration en R et I du champ CFH12k $WR\ 110$.

Les valeurs du point zéro et du coefficient de couleur pour chacune des bandes sont les suivantes :

$$ZP(r) = 30.115 \pm 0.009 \text{ et } \text{col}(r) = -0.045 \pm 0.006$$

$$ZP(i) = 29.474 \pm 0.008 \text{ et } \text{col}(i) = 0.239 \pm 0.005$$

On obtient finalement les équations de couleurs finales à appliquer aux magnitudes instrumentales *Sextractor* :

$$R = r + 30.115 - 0.045 \times (R - I)$$

$$I = i + 29.474 + 0.239 \times (R - I)$$

Cette calibration nous permet donc de dériver un diagramme couleur magnitude et d'obtenir les couleurs et les magnitudes des contreparties optiques des sources X de l'observation *XMM-Newton* correspondante. Malheureusement, la saturation numérique prend effet vers $R \sim 17$, ce qui ne permet pas de recueillir les magnitudes des objets les plus brillants. Nous utiliserons donc d'abord les données du catalogue GSC2.2 pour les objets de magnitudes $12 < R < 17$ ou USNO-A2 pour les objets non répertoriés dans le GSC2.2. Le catalogue Tycho permet de fournir les informations pour les étoiles encore plus brillantes.

4.3 Observations INT et ESO

4.3.1 Données WFC

Les données de l'INT relatives au projet XID dont nous avons précédemment parlé sont disponibles au sein de la collaboration du SSC. A l'instar de la CFH12k, la caméra WFC est une caméra grand champ montée au foyer du Télescope Isaac

Newton aux îles Canaries. Celle-ci contient 4 CCDs 4k×2k avec des pixels de $13.5\mu\text{m}$ ($0.33''/\text{pixel}$) permettant de couvrir une zone de $22.8' \times 11.4'$. L'aire totale par exposition atteint donc 0.29 deg^2 . Ce champ de vue exceptionnel est tout à fait approprié pour acquérir des données relatives aux sources X observées par *XMM-Newton*.

Les données optiques sont déjà réduites grâce à un *pipeline* basé sur des procédures *IRAF*. Des catalogues optiques *Sextractor* au format *fits*⁹ sont en plus produits. Cependant les données ne se présentent pas simplement ; les bandes photométriques sont traitées séparément avec 4 catalogues différents pour chaque CCD. De plus les images ne se superposent pas dans le domaine des pixels. L'outil *TOPCAT* développé par *Starlink* est très bien adapté à cette situation ; il permet d'associer l'information de chacune des sources dans plusieurs bandes photométriques par une méthode simple de corrélation. La solution astrométrique des images correspondantes doit être suffisamment bonne pour que cette méthode soit efficace. C'est le cas pour les observations INT dont la précision astrométrique est de l'ordre de $0.1''$. On choisit d'abord une bande photométrique comme référence (généralement la bande la plus rouge). Le critère adopté pour qu'une association soit validée est le suivant : dans un rayon de $1''$ autour de chacune des sources de référence on recherche la plus proche source contenue dans les autres catalogues. Cette procédure, bien que non optimale, permet de traiter rapidement un grand nombre de sources.

Après avoir obtenu les catalogues finaux, la calibration photométrique est très simple à réaliser. En effet toutes les informations relatives à la masse d'air, au coefficient d'extinction, aux points zéro et aux coefficients de couleur sont directement accessibles via les entêtes des fichiers catalogues initiaux pour chacune des bandes photométriques considérées. Des nuits d'observation ont été spécialement dédiées à l'observation de standards photométriques pour obtenir des coefficients fiables. Les équations de transformation sont les suivantes :

$$g' - B = -0.531(B - V) + 0.053$$

$$r' - R = +0.245(V - R) + 0.019$$

$$r' - R = +0.275(R - I) + 0.008$$

$$i' - I = +0.211(R - I)$$

avec g' , r' et i' magnitudes dans le système photométrique *Sloan Gunn*, B, V, R, I magnitudes dans le système *Landolt* équivalent au système *Kron-Cousins* qui nous intéresse. Les magnitudes sont calculées de la même manière que précédemment avec :

$$r' = ZP(r') - 2.5 * \log_{10}(\text{flux}'_r / \text{exptime}) - \text{Ext} * \text{Airmass} - \text{apcor} - \text{percarr}$$

où *apcor* est une correction d'ouverture et *percarr* corrige le niveau de luminosité

⁹Flexible Image Transport System : format standard utilisé pour les images, les tables ou les spectres en astronomie.

du ciel. Cette photométrie a été vérifiée grâce aux catalogues GSC2.2 et DENIS (DENIS Consortium, 2005). Les résultats sont très comparables et largement supérieurs aux limites que nous nous sommes fixées.

4.3.2 Données WFI

Le *Wide Field Imager* est une caméra munie d'un réducteur de focale montée au foyer Cassegrain du télescope 2.2m MPG/ESO à l'observatoire de La Silla au Chili. Elle est constituée de 8 CCDs assemblés en mosaïque avec un échantillonnage de $0.238''/\text{pixel}$ ce qui permet de couvrir un champ de $34' \times 33'$, là encore très bien adapté au suivi optique des sources *XMM-Newton*.

Les images que nous avons pu obtenir au travers d'une demande de temps conjointe avec A. Schwobe au *Max-Planck-Institut*, concernent essentiellement les champs Geminga, PKS 0745-19 off et RX J0925.7-4758 (H_α). Les données sont brutes et toutes les étapes de pré-réduction jusqu'au rééchantillonnage final doivent être exécutées. La distribution *MSCRED* (Valdes 1998) fonctionnant avec le logiciel *IRAF* couplée elle-même au package *ESOWFI* est spécialement conçue pour la pré-réduction des données WFI. L'assemblage final des mosaïques est réalisé de la même manière que pour les images CFH12k, nous n'y reviendrons pas.

Toutes les images constituant les mosaïques ont été corrigées du *bias*, du *dark* et d'un *flat-field* approprié. Ce dernier est construit à partir d'une série d'images du ciel prises au début des nuits d'observation. Une fois les images corrigées on peut noter la présence de structures résiduelles dans le fond de celles-ci. Cet effet doit être traité de manière à obtenir un *background* absolument dénué de tout gradient lumineux dans l'image finale. Un *super flat* est construit à partir de toutes les images scientifiques prises dans le même filtre à l'aide d'un algorithme de réjection à 3σ pour retirer les sources de chacun des champs.

Les images prises à travers le filtre *I* souffrent d'un phénomène d'interférence appelé *fringing*. Quelques étapes supplémentaires sont nécessaires pour générer la Figure d'interférence qui doit être soustraite aux images scientifiques. Nous voulons obtenir une image de référence qui isole le signal provenant des interférences des structures résiduelles du *flat-field*. Pour cette raison on calcule la médiane du *super flat* à l'intérieur de cellules de 350 pixels de côté pour obtenir la variation à grande échelle que nous ne voulons pas dans l'image de référence. Cette image est ensuite soustraite au *super flat* pour générer l'image de référence contenant uniquement l'information relative aux franges d'interférence. Contrairement au *flat-field* ce signal est additif et non multiplicatif. Une procédure *IRAF* permet ensuite d'ajuster l'intensité des franges de l'image de référence à celles présentes dans chacune des images et de les soustraire simplement. La Figure 4.5 montre le résultat d'une telle correction.

Pour le champ de *PKS 0745-19 off* la procédure de calibration photométrique est faite de la même manière que celle de *WR 110* décrite un peu plus haut. Des observa-

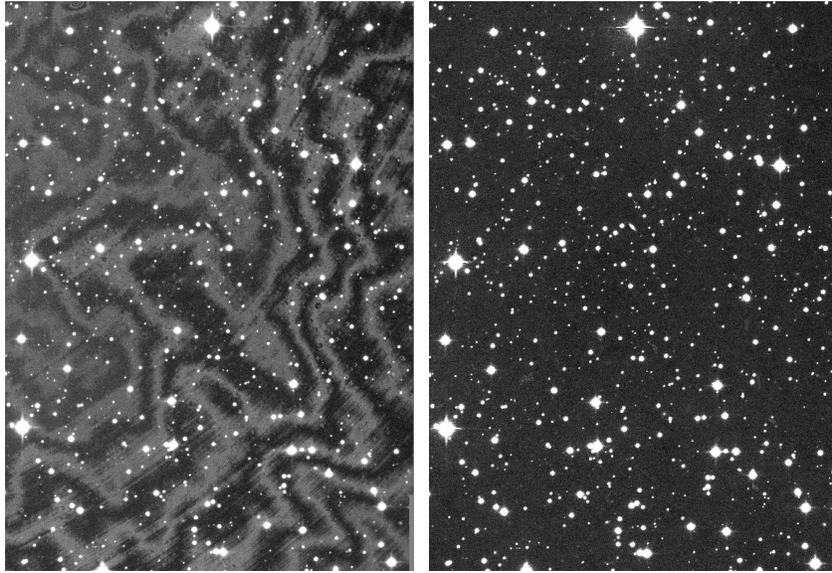


FIG. 4.5 – Panneau de gauche : image I pré-réduite d’une zone dans le champs de *PKS 0745-19 off*. Panneau de droite : image corrigée du *super flat* et de la figure d’interférence ne présentant plus aucun gradient de luminosité.

tions photométriques dans la bande R et i avaient été obtenues lors de la campagne d’observation de février 2003 au 3.6m de l’ESO lors du suivi spectroscopique de ce champ. Pour Geminga et *RX J0925.7-4758* nous ne disposons pas de champs standard fiables. La calibration est donc effectuée avec les sources GSC2.2 pour la bande R et celles du catalogue DENIS pour la bande I . Le système photométrique pour les données DENIS est celui de *Gunn i* ($0.82\mu\text{m}$) très comparable à celui de *Kron-Cousins*.

4.4 Photométrie H_α

A basses latitudes galactiques, les courbes $\log N(>S)$ - $\log S$ montrent que les sources galactiques dominent les comptages (Motch et al. 2002a, 2003). Les étoiles actives brillantes ($R \leq 17$) sont aisément identifiables sur la base de la coïncidence en position dans le cercle d’erreur à 90% des sources *XMM-Newton* ($r_{90}=2.5\text{-}4.5''$, Watson et al. 2002). A plus faible magnitude nous sommes confrontés à un problème de confusion puisque l’on peut avoir typiquement 3-4 contreparties optiques dans le rayon de confiance à magnitude $R \sim 22$. Les contreparties faibles attendues sont de jeunes étoiles M, des variables cataclysmiques, des systèmes Be/X ou même des étoiles T Tauri isolées. Les binaires accrétantes sont caractérisées par l’émission de la série de *Balmer* générée dans les régions externes du disque d’accrétion. Parmi ces raies, l’émission H_α est souvent la plus intense. Ces sources peuvent être reconnues grâce à leur émission H_α avec des largeurs équivalentes $\text{EW}(H_\alpha)$ entre 5 et 100 Å (Doyle et al. 1989; Wichmann, 1996).

4.4.1 Avantages de la photométrie H_α - $H_{\alpha off}$

Pour déterminer la largeur équivalente de la raie H_α à partir de la photométrie, il existe plusieurs possibilités. La plus courante consiste à déterminer l'indice de couleur H_α - r , où r est un filtre à bande large qui mesure le continu autour de la raie H_α . On peut aussi déterminer H_α - $H_{\alpha off}$ où $H_{\alpha off}$ a une bande beaucoup plus étroite. Nous allons ici comparer ces deux méthodes.

Les Figures 4.6 et 4.7 estiment grâce à la modélisation (1) l'impact du rougissement interstellaire sur H_α - r et (2) l'intérêt d'utiliser des filtres étroits pour $H_{\alpha off}$ à la place du filtre r . On utilise des spectres de la *Librairie électronique Jacobi Hunter Christian* (Jacoby et al. 1984) auxquels on a additionné de l'émission H_α variable avec une $FWHM = 20\text{\AA}$. Le spectre de la CV vient d'un *polar intermédiaire* (RX0028+59). Les spectres sont rougis jusqu'à $E(B-V)=3$ et convolués avec les courbes de transmission des filtres du télescope de 1.54m Danois de l'ESO représentatives des filtres effectivement utilisés. Ce sont les bandes g et r , H_α ($\lambda_c = 6562\text{\AA}$, $FWHM = 62\text{\AA}$) ainsi que le continu rouge $H_{\alpha off}$ ($\lambda_c = 6654\text{\AA}$, $FWHM = 61\text{\AA}$).

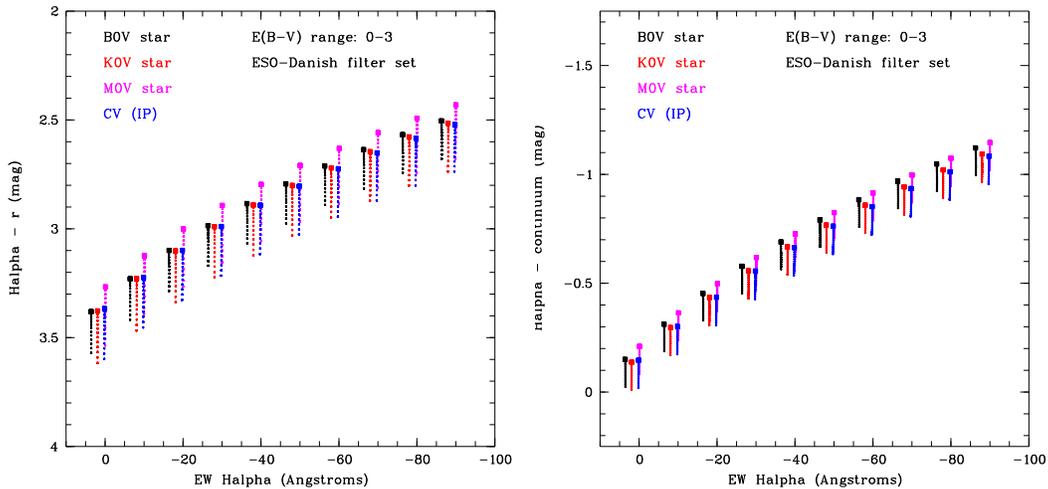


FIG. 4.6 – Comparaison entre H_α - r vs. H_α et H_α - $H_{\alpha off}$ vs. H_α pour différents types spectraux et rougissements.

La première Figure (Fig. 4.6) montre la relation entre la vraie largeur équivalente H_α et les indices photométriques H_α - r ou H_α - $H_{\alpha off}$ pour différents types spectraux et rougissements. Le plus gros symbole indique $E(B-V)=0$.

On peut voir immédiatement que le rougissement a un impact plus grand sur H_α - r que sur H_α - $H_{\alpha off}$. Ce n'est pas surprenant puisque la dispersion résultant d'une extinction variable est de $\sim 0.2 - 0.3$ sur un filtre à large bande tandis qu'elle est de ~ 0.12 sur le filtre à bande étroite envisagé ici. En pratique, cela signifie que les mesures H_α - r ne permettent pas de distinguer une étoile Be de $EW(H_\alpha) = 20 - 30\text{\AA}$ très

rougie d'une étoile M0V qui n'émet pas. Cette largeur équivalente limite descend à 10-15Å pour le filtre H_α - $H_{\alpha off}$. Les deux étoiles auraient le même $g-r$, mais seraient faciles à distinguer avec d'autres indices de couleur.

Le prix à payer pour cette amélioration relativement modeste est important en terme de temps de télescope puisqu'il faut passer autant de temps sur $H_{\alpha off}$ que sur H_α et le facteur limitant sera finalement la précision photométrique. C'est cependant la stratégie que nous avons adoptée pour les observations CFHT.

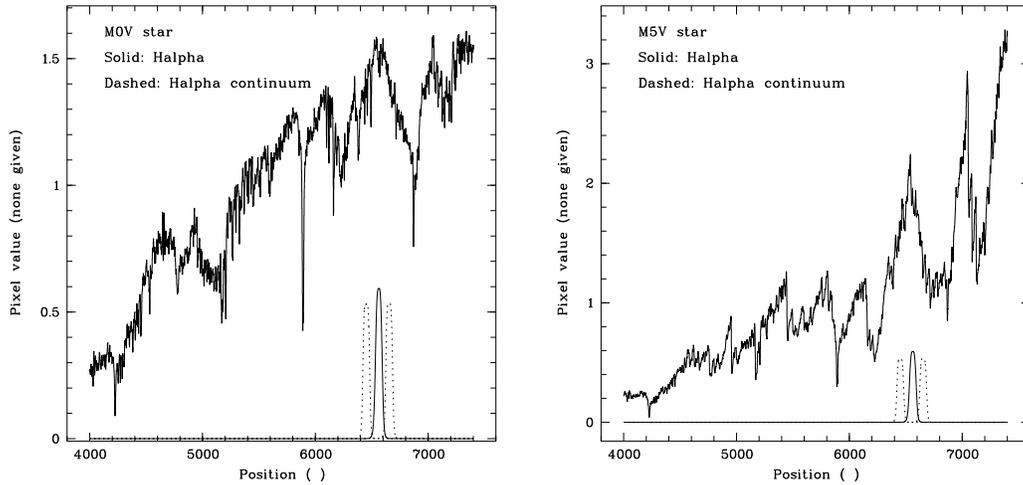


FIG. 4.7 – Spectres d'une étoile M0V (à gauche) et M5V (à droite).

Pour les étoiles plus tardives que M0V, un autre problème apparaît sous la forme des bandes de TiO qui “creusent” des deux côtés de la raie H_α , la faisant sembler plus importante. Cet effet est illustré sur les panneaux de la Figure 4.7. Dans le cas d'une étoile M5V, le pic de TiO est beaucoup plus prononcé et abrupte que celui d'une étoile plus précoce comme un type M0V. Une étoile M5V qui n'émet pas en H_α peut donc avoir le même indice photométrique qu'une étoile M0V émettrice H_α (un filtre large ou étroit ne fait aucune différence). Cependant, l'utilisation de divers indices de couleur peut dans une certaine mesure permettre de distinguer ces deux cas.

Il faut souligner ici que les largeurs équivalentes des contreparties optiques des sources *XMM-Newton* peuvent être très inférieures à 40-50Å. La Figure 4.8 montre un histogramme des 13 CVs identifiées par Motch et al. (1996) dans le *ROSAT Galactic Plane Survey*. Les *polars* mous ne sont pas présents sur ce graphique ; cet effet est négligeable pour *XMM-Newton*. La plupart de ces CVs ont des taux de comptage $PSPC \geq 0.1 \text{ cnt s}^{-1}$, sont des émetteurs durs et sont représentatives de ce que l'on s'attend à trouver à basses latitudes. La majorité d'entre elles ont une $EW(H_\alpha) \leq 40\text{Å}$.

Les 3 étoiles Me dans le champ de *G21.5-09* ont des $EW(H_\alpha) \leq 6\text{Å}$. Des valeurs similaires ont été trouvées lors des relevés *ROSAT* et *EMSS* (Fleming et al. 1988).

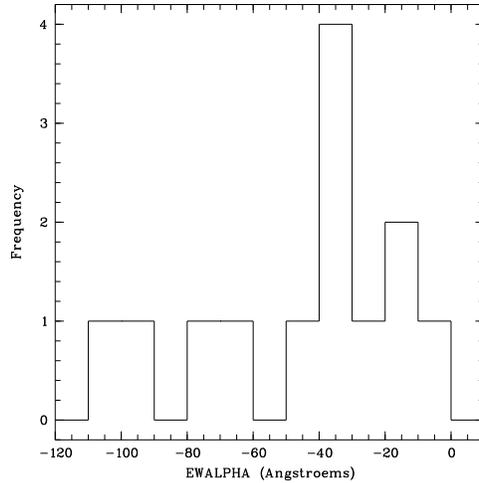


FIG. 4.8 – Distribution en largeur équivalente H_α des 13 CVs identifiées par Motch et al. (1996) dans le *ROSAT Galactic Plane Survey*.

La plupart des étoiles Be/X, connues avant *ROSAT* ou découvertes dans le *ROSAT Galactic Plane Survey*, ont des $EW(H_\alpha) \leq 30 \text{ \AA}$ avec $EW_{moyen}(H_\alpha) \sim 10 \text{ \AA}$.

Si on veut utiliser la photométrie H_α , il faut être certain que l'on peut détecter des largeurs équivalentes bien inférieures à 40 \AA et même dans la gamme des 10 \AA (avec une précision de quelques pour cent). Le rougissement et les bandes interstellaires compliquent quelque peu la situation, mais on peut s'en affranchir en utilisant divers indices de couleur. L'utilisation de filtres étroits peut aussi aider en présence d'absorption variable dans les champs étudiés.

Filtre	λ_c (Å)	FWHM (Å)	Trans. (%)
<i>CFHT (CFH12k)</i>			
$H_{\alpha off}$	6453	90	94
$H_{\alpha on}$	6584	76	96
<i>INT (WFC)</i>			
r'	6240	1347	88
H_α	6568	95	89
<i>ESO (WFI)</i>			
R	6517	1622	94
H_α	6588	74	91

TAB. 4.3 – Caractéristiques des filtres utilisés dans le cadre de nos observations.

Les observations des mosaïques ont donc été conçues de manière à passer $\sim 7\times$ plus de temps dans les bandes H_α et $H_{\alpha off}$ par rapport aux autres bandes larges pour pouvoir avoir la meilleure sensibilité possible sur les indices de couleur $H_\alpha - H_{\alpha off}$ ou $H_\alpha - R$.

4.4.2 Etude des émetteurs H_α

Suivant les observatoires, deux types de photométrie H_α ont été obtenus. Pour les données CFHT nous disposons de photométrie à travers des filtres interférentiels en H_α et $H_{\alpha off}$. A l'ESO et à l'INT de tels filtres n'existent pas et nous devons nous contenter de filtres large bande pour estimer le continu (Table 4.3). Pour les études photométriques avec des filtres interférentiels le lecteur pourra se référer à l'excellente revue de Jacoby et al. (1987). Dans les équations suivantes, on peut remplacer indifféremment la magnitude R par la magnitude $H_{\alpha off}$. Une précision concernant le calcul de la largeur équivalente $EW(H_\alpha)$, qui n'est pas le même dans les deux cas, sera apportée plus loin. Pour sélectionner les sources avec une émission H_α significative, on définit d'abord le rapport signal sur bruit, S/B , en terme du rapport de flux, F entre les bandes H_α et R suivant :

$$S/B = \frac{F - 1}{\Delta F} \quad (4.7)$$

$$F = \begin{cases} \frac{f_{H_\alpha}}{f_R} & \text{si } H_\alpha < R \text{ (émission } H_\alpha) \\ 1 & \text{si } H_\alpha = R \\ \frac{f_R}{f_{H_\alpha}} & \text{si } H_\alpha > R \text{ (absorption } H_\alpha) \end{cases} \quad (4.8)$$

où H_α et R sont les magnitudes dans les bandes H_α et R , f_{H_α} et f_R sont leurs flux. Dans l'équation 4.7, $F - 1$ caractérise l'intensité de l'émission ou de l'absorption H_α . On choisit $F - 1$ pour ajuster plus tard le niveau moyen $\frac{f_{H_\alpha}}{f_R}$ de la totalité des sources de l'échantillon (Eq.4.13); autrement dit, on choisit $\langle \frac{f_{H_\alpha}}{f_R} \rangle = 1$ pour avoir des magnitudes H_α et R identiques. Comme par définition $F \geq 1$, S/B est toujours positif ou nul. L'erreur sur F est une quantité ΔF toujours positive.

$$|H_\alpha - R| = 2.5 \log F \quad (4.9)$$

$$\Delta |H_\alpha - R| = \frac{2.5}{\ln 10} \frac{\Delta F}{F} \quad (4.10)$$

où $\Delta |H_\alpha - R| = \sqrt{(\Delta H_\alpha)^2 + (\Delta R)^2}$. En factorisant par F l'équation 4.7 et en introduisant les magnitudes, le signal sur bruit s'exprime suivant :

$$S/B = \frac{F(1 - \frac{1}{F})}{\Delta F} = (1 - 10^{-0.4|H_\alpha - R|}) \frac{F}{\Delta F} \quad (4.11)$$

$$= G \cdot \frac{|H_\alpha - R|}{\Delta |H_\alpha - R|} \quad (4.12)$$

où $G = \frac{2.5}{\ln 10} \cdot \frac{1-10^{-0.4|H_\alpha - R|}}{|H_\alpha - R|}$ est fonction de $|H_\alpha - R|$.

Les équations de Waller (1990) appliquées aux mesures du flux dans la raie H_α et dans le continu ont été utilisées pour déterminer le flux H_α et la largeur équivalente ($EW(H_\alpha)$). Pour les filtres H_α et $H_{\alpha off}$ du CFHT la détermination de la largeur équivalente est simple. On ajuste f_{H_α} par rapport à $f_{H_{\alpha off}}$ pour tenir compte des différences de calibration de manière à obtenir :

$$\langle (H_\alpha - H_{\alpha off}) \rangle = 0 \quad (4.13)$$

On a donc soustrait un facteur de correction (en termes de flux c'est un facteur multiplicatif) qui tient compte de la bande passante, des différences de transmission entre les deux filtres et éventuellement des conditions atmosphériques différentes lors des observations (voir Fig. 4.10, panneau de gauche). Finalement on obtient l'expression suivante :

$$EW(H_\alpha) = \frac{f_{H_\alpha} - f_{H_{\alpha off}}}{f_{H_{\alpha off}}} bw(H_\alpha) \quad (4.14)$$

Avec $bw(H_\alpha)$ largeur du filtre H_α . Du fait du facteur d'échelle appliqué à f_{H_α} la dépendance avec la largeur du filtre $H_{\alpha off}$ à disparu et on a $bw(H_\alpha) = bw(H_{\alpha off})$. En terme de magnitudes, on a donc :

$$EW(H_\alpha) = (10^{-0.4(H_\alpha - H_{\alpha off})} - 1) bw(H_\alpha) \quad (4.15)$$

Dans le cas des filtres R et H_α de l'ESO et de l'INT l'équation 4.14 devient plus compliquée à cause du filtre R large bande. En effet l'émission ou l'absorption de certaines raies contenues dans la bande passante du filtre contamine l'estimation du flux du continu. Cette équation devient alors :

$$EW(H_\alpha) = \frac{f_{H_\alpha} - f_R}{f_R - (f_{H_\alpha} bw(H_\alpha) / bw(R))} bw(H_\alpha) \quad (4.16)$$

avec $bw(R)$ largeur du filtre R . Soit, en magnitudes :

$$EW(H_\alpha) = \frac{bw(R) bw(H_\alpha) (1 - 10^{-0.4(R - H_\alpha)})}{bw(R) 10^{-0.4(R - H_\alpha)} - bw(H_\alpha)} \quad (4.17)$$

Après avoir défini le S/B et la largeur équivalente H_α en fonction de la magnitude, nous allons sélectionner les objets émetteur H_α possibles en utilisant les critères suivants :

$$H_\alpha - R \leq -0.1 \text{ ou } H_\alpha - H_{\alpha off} \leq -0.13 \quad (4.18)$$

$$S/B \geq 10 \text{ et } 5 \quad (4.19)$$

La Figure 4.9 montre les courbes de transmission composites des filtres R et H_α en prenant en compte l'efficacité quantique des CCDs ainsi que $H_\alpha - R$ en fonction

de la largeur équivalente de la raie $EW(H_\alpha)$ en supposant un continu stellaire plat. Le $H_\alpha - R$ de l'ESO donne des résultats pratiquement équivalents à ceux du CFHT.

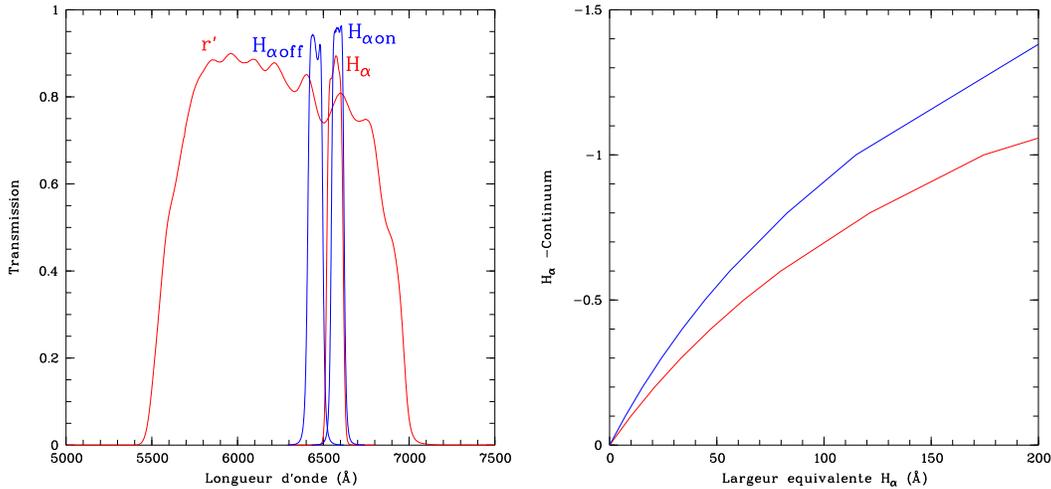


FIG. 4.9 – Panneau de gauche : courbes de transmission tenant compte de l’efficacité quantique des détecteurs pour les filtres WFC (rouge) et CFH12k (bleu). Panneau de droite : H_α -Continuum en fonction de la largeur équivalente (continu stellaire plat supposé).

Dans les relevés en rayons X mous, nous nous attendons à observer un nombre conséquent d’étoiles naines M actives (dMe). La plupart de ces étoiles ont des largeurs équivalentes $EW(H_\alpha)$ dans la gamme 1 – 10 Å (Mochnaki et al. 2002). D’après les simulations du §4.4.1 nous avons vu que la présence des bandes de TiO pour ces étoiles implique un indice $H_\alpha - R$ déjà négatif même sans émission. Ceci nous conduit à choisir un seuil de largeur équivalente déterminé photométriquement de 10 Å. Les valeurs limites présentées à l’équation 4.18 ont été calculées à partir des calibrations (Figure 4.9). Cette valeur permet donc de rejeter effectivement la plupart des étoiles M qui ne montrent pas d’émission H_α . Un seuil plus bas provoque une contamination des étoiles M dont la largeur équivalente calculée photométriquement est surestimée à cause de la présence des bandes de TiO. On notera que le critère pour $H_\alpha - R$ a été adapté dans le cas des filtres de l’ESO car la courbe de calibration $H_\alpha - R$ est quasiment identique à celle des observations CFHT en H_α - $H_{\alpha off}$ (Figure 4.9, critère $H_\alpha - R \leq -0.13$). On peut aussi remarquer que les filtres interférentiels permettent une meilleure sensibilité vis-à-vis de la largeur équivalente $EW(H_\alpha)$.

Le second critère (Eq. 4.19) permet de prendre en compte le bruit dans les mesures photométriques pour les étoiles faibles. Comme le facteur G est toujours plus petit que l’unité, S/B est toujours plus petit que $\frac{|H_\alpha - R|}{\Delta|H_\alpha - R|}$. L’utilisation du rapport signal sur bruit au lieu de $\frac{|H_\alpha - R|}{\Delta|H_\alpha - R|}$ permet de rendre la sélection plus restrictive.

Dans ce contexte, nous allons également nous intéresser aux binaires X comme les variables cataclysmiques. Ces objets sont de puissants émetteurs H_α avec une $EW(H_\alpha)$ souvent supérieure à quelques dizaines d'angströms (William 1983 ; Warner 1995 ; Szody et al. 2002, 2003, 2004, 2005). On produira un catalogue de candidats possible en définissant la valeur limite de H_α -Continuum=-0.3 correspondant à $\sim 30 \text{ \AA}$ pour discriminer davantage la sélection par rapport au nombre élevé d'étoiles dMe.

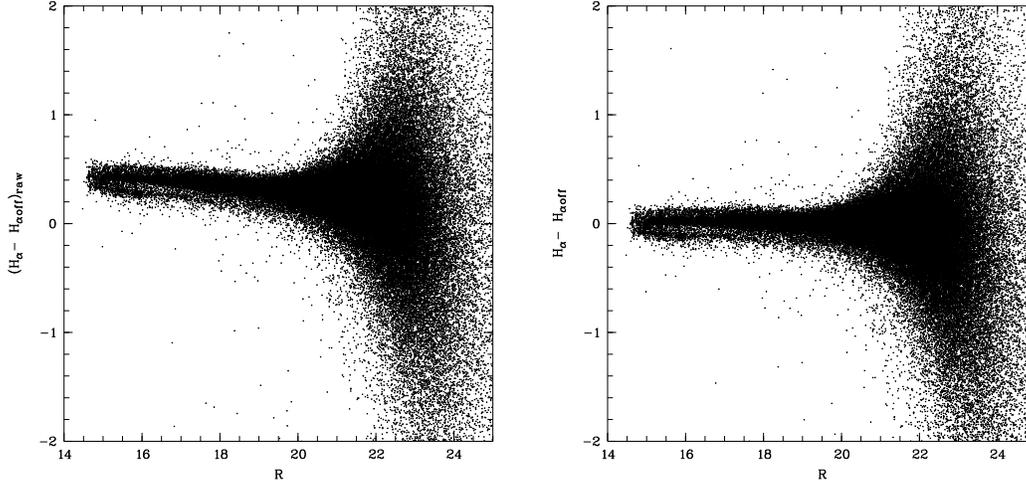


FIG. 4.10 – Diagrammes H_α - $H_{\alpha off}$ bruts et corrigés pour le champ *WR 110*.

Avant d'aller plus loin, nous devons d'abord calibrer le H_α -Continuum affecté d'un certain nombre d'effets indésirables. La Figure 4.10 montre la distribution des étoiles du champ *WR 110* dans le plan $(R, H_\alpha - H_{\alpha off})$. On peut remarquer que cette distribution n'est pas centrée sur zéro et possède également une inclinaison ; le premier effet est dû aux caractéristiques des filtres employés et aux conditions d'observation. L'inclinaison provient du fait que les filtres H_α et $H_{\alpha off}$, centrés respectivement à 6584 \AA et 6453 \AA , ne transmettent pas de la même manière quelque soit l'absorption sur la ligne de visée. Pour des magnitudes R élevées l'absorption interstellaire est plus importante puisque l'on sonde des étoiles plus distantes. Ainsi la partie bleue du spectre de ces objets subit cette absorption et sera d'autant plus affectée avec des étoiles plus faibles. La magnitude $H_{\alpha off}$ (du côté bleu par rapport à H_α) sera en moyenne plus élevée produisant ainsi un $H_\alpha - H_{\alpha off}$ moyen plus petit. Pour corriger de ces effets cumulés on choisit un modèle simple.

$$H_\alpha - H_{\alpha off} = \alpha \times R + \beta + (H_\alpha - H_{\alpha off})_{raw}$$

Il suffit ensuite de prendre deux intervalles de magnitudes suffisamment fins pour calculer $\langle H_\alpha - H_{\alpha off} \rangle$ et déterminer les paramètres α et β . On prend soin de choisir la taille des intervalles de magnitude de manière à avoir environ le même nombre d'étoiles pour chacun d'entre eux. Pour le champ *WR 110* avec $15.95 < R < 16.05$ et

$18.95 < R < 19.05$ on obtient $\alpha = 0.024$ et $\beta = -0.773$. Le panneau de droite de la Figure 4.10 montre la correction appliquée.

4.4.3 Erreur sur la position des sources X

Quelque soit l'origine des observations *XMM-Newton* (catalogue 1XMM ou retraitement des données) les sources X sont détectées avec le logiciel *SAS*. Chaque source X possède une erreur sur sa position qui dépend du nombre de coups effectif et de l'angle sous lequel elle est observée dans le champ de vue des caméras EPIC. L'erreur à 1σ sur la position est calculée suivant ces paramètres selon une formule empirique (cf. Chapitre 3) pour les données provenant du catalogue 1XMM ou directement de la *SAS* pour les données retraitées. Le rayon à 90% de confiance s'exprime en fonction de l'erreur à 1σ sur les positions X ($radec_err$) et de l'erreur systématique (err_{sys}) suivant :

$$r_{90} = 2.15 \times \sqrt{radec_err^2 + err_{sys}^2} \quad (4.20)$$

L'erreur systématique correspond à l'incertitude résiduelle sur l'attitude du satellite lors de l'observation et vaut environ $1.5''$. Si cette observation a pu être corrigée par la tâche *eposcorr* (procédure de calibration astrométrique à partir de la corrélation des sources X avec le catalogue USNO-A2) l'erreur systématique diminue et atteint $0.5''$.

4.4.4 Contreparties optiques

On recherche les contreparties optiques autour des positions X dans les catalogues optiques à l'intérieur d'un cercle d'erreur de rayon défini par :

$$R_{err} = f \times 2.15 \times \sqrt{radec_err^2 + err_{sys}^2 + r_{opt}^2} \approx f \times r_{90} \quad (4.21)$$

où r_{opt} est l'erreur (1σ) de plaque que l'on prend égale à $0.15''$ même si notre précision est bien meilleure ; la racine carrée de l'expression est l'erreur effective combinée de l'association. Ceci n'est autre qu'une réécriture de l'équation 4.20 pour prendre en compte l'erreur de plaque. Nous avons choisi $f = 2$ pour nos observations pour rechercher les candidats dans $\sim 2 \times r_{90}$. Ceci correspond donc finalement à un niveau de confiance de 4.3σ .

Pour chaque source *XMM-Newton*, on recherche les sources optiques à l'intérieur de ce rayon. S'il existe plusieurs contreparties possibles, on les classe par ordre d'importance (pour les suivis spectroscopiques ultérieurs) suivant leurs distances et l'indice de couleur H_α -Continuum. Ce processus permet de produire finalement un catalogue de toutes les contreparties optiques possibles jusqu'à la magnitude $R \sim 22 - 24$ (dépendant de l'instrument utilisé). Outre l'obtention des magnitudes B, R et I , ce catalogue sert de base pour trouver les émetteurs H_α .

4.4.5 Résultats

La photométrie des mosaïques des champs étudiés permet de produire :

1. un catalogue optique pour tous les objets (indépendamment du type d'objet, étoiles, candidates CV, AGN ou galaxies, déterminés par le suivi spectroscopique). Chaque entrée inclue le numéro de source X correspondant, RA , DEC , les positions X et Y dans l'image, les magnitudes B , R , I , H_α , $H_{\alpha off}$ et les erreurs associées ainsi que le rapport S/B de H_α -Continuum défini au §4.4 Eq. 4.19.
2. Une liste de sources d'émetteurs H_α (Annexe A) trouvés dans la mosaïque.
3. Une liste de contreparties optiques (Annexe B) pour chacune des observations *XMM-Newton* couverte par les mosaïques.

Les résultats concernant la photométrie large bande sont présentés en annexe où les magnitudes dans les bandes B , V , R et I sont indiquées pour chacune des identifications. La Figure 4.11 est illustrative de la manière dont les émetteurs H_α sont sélectionnés dans chaque champ.

Cet ensemble de données est une véritable mine de renseignements en ce qui concerne les objets particuliers et rares que sont certaines binaires X. Le Tableau 4.4 présente une liste d'émetteurs H_α qui, compte tenu de leur niveau d'émission H_α , pourraient être des variables cataclysmiques, des étoiles T Tauri ou des systèmes Be/X. Le seuil $H_\alpha - Continuum \leq -0.30$, correspondant à une largeur équivalente $EW(H_\alpha) > \sim 20\text{\AA}$ permet de sélectionner cette catégorie particulière d'objet. La coupure à $R = 15$ permet de ne pas prendre en compte les sources saturées pour lesquelles la mesure d'émission est faussée. Celle-ci favorise de plus les sources avec des rapports de flux f_x/f_{opt} élevés caractéristiques des binaires X.

On peut remarquer que cette sélection à permis de détecter trois objets intéressants : une variable cataclysmique dans le champ de *PKS 0745-19 off*, une étoile T Tauri isolée dans celui de Ridge 2 ainsi qu'une faible étoile Be/X dans *WR 110*. Cette dernière n'est pas présente dans les tableaux d'identification car elle ne rencontre pas nos critère ($S/B \sim 2$). On reviendra plus loin sur ces trois identifications. On voit également que cette liste possède un certain niveau de contamination dû à certaines étoiles Me très actives qui constituent 65% des identifications effectives.

La Figure 4.12 montre les images optiques des deux objets en question. Ils sont remarquablement plus brillants dans le filtre H_α . Les Tableaux de l'Annexe A montrent tous les émetteurs H_α trouvés dans les boîtes d'erreurs X pour chaque observation. Pour écourter la taille de ces tableaux, seules les sources avec un $S/B \geq 10$ sont répertoriées. Lors du suivi spectroscopique nous avons systématiquement analysé ces données pour toutes les sources avec $H_\alpha - Continuum < 0$ quelque soit le rapport S/B pour éviter au maximum de manquer les sources possiblement intéressantes.

# source	Type	RA (J2000)	Dec (J2000)	$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - H_{\alpha off}$	S/B
HT-Cas				$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - H_{\alpha off}$	
5		01 10 26.68	60 11 21.96	23.54(.517)	21.25(.124)	-1.37(.066)	11.79
GRB 010220				$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - H_{\alpha off}$	
1		02 35 51.30	61 44 30.43	21.06(.051)	19.35(.027)	-0.64(.034)	14.13
5		02 36 08.19	61 34 51.51	16.46(.033)	15.71(.018)	-0.35(.003)	92.30
16		02 37 30.54	61 47 03.66	21.43(.074)	20.49(.035)	-3.14(.099)	10.31
24		02 37 45.88	61 49 09.79	21.49(.055)	19.86(.029)	-1.11(.046)	14.88
19		02 37 48.52	61 37 15.88	17.33(.036)	15.99(.020)	-0.46(.002)	155.38
Geminga				$R(err)$	$I(err)$	$H_\alpha - R$	
80	M2Ve	06 33 51.08	17 38 25.51	16.92(.005)	15.62(.006)	-0.35(.012)	23.44
16	M4Ve	06 33 57.16	17 40 49.77	17.34(.006)	15.90(.007)	-0.39(.014)	22.73
83		06 34 07.77	17 42 35.47	18.70(.010)	17.13(.010)	-0.43(.027)	12.93
PKS 0745-19 off				$R(err)$	$I(err)$	$H_\alpha - R$	
15	G9Ve	07 47 22.49	-19 07 02.62	15.26(.007)	14.72(.005)	-0.83(.003)	178.64
4	CV	07 47 43.53	-18 56 53.47	20.78(.030)	20.43(.054)	-0.96(.044)	14.17
103		07 47 55.52	-19 06 47.78	15.20(.011)	14.88(.007)	-0.82(.003)	191.10
42		07 48 21.34	-19 15 10.38	15.50(.010)	15.12(.007)	-0.66(.004)	101.50
5	G9Ve	07 48 23.00	-19 09 37.76	15.41(.011)	13.84(.007)	-0.93(.004)	144.17
86		07 48 51.56	-19 07 46.06	15.57(.009)	15.13(.007)	-0.50(.004)	83.54
72		07 48 54.00	-18 56 29.82	15.83(.009)	15.42(.007)	-0.44(.004)	78.55
18	K4Ve	07 48 55.28	-18 58 22.17	16.05(.007)	15.50(.006)	-0.36(.005)	59.75
RX J0925.7-4758				$R(err)$	$I(err)$	$H_\alpha - R$	
159		09 24 32.81	-47 59 16.16	18.85(.023)	16.34(.008)	-0.39(.025)	13.03
112	M3Ve	09 24 46.54	-47 56 15.24	18.21(.010)	16.58(.008)	-0.36(.020)	15.09
166		09 25 00.45	-48 04 43.17	17.30(.010)	15.66(.008)	-0.30(.012)	21.32
144		09 25 07.77	-48 10 18.70	15.45(.006)	14.29(.008)	-0.35(.005)	55.10
154		09 25 12.40	-48 08 31.92	18.02(.007)	17.28(.008)	-0.35(.017)	16.68
87		09 25 18.12	-47 47 27.17	18.95(.016)	16.93(.008)	-0.52(.026)	15.84
11		09 25 49.92	-48 01 50.15	17.00(.011)	15.36(.008)	-0.31(.009)	27.26
72	M5Ve	09 25 56.22	-48 09 32.88	17.37(.013)	15.56(.008)	-0.36(.011)	26.34
10		09 26 20.67	-48 03 30.42	15.11(.006)	14.20(.008)	-0.42(.004)	81.97
Ridge 3				$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - R$	
19	A0	18 26 58.33	-11 32 56.74	16.85(.008)	15.81(.010)	-1.20(.001)	574.34
12	M5Ve	18 27 34.34	-11 23 03.98	21.70(.048)	18.80(.021)	-0.54(.021)	19.59
1	M5Ve	18 27 40.42	-11 39 52.55	19.21(.013)	16.97(.013)	-0.89(.004)	145.64
G21.5-09				$R(err)$	$I(err)$	$H_\alpha - R$	
27	M2Ve	18 32 23.08	-10 43 49.22	21.68(.040)	19.30(.021)	-0.52(.025)	16.23
40	M4Ve	18 32 28.17	-10 27 09.28	22.02(.049)	19.14(.020)	-0.54(.021)	20.29
37		18 32 39.21	-10 31 25.51	17.91(.022)	15.07(.013)	-0.43(.001)	223.45
29		18 32 41.19	-10 39 46.33	20.85(.035)	16.49(.019)	-0.42(.003)	94.75
56		18 33 21.31	-10 30 08.90	16.15(.011)	14.46(.008)	-0.30(.001)	215.61
15	M3Ve	18 33 37.84	-10 42 11.12	17.39(.012)	15.27(.009)	-0.48(.001)	328.06
Ridge 2				$R(err)$	$I(err)$	$H_\alpha - H_{\alpha off}$	
15	K7Ve T Tauri	18 44 01.16	00 54 55.63	16.57(.028)	15.08(.016)	-0.32(.004)	67.63
Ridge 1				$R(err)$	$I(err)$	$H_\alpha - H_{\alpha off}$	
65		18 52 10.07	00 12 07.56	18.64(.136)	16.05(.074)	-0.80(.016)	34.66
Z And				$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - R$	
10	M4Ve	23 33 15.99	48 46 50.68	19.12(.012)	16.77(.011)	-0.55(.004)	91.79
64		23 33 24.96	48 58 05.01	19.19(.011)	16.98(.010)	-0.41(.006)	51.24
65		23 34 22.58	48 45 23.44	16.29(.005)	15.88(.006)	-2.39(.000)	1035.8
87		23 34 43.83	48 41 07.08	19.29(.012)	17.01(.011)	-0.76(.005)	102.86
7	M4Ve	23 35 00.48	48 46 00.79	17.12(.006)	15.41(.007)	-0.83(.001)	402.12

TAB. 4.4 – Emetteurs H_α candidats binaires accrétantes avec $R \geq 15$, $H_\alpha - \text{Continuum} \leq -0.30$ et $S/B \geq 10$.

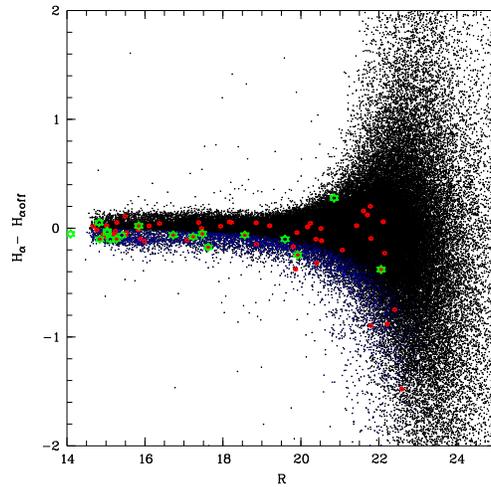


FIG. 4.11 – Diagrammes H_{α} - $H_{\alpha,off}$ pour le champs *WR 110*. Les sources rouges indiquent toutes les sources optiques situées à l'intérieur du rayon de confiance à 90% tandis que les vertes représentent les sources effectivement identifiées. La partie bleue représente les émetteurs H_{α} avec un $S/B \geq 5$.

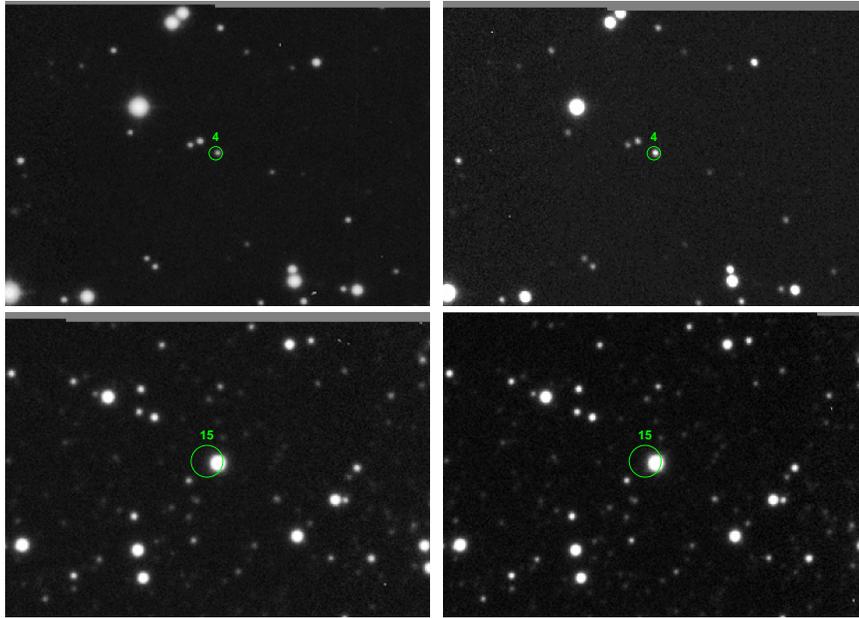


FIG. 4.12 – En haut : images R (à gauche) et H_{α} (à droite) de la variable cataclysmique dans le champs de *PKS 0745-19 off* (champ de $1' \times 1'$). En bas : images $H_{\alpha,off}$ (à gauche) et H_{α} (à droite) de l'étoile T Tauri découverte dans le champs de *Ridge 2* (champ de $45'' \times 45''$). Les cercles d'erreur à 90% de confiance sont représentés en vert.

4.5 Conclusion

La Table 4.5 présente les statistiques globales des émetteurs H_α dans les cercles d'erreurs X . Comme on peut le remarquer, le nombre total d'émetteurs H_α à l'intérieur des cercles d'erreur X dépend sensiblement du rapport S/B choisit. Le nombre de sources X présentant au moins une source émettrice H_α ($N_X \geq 1$, col. 4) est très important puisqu'il qualifie les propriétés (du moins au sens statistique) des sources X pour lesquelles un candidat émetteur se présente dans le cercle d'erreur. En effet, pour un $S/B \geq 10$, la probabilité de trouver au moins un émetteurs H_α dans la boîte d'erreur X est très faible ($p \leq 0.03$, voir Table 4.5). Donc s'il existe au moins une source H_α (à fortiori plusieurs) dans un cercle d'erreur, on peut supposer que la source X est identifiée avec l'émetteur H_α en question. Pour $S/B \geq 5$ la probabilité devient plus critique avec $p \leq 0.06$. Nous nous intéresserons donc aux résultats de ces deux rapports. Pour chacun d'entres eux on trouve deux listes correspondant respectivement au nombre de sources avec $R \geq 15$ et sans limite de magnitude pour prévenir tout effet relatif à la saturation numérique ou électronique des détecteurs. L'efficacité indique la proportion de sources X déclarée émetteur H_α par rapport aux sources effectivement identifiées spectroscopiquement et présentant une émission H_α .

TAB. 4.5 – Statistique globale des émetteurs H_α dans les champs étudiés.

Champ	sources X	p(%) $S/B \geq 10$	émetteurs H_α		$N_X \geq 1$		efficacité	
			$S/B \geq 10$	$S/B \geq 5$	$S/B \geq 10$	$S/B \geq 5$	$S/B \geq 10$	$S/B \geq 5$
HT-Cas	22	1.6	8 (12)	21 (24)	4 (6)	11 (12)	100%	100%
GRB 010220	22	2.9	17 (21)	23 (27)	10 (11)	12 (13)	100%	100%
Geminga	85	0.8	8 (19)	32 (43)	8 (19)	25 (36)	100%	100%
PKS 0745-19 off	83	1.4	12 (21)	11 (21)	11 (21)	11 (21)	89%	100%
RX J0925.7-4758	50	0.3	13 (23)	14 (24)	13 (23)	14 (24)	80%	80%
WR 110	67	0.6	2 (2)	14 (14)	2 (2)	8 (8)	20%	60%
Ridge 3	22	1.4	7 (7)	10 (12)	7 (7)	8 (10)	80%	80%
Ridge 4	20	3.0	2 (2)	8 (11)	2 (2)	7 (10)	100%	100%
G21.5-09	42	1.1	8 (10)	11 (13)	8 (10)	11 (13)	60%	60%
Ridge 2	50	0.2	3 (3)	7 (7)	3 (3)	6 (6)	71%	86%
Ridge 1	38	1.8	4 (4)	15 (15)	4 (4)	10 (10)	-	-
Z And	60	0.4	6 (13)	7 (13)	6 (13)	7 (13)	67%	67%
Total	561	1.3	90 (137)	173 (224)	78 (168)	130 (176)	70%	85%
H_α /Total					13.9%	23.2%		

La magnitude limite d'identification spectroscopique n'est pas prise en compte dans ce Tableau, cet effet de sélection est discuté en conclusion. En outre la sélection des émetteurs H_α est basé sur des critères assez larges (§4.4). La première colonne indique le nombre total de sources X dans l'observation considérée. La deuxième colonne indique la probabilité de trouver au hasard un émetteur H_α dans les cercles d'erreurs X . La troisième colonne indique le nombre d'émetteurs H_α qui représente le nombre total d'émetteurs H_α à l'intérieur des cercles d'erreur X . La quatrième colonne indique le nombre de sources X ayant au moins un émetteur H_α à l'intérieur du cercle d'erreur, et la dernière colonne indique l'efficacité des mesures. Pour les colonnes 2 et 3, les chiffres entre parenthèses font références au nombre total de sources. Les chiffres hors parenthèses indique le nombre de sources pour $R \geq 15$.

On peut remarquer que l'efficacité de la photométrie H_α est très importante puisqu'elle permet d'identifier à elle seule entre 70% et 85% des sources X présentant une réelle émission. Ce travail est donc un préliminaire très important avant toute identification spectroscopique pour éviter la prise supplémentaire de spectres et finalement gagner un temps non négligeable lors des observations au télescope. Un résultat important est celui du nombre moyen de sources X qui émettent en H_α . Ce-

pendant il faut garder à l'esprit que la recherche des candidats optiques s'est effectuée dans un rayon de confiance relativement large et que ce nombre varie avec le rapport S/B considéré. En prenant en compte les effets de complétude sur les identifications optiques (c'est-à-dire la magnitude limite à laquelle on peut identifier spectroscopiquement les sources X), on trouve que 10.5% à 19.6% des sources X (correspondant respectivement à $S/B \geq 10$ et $S/B \geq 5$) sont identifiées avec des émetteur H_α selon nos critères. A partir de ce constat on peut en déduire que **10 à 20% des sources X de cet échantillon possèdent effectivement une réelle émission H_α .**

Cette population de sources X doit représenter à priori une certaine catégorie de la population stellaire galactique. En effet toutes les observations présentées ici se situent à basses latitudes ($b \leq 12^\circ$) galactiques. L'absorption interstellaire fait complètement écran aux sources extragalactiques ne laissant apparaître finalement que les sources d'origine stellaire et relativement brillantes. Pour analyser plus en détail la composition en terme de type spectral de ces sources, la Table 4.6 montre les émetteurs H_α effectivement identifiés et confirmés spectroscopiquement. Dans cette table, on peut voir que la proportion de sources X qui sont des émetteurs H_α est effectivement comparable à la statistique d'identification spectroscopique dans les champs de *WR 110* et *PKS 0745-19 off* (*WR 110* : 1 ident. vs. 2 émetteurs H_α , et *PKS 0745-19 off* : 8 ident. vs. 8 émetteurs H_α , confère Table 4.6 avec $S/B \geq 10$). Il serait sans doute possible de durcir un peu les critères de sélection des émetteurs H_α pour que ceux-ci correspondent parfaitement, mais les résultats sont tout à fait cohérents.

Dans le Tableau 4.6 on voit que la grande majorité des sources X montrant une émission H_α et identifiées spectroscopiquement est clairement associée à des étoiles dMe actives. L'efficacité limitée de la technique de la photométrie H_α dans ce cas est aussi caractéristique d'une certaine variabilité de ces étoiles. Les étoiles dM, par exemple, sont particulièrement sujettes aux *flare* stellaires (Marino et al. 1998). En effet, certaines sources X ont été identifiées spectroscopiquement alors que la photométrie H_α n'a révélé aucune émission particulière. Leur nombre conséquent trouvé dans l'échantillon des binaires accrétantes possibles, va lui aussi dans ce sens puisque la largeur équivalente H_α observée est remarquable pour ce type d'étoiles.

En conclusion, l'efficacité de la photométrie H_α permet de guider le travail à effectuer au télescope lors des identifications spectroscopiques en fixant les priorités sur les sources à analyser. Ce travail montre que **$\sim 15\%$ des sources X identifiées à basses latitudes galactiques le sont avec des étoiles dMe actives.** Sans empiéter sur la suite de la thèse on verra que c'est une conclusion importante quant aux prédictions des *modèles de population stellaire en rayons X* présentés plus loin, en totale adéquation avec ces observations. De plus dans le plan galactique on identifie $\sim 50\%$ des sources X avec des étoiles (Chapitre 5). Toutes les sources X émetteurs H_α présentées ici seront identifiées (limite de complétude) et compterons finalement pour **$\sim 30\%$ de la population stellaire identifiée.** Les étoiles dMe représentent la quasi totalité de cette population d'émetteurs H_α .

Source X	Type	RA (J2000)	Dec (J2000)				S/B
CFHT HT-Cas				$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - H_{\alpha off}$	
29	M4Ve	01 10 02.28	60 11 07.82	20.62(.029)	17.08(.009)	-0.22(.007)	27.13
5	M4Ve	01 10 25.02	60 11 19.42	23.44(.080)	19.13(.022)	-0.54(.019)	21.83
2	M1Ve	01 10 27.68	60 00 39.00	16.49(.032)	14.59(.011)	-0.37(.002)	146.96
CFHT GRB 010220				$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - H_{\alpha off}$	
9	M0Ve	02 35 23.13	61 49 50.74	17.36(.043)	15.81(.023)	-0.22(.006)	32.85
9	M0Ve	02 35 23.30	61 49 50.82	17.73(.044)	16.14(.023)	-0.22(.006)	28.62
18	M1Ve	02 36 11.64	61 40 49.47	17.53(.035)	16.24(.019)	-0.14(.005)	24.10
27	M0Ve	02 36 38.82	61 39 49.00	17.06(.032)	15.92(.018)	-0.19(.004)	41.90
ESO Geminga				$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - R$	
80	M2Ve	06 33 51.08	17 38 25.51	19.02(.020)	16.92(.005)	-0.35(.012)	23.44
16	M4Ve	06 33 57.16	17 40 49.77	19.36(.019)	17.34(.006)	-0.39(.014)	22.73
2	M4Ve	06 34 06.71	17 59 45.00	16.37(.017)	14.49(.002)	-1.11(.003)	235.71
ESO PKS 0745				$R(err)$	$I(err)$	$H_\alpha - R$	
15	G9Ve	07 47 22.49	-19 07 02.62	15.26(.007)	14.72(.005)	-0.83(.003)	178.64
4	CV	07 47 43.53	-18 56 53.47	20.78(.030)	20.43(.054)	-0.96(.044)	14.17
2	G9Ve	07 48 18.62	-19 17 31.55	14.80(.009)	14.36(.006)	-1.04(.002)	244.69
43	Me	07 48 22.05	-19 02 53.49	16.60(.011)	16.24(.009)	-0.10(.009)	9.55
5	G9Ve	07 48 23.00	-19 09 37.76	15.41(.011)	13.84(.007)	-0.93(.004)	144.17
18	K4Ve	07 48 55.28	-18 58 22.17	16.05(.007)	15.50(.006)	-0.36(.005)	59.75
1	M4Ve	07 48 57.45	-19 06 32.99	14.66(.004)	13.85(.004)	-1.08(.003)	182.69
17	G9Ve	07 49 01.18	-18 58 27.80	14.71(.008)	14.20(.005)	-0.96(.002)	240.76
29	M5Ve	07 49 05.23	-19 00 34.74	17.19(.011)	15.68(.007)	-0.27(.010)	23.44
ESO RX J0925				$R(err)$	$I(err)$	$H_\alpha - R$	
112	M3Ve	09 24 46.54	-47 56 15.24	18.21(.010)	16.58(.008)	-0.36(.020)	15.09
68	M0Ve	09 24 48.25	-47 49 26.47	16.96(.006)	15.75(.008)	-0.28(.011)	20.86
87	M2Ve	09 25 18.19	-47 47 23.37	21.59(.030)	19.39(.009)	-0.64(.104)	4.61
2	K4Ve	09 25 27.39	-47 47 54.44	14.95(.006)	13.94(.008)	-0.50(.004)	94.52
72	M5Ve	09 25 56.22	-48 09 32.88	17.37(.013)	15.56(.008)	-0.36(.011)	26.34
CFHT WR 110				$R(err)$	$I(err)$	$H_\alpha - H_{\alpha off}$	
21	M3Ve	18 07 38.55	-19 32 14.65	19.59(.017)	18.13(.013)	-0.10(.018)	5.36
37	M5Ve	18 07 39.28	-19 23 48.20	19.92(.023)	17.84(.014)	-0.25(.024)	8.87
19	M3Ve	18 08 14.51	-19 26 58.90	17.62(.013)	16.04(.011)	-0.17(.006)	24.12
INT Ridge 3				$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - R$	
19	A0	18 26 58.33	-11 32 56.74	16.85(.008)	15.81(.010)	-1.20(.001)	574.34
4	?	18 27 03.78	-11 37 12.98	18.75(.014)	16.17(.014)	-0.16(.003)	45.08
11	M6Ve	18 27 14.73	-11 18 11.48	22.33(.087)	19.43(.033)	-0.22(.049)	4.05
12	M5Ve	18 27 34.34	-11 23 03.98	21.70(.048)	18.80(.021)	-0.54(.021)	19.59
1	M5Ve	18 27 40.42	-11 39 52.55	19.21(.013)	16.97(.013)	-0.89(.004)	145.64
INT Ridge 4				$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - R$	
1	?	18 28 45.47	-11 17 10.77	14.13(.018)	13.06(.007)	-0.82(.000)	1745.6
INT G21				$R(err)$	$I(err)$	$H_\alpha - R$	
27	M2Ve	18 32 23.08	-10 43 49.22	21.68(.040)	19.30(.021)	-0.52(.025)	16.23
40	M4Ve	18 32 28.17	-10 27 09.28	22.02(.049)	19.14(.020)	-0.54(.021)	20.29
15	M3Ve	18 33 37.84	-10 42 11.12	17.39(.012)	15.27(.009)	-0.48(.001)	328.06
CFHT Ridge 2				$R(err)$	$I(err)$	$H_\alpha - H_{\alpha off}$	
52	M5Ve	18 43 51.89	00 48 57.24	18.11(.036)	16.14(.019)	-0.10(.007)	12.01
15	M TTau	18 44 01.16	00 54 55.63	16.57(.028)	15.08(.016)	-0.32(.004)	67.63
14	M0Ve	18 44 09.84	00 47 35.47	16.83(.029)	15.24(.017)	-0.02(.003)	5.64
19	M2Ve	18 44 29.81	01 05 47.07	17.54(.030)	15.88(.017)	-0.09(.005)	16.35
3	M5Ve	18 44 44.46	00 51 23.40	17.00(.031)	15.27(.018)	-0.09(.003)	22.76
29	M2Ve	18 44 50.84	00 52 42.40	17.58(.034)	15.72(.018)	-0.08(.004)	15.44
INT Z And				$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - R$	
10	M4Ve	23 33 15.99	48 46 50.68	19.12(.012)	16.77(.011)	-0.55(.004)	91.79
7	M4Ve	23 35 00.48	48 46 00.79	17.12(.006)	15.41(.007)	-0.83(.001)	402.12

TAB. 4.6 – Emetteurs H_α effectivement identifiés dans les champs considérés avec un $S/B \geq 4$.

Chapitre 5

ETUDE DE LA POPULATION DE SOURCES X DU PLAN GALACTIQUE

5.1 Introduction

Dans ce chapitre nous allons décrire le processus d'identification des sources X avec les sources optiques. Nous aborderons d'abord la stratégie d'identification adoptée. Dans un deuxième temps, les procédures de réductions et d'ajustements des spectres optiques seront discutées. Enfin les résultats sur les identifications stellaires seront présentés dans une dernière partie et seront placés dans le contexte des populations stellaire de la Galaxie.

5.2 Identifications optiques

5.2.1 Stratégie d'identification

Dans le plan galactique, l'encombrement optique est tel que l'identification des sources *XMM-Newton* devient très difficile. Même si la tâche *eposcorr* (§2.2.2) peut corriger les erreurs résiduelles d'attitude du satellite, la densité stellaire de certaines régions (notamment à basses latitudes galactiques) fait qu'en pratique cette correction ne peut pas être appliquée. En effet, le nombre trop important de sources optiques empêche toute corrélation fiable. C'est le cas de quelques champs pour lesquels nous sommes obligé de nous contenter des positions brutes correspondant à un rayon à 90% de confiance de 4 à 5". Les positions corrigées par *eposcorr* ont un rayon de confiance à 90% d'environ 3".

Cependant, dans environ 30% des cas (pour $b \sim 0^\circ$), la boîte d'erreur X ainsi définie contient une source optique relativement brillante. Ceci est consistant avec le fait que les précédentes observations du satellite ROSAT avaient mis en évidence que la majorité des sources X molles galactiques étaient des étoiles actives. Il y a bien sûr une magnitude limite à laquelle un objet relativement faible dans le cercle d'erreur a une forte probabilité de s'y trouver par simple coïncidence. La probabilité de trouver

n étoiles plus brillantes que m_v dans une surface ΔS est donnée par la loi de Poisson (approximation de la loi binomiale pour un ΔS petit) selon :

$$p_n(\Delta S) = \frac{(\sigma \Delta S)^n}{n!} \exp^{-\sigma \Delta S}$$

où σ est la densité moyenne d'évènements, c'est-à-dire le nombre moyen d'étoiles plus brillantes que m_v par unité de surface. La probabilité de trouver par hasard une étoile plus brillante que m_v dans le cercle d'erreur d'une source X vaut donc :

$$p_{spurious}(\Delta S) = \sigma \Delta S \exp^{-\sigma \Delta S}$$

La probabilité pour que l'étoile soit effectivement la contrepartie optique recherchée est :

$$p_{ident}(\Delta S) = 1 - p_{spurious}(\Delta S)$$

Nous pouvons estimer cette magnitude limite en accumulant les courbes $\log N(>S)$ - $\log S$ des sources optiques présentes dans le champ de vue des caméras EPIC en utilisant soit nos images grand champ, soit les entrées des catalogues USNO-A2, USNO-B1 ou GSC2.2. La combinaison des couleurs intrinsèques des étoiles, de l'absorption interstellaire et de la sensibilité du détecteur nous donne une meilleure sensibilité dans la bande R .

A partir de ces simples constatations nous décidons d'identifier une source X comme étoile active quand sa probabilité de se trouver par chance dans le cercle d'erreur à 90% de confiance vaut au pire 5%. Dans la plupart des cas nous avons cependant pu obtenir la spectroscopie optique de ces candidates pour lesquelles un type spectral a pu être dérivé. Dans quelques cas nous avons rejeté des contreparties possibles sur la base de l'absorption interstellaire extrême totalement incompatible avec un spectre X mou. Malheureusement, le flux relativement faible de ces étoiles dans le proche UV, la faible résolution spectrale et le continu photosphérique important ne nous permettent pas de détecter les raies de Ca II H&K ou même les raies d'émission de *Balmer* pour la vaste majorité des contreparties. Cette situation diffère de celle rencontrée avec le *ROSAT All-Sky Survey* (Motch et al. 1997) où les distances réduites des sources coronales combinées avec une faible absorption interstellaire permettait une claire détection et même une mesure de l'intensité de réémission au cœur des raies de Ca II H&K, signature d'une émission chromosphérique.

Ce niveau de 5% de probabilité est le meilleur compromis entre la nécessité de ne pas trop perdre de réelles identifications en restreignant trop la taille des cercles d'erreurs X et de garder aussi bas que possible le nombre de fausses associations dues à des coïncidences en position. Pratiquement, avec environ ~ 60 sources par champ, nous manquons 6 contreparties optiques parmi lesquelles 3 seront des étoiles actives en moyenne (à basses latitudes on identifie $\sim 50\%$ des sources X avec des étoiles).

Champ	eposcorr appliqué	R ₉₀ (arcsec)	R _{lim} (5%)	R _{lim} (1%)
RX J0002+6246	non	6.90	15.04	13.31
HT Cas	non	6.68	16.11	14.10
PSR J0117+5914	non	6.44	15.77	13.12
GRB 010220	oui	3.03	> 18.5	16.12
Saturn	non	6.60	16.27	14.01
Geminga	non	5.94	16.35	13.50
PSR 0656+14	non	6.05	16.44	13.78
PKS 0745-19 off	oui	2.70	> 18.5	15.42
GRB 001025	oui	2.88	> 20	> 18.5
RX J0925.7-4758	oui	2.68	18.10	17.46
GRO J1655-40	oui	4.65	16.02	14.19
GC 2	oui	2.98	17.66	15.02
WR 110	oui	3.15	17.41	14.89
Ridge 3	oui	3.09	17.43	15.18
Ridge 4	non	4.49	16.62	14.87
G21.5-09 (rev 60)	oui	3.24	17.86	15.80
Ridge 2	oui	4.88	17.98	16.37
Ridge 1	oui	4.97	15.79	13.93
AXJ2019+112	non	6.07	16.76	13.42
PSRJ2043+2740	oui	5.78	15.01	13.25
SS Cyg	oui	3.77	17.56	15.04
3C436	oui	3.82	> 18.5	16.06
AR Lacertae	non	6.33	15.30	13.05
3C449	non	6.07	16.87	< 13.0
LHB-3	oui	4.42	17.84	14.99
Z And	oui	2.70	> 18.5	16.98

TAB. 5.1 – Rayon à 90% moyen pour toutes les sources de chacune des observations avec un maximum de vraisemblance supérieur à 8. La magnitude la plus faible pour les identifications par coïncidence en position est donnée pour des niveaux de contamination de 5% et 1%.

Cependant, dans bien des cas cet argument statistique ne tient pas et nous devons obtenir des spectres optiques de typiquement, 3 à 4 candidats plus brillants que la magnitude $R \sim 22$ avant de trouver une identification possible. A la sensibilité de notre relevé, les contreparties stellaires plus faibles que $R \sim 16 - 17$ sont principalement des étoiles K-M. L'émission chromosphérique H_α est détectée pour la grande majorité des étoiles M actives et pour une fraction des étoiles K (Chapitre 4). Les variables cataclysmiques et les étoiles binaires Be/X sont des émetteurs H_α . L'imagerie H_α et H_α *continuum* combinée avec l'information provenant de la photométrie large bande peut être utilisée très efficacement de manière à appliquer des priorités sur les candidats optiques pour la spectroscopie (Hérent et al. 2003).

Pour les champs à basses latitudes, nous avons écarté les sources X présentant des rapports de dureté consistant avec ceux attendus pour des AGN d'arrière plan absorbés. Cette sélection est très efficace dans les directions où l'absorption est importante et

laisse une large plage possible pour le N_H des objets galactiques.

L'absorption galactique totale est constituée de deux composantes bien distinctes ; la phase ionisée tiède du milieu interstellaire représentée par la quantité de H_2 et la phase froide constituée par l'hydrogène moléculaire. On peut déterminer l'absorption galactique totale à partir de deux méthodes indépendantes : l'extinction dérivée de l'émission infrarouge lointaine de Schlegel et al. (1998) et les cartes HI (Fig. 5.2) de Dickey et Lockman (1990). Les cartes haute résolution en CO de Dame et al. (2001) permettent de tracer l'émission H_2 (Fig. 5.1). Le N_H total est ensuite calculé suivant :

$$N_H = N_{HI} + 2 \times N_{H_2} \text{ avec } N_{H_2} = 2.7 \cdot 10^{20} \times T_{CO}$$



FIG. 5.1 – Carte CO haute résolution de Dame et al. (2001).

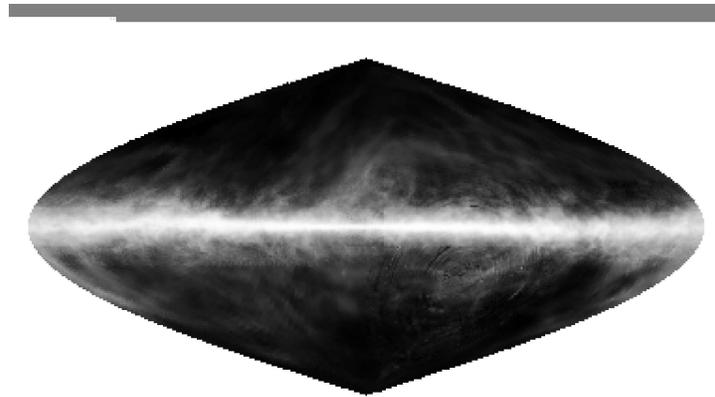


FIG. 5.2 – Carte HI de Dickey & Lockman (1990).

5.3 Procédure de réduction des spectres optiques

Toutes les images obtenues à l'ESO et à l'OHP ont été corrigées du *bias* et du *flat-field* en utilisant des procédures standard *MIDAS*¹. Le *flat-field* diffère de celui calculé pour l'imagerie en ce sens qu'il faut le normaliser de manière à faire disparaître les variations d'intensité à grande échelle. Pour cela on utilise la commande *normalize/flat* qui le divise par sa forme moyenne, obtenue en ajustant un polynôme le long de la direction de l'axe de dispersion.

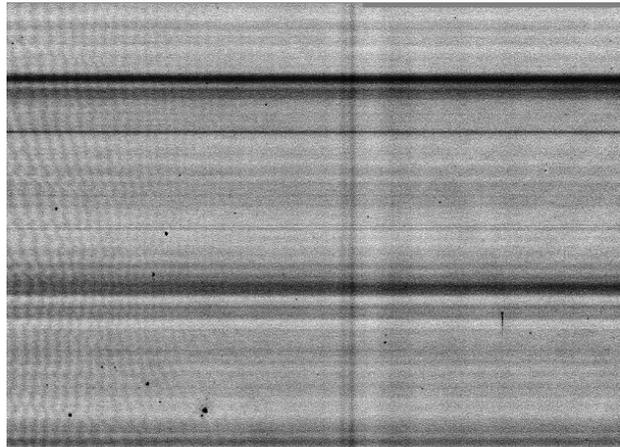


FIG. 5.3 – *Flat-field* final dont les variations d'intensité à grande échelle ont été supprimées.

La figure 5.3 présente un des *flat-field* utilisé pour la réduction de spectres optiques de l'OHP. Cette technique permet de supprimer la dynamique trop importante lorsque l'on veut extraire des spectres peu lumineux. Des lampes à Hélium ou à Argon permettent de dériver les calibrations en longueur d'onde. La figure 5.4 montre une de ces calibrations effectuée à l'OHP avec le spectrographe CARELEC.

On peut remarquer que l'identification de seulement deux raies aboutit, après corrélation de dizaines d'autres, à une précision sur la longueur d'onde de 0.176\AA rms. Avec un pas de $1.783\text{\AA pixel}^{-1}$, ceci correspond à une précision meilleure que $\sim 3\%$ par rapport à la résolution spectrale de l'instrument (FWHM=4 pixels). Les données de CARELEC sont relativement facile à réduire puisque la fonction de transfert de cet instrument ne produit aucune distorsion sur le détecteur. On peut utiliser simplement un polynôme monodimensionnel d'ordre 3 pour décrire la solution de dispersion.

Il n'en va pas de même pour les observations ESO de l'instrument EFOSC2 où les calibrations en longueur d'onde requièrent un polynôme bidimensionnel (ordre 3 selon l'axe de dispersion et ordre 2 sur la direction perpendiculaire) à cause de l'instrument

¹ESO-MIDAS est l'acronyme utilisé pour *Munich Image Data Analysis System* développé et maintenu par l'ESO.

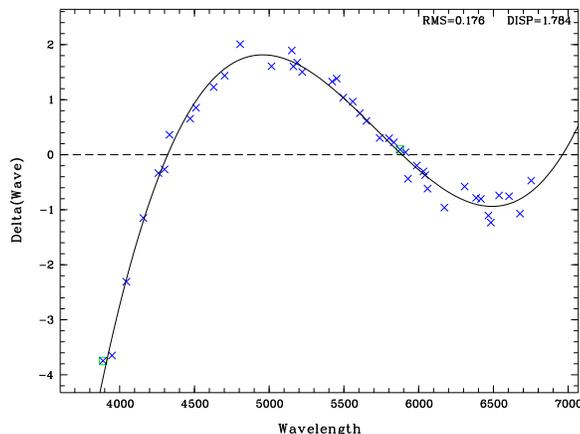


FIG. 5.4 – Calibration en longueur d’onde effectuée à l’aide de lampes Hélium/Argon.

entaché d’une certaine anamorphose. Des lampes à Hélium ou à l’Argon permettent de dériver des calibrations en longueur d’onde généralement meilleures que $\sim 5\%$ de la résolution spectrale pour ces observations.

Les spectres une dimension sont extraits avec une procédure qui optimise l’intégration de la trace du spectre pour pouvoir atteindre le meilleur rapport signal sur bruit possible en utilisant un fond de ciel nettoyé des rayons cosmiques. Tous les spectres sont corrigés pour l’extinction atmosphérique et calibrés en flux grâce à des standards spectrophotométriques. Lors des observations, pour gagner plus de temps, deux candidats ont parfois été placés dans la fente du spectrographe. Ceci n’a pas permis de les orienter le long de l’angle parallactique (angle selon lequel la lumière d’une source optique est dispersée à cause de la réfraction atmosphérique). Une perte de flux est irrémédiablement subie lors de la spectroscopie provoquant ainsi une certaine erreur sur la calibration en flux. Cette dernière est acceptable pour dériver des flux relatifs mais peut encore souffrir d’une distorsion spectrale modérée dans quelques cas.

5.3.1 Ajustements des spectres optiques

La classification spectrale peut être difficile à faible résolution spectrale. De plus le faible rapport signal sur bruit de nombreuses sources faibles complique la situation. Dans le but de limiter le plus possible ces effets par rapport à l’identification spectrale, une procédure *MIDAS* a été créée pour comparer directement le spectre observé à un spectre de référence provenant d’une bibliothèque spectrale. Pour être un peu plus quantitatif une méthode des moindres carrés est adoptée ; le spectre de référence est dégradé à la résolution spectrale de l’observation et est ajusté au spectre observé. De cette manière un flux moyen et une absorption interstellaire sont ajustés. La figure 5.5 présente le résultat d’un tel ajustement pour une des sources de notre échantillon.

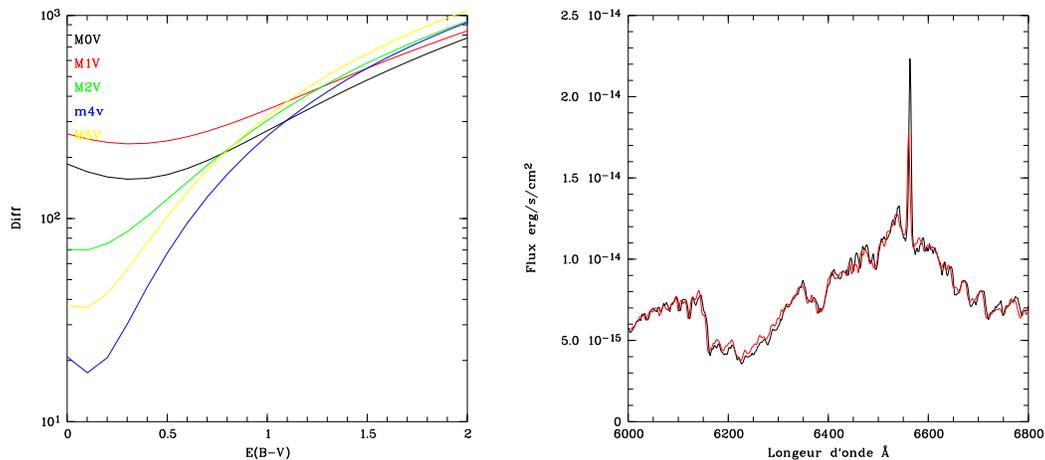


FIG. 5.5 – Ajustement de la source 2 du champ Geminga. A gauche : les résidus pour divers types spectraux. Le type M4V possède le meilleur ajustement. A droite : le spectre observé (noir) et spectre de référence (rouge) pour un $E(B-V)=0.1$.

Pour chaque valeur de $E(B-V)$ incrémentée par pas de 0.1, on calcule un moindre carré entre le spectre de référence et le spectre observé. Le panneau de gauche montre les résidus associés aux étoiles de différents types spectraux. Il est important de dégrader le spectre théorique à la même résolution que le spectre observé pour que la taille des résidus soit minimum ; si la résolution est différente, l'ajustement peut apparaître plus défavorable qu'il ne l'est en réalité et donner un mauvais type. Nous avons utilisé des spectres standards de la librairie STELIB (Le Borgne et al. 2003) et de Jacoby et al. (1984). Les régions spectrales contenant des raies ou des bandes d'absorption interstellaires larges sont écartées. Nous avons vérifié que le meilleur ajustement de $E(B-V)$ était compatible avec l'absorption mesurée en photométrie (connaissant le type spectral on déduit l'absorption à partir des couleurs observées). Cependant, les distorsions résiduelles dues à la réfraction atmosphérique introduisent une dispersion dans la relation. Ce processus d'ajustement a été visuellement contrôlé en analysant le comportement de quelques raies importantes (Turnschek et al. 1985 ; Jasheck & Jasheck 1987). On estime la précision de la classification spectrale à une sous-classe.

5.4 Correction de la complétude

Le champs de vue des différentes caméras EPIC est entaché de vignettage. Il en résulte que la sensibilité de la caméra EPIC pn diminue d'environ 70% sur les bords du champs. La profondeur de chaque observation *XMM-Newton* varie donc suivant la position de chacune des sources dans le champs de vue. Un bon moyen de corriger cet effet est d'utiliser les cartes de sensibilité créées par le *pipeline* de réduction ; ces cartes sont créées à partir des masques repérant la position des mauvais pixels ainsi

que du *background* des images X associées pour chaque bande d'énergie. Cependant, les versions de la SAS inférieures à 6.0 produisaient des cartes de sensibilité erronées. Nous avons préféré utiliser le catalogue 1XMM pour obtenir une relation empirique entre le plus petit nombre de coup total détecté (PN_{tot_i} en unité de coup par pixel) au dessus d'un maximum de vraisemblance donné et le *background* local (PN_{i_BG}) autour de la source où i est la bande d'énergie considérée. Le nombre de coup total PN_{tot_i} est calculé comme le produit du taux de comptage (PN_i corrigé suivant l'axe optique) et du temps d'exposition (PN_{i_EXP} qui prend en compte le vignetage). La figure 5.6 présente le nombre de coup total PN_{tot_2} en fonction du *background* local (PN_{2_BG}) pour toutes les sources du catalogue 1XMM dans la bande d'énergie 0.5-2.0 keV. Nous avons vérifié que cette relation ne dépendait pas trop de la distance à l'axe optique et que la forme étendue de la PSF au bord du champs de vue n'introduisait pas un effet du second ordre sur la limite de détection.

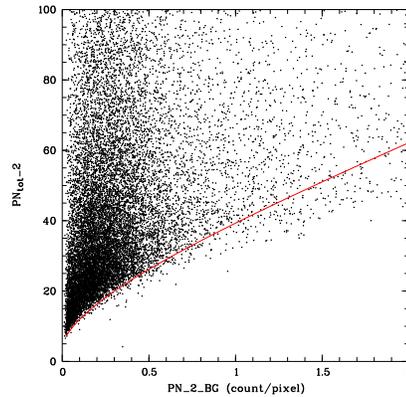


FIG. 5.6 – Distribution PN_{tot_2}/PN_{2_BG} permettant de déterminer la limite de détection des sources du catalogue 1XMM pour un maximum de vraisemblance $PN_{2_DET_ML} \geq 8$

Une parabole a été ajustée à l'enveloppe inférieure de la distribution pour un maximum de vraisemblance de 8 suivant la forme :

$$PN_{tot_2} = \sqrt{27.08 + 1116.8 * PN_{2_BG} + 400.73 * PN_{2_BG}^2}$$

Bien qu'empirique, la procédure décrite ici a été intensivement testée et produit des résultats satisfaisants.

5.5 Statistiques des identifications

L'échantillon dont nous disposons peut être séparé en deux sous-catégories : un échantillon profond où toutes les identifications optiques ont pu être recherchées jusqu'à la magnitude $R \sim 22$. La Table 5.2 présente les statistiques des identifications provenant des observations effectuées au télescope de 3.6m (EFOSC2) de l'ESO.

TAB. 5.2 – Relevé profond avec des identifications jusqu'à $R = 21$.

Noms	l	b	A_v	Rlim Spect	N tot	Etoiles actives	Candidates accrétantes	Extra galactiques	Non identifiées
GC 2	0.9	0	245.0	21	40	20 (50.0%)	0	0	20
Ridge 3	20	0	61.0	21	19	14 (73.7%)	0	0	5
Ridge 4	20.4	0	61.0	19	12	3 (25.0%)	0	0	9
WR 110	10.8	0.4	30.8	21	60	24 (40.0%)	1	0	35
G21.5-0.9	21.5	-0.9	50.0	19	35	10 (28.6%)	2	1	22
GRO J1655-40	345	2.4	3.4	21	61	24 (39.3%)	0	2	35
PKS 0745-19off	236	3.3	1.2	21	71	21 (29.6%)	1	17	32
Zand	109	-12.1	0.8	19	40	11 (27.5%)	0	1	28
GRB 001025	237.4	16.7	0.2	19	72	5 (6.9%)	0	7	60
Total					410	132 (32.2)%	4 (1.0%)	28 (6.8%)	246 (60.0%)

La colonne Rlim donne la magnitude limite atteinte en spectroscopie dans le champ considéré. N tot représente le nombre total de sources X. Les 4 dernières colonnes indiquent respectivement le nombre de sources X d'origine stellaire, accrétantes, extra galactiques ou non identifiées.

Noms	l	b	A_v	Rlim Spect	N tot	Etoiles actives	Candidates accrétantes	Extra galactiques	Non identifiées
Ridge 1	33.1	0	82.1	17	33	9 (27.3%)	0	0	24
HT Cas	10.8	0.4	2.3	17	17	6 (35.3%)	0	0	11
RX J0002+6246	117.0	+0.5	2.3	17	28	7 (25.0%)	1	0	20
SSCyg	21.5	-0.9	1.9	17	11	6 (54.5%)	0	2	3
LHB-3	111.1	+1.1	7.0	17	42	22 (52.4%)	0	0	20
GRB 010220	135.1	+1.4	4.4	17	22	12 (54.5%)	0	0	10
Saturn	187	-1.6	3.4	17	32	9 (28.1%)	0	0	23
RX J0925.7-4758	271.4	+1.9	7.9	16	34	16 (47.1%)	0	0	18
Ridge 2	33	+2	8.2	17	44	15 (34.1%)	0	0	29
AR Lac	345	+2.4	1.0	17	21	7 (33.3%)	0	0	14
Geminga	195.1	+4.3	1.7	17	85	17 (20.0%)	0	0	68
PSR J2043+2740	70.6	-9.2	0.8	17	44	11 (25.0%)	0	0	33
PSR J0656+14	109	-12.1	0.5	17	27	8 (29.6%)	0	0	19
AXJ 2019+112	53.6	-13.5	0.2	17	52	8 (15.4%)	0	0	44
3C449	95.4	-15.9	0.5	17	45	11 (24.4%)	0	2	32
PSR J0117+5914	237.4	16.7	0.2	17	26	7 (26.9%)	1	0	18
3C436	80.2	-18.8	0.3	17	58	7 (12.1%)	0	1	50
Total					621	178 (28.7%)	2 (0.3%)	5 (0.8%)	436 (70.2%)

TAB. 5.3 – Relevé peu profond en optique réalisé à l'OHP.

La magnitude limite, définie ici comme la plus faible magnitude à laquelle on peut détecter les raies d'émission typiques de CVs ou d'étoiles dMe, dépend de la configuration instrumentale. Le deuxième échantillon (Table 5.3) est un relevé peu profond obtenu avec le télescope 1.93m de l'OHP qui permet la spectroscopie d'objets plus brillant que $R = 17$. On ne peut parler de complétude optique car l'idée ici est qu'à $R = 21$ on identifie la quasi totalité des étoiles ce qui n'est pas le cas à $R = 17$.

Au total, nos échantillons contiennent 1031 sources EPIC. La grande majorité des identifications concerne les couronnes actives. La latitude galactique élevée de certains champs combinée à un faible N_H a permis d'identifier spectroscopiquement un certain nombre d'AGN (dans *PKS 0745-19 off*, *GRB 001025*, *GRB 010220* et *Z And*). A plus basses latitudes, l'absorption galactique devient trop importante pour notre instrumentation. La seule source extragalactique identifiée en tant que telle à basse

latitude est située dans le champ *G21.5-09* (XMMU J183225.4-103645, Nevalainen et al. 2001) ; elle a été identifiée avec un amas de galaxies très brillant en X et vue à travers 50 magnitudes d'absorption sur la base de l'étendue spatiale et de la distribution en énergie de la source. La raie K_{α} du fer ionisé est décalée vers le rouge garantissant ainsi définitivement la nature extragalactique de la source. Les sources accrétantes identifiées ne représentent que $\sim 0.6\%$ du total. Malheureusement, une grande fraction de sources reste non identifiée : $\sim 64\%$ des sources de l'échantillon dans son ensemble. On peut noter que le taux d'identification augmente jusqu'à 50% dans les champs à basse latitude avec les plus profondes observations. Les AGN obscurcis par le plan galactique peuvent encore compter pour une large fraction de sources X, en particulier les plus dures. La spectroscopie infrarouge permettrait certainement d'en identifier une partie. Une autre limitation intrinsèque au satellite *XMM-Newton* vient de la taille du cercle d'erreur relativement grande (typiquement $3''$). Dans les régions les plus denses de la Galaxie, un grand nombre de sources optiques et infrarouge faibles se présentent à l'intérieur de ce cercle d'erreur, rendant indispensable l'observation spectroscopique de chacune d'entre elles.

5.6 Binaires accrétantes

Les binaires accrétantes traitées dans ce paragraphe font l'objet d'une discussion approfondie dans l'article *The XMM-Newton Serendipitous Survey III* (Motch et al. 2006) joint à la fin de ce chapitre. Les informations données ici en fournissent donc un bref résumé.

5.6.1 Variables cataclysmiques

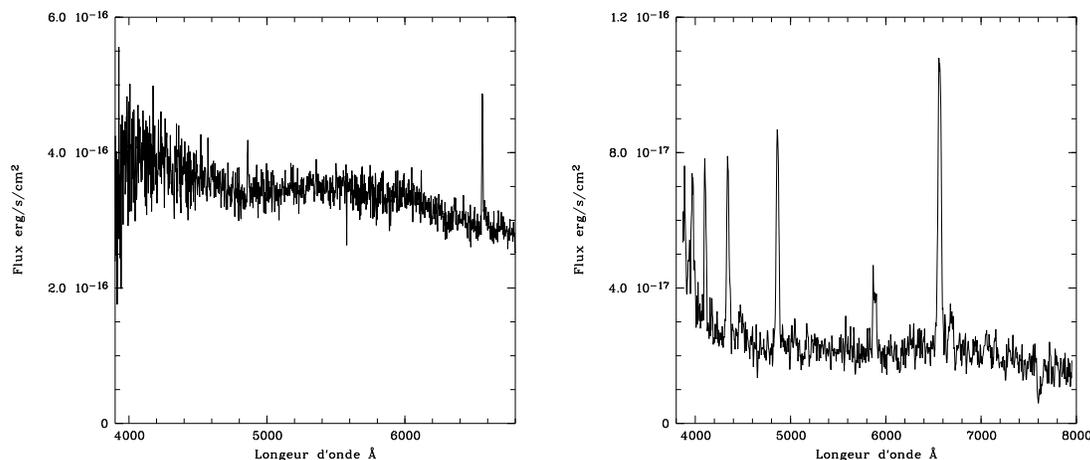


FIG. 5.7 – Spectres optiques des variables cataclysmiques XMMU J000134.3+625007 (à gauche) et XMM J074743.5-185654 (à droite).

Dans ce travail nous avons identifié deux variables cataclysmiques. Il s'agit de la source #5 du champ *RXJ 0002+6246* (XMMU J000134.3+625007) et la source #4 (XMM J074743.5-185654) du champ *PKS 0745-19 off*. Leurs contreparties optiques sont respectivement relativement brillante (source #5, $R \sim 17.5$) et faible (source #4, $R \sim 20.8$); les largeurs équivalentes de leurs raies H_α sont respectivement de ~ 6 et ~ 140 Å. La raie He II $\lambda 4686$ (Motch et al. 1996), souvent trouvée dans les *polars* et les *polars* intermédiaires (Haberl & Motch 1995) n'est présente dans aucun des spectres optiques (voir Fig. 5.7). Une étude plus approfondie de la source XMM J074743.5-185654 indique une variabilité qui, associée à la température déduite des observations ($T_{0.2-12keV} \sim 3.6$ keV), nous fait penser à une nova naine.

Le déficit de variables cataclysmiques (CVs) dans les identifications optiques est en contradiction apparente avec les estimations du nombre typique de CVs par champ qui avaient été réalisées avant le lancement du satellite *XMM Newton* (~ 50 sources par champ, Watson 1999). Les observations actuelles, celles du satellite *Chandra* en particulier, montrent une tendance similaire. Dans le relevé de l'antcentre galactique de Grindlay et al. (2005), 14 champs *Chandra* ont été analysés ne laissant finalement apparaître aucune de ces binaires X.

Cet effet pourrait être dû au fait que les relevés optiques ne sont pas assez profonds pour détecter toutes les candidates CV. L'absorption interstellaire dans le plan galactique et la distance de ces binaires ne laisseraient transparaître que les objets les plus évidents de la distribution.

5.6.2 Binaires massives

Le relevé du plan galactique *XMM-Newton* a permis de détecter une émission X d'étoiles Be significativement supérieure à la normale pour des étoiles de types précoce (Cassinelli et al. 1994) dans 4 cas (Fig. 5.8). Les deux premières se situent dans le champs *G21.5-09*. Il s'agit de SS 397 (déjà mentionnée dans Motch, 2000) et de USNO 0750-13549725, l'étoile la plus brillante de NGC 6649. La troisième source est identifiée avec une étoile brillante dans le champ *PSR J0117+5914* (source #11). La dernière candidate est une très faible étoile absorbée émettrice H_α découverte dans le champ *WR 110* (source #33). La photométrie H_α a permis de la reconnaître grâce à son indice $H_\alpha - H_{\alpha off} = -0.38$ mais avec un niveau de confiance assez faible ($S/B \sim 2$).

SS 397 : la spectroscopie optique indique un type B0.5Ve avec une largeur équivalente $EW(H_\alpha) = -33$ Å (PN_HR2 = -0.02 ± 0.03). Cette source a été détectée dans 3 observations XMM-Newton différentes. La distance (1.4 à 3 kpc) dérivée de la photométrie et le flux X provenant d'une analyse spectrale indiquent une luminosité X dans la gamme 1.6 à $7.5 \cdot 10^{32}$ erg/s.

USNO 0750-13549725 : c'est l'étoile la plus brillante de l'amas NGC 6649, supposée de type B1-1.5IIIe. La largeur équivalente H_α est de -36 Å (PN_HR2 = -0.04 ± 0.04). Le spectre X de la source et la distance de l'amas 1.6 kpc (Turner et al. 1981)

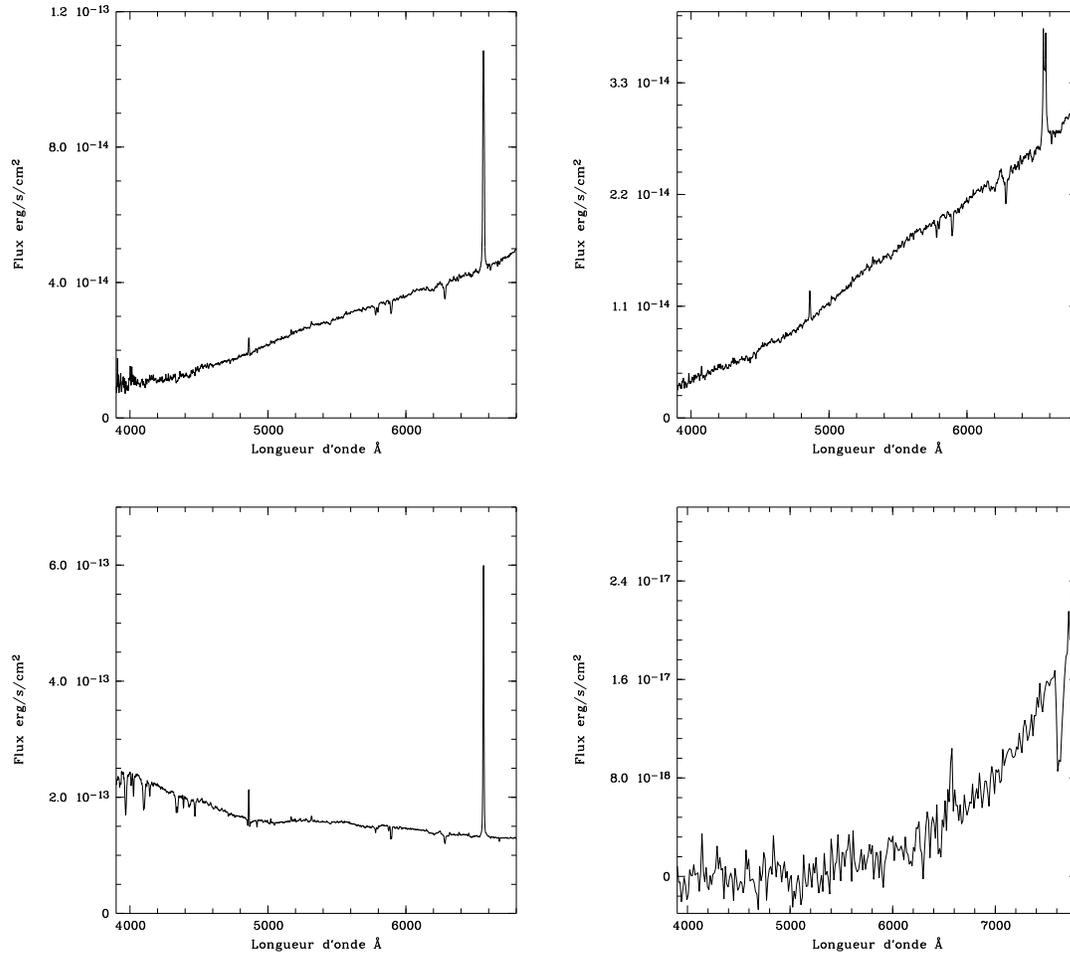


FIG. 5.8 – Spectres optiques des étoiles Be/X : SS397 (en haut à gauche), USNO 0750-13549725 (en haut à droite), TYC2 695 (en bas à gauche) et la source #33 du champ *WR 110* (en bas à droite).

permettent de déduire une luminosité X de $3.3 \cdot 10^{32}$ erg/s.

Source #11 du champ PSR J0117+5914 : identifiée avec l'étoile TYC2 695 de magnitudes $B = 11.873$ et $V = 11.408$ avec une largeur équivalente H_α de -33\AA ($PN_HR2 = -0.49 \pm 0.15$). En supposant un type spectral B1-2III/Ve on obtient un $E(B - V) = 0.71$ et une distance comprise entre 2.1 et 4 kpc. A partir du flux X mesuré dans la caméra pn ($1.45 \cdot 10^{-13}$ erg cm^{-2} s^{-1} , 0.2-12 keV) on trouve une luminosité X entre $7.2 \cdot 10^{31}$ et $2.6 \cdot 10^{32}$ erg/s.

Source #33 du champ WR 110 : Il s'agit d'une faible étoile rouge ($R = 22.06$, $R - I = 2.56$) de largeur équivalente $H_\alpha \sim 50\text{\AA}$ (Motch et al. 2003). L'absence des bandes TiO caractéristiques des étoiles M et l'index de couleur indiquent une absorption interstellaire très élevée. Si la contrepartie est un objet intrinsèquement bleu, le

A_v correspondant est de l'ordre de 12.5 ou $N_H = 2.2 \cdot 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ (la moitié de l'absorption galactique totale dans cette direction). Cette très forte absorption alliée à une grande distance permet d'exclure l'identification avec une variable cataclysmique. Cette source semble plutôt être une étoile Be à une distance de $\sim 12 \text{ kpc}$ avec une luminosité X de $1.3 \cdot 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$ (0.5 - 7.5 keV). Ce faible excès de luminosité peut être dû aux erreurs sur le rougissement.

Les étoiles SS397, USNO 0750-13549725 et TYC2 695 ont des spectres X plus durs que ceux des étoiles OB "normales" (Cassinelli et al. 1994). Il se pourrait que ces étoiles Be soient du même type que l'étoile $\gamma \text{ Cas}$. La luminosité X modeste de ces étoiles pourrait être expliquée par l'accrétion sur une naine blanche ou une étoile à neutron soumise à l'effet *propeller* (Kubo et al. 1998). Les théories d'évolution des binaires X massives prédisent un très grand nombre de systèmes Be + naine blanche (Raguzova 2001). Les groupes d'étoiles Be émettent en rayons X découvert dans le relevé *ROSAT* et maintenant dans celui d'*XMM-Newton* pourraient être en fait les systèmes étoile massive + naine blanche longtemps recherchés.

Néanmoins quelques caractéristiques X et optiques observé dans $\gamma \text{ Cas}$ et HD 110432 (Torrejón & Orr 2001) semblent être mieux expliquées à partir de l'interaction magnétique disque-étoile (Robinson et al. 2002).

5.7 T Tauri

5.7.1 Origine et propriétés

Les étoiles T Tauri sont des objets jeunes situés généralement dans des régions de formation stellaire. Elles sont caractérisées par une variabilité importante et irrégulière avec des raies d'émission intenses. Il existe deux classes d'étoiles T Tauri (Chapitre 1) dont les propriétés sont étroitement liées à la nature du disque d'accrétion présent autour de ces objets particuliers. Pour expliquer plus précisément les différences, il faut remonter au mécanisme de formation stellaire.

Pour rendre compte des stades de l'évolution des proto-étoiles puis des étoiles pré-séquence principale (PMS) une classification empirique en terme de classe d'objet a été élaborée à partir d'observations infrarouge (Lada 1991 ; Wilking et al. 1989). Plus tard, André & Montmerle (1994) l'ont complétée pour prendre en compte l'émission de la poussière circumstellaire dans le millimétrique.

Au début, l'effondrement gravitationnel d'une région dense d'un nuage moléculaire donne naissance à une jeune proto-étoile émettant principalement dans le domaine millimétrique (le gaz autour de ces objets est très froid $\sim 30\text{K}$) : ce sont des sources de "Classe 0" (André et al. 1993, André et al. 2000). Leur âge est d'environ 10^4 ans. A la fin de la phase d'accrétion, l'enveloppe de gaz et de poussière résiduelle tombe sur la proto-étoile par l'intermédiaire d'un disque d'accrétion. Ce sont des proto-étoiles

évoluées qui ont déjà accréteé une grande partie de leur masse finale. L'enveloppe et le disque produisent un fort excès infrarouge. A ce stade on les appelle source de Classe 1 et elles sont âgées de 10^5 ans. Ensuite c'est la phase T Tauri qui commence avec les *Classical T Tauri stars* (CTTS) qui ont un disque circumstellaire optiquement épais (source de Classe 2, âgées de 10^6 ans) induisant un excès infrarouge à cause de la viscosité du disque qui provoque un chauffage localisé. La largeur équivalente H_α supérieure à 10\AA témoigne d'une accréation importante. Les WTTS ou *Weak line T Tauri stars* (sources de Classe 3) possèdent un disque optiquement mince, la quantité de matériau le constituant ayant diminué à cause du phénomène d'accréation. Les largeurs équivalentes observées sont donc inférieures à 10\AA pour ce type d'objet. Ces sources ont un âge variant de 10^6 à 10^8 ans. Les Classes 2 et 3 sont des étoiles pré-séquence principale évoluant à masse constante. Après cette dernière phase la proto-étoile devient une étoile de la séquence principale.

5.7.2 Les étoiles T Tauri isolées

Bien que normalement localisées dans des régions de formation stellaire intense du fait de leur âge, les étoiles T Tauri peuvent se trouver isolées. A partir de données IRAS et de la spectroscopie à haute résolution, De la Reza et al. (1989) ont découvert des étoiles T Tauri à hautes latitudes galactiques dans des régions dénuées de nuages moléculaires. Un suivi optique de sources X du RASS (voir la revue de Neuhäuser, 1997) a permis la découverte de 56 étoiles riches en lithium (le lithium est consommé après quelques millions d'années). Pas moins de 12 de ces étoiles montrent une raie d'absorption Li à 6708\AA caractéristique des étoiles PMS. Dans un premier temps, on a suggéré que ces étoiles avaient été éjectées suite à leur formation dans un système multiple. Malheureusement seule l'une d'entre elles a une vitesse compatible avec cette explication.

La découverte d'étoiles T Tauri autour d'autres régions de formation stellaire pourrait être expliquée par la formation de petits nuages à l'intérieur de nuages moléculaires turbulents. A partir du moment où les étoiles se forment dans les petits nuages, le grand nuage moléculaire se disperse, laissant apparaître un groupe d'étoiles T Tauri ayant le même mouvement d'ensemble (Feigelson 1996).

5.7.3 T Tauri découvertes

Le présent relevé galactique *XMM-Newton* a révélé deux étoiles T Tauri dont l'une est particulièrement éloignée de toute zone de formation stellaire. La première est la source #15 ($l = 32.9^\circ$, $b = 2.1^\circ$) dans le champ de *Ridge 2* identifiée avec une étoile K7Ve (GSC2.2 N020320030948) de magnitude $R = 16.13$. La largeur équivalente $H_\alpha \sim 27\text{\AA}$ et le rapport $PN_HR2 = -0.63 \pm 0.14$ assez dure en fait une T Tauri classique (CTTS). Cette source a été détectée comme émetteur H_α dans l'une des observations CFHT avec $H_\alpha - H_{\alpha off} = -0.32$ et un rapport $S/B = 67$ très significatif. L'indice de couleur $R - I = 0.99$ correspond à une absorption $A_v = 1.29$ pour ce type spectral sensiblement plus forte que la moyenne dans le disque galactique.

Une partie de l'absorption est sans doute intrinsèque à cause la présence du disque circumstellaire. La distance de cette source est estimée à ~ 400 pc; elle est donc localisé relativement loin du complexe du Serpent ($l = 21.5^\circ, b = 17.0^\circ$ et $d = 250$ pc) mais pourrait y être lié si le vecteur vitesse est compatible. Cette région est tout de même bien particulière de part la présence d'une grande quantité de CO.

La deuxième T Tauri détectée est la source #58 dans le champ *3C449*. Elle est associée à une étoile de type K0Ve (USNO 1275-17597699) de magnitude $R = 14.2$. Sa largeur équivalente $EW(H_\alpha) = -7\text{\AA}$ et son rapport $PN_HR2 = -0.99 \pm 0.12$ la classe parmi les WTTS. Compte tenue de la médiocre qualité de la photométrie, l'absorption ne peut pas être déterminée de manière fiable; l'USNO-A2 donne $B = 14.5, R = 14.2$ et le GSC2.2 $B = 13.63, R = 13.0$. Le rapport de dureté très mou et la photométrie semblent donc indiquer une absorption très faible ou nulle. La distance est comprise entre 100 (GSC2.2) et 450 pc (USNO-A2). Cette valeur est probablement plus proche de ~ 400 pc pour une absorption négligeable cohérente avec les données X, optiques et la situation à plus haute latitude galactique.

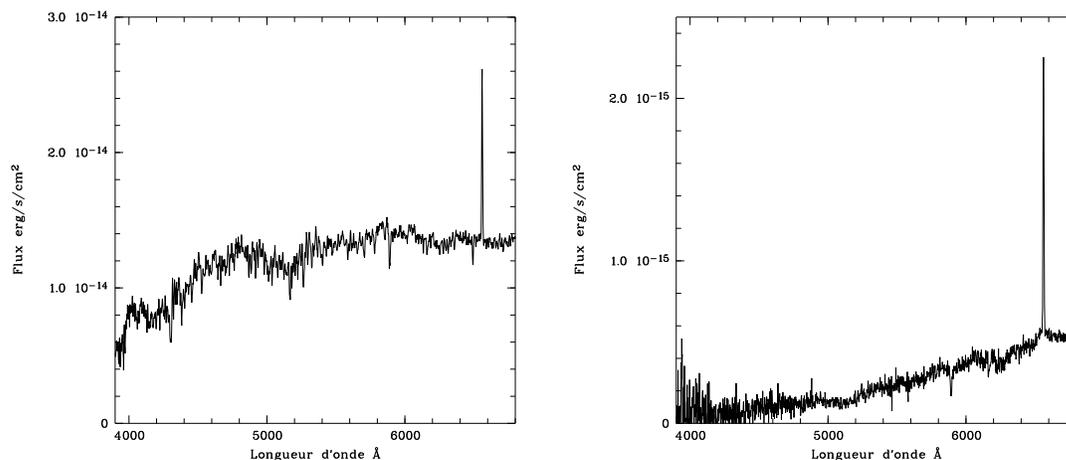


FIG. 5.9 – Les deux étoiles T Tauri découvertes lors de notre relevé : Source #58 du champ *3C449* (à gauche) et la source #15 située dans la région de *Ridge 2* (à droite).

Cette dernière source est très intéressante dans le contexte des étoile T Tauri isolées. En effet elle est située en dehors du plan galactique ($l = 95.3^\circ, b = -16.1^\circ$) hors de toute zone de formation stellaire. Des études spectroscopiques supplémentaires son nécessaires, notamment pour dériver la vitesse propre et espérer déterminer le lieu de formation de cet objet. La question de savoir si les T Tauri formées à l'extérieur des grands nuages moléculaires peuvent se former dans des petits nuages turbulents (Feigelson 1996) reste ouverte.

5.8 Couronnes actives

A basses latitudes galactiques, la fraction de sources identifiées avec les couronnes actives varie significativement avec les directions de pointage. Dans les champs profonds situés pratiquement dans le plan galactique ($b \leq 2^\circ$), le taux d'identifications stellaires varie entre 40% et 70% pour les champs de *GC 2*, *Ridge 3*, *WR 110* et *GRO J1655-40*. Ce n'est pas le cas dans la région de *G21.5-09* où la fraction stellaire identifiée est de seulement 29% alors que la densité des sources X dures (2-12 keV) n'est pas différente des autres champs de longitude identique (Motch et al. 2006). Une telle différence dans les comptages n'est pas attendue et pourrait refléter la présence d'une absorption locale importante d'ailleurs bien visible dans l'optique (Fig. B.16). En effet, une absorption significative empêche d'identifier les sources trop profondément enfouies et donc trop faibles pour être analysées avec des moyens spectroscopiques. Pour les champs peu profonds en optique, le taux d'identification n'est bien sûr pas aussi important puisque les faibles étoiles Me ne sont pas observées. Cependant, pour certains champs comme *SS Cyg*, *GRB 010220* ou même *LHB-3*, nous atteignons un taux d'identification autour de 50% très acceptable dans la moyenne du taux atteint avec des télescopes de la classe des 4 mètres.

Les types spectraux, les distances, le rougissement ainsi que les luminosités X ont été calculées pour la plupart des identifications stellaires des champs présentés ici. Les couleurs disponibles dans les champs sont très hétérogènes du fait que les observations ont été réalisées dans différents observatoires. Pour traiter ce problème le plus proprement possible, nous avons utilisé les couleurs des étoiles de Bessel (1990) avec une transformation de l'absorption dans les différentes bandes photométriques tirée de Taylor (1985). Les magnitudes absolues sont dérivées de Landolt & Börnstein (1982). La distance est dérivée grâce à la loi de Pogson :

$$5 \log(D) - 5 + A_v = m_v - M_V$$

Pour les bandes dont nous ne disposons pas, nous calculons une valeur à partir des valeurs connues et des indices de couleur intrinsèques (connaissant le type spectral).

Dans le champ de *WR 110* et *Ridge 3* ($b \sim 0^\circ$), l'excès de $B - V$ moyen des étoiles actives est d'environ 0.6 correspondant à $A_v \sim 1.9$ (ou $N_H \sim 3.5 \cdot 10^{21} \text{ cm}^{-2}$).

La Figure 5.10 montre la distribution de la distance X-optique. La quantité de sources augmente très rapidement jusqu'à un pic entre $1 - 2''$ puis diminue significativement jusqu'à $5 - 6''$. Le pic représente la distance correspondant à l'incertitude moyenne sur les positions X de notre échantillon. Il est dû à l'erreur sur l'attitude du satellite et d'autre part à l'incertitude sur la localisation du centre de la source X positionné sur une grille de pixels par l'algorithme de détection de sources. Celui-ci contient des identifications réelles. La loi de probabilité d'un tel processus d'identification varie suivant une loi log normale (voir Fig. 5.10).

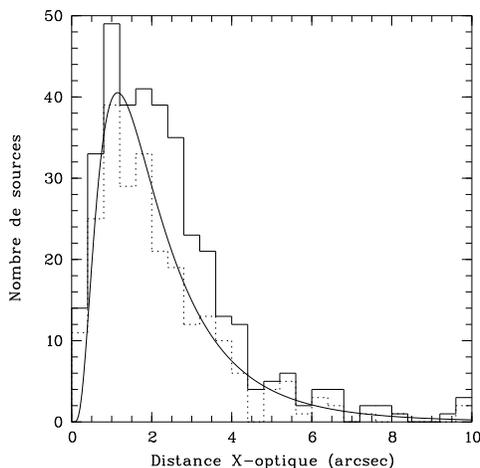


FIG. 5.10 – Distribution des distances X-optique du relevé du plan galactique. En traits pleins sont représentées les sources EPIC pn et MOS, et en traits pointillés, les sources EPIC pn uniquement. La courbe représente la loi de probabilité log normale de la distribution des distances X-optique des sources EPIC pn.

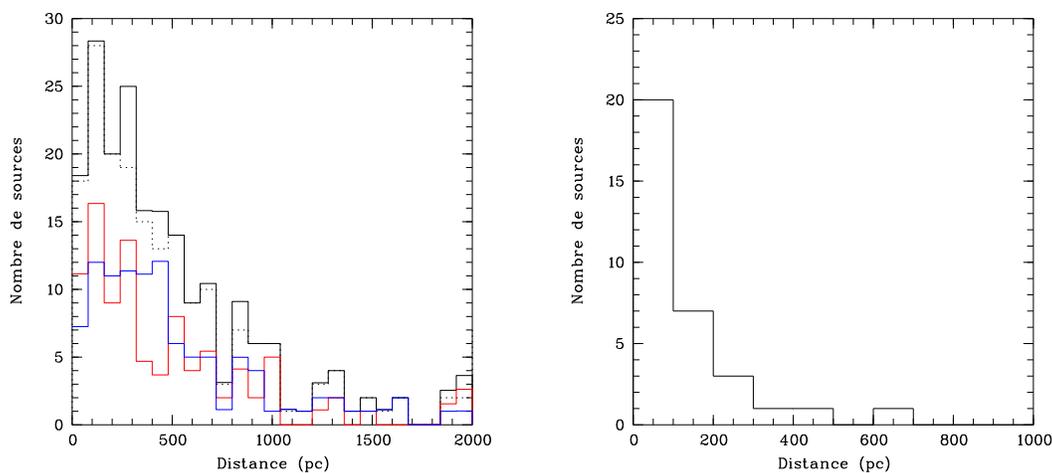


FIG. 5.11 – Distribution des distances (pc) des sources X stellaires du relevé du plan galactique (à gauche) et du relevé *BSS* à hautes latitudes galactiques (à droite). Figure de gauche : en traits pointillés sont représentées les valeurs non corrigées, et en traits pleins, le nombre de source corrigé de la complétude. Sont superposées les distributions à basses (rouge) et moyennes latitudes galactiques (bleu). Figure de droite : les observations sont complètes et les quantités n'ont donc pas été corrigées.

La Figure 5.11 (à gauche) montre la distribution de la distance des sources X de notre échantillon. On a tracé par dessus les sources avec $|b| \in [0, 1.85]$ (rouge) et les sources avec $|b| \in]0, 1.85[$ (bleu), pour obtenir le même nombre de sources dans les deux sous-échantillons. On peut voir que la distribution totale pique aux alen-

tours de 200-300 pc, de même que la distribution à basses latitudes galactiques. En revanche, la distribution à moyennes latitudes galactiques ($2^\circ < |b| < 20^\circ$) semble s'étaler plus loin, aux environs de 400-500 pc. Cela pourrait être dû à une absorption moins importante, ce que la Figure 5.12 ne semble à priori pas confirmer, malgré une différence dans le nombre de sources X molles entre les basses et moyennes latitudes galactiques. Cela pourrait également être tout simplement dû au fait que nous manquons de sources pour confirmer une différence entre ces deux distributions. D'autant plus que cet échantillon dont les latitudes s'étalent entre $|b| = 0$ et 20° est biaisé vers les $|b| \in [0, 4]$ (84% de l'échantillon), ce qui voudrait dire que la différence n'est pas explicable par une réelle différence de latitude. De plus, si on regarde les sources avec $|b| \in]0, 10[$, on s'aperçoit que la distribution atteint son maximum au même endroit que la distribution totale. Etant donné que l'on ne dépasse pas les $|b| = 20^\circ$, il serait logique que la distribution ne varie pas de manière significative. Ce sont donc sans doute les mêmes distributions que l'on voit sur la Figure 5.11 en rouge et en bleu. La Figure 5.11 (à droite) présente la distribution en distance des sources X stellaires du relevé *Bright Serendipitous Survey* (*BSS*, Della Ceca et al. 2004) à hautes latitudes galactiques. On peut voir que ce relevé sonde jusqu'à 300 pc environ alors que le relevé du plan galactique sonde jusqu'à 1 kpc (cf. Fig. 5.11 à gauche); ce facteur 3 est tout à fait cohérent avec la sensibilité 10 fois moindre du relevé *BSS*. En outre, le pic de la distribution en distance du relevé *BSS* est situé à ~ 100 pc, ce qui correspondrait à la hauteur à laquelle la densité d'étoiles jeunes chute brutalement (hors du plan galactique).

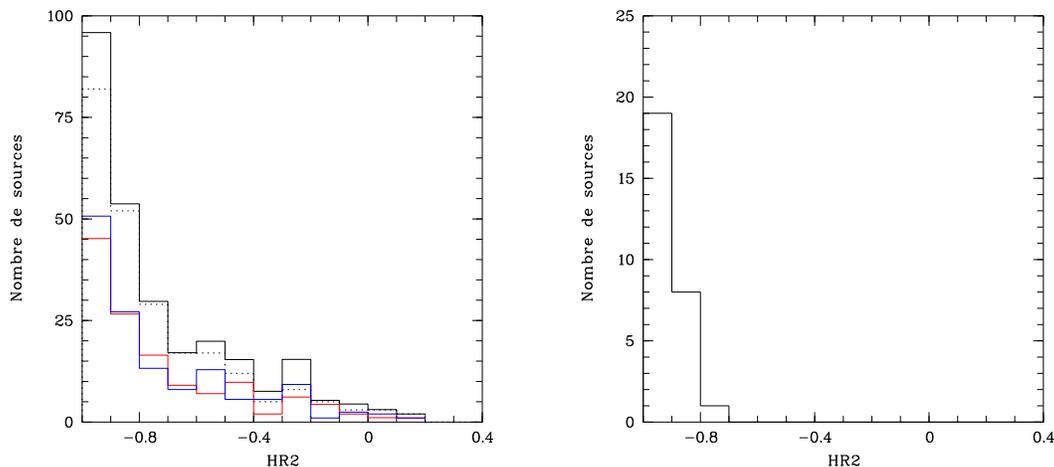


FIG. 5.12 – Distribution en PN_HR2 des sources X stellaires du relevé du plan galactique galactique à gauche. En trait pointillés sont représentées les valeurs non corrigées, et en trait plein, le nombre de source corrigé de la complétude. Les distributions superposées en rouge et en bleu correspondent aux mêmes latitudes galactiques que pour la Figure 5.11. A droite, la distribution en PN_HR2 des sources X stellaires du relevé *BSS*.

La Figure 5.12 à gauche montre la distribution du rapport de dureté (PN_HR2)

des sources X de notre échantillon. On peut voir que la majorité des sources sont molles, avec une queue de distribution vers les sources dures. Le fait que la majorité des sources effectivement observées ont un rapport de dureté mou tendrait à prouver que le facteur limitant notre profondeur de sondage est bien l'absorption. Comme cela a été évoqué plus haut, il n'y a pas de différence notable entre les distributions à basses (rouge) et moyennes latitudes galactiques (bleu). A hautes latitudes galactiques, par contre (Fig. 5.12 à droite, $|b| \sim 50^\circ$), toutes les sources sont molles ce qui témoigne de la diminution de l'absorption lorsque l'on s'éloigne du plan galactique.

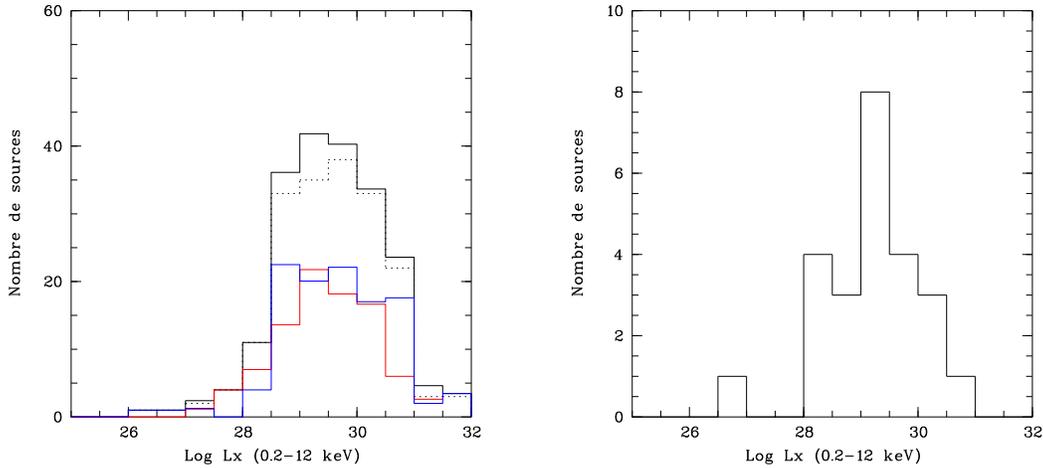


FIG. 5.13 – Distribution en luminosité des sources X stellaires du relevé du plan galactique à gauche. En trait pointillés sont représentées les valeurs non corrigées, et en trait plein, le nombre de source corrigé de la complétude. Sont superposées les distributions à basses (rouge) et moyennes latitudes galactiques (bleu). A droite, distributions en luminosité X du relevé *BSS*.

La Figure 5.13 à gauche présente la distribution en luminosité X des sources X stellaires du plan galactique. On remarque encore une fois que la distribution ne varie pas significativement entre nos sous-échantillons à basses et moyennes latitudes galactiques. La distribution totale correspond en effet à la distribution à basses latitudes galactiques observée dans Motch et al. (2003). On note un déplacement du pic de luminosité des types spectraux F à M. En effet, $\log(L_X)$ passe de 28.5 (M) à 29.5 (K) puis 30.5 (G) tout en restant à 29.5 pour les types F (variations consistantes avec les observations de la Table 5.4). Ceci correspond de manière générale à la tendance que l'on peut retrouver dans les amas (Micela et al. 1998, Pye et al. 1994). Sur la Figure 5.13 à droite, on peut voir la distribution pour $|b| \sim 50^\circ$ du relevé *BSS*. On remarque que la distribution a tendance à se déplacer vers les luminosités plus faibles. Cette différence n'est cependant pas significative et peut être expliquée par le fait que le relevé *BSS* contient un grand nombre de sources brillantes en rayons X. En effet il reste une contribution notable d'étoiles jeunes même à de hautes latitudes pour des taux de comptage X élevés (voir Chapitre 8).

<i>XMM-Newton</i> : relevé du plan galactique					
	M	K	G	F	A
$ b \sim 0^\circ$	25.1 ± 2.9	29.4 ± 3.1	23.9 ± 2.9	15.4 ± 2.5	6.1 ± 1.6
<i>XMM-Newton</i> : relevé du <i>BSS</i>					
	M	K	G	F	A
$ b \sim 50^\circ$	30.6 ± 7.7	25.0 ± 7.2	13.9 ± 5.8	27.8 ± 7.5	2.7 ± 2.7
<i>ROSAT All-Sky Survey</i>					
	M	K	G	F+A	
$ b \sim 0^\circ$	19.0 ± 6.0	23.8 ± 6.5	26.2 ± 6.8	30.5 ± 7.1	

TAB. 5.4 – Distribution en types spectraux des couronnes actives (pour cents).

5.9 Conclusion

La plupart des sources identifiées à basses latitudes galactiques sont des étoiles actives; la fraction de sources identifiées avec des couronnes actives varie significativement avec la direction d'observation. Ceci est probablement dû à une certaine inhomogénéité de l'absorption comme dans le cas de *G21.5-09*. Le diagramme des distribution en rapport de dureté montre bien cet effet; les sources observées à hautes latitudes sont très molles, ce qui correspond à une absorption très réduite. Néanmoins, dans le plan galactique on sonde jusqu'à une distance de 1 kpc environ. La différence de distribution en types spectraux à hautes et basses latitudes (cf. Tab. 5.4, basses latitudes : flux $\sim 4 \cdot 10^{-15}$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ dans la bande 0.5-2.0 keV) n'est pas statistiquement significative. Le relevé *ROSAT* à basses latitudes (Motch et al. 1997) montre également une distribution en type spectral de cette nature en dépit d'une sensibilité moindre (plus faible d'un facteur ~ 25 , cf. Table 5.4). La luminosité X pique aux alentours de 10^{29-30} erg s $^{-1}$ ce qui est typique pour des étoiles de l'âge des Pléiades ($\leq 10^8$ ans, Micela et al. 1990). Le déplacement de celle-ci pour les hautes latitudes galactiques semble montrer que l'on sonde essentiellement des étoiles jeunes dans le plan et qu'on commence à entrevoir une population plus vieille lorsqu'on s'en éloigne significativement.

Chapitre 6

LE MODÈLE DE POPULATION STELLAIRE EN RAYONS X

6.1 Introduction

Le *ROSAT All-Sky Survey* a prouvé que le nombre de sources X molles est dominé par les étoiles à basses latitudes et que la grande majorité de celles-ci sont plus jeunes que ~ 2 milliards d'années. Comparé aux observations optiques qui requièrent des mesures d'indicateurs d'âge tel que la largeur équivalente du lithium, les relevés X sont très efficaces pour cartographier la distribution des étoiles jeunes à des distances relativement grandes.

A partir des observations discutées précédemment, notre objectif est d'étudier les propriétés des sources et d'en quantifier les différentes contributions à l'émission X galactique totale. Des paramètres galactiques fondamentaux peuvent être mesurés comme l'augmentation des échelles de hauteur des populations stellaires jeunes avec l'âge à cause de la diffusion des orbites par des interactions avec les grands nuages moléculaires. La formation stellaire récente et la fonction de masse initiale peuvent elles aussi être contraintes à partir d'observations X (Guillout et al. 1996).

Le meilleur moyen de contraindre ces paramètres est de générer des *modèles de population stellaire émettant en rayons X* et de comparer leurs prédictions avec des observations telles que les courbes $\log N(>S)$ - $\log S$, mais aussi les distributions en distances, magnitudes ou couleurs. Comme nous l'avons vu en introduction, plusieurs modèles ont été développés dans le passé (Rosner et al. 1981; Favata et al. 1992). Ceux-ci reposent tous sur des modèles galactiques de populations stellaire (Bahcall & Soneira, 1980; Gilmore, 1984). Tels quels, ils ont l'inconvénient de ne pas prendre en compte explicitement l'âge des étoiles dans la description de la population stellaire galactique sous-jacente. Les échelles de hauteur n'ont alors qu'un sens purement descriptif et ne varient pas avec l'âge des étoiles qui est pourtant le paramètre clé de l'évolution coronale. Ce n'est pas le cas de notre modèle qui est une adaptation pour *XMM-Newton* et une amélioration du modèle de Guillout et al. (1996).

6.2 Éléments constitutifs

La description de la position des étoiles dans la Galaxie en fonction de leurs âges ou types spectraux est à la base de tout modèle de population stellaire en rayons X. Nous l'avons vu, les observations X sont en quelque sorte un filtre ne laissant voir que certaines étoiles ayant des propriétés bien particulières. Les ingrédients du modèle doivent donc comporter :

- une distribution spatiale des étoiles dans la Galaxie.
- une distribution des luminosités X des étoiles dépendante de l'âge et de la masse.
- une modélisation de l'absorption interstellaire et de la réponse instrumentale du détecteur X.
- les caractéristiques spectrales du plasma responsable de l'émission coronale.

Une partie de ces éléments est fournie par le modèle de Besançon sur lequel est basé notre *modèle de population stellaire en rayons X*.

6.2.1 Le modèle de Besançon

Le modèle décrivant la distribution spatiale des étoiles est le *modèle de synthèse de populations stellaires de la Galaxie* développé à Besançon (Robin & Crésé 1986; Bienaymé et al. 1987; Haywood et al. 1997a,b; Robin et al. 2003). Il est basé sur une description des différentes populations stellaires et est principalement contraint par des données optiques. Il permet de calculer la densité et la distribution des étoiles selon la direction d'observation, l'âge, le type spectral et la distance.

Ce modèle de synthèse est basé sur un scénario d'évolution galactique. En suivant l'évolution stellaire du disque à partir de tracés évolutifs il calcule la densité d'étoiles dans le diagramme HR en fonction de l'âge et de la masse. La distribution des étoiles sur l'axe z de la Galaxie suit une loi de densité d'Einasto (Einasto 1979). Les échelles de hauteur varient avec l'âge et sont déterminées à partir de la résolution des équations de Poisson et Boltzmann (Bienaymé et al. 1987) qui permettent respectivement que le potentiel corresponde bien à la distribution de masse totale du modèle et que la population stellaire du disque se distribue spatialement conformément au potentiel créé par la distribution de masse de l'ensemble de la Galaxie. Les échelles de hauteur ne sont donc pas choisies simplement par ajustement aux comptages optiques mais sont intimement liées à la relation âge-dispersion des vitesses observées dans le voisinage solaire. Le modèle de Besançon est constitué de quatre populations stellaires bien distinctes :

- Un disque d'étoiles (population I) dont l'âge est compris entre 0 et 10 milliards d'années, lui-même divisé en huit composantes dont sept isothermes, correspondant aux groupes d'âges suivants :
 - 0 à 0.15 milliards d'années,
 - 0.15 à 1 milliard d'années,

- 1 à 2 milliards d’années,
- 2 à 3 milliards d’années,
- 3 à 5 milliards d’années,
- 5 à 7 milliards d’années,
- 7 à 10 milliards d’années,
- une population intermédiaire (“disque épais”).
- une population de Halo (population II extrême).
- une population de Bulbe.

En plus des populations stellaires, ce modèle possède deux composantes d’origine non stellaire :

- un halo de matière noire,
- un disque de matière interstellaire.

A basses latitudes galactiques, la plupart des étoiles actives détectées en rayons X sont probablement plus jeunes qu’un milliard d’années (Chapitre 7). A plus hautes latitudes, ce n’est plus tout à fait le cas, puisque comme nous le verrons, l’âge des étoiles sondées augmente en-deçà du taux de comptage de 10^{-1} cnt s^{-1} . Haywood et al. (1995a,b) ont montré que sous certaines hypothèses (taux de formation d’étoiles, pente de l’IMF et relation âge dispersion des vitesses fixés), le modèle de Besançon reproduit bien la structure verticale du disque ainsi que les comptages à moyennes et basses latitudes galactiques. Il est important de noter que pour les étoiles plus jeunes que 150 millions d’années, les échelles de hauteur sont fixées à 70 pc à cause de contraintes observationnelles encore faibles. Depuis la première version du modèle de Besançon (Robin & Crézé 1986) les contraintes dynamiques ne s’appliquent pas à cette population qui n’est pas relaxée.

La Figure 6.1 présente les lois de densité stellaire en fonction de la distance au plan galactique pour les différents groupes d’âges utilisés dans notre modélisation. A partir de ces courbes, on peut directement calculer les échelles de hauteur définies pour $\rho/\rho_0 = 1/e$. Pour fixer les idées, la valeur de l’échelle de hauteur pour les groupes d’âge 1 (0 à 0.15 milliards d’années), 2 (0.15 à 1 milliard d’années) et 3 (1 à 2 milliards d’années) vaut respectivement 70, 190 et 270 pc.

Bienaymé et al. (1987) ont choisi arbitrairement une valeur de l’échelle de hauteur du plus jeune groupe d’âge de 70 pc. Cette échelle de hauteur est totalement compatible avec les estimations des lois de densités des étoiles OB (~ 60 pc, Allen 1976) et des nuages moléculaires (~ 60 pc, Sanders et al. 1984). Celle-ci est encore utilisée aujourd’hui pour les populations les plus jeunes du modèle de Besançon. *Nous verrons par la suite si nos observations sont capables de contraindre ce paramètre important.*

Quelle que soit la ligne de visée, le modèle calcule la répartition des paramètres des étoiles dans la Galaxie tels que les distances, magnitudes, indices de couleur, types

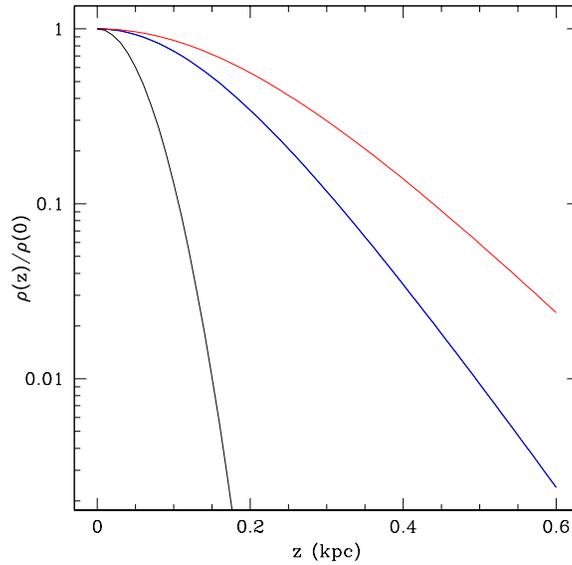


FIG. 6.1 – Lois de densité d’Einasto pour les groupe d’âge 1 (≤ 0.15 Gyr en noir), 2 (0.15-1 Gyr en bleu) et 3 (1-2 Gyr en rouge).

spectraux, mouvements propre, vitesses radiales... Les propriétés intrinsèques de chaque étoile constituant cette population et produisant ces observables sont également fournies. Les étoiles sont créées à partir d’un certain taux de formation stellaire (SFR) avec une fonction de masse initiale et se déplacent sur les tracés évolutifs pendant 10 milliards d’années pour finalement nous donner une image de la Galaxie représentative de la région considérée.

La dernière mise à niveau du modèle de Besançon (Robin et al. 2003) bénéficie des mesures Hipparcos qui donnent une estimation plus précise du potentiel et de la densité locale (Crézé et al. 1998), des fonctions de luminosité (Jahreiss & Wielen 1997) et de la cinématique (Gómez et al. 1997). La nouvelle fonction de luminosité Hipparcos a été mise à profit pour contraindre la pente de l’IMF des étoiles de faible masse du voisinage solaire. Pour ces dernières, la pente de l’IMF a été révisée à la baisse avec $\alpha = 1.6$ (au lieu de 1.7 pour Haywood et al. 1997). Pour les étoiles plus massives, la pente est plus grande avec $\alpha = 3$ comme déterminé par Haywood et al. (1997). Le taux de formation stellaire est constant depuis la formation du disque jusqu’à nos jours. Les effets de binarité sont également pris en compte (Haywood et al. 1995a) à partir de fonctions de luminosité de système compatible avec celles observées dans le voisinage solaire. Robin et al. (2003) ont montré que le modèle permettait de reproduire avec succès les comptages du visible au proche infrarouge ainsi que les distributions en couleurs, magnitudes dans des directions test variées. Tel qu’il vient d’être présenté, ce modèle va constituer la base de nos simulations. Nous l’appellerons donc **modèle standard**.

6.2.2 Fonctions de luminosité X

La modélisation de l'émission X des étoiles est faite par le biais de fonctions de luminosité (nombre de sources par intervalle de luminosité) établies pour différentes tranches d'âges et de masses. Cette méthode permet de s'affranchir des effets de binarité naturellement présents sous forme de queue de distribution dans ces fonctions de luminosité X. Elle repose sur l'observation de quelques amas ouverts. Par chance ceux des Pléiades (Straniero et al. 1998) et des Hyades (Lebreton et al. 2001) largement étudiés en astronomie X possèdent des âges (respectivement 0.12 et 0.6 milliards d'années) correspondant aux deux premiers groupes d'âge du modèle de synthèse de population stellaire décrit au paragraphe précédent. Il est donc tout à fait naturel d'utiliser les fonctions de luminosité X dérivées pour ces amas. On associe les fonctions de luminosité X aux différents groupes d'âges selon le schéma suivant :

- Groupe d'âge 1 ($\text{âge} \leq 0.15$ Gyr) : pour les étoiles de type spectral A à M5, on utilise les fonctions de luminosité provenant des observations *ROSAT* de l'amas des Pléiades par Stauffer et al. (1994).
- Groupe d'âge 2 ($0.15 \leq \text{âge} \leq 1$ Gyr) : pour les étoiles A, F et G on utilise les fonctions de luminosité de Micella et al. (1988). L'émission des étoiles K et M quant à elles est modélisée suivant Pye et al. (1994) à partir d'une observation pointée de l'amas des Hyades avec le PSPC de *ROSAT*.
- Groupe d'âge 3 ($\text{âge} \geq 1.0$ Gyr) : nous utilisons les fonctions de luminosité d'étoiles de champ à partir d'observations *Einstein* (étoiles A et F, Schmitt et al. (1985); types G, Maggio et al. (1987); types K et M, Barbera et al. (1993)).

La question de savoir si les étoiles plus tardives que \sim M5 sont capables de chauffer une couronne est encore discutée. Ce type spectral correspond à une masse critique où l'intérieur stellaire ne possède plus de zone radiative et devient complètement convectif. Les observations semblent indiquer qu'il n'y a pas de diminution soudaine dans le chauffage coronal parmi ces étoiles (Fleming et al. 1995). Une étude récente des propriétés X des naines brunes (Neuhäuser et al. 1999) va aussi dans ce sens; l'origine du mécanisme de l'émission X pourrait être le même que celui à l'œuvre dans les étoiles de faibles masses. La chute de luminosité X reflète la diminution de la surface stellaire avec son rayon. Dans le présent modèle, les étoiles M sont donc subdivisées en deux sous-groupes pour prendre en compte la faible émission des étoiles M5-M9. Le fait de prendre la même fonction de luminosité X pour toutes les étoiles M aurait conduit à largement surestimer cette population. Nous utilisons les fonctions de luminosité X dérivées de Barbera et al. (1993) pour les étoiles M tardives.

6.2.3 Distribution de la matière absorbante

Nous verrons dans le chapitre suivant comment les effets d'absorptions et le durcissement du spectre de la source X sont modélisés par le Facteur de Conversion en Energie *ECF*. C'est le facteur par lequel le flux non absorbé d'une source X dans une bande d'énergie doit être multiplié pour obtenir le taux de comptage du récepteur.

Nous avons besoin des résultats des ajustements de température de couronnes stellaires pour le déterminer. Au préalable, il faut nous représenter la distribution de cette matière absorbante dans la Galaxie. Dans le modèle initial (Guilout et al. 1996), on utilisait le modèle de Lockman (1984). Celui-ci consiste à modéliser la couche absorbante comme la somme de deux gaussiennes et d'une exponentielle sur la base d'observations radio à 21 cm. Bien que ce modèle soit en accord avec les mesures d'absorption interstellaire en ultraviolet dans diverses directions d'observation, il n'en demeure pas moins qu'il n'est pas totalement consistant avec celui du modèle de Besançon. En effet, ce dernier donne directement un modèle d'absorption (A_v) en fonction de la distance. A hautes et moyennes latitudes, l'absorption est modélisée avec une double exponentielle ou une loi d'Einauto similaire à celle des étoiles jeunes du disque fin. A basses latitudes, il est possible d'utiliser le modèle d'absorption 3D de Drimmel & Spergel (2001) dans lequel la distribution de l'extinction est contrainte par l'observation de *COBE* de l'émission infrarouge lointaine due à la poussière. Il nous est donc apparu tout naturel de faire intervenir ce modèle d'absorption dans le *modèle de population stellaire en rayons X*. La colonne densité est calculée suivant Predehl & Schmitt (1995) avec :

$$N_H = A_v \times 1.79 \cdot 10^{21} \text{ cm}^{-2} \quad (6.1)$$

Cette valeur a été obtenue à partir de l'observation de halo X autour de 25 sources ponctuelles avec *ROSAT* auxquels des modèles de poussière (Mathis et al. 1977) ont été ajustés. C'est à partir de cette relation que la colonne de densité est maintenant calculée dans le *modèle de population stellaire en rayons X*

6.3 Principe

La Figure 6.2 décrit la méthode sur laquelle est basée le *modèle de population stellaire en rayons X*. Le modèle prend en entrée les fonctions de luminosité X, le modèle de Besançon et l'*ECF*. Pour chaque type spectral, groupe d'âge et sensibilité il calcule le nombre d'étoiles N détectées au-dessus d'un taux de comptage S (cnt s^{-1}) dans la direction l, b et dans l'angle solide $d\Omega$. Ce nombre est la somme des contributions de toutes les populations de tous types spectraux. Il peut se calculer de la façon suivante :

$$N(> S, l, b) = \sum_{s=SpTy} \sum_{a=Age} N_{sa}(> S, l, b) \text{ où} \quad (6.2)$$

$$N_{sa}(> S, l, b) = \int_{L_{min}}^{L_{max}} F_{sa}(L_X) dL_X \int_0^{d_{max}} \rho_{sa}(r, l, b) r^2 dr d\Omega \quad (6.3)$$

L'intégration des luminosités X entre L_{min} et L_{max} est calculée en sommant la contribution de chaque intervalle de fonction de la luminosité X $F_{sa}(L_X)$ sous forme différentielle. La seconde intégrale calcule simplement le nombre d'étoiles de classe (s, a) (de densité spatiale $\rho_{sa}(r, l, b)$) contenu dans le volume défini par l'angle solide $d\Omega$ et la distance d_{max} , distance maximale jusqu'à laquelle on peut espérer détecter une

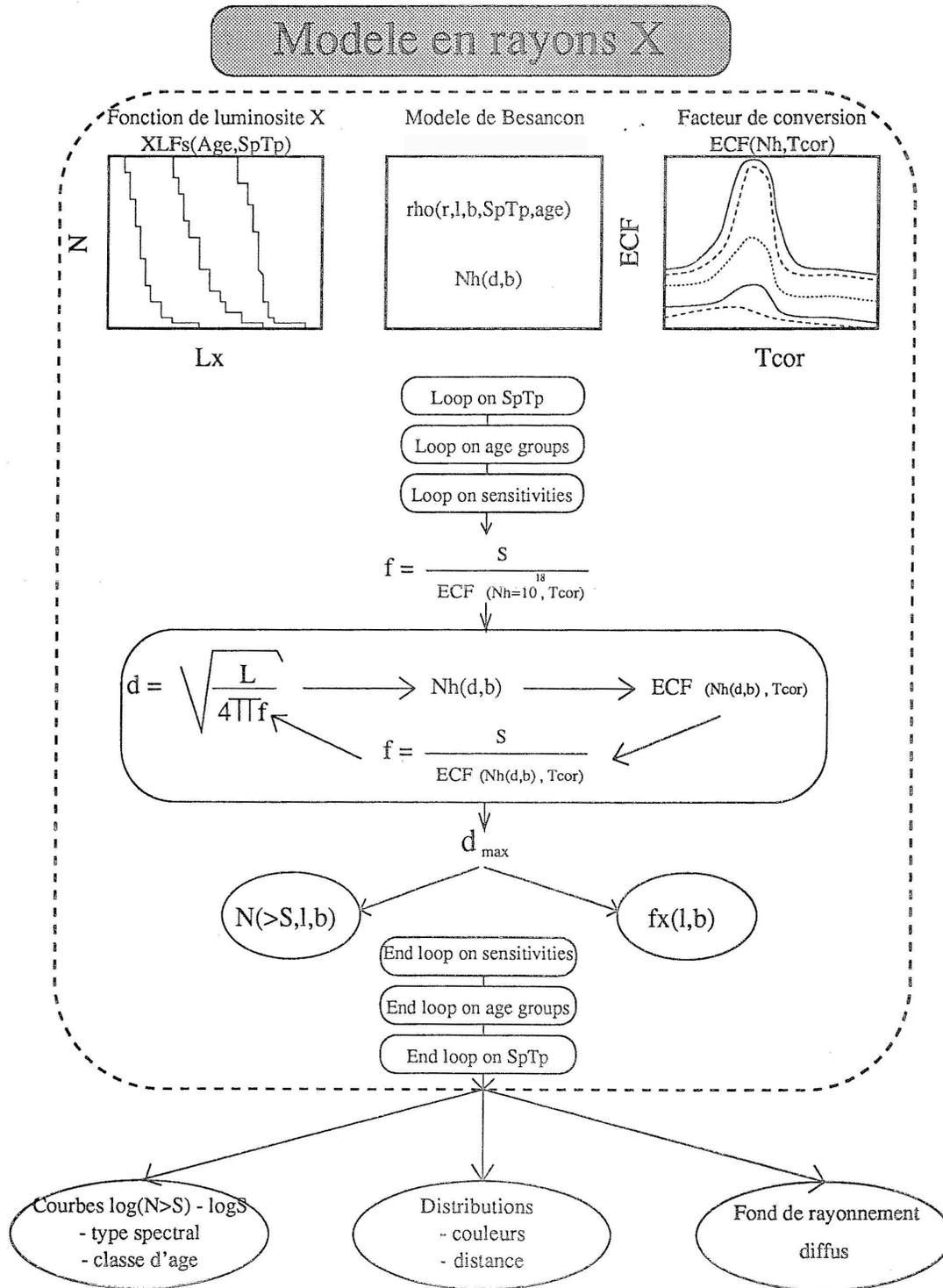


FIG. 6.2 – Ingrédients et méthode du modèle de population stellaire en rayons X (tiré de la thèse de P. Guillout, 1996).

étoile de luminosité $L_X(SpTy, Age)$ au-dessus du taux de comptage S . Cette distance maximale est calculée en résolvant numériquement :

$$d = \sqrt{L_X/4\pi f_X} \text{ avec} \quad (6.4)$$

$$f_X = \frac{S}{ECF(N_H(d, b), T)} \text{ et } N_H(d, b) = \int_0^d n(r, b) dr \quad (6.5)$$

La colonne de densité $N_H(d, b)$ est l'intégrale de la densité de matière absorbante (telle qu'elle est décrite dans le modèle de Besançon) le long de la ligne de visée.

6.3.1 Cas simple

Plaçons nous maintenant dans le cas le plus simple possible où la densité spatiale est constante avec $\rho_{sa}(r, l, b) = \rho_{sa}(0)$ et où l'on peut négliger les effets d'absorptions. Nous avons alors :

$$N_{sa>(> S, l, b) = \rho_{sa}(0) d\Omega \int_{Lmin}^{Lmax} F_{sa}(L_X) dL_X \int_0^{dmax} r^2 dr \quad (6.6)$$

$$N_{sa>(> S, l, b) = \rho_{sa}(0) d\Omega \int_{Lmin}^{Lmax} \frac{d_{max}^3}{3} F_{sa}(L_X) dL_X \quad (6.7)$$

Soit en remplaçant d_{max}^3 par sa valeur à partir des équations 6.4 et 6.5,

$$N_{sa>(> S, l, b) = \frac{\rho_{sa}(0) d\Omega}{3} (4\pi)^{-\frac{3}{2}} ECF^{\frac{3}{2}} S^{-\frac{3}{2}} \int_{Lmin}^{Lmax} L_X^{\frac{3}{2}} F_{sa}(L_X) dL_X \quad (6.8)$$

Si de plus nous nous limitons à une fonction de luminosité X discrète avec $F_{sa}(L_X) = \delta(L_X - \bar{L}_X)$ c'est-à-dire que la luminosité des sources possède une valeur unique, on obtient alors :

$$N_{sa>(> S, l, b) = \frac{\rho_{sa}(0) d\Omega}{3} (4\pi)^{-\frac{3}{2}} ECF^{\frac{3}{2}} S^{-\frac{3}{2}} \bar{L}_X^{\frac{3}{2}}, \quad (6.9)$$

Soit, plus classiquement :

$$\log(N_{sa>(> S, l, b)) = -\frac{3}{2} \log(S) + Cst. \quad (6.10)$$

La dernière relation nous indique donc que pour une population distribuée uniformément et possédant une même luminosité, la pente de la courbe $\log N(>S)$ - $\log S$ est constante et vaut -1.5. C'est la valeur d'Eddington, bien connue, pour une population homogène et isotrope.

Les effets dus à la distribution spatiale des sources dans la Galaxie et à l'absorption interstellaire tendent à diminuer en valeur absolue la pente de cette courbe. A fort taux de comptage, on sonde à des distances relativement faibles correspondant nécessairement à une gamme d'absorption négligeable. Ainsi les approximations de

ce cas simple restent valables dans ces conditions. Cependant, même pour *ROSAT*, la pente des lois $\log N(>S)$ - $\log S$ est différente de -1.5.

6.3.2 Prédictiones possibles

Le modèle permet de prédire un certain nombre de paramètres aussi bien dans le domaine optique que X. La plupart d'entre eux proviennent directement du modèle de Besançon. Connaissant toutes les informations relatives au spectre X on peut cependant remonter très facilement à certaines observables X. En voici une liste non exhaustive :

- *Courbes $\log N(>S)$ - $\log S$* : nombre de sources X stellaires en fonction de la sensibilité S de la caméra EPIC pn. On peut disposer du nombre pour chaque type spectral et pour chaque groupe d'âge.
- *Distribution en distance des sources X stellaires détectées au dessus du taux de comptage S* . Nous pouvons choisir les bornes de sensibilité pour lesquelles le calcul est effectué (relevé limité en flux). En coupant à une certaine distance le résultat du modèle, on peut simuler un relevé limité en volume.
- *Distribution en magnitude visuelle des sources X stellaires détectées au dessus du taux de comptage S* . On peut choisir une magnitude visuelle limite lorsque l'on génère les modèles et produire un relevé simulé limité en magnitude apparente. Ceci permet de prendre totalement en compte les biais introduits par une identification spectroscopique jusqu'à une certaine profondeur optique variable suivant les moyens d'observations.
- *Distribution en couleur des sources X stellaires détectées au dessus du taux de comptage S* . On peut choisir toutes les couleurs possibles qui proviennent du modèle de Besançon.
- *Distribution en rapports de dureté des sources X stellaires au dessus du taux de comptage S* . Les rapports de dureté simulé peuvent être générés et sont calculés en fonction de l'absorption de manière consistante.

Ce modèle a d'abord été développé pour le satellite *ROSAT*. Il a donc fallu l'adapter pour *XMM-Newton* et lui apporter quelques modifications pour prendre plus directement en compte certains paramètres du modèle de Besançon qui lui même a évolué depuis 1996. De plus des observations récentes nous ont conduit à apporter des améliorations au niveau des températures de couronnes. C'est ce que le chapitre suivant va expliquer.

Chapitre 7

CARACTÉRISTIQUES EN RAYONS X DES COURONNES STELLAIRES

7.1 Introduction

Les données X obtenues par les précédentes missions spatiales ont modifié profondément notre perception des couronnes stellaires vues comme le résultat de l'observation de l'émission X d'étoiles normales à travers tout le diagramme HR. La présence même de couronnes, et le processus de chauffage non radiatif en leur sein, sont la règle plutôt que l'exception (Vaiana et al. 1981, Rosner et al. 1985).

Comme nous allons le voir dans les chapitres suivants, le modèle avec lequel nous allons comparer les comptages de sources X coronales dans certaines régions de la Galaxie a d'abord été développé pour *ROSAT* (Guillout et al. 1996). En l'état, ce modèle emploie des fonctions de luminosité X, une loi d'absorption standard ainsi que le Facteur de Conversion en Energie (*ECF*) pour dériver à partir du modèle de Besançon (Robin et al. 1986) les lois $\log N(>S)$ - $\log S$ des sources X stellaires ainsi que des distributions en distances, magnitudes, couleurs et vitesses radiales. Dans le modèle de Guillout et al. (1996), cet *ECF* est déterminé à partir d'un spectre avec une température caractéristique de $\sim 5.6 \cdot 10^6$ K soit 0.5 keV pour toutes les étoiles. Cette valeur résultait de l'analyse spectrale préalable de quelques sources.

Or, depuis 1990, les observations X ont montré que les températures de couronne des étoiles s'étalent sur une grande gamme (Schmitt et al. 1990; Maggio et al. 1994; Preibisch, 1997). Ceci nous a donc conduit à repenser totalement la modélisation des couronnes stellaires à l'intérieur du *modèle de population stellaire en rayons X*.

Pour dériver ces températures nous ne pouvons pas nous borner à la seule étude des rapports de dureté des sources. Ces derniers sont très sensibles à l'absorption interstellaire sur la ligne de visée. L'étude ne poserait donc pas de problèmes à hautes latitudes où l'absorption interstellaire est relativement faible. Mais à basses latitudes, le milieu interstellaire est très inhomogène et le rapport de dureté HR2 est rendu artificiellement plus dur n'indiquant pas pour autant une température intrinsèque

de couronne plus élevée. En présence d'absorption, le pic d'émission X coronale est largement affecté dans sa partie à basse énergie. *XMM-Newton* permettant de sonder jusqu'à des distances de ~ 1 kpc, l'absorption ne devient plus négligeable contrairement à ce qui se passait avec *ROSAT* qui sondait difficilement au-delà de 200 pc. Nous allons donc faire une étude précise sur divers échantillons d'étoiles bien choisis afin d'ajuster des spectres X qui caractérisent l'émission coronale des étoiles de la séquence principale en prenant l'absorption comme un des paramètres libres.

Comme l'activité des étoiles varie considérablement au cours du temps, il n'est pas raisonnable de penser que la température coronale soit constante durant toute leur vie. Ce chapitre va donc tenter de dégager certaines conclusions relatives aux températures de couronnes possiblement différentes suivant l'âge et la masse des étoiles.

7.1.1 L'évolution coronale

Déjà, les premières observations *Einstein* ont montré que l'émission X semblait évoluer durant la vie des étoiles. Dès lors il est devenu évident que l'émission coronale est influencée par des propriétés autres que la masse ou la température effective. La rotation stellaire est un paramètre important à la base de ce mécanisme. Comme cette dernière varie avec l'âge (Schatzman 1959), l'émission coronale évolue elle-même au cours de la vie des étoiles. Il était déjà bien connu que l'émission chromosphérique diminuait durant la vie des étoiles sur la séquence principale. En effet, la rotation stellaire et l'activité magnétique agissent de manière rétroactive ; les étoiles expulsent un vent stellaire magnétisé qui entraîne une diminution de la rotation due au transport de moment angulaire. Ce phénomène affaiblit la dynamo interne et réduit ainsi l'activité magnétique en suivant la fameuse loi de Skumanich (Skumanich, 1972) selon une dépendance en $\propto t^{-1/2}$. Maintenant, on sait que l'évolution de l'émission X suit une loi un peu plus compliquée (Randich et al. 2000 : elle est constante au début de la vie des étoiles (jusqu'à 0.15 Gyr), puis diminue ensuite selon la loi de Skumanich.

La connaissance actuelle de l'évolution coronale provient d'observations d'amas ouverts qui fournissent un ensemble d'étoiles homogènes et bien datées. Les premières observations des Hyades (0.6 Gyr, Lebreton et al. 2001) ont détecté une large fraction d'étoiles de type solaire permettant de déterminer que l'évolution coronale est dominée par l'évolution rotationnelle et que les échelles de temps d'évolution de la luminosité X sont fonction de la masse (Stern et al. 1981, Micela et al. 1988). Ensuite les observations des Pléiades (0.12 Gyr, Straniero et al. 1998) ont confirmé ces travaux en précisant que cette évolution est d'abord très lente puis s'accélère par la suite (Caillault et Helfand, 1985, Micela et al. 1990).

Ces observations ont montré que l'émission X des étoiles tardives est intimement liée à l'activité magnétique mesurée par le nombre de *Rossby*¹. Comme les étoiles

¹valeur adimensionnelle caractérisant la rotation stellaire et les propriétés de la zone de convection. $R_0 = \frac{v}{2\Omega L}$ où v est la vitesse, L l'échelle de longueur et Ω la vitesse angulaire.

convectives de type tardif souffrent du freinage magnétique durant leur évolution sur la séquence principale, on s'attend à une diminution du niveau d'émission X coronale en fonction de l'âge en raison de l'influence de la rotation stellaire sur l'efficacité du processus de dynamo.

Ensuite avec les avancées de *ROSAT*, beaucoup d'autres amas (NGC 2516, Dachs & Hummel 1996 ; NGC 6633, Briggs et al. 2000 ; NGC 3532, Franciosini et al. 2000 ; NGC 2422, Barbera et al. 2002) ont pu être observés confirmant toutes ces attentes et élargissant par là même la gamme d'âges explorés. Ceci a abouti à un paysage plus complet montrant que la relation entre l'activité, l'âge et la rotation était peut être plus complexe que ce que l'on pensait jusqu'à présent (Jeffries et al. 1999 ; Randich et al. 2000) ; notamment, le paradigme *âge-rotation-activité* souligne une dispersion significative de luminosité X pour un type spectral donné qui rendent la définition d'une loi commune entre la luminosité X et l'âge difficile à formuler.

Un des buts des grands relevés X d'amas a été d'estimer le niveau d'activité X en fonction de différents paramètres stellaires. Typiquement, cela a impliqué la construction de fonctions de luminosité X pour chaque type spectral d'étoiles d'amas d'âges différents comme, les Pléiades (Micela, G. et al. 1996), les Hyades et Praesepe (Barrado y Navascués et al. 1998) ou NGC2516 (Damiani et al. 2003). Les études précises de paramètres physiques caractérisant les plasmas responsables de l'émission X stellaire ont été entreprises sur un petit nombre d'étoiles et, pour quelques rares cas, sur un ensemble homogène de classe d'objets (cf Stern et al., 1986, pour une étude spectrale des Hyades ; Schmitt et al., 1987, pour une étude d'un échantillon de 11 étoiles observées avec les satellites *Einstein* et *EXOSAT*). L'étude la plus récente est celle de Schmitt et al. (1990) concernant un échantillon de 130 étoiles de type tardif pour lesquelles des températures de couronnes ont été dérivées. Ces observations ont permis de montrer des différences de température dans les différentes classes d'objets étudiées. Ces études ont abouti au fait que de tels plasmas peuvent avoir plusieurs composantes en température, que la forme du spectre X est fonction de l'activité de l'étoile et qu'il existe une relation entre la luminosité X et la température de couronne (Vaiana 1983, Schmitt et al. 1987, Schmitt et al. 1990). Cependant les différents âges de ces étoiles n'ont pas été pris en compte. En effet, pour estimer l'âge, il est nécessaire d'utiliser des moyens spectroscopiques optiques sur un échantillon représentatif d'objets (raie du lithium à 6708Å).

L'analyse et l'interprétation d'un grand nombre de spectres X d'étoiles de champ en prenant en compte leur âge individuel n'ont donc jamais été entrepris jusqu'à présent. Comme nous ne disposons pas non plus d'informations spectroscopiques relatives au lithium, nous avons eu l'idée d'utiliser des observations *XMM-Newton* d'amas déjà bien étudiés dans le but d'explorer l'espace des paramètres des étoiles d'amas jeunes (par exemple NGC 2264 ou les Pléiades) par rapport aux étoiles d'amas vieux (les Hyades). Etant donné l'effet de ségrégation en âge perpendiculairement au plan galactique du au mécanisme de chauffage du disque, nous nous proposons d'étudier les

différences entre les observations d'amas et celles d'étoiles à différentes latitudes galactiques qui doivent présenter des propriétés similaires à celles des amas selon leur âge. J'insiste sur le fait que cette approche est essentiellement statistique et que de cette manière nous ne serons pas capable de préciser exactement l'âge des étoiles de champ. On pourra tout de même classer les différents échantillons dans la classe d'âge des Pléiades ou celle des Hyades. Les données obtenues actuellement avec *XMM-Newton* sont d'une qualité sans précédent et permettent de dériver les paramètres du plasma coronal avec un niveau de confiance encore jamais atteint. Le but ultime de ce travail est donc de présenter un relevé de températures coronales d'étoiles de la séquence principale observées avec les caméras EPIC à bord d'*XMM-Newton* et par là même d'explorer les paramètres physiques de ces couronnes stellaires.

Les caméras EPIC, avec une résolution spectrale modérée ($\Delta E/E \sim 20 - 50$), sont cependant limitées dans la possibilité de déduire certains paramètres du plasma coronal des sources X stellaires. Les données avec une résolution spectrale plus importante ne sont disponibles que pour un très petit nombre de sources. Celles-ci sont accessibles à l'instrument *Reflection Grating Spectrograph* ($\Delta E/E \sim 200 - 800$) pour peu que les sources soient suffisamment brillantes (voir par exemple, Maggio et al. 2004). Capella, la plus brillante source X coronale a été observée avec le RGS (Audard et al. 2001) et le *Low Energy Transmission Grating Spectrometer* à bord de l'observatoire *Chandra* (Argiroffi et al. 2003). Bien que ces observations à haute résolution soient extrêmement intéressantes, leur nombre est tout simplement trop faible pour caractériser les propriétés spectrales générales de l'émission X dans le diagramme HR. Comme le *modèle de population stellaire en rayons X* ne prédit que les taux de comptage EPIC nous nous baserons sur les instruments de plus basse résolution d'*XMM-Newton* que sont les caméras EPIC pn et EPIC MOS tout de même capables d'effectuer les diagnostics plasma adéquats pour notre travail.

Etant donné les limitations en résolution spectrale de ces caméras et les faibles rapports signal sur bruit (S/B) de certains objets étudiés ci-après, une attention particulière est requise pour l'interprétation de ces données. Pour ces raisons, je vais discuter en détail les procédures d'ajustement spectral et examiner les possibles biais et effets de sélection pouvant résulter de ces procédures.

7.1.2 Modélisation de spectres X

L'interprétation physique de divers types de données spectrales, et spécialement celles concernant les données X à basse résolution, nécessite certaines hypothèses sur la forme du spectre incident et donc des processus physiques à l'œuvre responsables de cette émission. Dans le cas des étoiles, nous avons un avantage certain avec les spectres X haute résolution obtenu d'abord avec le FPCS d'*Einstein* (Vedder et Canizares 1983) puis avec *EXOSAT* (Mewe et al. 1986) et enfin avec la dernière génération de télescopes X que sont *XMM-Newton* (Sanz-Forcada et al. 2003) et *Chandra* (Testa et al. 2004). Ces spectres montrent clairement des raies en émission indiquant l'émission X d'un plasma optiquement mince. Ici, nous n'allons considérer que

les spectres produits par des plasmas en équilibre collisionnel bien que dans quelques cas (principalement à bas rapport S/B) d'autres formes spectrales peuvent produire des ajustements acceptables. A des températures en dessous de $\sim 10^7\text{K}$, la plus grosse partie des pertes d'énergie d'un tel plasma est due à la présence de raies d'émissions que la caméra EPIC pn "voit" comme mélangée dans un *pseudo-continuum* à cause de sa faible résolution spectrale.

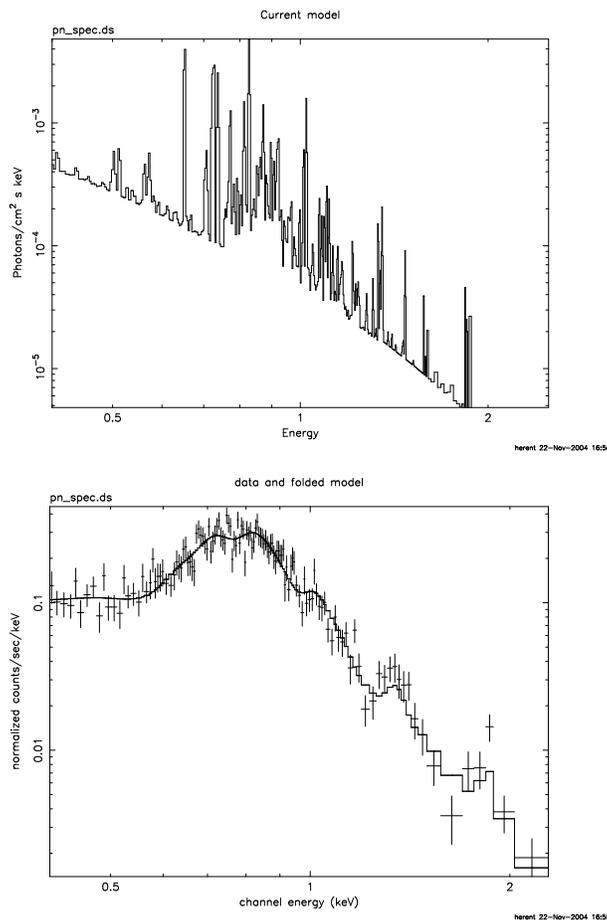


FIG. 7.1 – Modèle isotherme ajusté à l'étoile HD 95976 (F2V) : en haut le spectre théorique intrinsèque ; en bas, l'histogramme du nombre de coups prédit comparé avec le nombre de coup observés (croix) dans chaque intervalle d'énergie de la caméra pn. Le meilleur ajustement a pour paramètre $\log T = 6.75$ et $\chi^2_{red}=1.23$ avec 127 degrés de liberté.

Cet effet est évident sur la Figure 7.1 où nous montrons un ajustement de l'étoile HD 95976 (F2V) : en haut de la Figure, on montre le spectre théorique incident, et en bas les croix représentent le nombre de coups observés dans chaque intervalle d'énergie de la caméra pn ainsi que le nombre de coups prédit sur la base du meilleur ajustement, une seule température (histogramme).

Le rayonnement X des couronnes stellaires provient d'un plasma optiquement mince chauffé à des températures de 1 à 100 millions de Kelvins. C'est un rayonnement thermique *Bremsstrahlung* (rayonnement libre-libre) correspondant à un spectre continu. Le spectre X possède également des raies d'émission dues aux éléments composant le plasma; des modèles de spectres décrivant cette émission et pouvant être utilisés pour l'analyse de spectre X basse résolution, ont été calculés par de nombreux auteurs (voir par exemple Tucker et Koren 1971; Raymond et Smith 1977; Mewe, Kaastra et Liedahl 1995). Etant donné la basse résolution spatiale de nos données, d'autres résultats obtenus avec différents spectres théoriques pourraient changer de manière très légère nos paramètres ajustés; nous n'allons considérer ici que les spectres calculés selon le modèle Mekal (Mewe et al. 1985; Mewe et al. 1986; Kaastra, 1992; Liedahl et al. 1995).

Néanmoins, on ne doit pas oublier que la modélisation des raies spectrales n'est pas un exercice trivial. Raymond (1988) a discuté en détail toutes les hypothèses et incertitudes sous-jacentes aux calculs de spectres X. Certaines d'entre elles comme l'hypothèse de l'isothermalité locale ou la loi des vitesses des électrons supposée *Maxwellienne* pourraient ne pas être applicables en pratique. Clairement, la qualité de nos données ne nous permet pas de prendre en compte ces effets ni a fortiori de répondre à ces questions.

Modèle de couronne

Suivant le formalisme de Craig & Brown (1976), la densité spectrale d'énergie d'un plasma optiquement mince s'exprime suivant la forme :

$$F(\epsilon) = \frac{1}{4\pi d^2} \int \int \int_V P(\epsilon, T(\mathbf{r})) n_e^2(\mathbf{r}) d^3\mathbf{r} \quad (7.1)$$

où d est la distance à la source, $n_e(\mathbf{r})$ et $T(\mathbf{r})$ sont respectivement la densité électronique et la température à la position \mathbf{r} dans le volume V de la *source*, ϵ est l'énergie du photon et $P(\epsilon, T(\mathbf{r}))$ dénote la fonction de distribution spectrale théorique pour un élément de source isotherme. Des calculs détaillés de $P(\epsilon, T(\mathbf{r}))$ ont déjà été réalisés (voir Tucker et Koren, 1971) basés sur l'hypothèse d'un état d'équilibre collisionnel et suivant l'abondance solaire des éléments.

Pour les sources non-isothermes, le problème de l'ajustement spectral est bien plus difficile à traiter car il implique l'inversion de l'intégrale de l'équation 7.1 avec le noyau $P(\epsilon, T(\mathbf{r}))$. Comme la source n'est généralement pas spatialement résolue et que la distribution de température est convoluée avec n_e^2 , il est clairement impossible de déconvoluer la triple intégrale dans l'équation (7.1) à partir de données spectrales seules. Néanmoins, il est possible de dériver une fonction de distribution pondérée pour la source dans son ensemble appelée *mesure différentielle d'émission (DEM)*.

Lors des observations, la première quantité que nous pouvons déterminer n'est malheureusement pas cette *DEM*. C'est simplement une mesure de l'émission (*EM*). Un

plasma comme la couronne solaire émet des radiations lorsque les électrons et les ions qui le constituent entrent en collision. L'intensité du spectre X doit donc être proportionnelle au produit de la densité électronique n_e et de la densité ionique n_i (en fait $n_e = n_i$, plasma neutre). La mesure de l'émission correspond à la "quantité de matériau" d'un plasma disponible pour produire le flux qu'on observe ($EM = n_e^2 \times V$ en cm^{-3}). Comme les observations sont, en règle générale, réalisées sur une ligne de visée, il faut diviser cette quantité EM par la section et on obtient EM en cm^{-5} .

Du fait de la dépendance de la densité d'électrons à la température, la mesure d'émission devient une quantité dite "différentielle" : elle est fonction de la température. C'est cette quantité qu'on appelle $DEM = f(T) = d(n_e^2 V)/dT$. Ainsi, les observations nous donnent EM et on peut ensuite en déduire indirectement des paramètres physiques *locaux* tels que la densité et la pression.

L'ajustement des spectres X est effectué avec le logiciel *XSPEC*² version 11.3. Celui-ci a été développé en 1983 à l'institut d'astronomie de Cambridge pour analyser les données du satellite *EXOSAT*. Il a ensuite été largement utilisé pour les observatoires X suivants jusqu'à *Chandra* et *XMM-Newton* aujourd'hui. Pour modéliser l'émission du plasma coronal nous avons utilisé une implémentation du code originel *MEKAL* (Mewe, Gronenschild & van den Oord 1985; Kaastra & Mewe 1993) appelée *MEKAL* dans *XSPEC*. Dans ce modèle les transitions L du fer ont été recalculées par Liedahl et al. (1995). Il permet de représenter l'émission d'un plasma homogène et optiquement mince. Outre l'émission continue du rayonnement de freinage, il tient compte de l'émission des raies de nombreux éléments. Rappelons que la contribution des raies est plus importante lorsque la température du plasma est basse (typiquement, en dessous de 2 keV). Elle croît également, bien entendu, avec la métallicité du milieu. Les paramètres du modèle *MEKAL* sont la température T du gaz en keV, sa densité volumique d'hydrogène n_H , l'abondance Z des éléments métalliques (C, N, O, Ne, Na, Mg, Al, Si, P, S, Cl, Ar, Ca, Fe, Ni), le décalage spectral z de la source (que nous prendrons nul pour nos applications strictement locales), et un facteur de normalisation $K = 10^{-14}/4\pi d^2 \int n_e n_H dV$ où d est la distance à la source, n_e la densité volumique d'électrons, et n_H la densité volumique d'hydrogène ionisé. Les spectres peuvent être évalués pour chaque température, ou bien interpolés à partir d'une Table de valeurs déjà calculée. Notons au passage qu'il existe une variante de ce modèle, nommée *VMEKAL*, qui permet de paramétrer les abondances de chacun des éléments métalliques indépendamment pour une analyse spectrale plus fine.

Le plus compliqué est ici de déduire la distribution de la mesure d'émission différentielle, c'est-à-dire la quantité de matière à une température donnée à partir de l'observation de $F(\epsilon)$ et ensuite de calculer tous les autres paramètres du plasma. Nous avons bien sûr supprimé les difficultés supplémentaires introduites par la fonction de transfert de l'instrument sur le spectre incident F ; celle-ci est complètement hors de propos ici puisque le problème mathématique fondamental n'est pas modifié par cet effet.

²<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xspec/>

Compte tenu de la basse résolution spectrale des caméras EPIC et du faible rapport S/B de nos données (au moins pour quelques cas), l'inversion directe de l'équation 7.1 est donc impossible ; nous avons alors considéré 2 modèles simples différents :

- Modèle 1 : Un plasma isotherme $Q(T) = EM_1\delta(T-T_1)$, avec 4 paramètres ajustables que sont la température T_1 , l'émission différentielle à cette température réduite ici à l'émission EM_1 , la colonne d'hydrogène N_H (modèle d'absorption photoélectrique) ainsi que l'abondance. Nous avons fixé les abondances relatives des éléments aux valeurs solaire (Anders & Grevesse 1989)
- Modèle 2 : Un plasma à deux composantes isothermes, avec 6 paramètres ajustables : la colonne d'hydrogène N_H , l'abondance identique pour les deux composantes ainsi que T_1 , EM_1 , T_2 , EM_2 , c'est-à-dire $Q(T) = EM_1\delta(T - T_1) + EM_2\delta(T - T_2)$

La loi d'absorption photoélectrique est modélisée en utilisant les sections efficaces de Balucinska-Church & McCammon (1992) par un modèle très simple selon l'équation suivante :

$$A(E) = \exp(-N_H\sigma(E))$$

Où $\sigma(E)$ est la section efficace d'absorption photoélectrique et N_H est la densité de colonne.

7.2 Echantillons et observations

Notre échantillon a été construit en compilant une liste de sources X, détectées dans des observations *XMM-Newton*, qui pouvaient être identifiées avec des étoiles provenant principalement de la base SIMBAD³ et pour lesquelles le type spectral est connu. Cependant, nous ne nous sommes pas restreint à cette base car le nombre d'identifications aurait été trop faible pour certains échantillons. Nous avons utilisé aussi les étoiles brillantes des catalogues GSC2.2 ($R \leq 15$) et Tycho2 potentiellement identifiées aux sources X. Cette sélection s'est effectuée en utilisant extensivement la base du catalogue 1XMM *XCAT-DB*⁴ (voir Figure 7.2) développée à Strasbourg (Michel et al. 2004) ainsi que la *SSC-DB*, une autre base située à Leicester beaucoup plus vaste recueillant toutes les observations *XMM-Newton*. Finalement nous avons éliminé les sources contenant moins de 150 photons. Ces critères de sélection assurent un échantillon d'objets avec un rapport S/B suffisant pour permettre des études spectrales X. Cependant, cette procédure n'assure pas une homogénéité parfaite de l'échantillon ni l'absence de biais. L'extrapolation de nos résultats aux étoiles dont on ne connaît pas le type spectral et aux sources X les plus faibles (erreur inévitablement plus grande) doit être effectuée avec prudence.

³<http://simbad.u-strasbg.fr/sim-fid.pl>

⁴<http://amwdb.u-strasbg.fr/xcatdb-corr/>

Contact: Help Index: **XMM-Newton Catalogue** Select archival entries in one catalogue. Select archival entries in any catalogue.

Archival Catalogue: SIMBAD [0001A] --

Query Summary
 ((obj type Contains "" star"))
 AND (#(CORRELATION where ((corr_src.distance < 6) and (corr_src.distance != NaReal)) and (((Catalogue_XMM_Entry)(corr_src.source)).PN_SCTS > 300) and
 (((Catalogue_XMM_Entry)(corr_src.source)).PN_SCTS != NaReal))) != "0") No sort

130 Entry(ies) on 81835 match(es) the query (entries 1 to 30 displayed)(query execution time in: 55.3 sec.)

	Data Access	RA-DEC (J2000)	III-b-II	E_PrioriusV	Name	XName	obj_type	ErrPosMaj	ErrPosMin	ErrPosAng	ra_b	mv	SP_T	rou_alpha	rou_delta	ErrMuMaj
1	gsc 09009-01573	14:00:30.51 -61:54:25.63 (+4.63e-02")	310.9671 -000.1177	13.5600	gsc 09009-01573	N/A	Star	46.3400	35.8800	90.0000	11.2000	10.4800	N/A	63.6000	12.4000	2.5000
2	gsc 08676-00551	13:56:08.46 -59:18:10.94 (+0.1")	313.1161 +002.5367	1.3883	gsc 08676-00551	N/A	Star	60.1900	37.1400	N/A	11.8000	10.1000	N/A	-18.1000	-8.6000	4.1000
3	hd 237697	05:15:42.11 +01:12:47.54 (+3.86e-02")	200.3802 -020.5690	0.1098	hd 237697	N/A	Star	38.6400	30.0000	90.0000	10.5800	9.9400	G5IV	8.3000	-2.7000	2.6000
4	[DE95] Ncc 2264e 3	06:41:13.30 +09:55:07.00 (+3.0")	202.9434 +002.2624	3.1204	[DE95] Ncc 2264e 3	N/A	Star	3000.0000	3000.0000	1.0000	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A
5	[HG95] gp com- 2	13:06:05.40 +18:02:54.00 (+3.0")	324.0328 +080.3126	0.0265	[HG95] GP Com- 2	N/A	Star	3000.0000	3000.0000	4.0000	15.4420	14.4780	N/A	N/A	N/A	N/A
6	* alf TrA	16:48:39.89 -69:01:39.77 (+5.21e-03")	321.5358 -015.2588	0.1001	* alf TrA	N/A	Star	5.2100	4.0300	172.0000	3.3600	1.9200	K2III-III	17.8500	-32.9200	0.6000
7	CPD-76 648	11:00:21.40 -77:01:35.62 (+3.73e-02")	296.6997 -015.5189	0.8482	CPD-76 648	N/A	Star	37.2600	34.0200	N/A	11.4000	10.5000	G5	-32.6000	4.7000	2.3000
8	hd 203915	21:26:35.84 -44:50:47.66 (+8.63e-03")	355.3633 -045.7962	0.0276	hd 203915	N/A	Star	8.6300	4.3900	57.0000	8.3200	7.3100	F5V	-77.3400	-27.7800	0.9900
9	[VS88] 151	05:35:40.80 -06:26:50.00 (+3.0")	210.0814 -019.7695	2.3142	[VS88] 151	N/A	Star	3000.0000	3000.0000	174.0000	N/A	14.0000	N/A	N/A	N/A	N/A
10	[HR32] 10	05:35:40.97 -06:26:49.80 (+0.3")	210.0617 -019.7689	2.3114	[HR32] 10	N/A	Star	300.0000	300.0000	174.0000	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A
11	BD-06 1250	05:36:06.05 -06:19:38.94 (+3.31e-02")	209.9973 -019.6225	1.5501	BD-06 1250	ZE 1413	Star	33.1400	24.5200	90.0000	10.4600	9.9500	F3IV	1.1000	6.2000	2.0000
12	[VS88] 17	05:36:06.80 -06:23:34.00 (+3.0")	210.0608 -019.6489	1.9579	[VS88] 17	N/A	Star	3000.0000	3000.0000	174.0000	N/A	11.8000	N/A	N/A	N/A	N/A
13	[VS88] 15	05:36:24.90 -06:17:32.00 (+3.0")	210.0009 -019.5369	1.5513	[VS88] 15	N/A	Star	3000.0000	3000.0000	175.0000	N/A	12.0000	N/A	N/A	N/A	N/A
14	BD-06 1260	05:37:18.20 -06:26:11.00 (+3.0")	210.2424 -019.4039	1.9444	BD-06 1260	N/A	Star	3000.0000	3000.0000	175.0000	N/A	10.6700	F5V	N/A	N/A	N/A
15	hd 274404	05:20:49.33 -45:41:30.50 (+0.1")	251.5097 -034.4540	0.0448	hd 274404	N/A	Star	100.0000	100.0000	180.0000	12.2000	N/A	K	23.0000	5.0000	N/A
16	[AD95] 2024	05:34:48.47 -05:07:14.90 (+0.3")	208.7009 -019.3858	1.6740	[AD95] 2024	N/A	Star	300.0000	300.0000	175.0000	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A
17	[AD95] 1956	05:34:50.50 -05:11:11.10 (+0.3")	208.7669 -019.3880	4.8882	[AD95] 1956	N/A	Star	300.0000	300.0000	175.0000	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A
18	[AD95] 1940	05:34:53.45 -05:10:28.30 (+0.3")	208.7615 -019.3717	4.7127	[AD95] 1940	N/A	Star	300.0000	300.0000	175.0000	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A
19	[AD95] 2997	05:34:56.82 -05:11:33.50 (+0.3")	208.7854 -019.3675	7.0312	[AD95] 2997	N/A	Star	300.0000	300.0000	175.0000	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A
20	[H97b] 180	05:34:58.00 -05:11:54.00 (+18.0")	208.7381 -019.3557	7.3382	[H97b] 180	N/A	Star	18000.0000	18000.0000	175.0000	14.5000	N/A	G5	N/A	N/A	N/A
21	[AD95] 1623	05:34:58.19 -05:11:53.50 (+0.3")	208.7394 -019.3649	7.9766	[AD95] 1623	N/A	Star	300.0000	300.0000	175.0000	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A
22	[AD95] 1948	05:34:58.26 -05:09:29.10 (+0.3")	208.7556 -019.3465	4.8859	[AD95] 1948	N/A	Star	300.0000	300.0000	175.0000	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A
23	[AD95] 1947	05:35:01.43 -05:09:33.10 (+0.3")	208.7630 -019.3353	5.8110	[AD95] 1947	N/A	Star	300.0000	300.0000	175.0000	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A
24	[AD95] 2450	05:35:04.22 -05:08:12.40 (+0.3")	208.7474 -019.3148	5.1090	[AD95] 2450	N/A	Star	300.0000	300.0000	175.0000	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A
25	[AD95] 1944	05:35:04.63 -05:09:55.30 (+0.3")	208.7753 -019.3263	7.0936	[AD95] 1944	N/A	Star	300.0000	300.0000	175.0000	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A
26	[AD95] 1916	05:35:13.34 -05:08:21.00 (+0.3")	208.7895 -019.2897	3.2402	[AD95] 1916	N/A	Star	300.0000	300.0000	175.0000	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A
27	[AD95] 2069	05:35:14.86 -05:06:50.90 (+0.3")	208.7472 -019.2652	6.4309	[AD95] 2069	N/A	Star	300.0000	300.0000	175.0000	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A
28	[AD95] 2389	05:35:17.56 -05:17:39.50 (+0.3")	208.9228 -019.3368	39.4407	[AD95] 2389	N/A	Star	3000.0000	3000.0000	175.0000	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A
29	[GCS95] 220	05:35:20.00 -05:13:12.00 (+18.0")	208.8574 -019.2941	21.4730	[GCS95] 220	N/A	Star	18000.0000	18000.0000	175.0000	15.8000	N/A	N/A	N/A	N/A	N/A
30	[H97b] 629	05:35:20.00 -05:13:12.00 (+18.0")	208.8574 -019.2941	21.4730	[H97b] 629	N/A	Star	18000.0000	18000.0000	175.0000	13.9000	N/A	Xe	N/A	N/A	N/A

Submit Query Order by: desc asc File selector for position lists Browse...

Full/Short Display

The query can be re-executed with another ordering criteria by selecting that criteria and clicking on **Submit Query**.
 If a sky position file is given into the file selector, the query will return the entries matching these positions but other user constraints will be ignored.

FITS File Report Download the selection in a FITS table

[Logout][New Password][Session Report]

Sun Apr 3 18:40:48 2005 CET olivier herent logged on XCat

FIG. 7.2 – Exemple de requête exécutée sur la base XCAT-DB : toutes les étoiles de la base SIMBAD corrélées avec les sources X de la caméra EPIC pn du catalogue 1XMM à moins de 6'' d'arc.

Une source X est identifiée avec une étoile de la base SIMBAD (ou d'autres catalogues), sur la base de la coïncidence en position ; distance entre la source X et la source optique inférieure à $6''$ compatible avec le r_{90} moyen observé dans les champs *XMM-Newton* (Watson et al. 2002). Nous avons seulement considéré les étoiles avec $B - V > 0$ ou de type spectral connu pour restreindre l'analyse aux étoiles de type spectral A, F, G, K ou M. Nous supposons par la suite que toutes les étoiles identifiées à des sources X selon nos critères sont des étoiles naines de la séquence principale.

Le choix du catalogue Tycho2 et la limitation aux sources brillantes du GSC2.2 peuvent paraître restrictifs vis-à-vis des sources X stellaires pouvant être identifiées avec des sources optiques faibles. Comme nous nous intéressons à un échantillon bien défini en optique et en X, ne comportant que des étoiles, le fait de prendre en compte des objets faibles pourrait contaminer l'échantillon avec des objets d'origine extragalactique. D'autre part ce choix pourrait introduire un biais contre les étoiles K et M faibles optiquement. L'analyse des sources montre que cet effet reste limité ; sur 31 étoiles de type spectral inconnu, 15 montrent des indices de couleurs $B - V$ ou $B - R$ compatibles avec des types K ou M. Les 91 autres sources de type connu se répartissent entre 55 précoces ($<K$) et 41 tardives (K ou M). Dans la Table 7.1 nous listons l'échantillon des étoiles d'amas avec les principales informations optiques et X. La Table 7.2 présente l'échantillon des étoiles de champ.

L'échantillon complet consiste en 89 observations de 127 objets distincts. La grande majorité vient de la base SIMBAD (91 sources) auquel il faut ajouter 24 étoiles du GSC2.2 et 12 du catalogue Tycho2. Au total, on trouve 86 étoiles de la séquence principale, 8 étoiles BY dracononides (binaires constituées de deux étoiles naines, séquence principale, actives dont la période orbitale est très courte) et 2 binaires à éclipses de type Algol (binaires serrées à éclipses dont la secondaire remplit le lobe de Roche de la primaire).

Les échantillons à hautes, moyennes et basses latitudes sont définis respectivement suivant la gamme $40^\circ < |b| < 90^\circ$, $15^\circ < |b| < 40^\circ$ et $0^\circ < |b| < 15^\circ$ en valeur absolue.

7.3 Méthode de réduction des données

Toutes les analyses ont été effectuées en utilisant le logiciel *SAS* version 6.0. Nous avons généré les listes d'évènements à partir des *Observations Data Files* (ODF)⁵ récupérés dans la base de données *XMM-Newton Science Archive* (XSA)⁶ afin de bénéficier des dernières calibrations à jour. Les fichiers de calibration pour l'observation sont d'abord générés avec la commande *cifbuild*, puis les ODFs sont formatées par la tâche *odfingest*. Enfin, on peut créer les listes d'évènements de notre observation grâce à *epproc* et *emproc* pour les caméras EPIC pn et MOS respectivement.

⁵Observation Data Files

⁶http://xmm.vilspa.esa.es/external/xmm_data_acc/xsa/index.shtml

TAB. 7.1 – Echantillon des étoiles d'amas.

Amas	OBS_ID	Numéro de source	Etoile	B-V	Nombre de photons (pn)	Type spectral	X _{ref}	
Praesepe	0101440401	1XMMJ083925.1+192734	CI* NGC 2632 RUS 127 *iC	0.55	1507.6	*	1	
	0101440401	1XMMJ084023.3+194020	BD+20 2166B *i*	0.59	940.2	F2	2	
Hyades	0101440601	#2	V* IN Tau F1*	1.53	15385.5	M3e	3	
	0056020401	#2	HD 28068 BY*	0.62	8663.6	G1V BY Dra	4	
	0101441501	#1	HD 27836 BY*	0.60	4720.4	G1V BY Dra	5	
			Stern et al. 1994	HD 27691 S**	0.50	*	G0	6
			Stern et al. 1994	HD 27991 *iC	0.45	*	F7V	7
			Stern et al. 1994	HD 28034 *BY	0.52	*	G0 BY Dra	8
			Stern et al. 1994	HD 28205 *BY	0.51	*	G0 BY Dra	9
			Stern et al. 1994	HD 28052 V*	0.24	*	F0V	10
			Stern et al. 1994	CI* Melotte 25 REID 210 *iC	1.60	*	M0.5	11
			Stern et al. 1994	CI* Melotte 25 HAN 378 *iC	1.47	*	M?	12
		0101441501	#3	HD 27771 *iC	0.93	310.6	G5	13
		0101440501	1XMMJ042859.7+160930	HD 28363 *iC	0.53	1465.8	F8	14
		0101440501	1XMMJ042852.4+155854	CI* Melotte 25 HAN 442 *iC	1.26	625.2	K5	15
		0056020401	#1	HD 28099 BY*	0.66	4415.8	G2V BY Dra	16
	Pléiades	0112390101	#2	V* V1170 Tau BY*	0.84	24398.5	G8V BY Dra	17
		0112390101	#1	V* V1038 Tau BY*	0.80	24098.5	G1V BY Dra	18
0112390101		#3	V* V1084 Tau *iC	0.88	18907.4	G5V	19	
0112390101		#3	V* V632 Tau V* prb in reduction	1.04	6408.1	*	20	
0112390101		#6	V* MY Tau F1*	*	5898.7	K7e	21	
0112390101		#8	V* MR Tau F1*	*	2105.9	K7V	22	
0112390101		#5	2E 0341.0+2420 *iC	0.80	2359.0	G1V	23	
0094780101		1XMMJ034628.4+242604	V* V1171 Tau BY DraA2 in Simbad!	0.75	5785.5	G8V	24	
0094780101		1XMMJ034637.2+242039	V* V642 Tau *iC	1.15	2169.0	K3V	25	
0094780101		1XMMJ034718.0+242328	CI* Melotte 22 LLP 49 *iC	1.18	1060.6	K5	26	
0094780101		1XMMJ034638.9+243115	CI* Melotte 22 LLP 40 *iC	1.33	355.6	K6.5e	27	
0094780101		1XMMJ034740.4+241808	N331101299	2.75	1510.6	K	28	
0094780101		1XMMJ034703.8+240936	V* V535 Tau V*	1.35	526.4	K8	29	
0112390101		#131	HD 23269 *iC	0.40	686.7	F9V	30	
0094780101		1XMMJ034813.5+241905	HD 23733 *iC	0.32	522.8	F0	31	
0094780101		1XMMJ034710.0+241637	HD 23584 *iC	0.41	2056.9	F6V	32	
0094780101		1XMMJ034740.4+242154	HD 282967 *iC	0.64	1471.2	G5	33	
αPer		0101440101	1XMMJ032448.4+485320	V* V530 Per *iC	0.82	3366.8	G8V	34
	0101440101	1XMMJ032616.4+485028	CI* Melotte 20 AP 37 *iC	0.96	2844.1	*	35	
	0101440101	1XMMJ032528.7+485752	APX 32A *	0.97	580.3	*	36	
NGC2264	0011420101	1XMMJ064037.5+095458	CI* NGC 2264 VAS 48 *iC	0.66	1306.2	G0	37	
	0011420101	1XMMJ064041.2+095256	V* LO Mon Or*	1.31	1337.3	K6	38	
	0011420101	1XMMJ064009.7+094144	CI* NGC 2264 RMS 1810 *iC	0.85	897.3	G9	39	
	0011420101	1XMMJ064101.7+094823	V* V604 Mon V*	1.38	1233.8	K6	40	
	0011420101	1XMMJ064115.5+094640	EM* LkHA 367 *iC	0.95	585.2	K1	41	
	0011420101	1XMMJ064044.8+095744	CI* NGC 2264 RMS 2904 *iC	1.35	525.6	K6	42	
	0011420101	1XMMJ064104.1+094909	CI* NGC 2264 RMS 3459 *iC	1.36	670.7	K4	43	
	0011420101	1XMMJ064113.3+095508	CI* NGC 2264 RMS 3720 *iC	1.56	996.7	M1	44	
	0011420101	1XMMJ064023.7+095524	N220303317321	*	503.9	*	45	
	T Tauri	0067140101	1XMMJ105907.1-770141	V* CR Cha TT*	1.20	9221.4	K2	46
0112380101		1XMMJ155720.0-233849	V* V1146 Sco TT*	*	2022.5	M0	47	
0112380101		1XMMJ155629.5-234820	V* V1144 Sco TT*	*	7927.5	M1.5	48	
0109060301		1XMMJ043214.5+182014	V* V827 Tau TT*	1.40	5617.6	K7	49	
0086360301		1XMMJ041926.2+282615	V* V819 Tau TT*	1.57	4813.2	K7V	50	
0109060201		1XMMJ161302.8-225744	GSC 06793-00797 TT*	*	3764.9	K4	51	
0109060201		1XMMJ161402.2-230103	GSC 06793-00994 TT*	*	22050.3	G4	52	
0093000101		1XMMJ053504.2-050813	V* V1321 Ori TT*	1.29	3115.9	G8n	53	

Nous listons ici les principales informations optiques et X pour chaque étoile. On précise le nom de l'amas auquel appartient la source (col. 1), le numéro de l'observation X (col. 2), le nom de la source X dans le catalogue 1XMM ou le numéro de source dans l'observation XMM-Newton (col. 3), le nom de l'étoile (SIMBAD) (col. 4), l'indice de couleur (col. 5), le nombre total de photons du spectre X (col. 6) et enfin le type spectral (col. 7). Dans la dernière colonne nous indiquons un numéro de référence dont le but est d'aider le lecteur à localiser ces objets dans les tables suivantes.

TAB. 7.2: Echantillon des étoiles de champ.

Latitude	OBS_ID	Numéro de source	Etoile	B-V	Nombre de photons (pn)	Type spectral	X_{ref}
$40^\circ < b < 90^\circ$	0033541001	1XMMJ230408.4+031821	CCDM J23041+0318B *i*	*	1148.3		54
	0111160101	1XMMJ133509.3+503918	StM 185 *	2.27	9573.0	M8	55
	0060370201	1XMMJ124938.7-060446	HD 111487 A1* eclipsing binary	0.64	30426.8	G5	56
	0112370101	1XMMJ021829.9-045514	S00232203825	*	2781.2		57
	0112290201	1XMMJ095536.2+695448	TYC2 523	1.05	503.7		58
	0112600601	1XMMJ012757.4+185924	BD+18 193 *	0.50	647.7	F8	59
	0093550401	1XMMJ233325.8-152241	S320221318	1.08	1746.8	K4V	60
	0104260101	#3	N111121085	*	2502.9		61
	0055990501	#2	GJ 520C Fl*	1.53	1538.1	M4	62
	0112250201	1XMMJ134731.8+582103	N1111111164	1.48	1526.2	M2V	63
	0091770101	#1	1E 0321.6-3726 *	1.00	4792.4	K5	64
	0070340301	1XMMJ110320.1+355804	HD 95735 Fl*	1.51	892.3	M2V	65
	0088020201	1XMMJ212635.9-445048	HD 203915 *	0.41	445.4	F5V	66
	0041170201	1XMMJ095955.1+251551	TYC2 1168	0.26	1104.2	F0V	67
	0111160101	1XMMJ133321.1+503102	TYC2 261	0.67	1460.0	F6V	68
	0100440101	1XMMJ222852.4-050914	HD 213039 *	0.56	1064.0	F8	69
	0112650101	1XMMJ123210.0+205507	HD 109118 V*	1.31	1828.1	K2	70
	0112800201	1XMMJ005526.9-373128	HD 5403 V*	0.68	1678.6	G5V	71
	0112860101	1XMMJ022913.7-100942	S0020201162	*	722.1		72
	0123700401	1XMMJ105301.0+574207	HD 237944 **	0.71	611.3	G5	73
	0153950601	1XMMJ110443.9+381446	HD 95976 *i*	0.41	2951.5	F2	74
	0037950101	1XMMJ131531.9-162722	S2033223198	*	1099.1		75
	0041170201	1XMMJ095955.1+251551	TYC2 1168	0.26	1104.2	F0V	76
	0111530101	1XMMJ143922.9+640914	HD 129390 *	0.36	2053.8	F2	77
	0111000101	1XMMJ001750.0+161953	HD 1352 PM*	0.46	646.5	F6V	78
	0136550101	1XMMJ012757.4+185924	N120013358	*	266.9	G0V	79
	0112521901	#3	TYC2 1179	1.18	2112.4	G0V	80
	0147511601	1XMMJ105131.2+573440	N21233316424	*	168.4	M5V	81
	0049150301	1XMMJ021603.4-735043	HD 14716 *	0.45	415.9	F5V	82
	0147510901	1XMMJ105336.5+573759	TYC2 162	0.64	249.7		83
	0109910101	#9	HD 122473 *	0.97	998.3	K0	84
	0070340501	1XMMJ122751.2+333843	N122322014	1.31	437.9	K6V	85
	0111291001	#2	HD 135657 **	0.50	2011.9	F5	86
	0020540401	#34	N122213112888	1.51	1726.9	M4e	87
0112250101	#1	HD 121322 *	0.54	461.4	F8	88	
$15^\circ < b < 40^\circ$	0090050701	1XMMJ052049.3-454130	HD 274404 *	1.05	1163.4	K	89
	0094400101	1XMMJ051616.9+794410	HD 32558 *	0.34	3705.8	F8	90
	0111970301	1XMMJ040807.0-712702	EXO 0408.4-7134 Fl*	1.48	2251.0	MV	91
	0109060101	1XMMJ162556.2-242048	V* V2058 Oph Or*	*	15074.4	K5e	92
	0100640101	1XMMJ004244.1+851415	SAO 111 *iC NGC 188	0.50	1012.3	F5	93
	0109980301	1XMMJ091805.9-121910	HD 80198 **	0.53	868.8	G0	94
	0129341101	#4	HD 36436 *	0.47	1689.8	F7V	95
	0112980501	#2	HD 150098 *	0.34	711.0	F0	96
	0070340101	#2	HD 3065 *	0.98	1596.2	K0	97
	$0^\circ < b < 15^\circ$	0094630101	#1	TYC2 1709	0.53	1094.9	
0087940101		1XMMJ163847.3-474111	S230313214370	*	1712.4		99
0007421001		1XMMJ135821.9-610003	S212220152492	*	1825.8		100
0121500301		1XMMJ051723.9+455019	G 96-29 PM*	1.50	2925.2	M1	101

Continue sur la page suivante.

Tab. 7.2 Suite de la page précédente

Latitude	OBS_ID	Numéro de source	Etoile	B-V	Nombre de photons (pn)	Type spectral	X _{ref}
	0100240301	1XMMJ051515.5+471016	HD 33798 BY*	0.97	12718.3	G5 BY D	102
	0112970201	1XMMJ174705.4-280900	HD 161507 A1* eclipsing binary	0.32	1644.8	F3V	103
	0113050401	#2	S300103211483	*	1660.9		104
	0036140201	#42	S212300218651	*	1010.3		105
	0140350101	#11	TYC2 2221	0.57	3172.6		106
	0104460401	1XMM J182845.7-11171	S300302048457	1.15	694.9	K	107
	0135745701	#1	HD 170248 *	0.53	988.7	G0	108
	0112480201	#1	HD 150345 *	0.44	3955.2	F5V	109
	0111240101	#8	CD-64 807 *	1.19	1330.3	K0	110
	0112970801	1XMMJ174417.3-293944	AX J1744.3-2940 X	*	801.2		111
	0085580101	1XMMJ115612.9-653755	S111200117851	*	1167.4		112
	0137750101	1XMMJ125945.9-593158	S21233131589	*	592.5		113
	0092140101	1XMMJ134604.4-602053	S21222311914	*	675.3		114
	0095810401	1XMMJ080338.0-400431	S132300382206	*	952.8		115
	0092140101	1XMMJ134655.4-602312	S212223127173	*	673.2		116
	0111350301	#7	HD 316314 *	0.43	3058.5	F0	117
	0065940101	#2	HD 27214 *	0.10	1382.2	F0	118
	0111350101	#3	HD 316224 *	0.57	386.9	F2	119
	0111150101	1XMMJ092622.7-475552	S130202043	*	643.4		120
	0087940101	1XMMJ163957.0-474701	HD 149901 **	0.40	3919.0	F5IV/V	121
	0007420801	1XMMJ135826.7-614542	CPD-61 4210 *	0.75	593.2		122
	0007420801	1XMMJ140030.6-615424	S21222011148	0.72	715.4		123
	0087940101	1XMMJ164000.7-474421	TYC2 33	0.53	628.0		124
	0037990101	#51	TYC2 113	1.22	580.3		125
	0153350101	#48	TYC2 2689	0.67	466.7		126
	0154750501	#99	TYC2 520	0.73	736.9		127

La dénomination des colonnes est la même qu'à la Table 7.1.

Les observations X étant par nature très longues (typiquement quelques dizaines de kilo-secondes), il n'est pas rare que les *flares* solaires affectent la qualité des observations. En effet, comme le satellite *XMM-Newton* évolue sur une orbite excentrique qui l'emmène en dehors des ceintures magnétiques de Van Allen, il est très sensible au flux de protons mous en provenance du soleil. Ce dernier est focalisé de la même manière que les photons X et laisse des traces similaires sur les caméras EPIC. Pour éviter ces problèmes, on peut mélanger tous les événements de façon à réaliser une courbe de lumière générale de l'observation et ainsi enlever les périodes où le flux de proton est très important. Pour cela on extrait les événements uniques avec une énergie supérieure à 10 keV en les regroupant avec un pas en temps de l'ordre de 100s variable suivant le temps de pose total de l'observation.

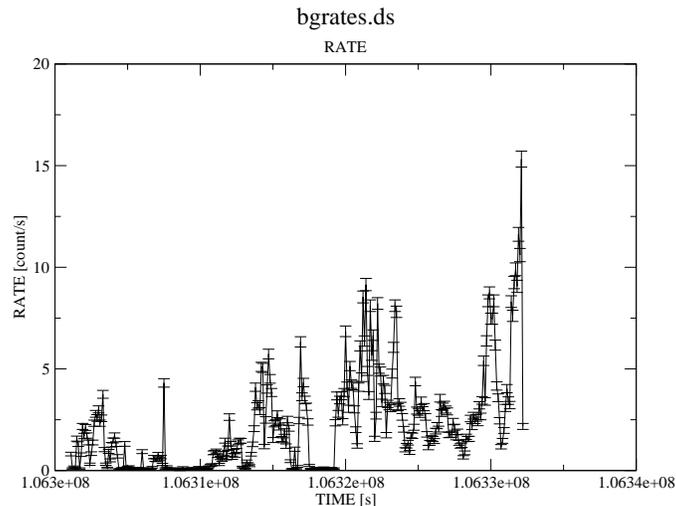


FIG. 7.3 – Exemple d'une courbe de lumière où l'observation a été affectée par un large *flare* solaire.

La courbe de lumière ainsi créée (voir Fig. 7.3) nous permet d'identifier les périodes de haute activité. Pour éliminer ces périodes on se fixe un niveau au-dessus duquel on rejette tous les événements ; classiquement pour la caméra pn on prend une limite de 1 cnt s^{-1} et pour les MOS 0.35 cnt s^{-1} . Bien sûr cette manière de filtrer nous fait perdre autant de temps d'observation mais garantit une qualité supérieure des données.

On génère ensuite une image de l'observation à partir de la liste d'événements filtrée et on sélectionne la région pour laquelle on va accumuler les photons dans le but d'en obtenir un spectre. La tâche *xmmselect* est très pratique pour réaliser cette opération ; elle permet de créer l'image et de la visualiser à l'aide de l'interface *ds9* et d'extraire les informations de la source qui nous intéresse. Pour ce faire, on utilise une ellipse qui permet d'extraire avec le maximum d'efficacité la source compte tenue de la forme de

la PSF parfois très allongée surtout sur les bords du champs de vue. Une taille d'extraction trop petite peut provoquer des distorsions spectrales lors de l'ajustement ; une taille de $\sim 25''$ de demi grand-axe correspondant à ~ 23 pixels (caméra EPIC pn) est optimale pour sélectionner les évènements constituant le spectre X ou la série temporelle de la source. L'excentricité de l'ellipse peut varier de $e = 0$ (vers le centre du champ de vue) à ~ 0.5 sur les bords.

Il est également essentiel d'effectuer divers filtrages. En effet, lorsqu'un photon arrive sur le détecteur, il peut se propager sur plusieurs pixels suivant la localisation de son point d'impact. On choisit donc les évènements ayant eu lieu sur 1 ou 2 pixels (évènements simples ou doubles) pour la caméra EPIC pn et ceux ayant eu lieu sur 4 pixels maximum pour la caméra EPIC MOS. Ces limites sont différentes puisque l'échantillonnage spatial de la caméra MOS est plus important que dans le cas de la caméra pn : $1.1'' \text{ pixel}^{-1}$ contre $4.1'' \text{ pixel}^{-1}$ respectivement (Chapitre 1). D'autre part, le paramètre *FLAG* permet de supprimer certaines régions où les données recueillies peuvent être incertaines. C'est le cas par exemple des zones qui sont proches des *gaps* des CCDs ou des mauvaises colonnes.

La table d'évènements dont nous disposons après filtrage contient le bruit inhérent à la précision du détecteur ainsi que le rayonnement cosmique pouvant provenir d'AGN lointains ou de gaz chaud dans la direction de l'observation. Pour supprimer efficacement cette contribution, on extrait un spectre du fond de ciel en utilisant un anneau qui entoure la source précédemment étudiée et on le filtre de la même manière. La tâche spécifique qui consistera à enlever l'effet du bruit de fond sur la source sera réalisée par la suite avec le logiciel d'ajustement de spectres. S'il s'avère impossible d'utiliser un anneau à cause de la présence d'autres sources trop proches nous utilisons alors un cercle situé au plus près de notre cible. La taille de l'anneau ou du cercle représente $\sim 4 \times$ l'aire de la surface d'extraction de la source de manière à ne pas introduire de bruit supplémentaire le spectre X.

On génère ensuite la matrice de redistribution (*RMF*) qui fait le lien entre l'énergie mesurée par le détecteur et l'énergie réelle du photon incident. Enfin, la dernière étape consiste à créer le fichier auxiliaire (*ARF*) qui gère quelques corrections supplémentaires comme la dépendance de la surface effective du télescope avec l'énergie, l'efficacité quantique des CCDs, les filtres utilisés...etc. Munis de ces fichiers nous pouvons maintenant essayer d'ajuster ces spectres.

7.3.1 Ajustements des spectres X

Avant d'aller plus loin, rappelons quelques principes de base sur les ajustements en général et leur fondement statistique.

Un spectromètre n'observe pas le spectre intrinsèque de la source émettrice mais plutôt un nombre de photons (C) dans des canaux spécifiques de l'instrument (I). Ce spectre observé est relié au spectre intrinsèque de la source ($f(E)$) par :

$$C(I) = \int_0^{\infty} f(E)R(I, E)dE \quad (7.2)$$

où $R(I, E)$ est la réponse instrumentale proportionnelle à la probabilité qu'un photon incident d'énergie E soit détecté dans le canal I. Idéalement nous voudrions déterminer le spectre intrinsèque de la source en inversant l'équation 7.2 pour obtenir $f(E)$ avec un ensemble de $C(I)$. Mais, généralement, l'inversion de cette équation ne produit pas de solutions uniques pour de petits changements dans $C(I)$.

L'alternative habituelle est donc de choisir un modèle pour le spectre $f(E)$ qui dans notre cas est le modèle *MEKAL* décrit par les paramètres vus précédemment ; pour chaque $f(E)$, un nombre de photons dans un canal donné ($C_p(I)$) est calculé et comparé aux données observées ($C(I)$). Puis un ajustement est calculé à partir de cette comparaison et on juge si le modèle ajuste bien les données du spectromètre. On fait ensuite varier les paramètres du modèle pour trouver ceux qui donnent le meilleur ajustement. Ces valeurs sont appelées *paramètres de meilleur ajustement*. Le spectre modèle, $f_b(E)$, constitué de ces paramètres est nommé *modèle de meilleur ajustement*.

La statistique des écarts à l'ajustement est supposée obéir à la loi du χ^2 (événements indépendants). Elle est définie comme suit :

$$\chi^2 = \sum_I (C(I) - C_p(I))^2 / (\sigma(I))^2$$

où $\sigma(I)$ est l'erreur associée au canal I (si $C(I)$ est en coups alors $\sigma(I)$ est déterminé par $\sqrt{C(I)}$). Le χ^2 ainsi défini décrit l'écart entre le modèle et les données. Une fois que le modèle de meilleur ajustement est obtenu, il faut répondre à trois questions :

- A quel niveau de confiance peut-on estimer que les $C(I)$ observés ont pu être produits par le modèle de meilleur ajustement $f_b(E)$?

La statistique du χ^2 donne un critère de qualité d'ajustement bien connu pour un nombre donné de degré de liberté ν (calculé comme le nombre de canaux moins le nombre de paramètres du modèle) et pour un niveau de confiance fixé. Si le χ^2 excède une valeur critique (tabulée dans de nombreux ouvrages) on peut conclure que $f_b(E)$ n'est pas un modèle adéquat pour représenter $C(I)$. En règle générale on veut un χ^2 réduit (χ^2/ν) proche de l'unité.

- Quel est l'erreur associée aux paramètres ?

Pour un paramètre de meilleur ajustement donné, on doit déterminer la gamme de valeurs dans laquelle la vraie valeur du paramètre réside. L'intervalle de confiance pour un paramètre donné est calculé en faisant varier la valeur du paramètre jusqu'à ce que le χ^2 augmente d'une certaine quantité au-dessus de sa valeur minimale qui est la valeur de meilleur ajustement. La "quantité" de χ^2 ainsi déterminée (aussi appelée $\Delta\chi^2$ critique) dépend du niveau de confiance préalablement requis ainsi que du nombre de paramètres pour lesquels on calcule

cet intervalle de confiance. Pour un seul paramètre et un niveau de confiance à 90%, le $\Delta\chi^2$ critique vaut 2.71 (voir Avni, 1976).

- Quel est la signification de l'ajout de nouvelles composantes ?
pour répondre à cette question on calcule un test statistique (*f*test) à partir des valeurs du χ^2 et du degré de liberté de chacun des deux modèles. Si l'ajout de la seconde composante de température permet d'améliorer significativement l'ajustement avec une probabilité supérieure à 5% d'après le *f*test, on retient le deuxième modèle.

Pratiquement, une fois que l'on a extrait les spectres des listes d'évènements, on utilise d'abord la tâche *grppha* qui permet de grouper les données et d'inclure dans le fichier d'entête du spectre X les noms des fichiers *RMF*, *ARF* ainsi que le nom du fichier *background*. *XSPEC* a besoin de ces informations pour utiliser ces fichiers. La façon de grouper les données a son importance et peut donner des résultats différents concernant les valeurs des *paramètres de meilleur ajustement*. Nous nous sommes fixé un minimum de 15 évènements dans chaque intervalle d'énergie pour les spectres les plus faibles et un minimum de 25 évènements par intervalle pour les spectres de meilleure qualité. En principe, la statistique du χ^2 suppose que les $C(I)$ sont distribués de manière gaussienne. Le fait que certains spectres aient des rapports S/B médiocres limite en pratique le nombre minimum de photons à grouper (sinon les raies spectrales trop fines n'apparaîtront pas sur le spectre final). Quand le nombre de photons est faible, une alternative est d'utiliser la statistique de Poisson. Cependant, nous avons suivi l'exemple de Getman et al. (2005) et Stelzer et al. (2004) et nous sommes limités à la statistique du χ^2 . Ceci conduit à un $S/B \gtrsim 4$ et 5 respectivement sur les spectres X produits. Pour les sources vues avec les trois caméras EPIC, nous avons ajusté systématiquement les 3 spectres en même temps sauf pour certaines sources trop faibles pour lesquelles les données de la caméra MOS ont été omises. Pour les autres sources provenant de la caméra pn ou des deux caméras MOS nous n'avons ajusté respectivement qu'un ou deux spectres. Nous avons choisi d'ajuster les spectres entre 0.3 et 2.5 keV car l'émission X coronale pique vers 0.5-1 keV (correspondant à une température de quelques millions de Kelvin) et décroît ensuite très vite. Si le nombre de photons n'était pas suffisant pour quelques canaux dans cet intervalle, ce dernier a été diminué.

Notre approche pour toute l'analyse qui va suivre consiste à commencer par le modèle le plus simple (i.e le modèle isotherme) puis à ajouter une composante en température si les données le permettent. L'ajustement des spectres conduit donc à obtenir certaines couronnes ajustées avec le modèle 1 tandis que d'autres le seront avec le modèle 2 qui permettra un meilleur ajustement. Les incertitudes sur les paramètres ont été calculées en utilisant la commande *error* d'*XSPEC*. Il conviendra dès lors de séparer les résultats en deux sous-groupes : les ajustements à une température et les ajustements à deux températures.

7.4 Températures des couronnes dans les amas

Les amas ouverts constituent des classes d'étoiles homogènes avec approximativement le même âge, la même distance et la même composition chimique. De fait, ils sont des outils fondamentaux pour étudier la structure et l'évolution des étoiles aussi bien que la dépendance de l'activité chromosphérique et coronale avec la rotation stellaire et l'effet dynamo qui engendre le champ magnétique.

Nous allons nous intéresser d'abord à des amas d'étoiles pour dériver certaines propriétés générales concernant les caractéristiques physiques des couronnes stellaires. Il s'agit de l'amas des Hyades (0.6 Gyr, Lebreton et al. 2001), des Pléiades (0.12 Gyr Straniero et al. 1998), de α Per (60 Myr Basri et al. 1999) ainsi que NGC 2264 (3.3 Myr Hartmann 2001). De plus, nous avons utilisé des étoiles T Tauri pour échantillonner les étoiles beaucoup plus jeunes. Pour augmenter les statistiques on a également indiqué les travaux de Stern et al. (1994) concernant les Hyades et ceux de Briggs & Pye (2003) pour les Pléiades. Ces derniers travaux sont beaucoup plus précis puisqu'il prennent en compte les effets dûs à la rotation des étoiles. Comme nous ne disposons pas d'information spectroscopique permettant de dériver ces paramètres pour nos autres échantillons, nous ne discuterons pas ces effets. Les étoiles simples et les étoiles doubles semblant se comporter de la même manière, nous avons décidé de ne pas distinguer ces deux sous-échantillons dans les présentations graphiques suivantes.

7.4.1 Choix une ou deux températures

Avant de discuter les températures suivant les deux modèles de spectres X adoptés (§7.1.2), une question importante se pose : comme l'information extraite des spectres X doit dépendre du nombre de photons collectés, on peut se demander si le fait d'ajuster un modèle à une ou deux températures n'est tout simplement pas une question de rapport S/B . Pour répondre à cette question nous avons représenté sur la Figure 7.4 le nombre de photons (pn ou MOS) selon l'ajustement 1T ou 2T en fonction de l'indice de couleur $B - V$. Nous avons reporté l'ensemble des échantillons dans ce graphique (amas et étoiles de champs) dont les sources ont des paramètres et des erreurs bien déterminés. Plusieurs effets sont immédiatement perceptibles :

1. Les spectres contenant moins de ~ 1000 photons peuvent presque toujours être décrits avec le modèle 1T. Ceci résulte de leurs faibles rapports S/B .
2. Les étoiles avec $B - V > 0.5$ et plus de ~ 2000 photons requièrent systématiquement un modèle 2T.
3. La grande partie des sources de bonne qualité avec $B - V < 0.5$ ne nécessitent qu'une description avec le modèle 1T.

Nous avons représenté la distribution du χ_{red}^2 en fonction du nombre de photons du spectre X sur la Figure 7.5. De manière générale une partie des spectres 1T, pour des nombres de photons < 2000 , possède des valeurs du χ_{red}^2 du même ordre de grandeur que celles des ajustements 2T. L'autre partie montre des valeurs un peu plus élevées qui ne représentent donc pas correctement les données. Nous pouvons conclure qu'il

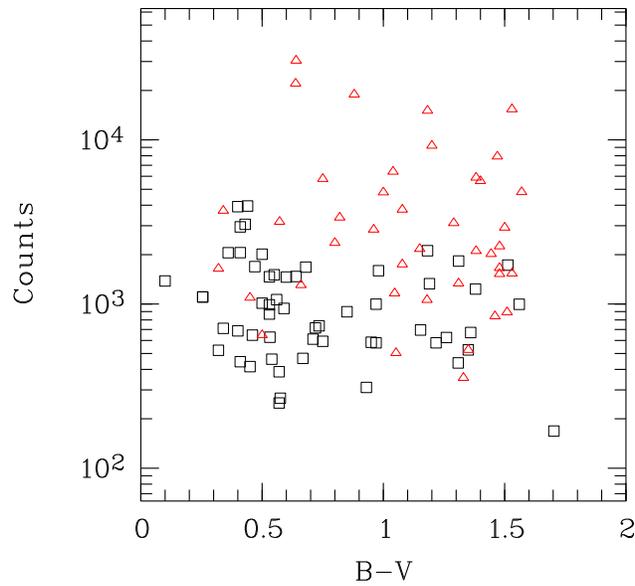


FIG. 7.4 – Nombre de photons des sources X stellaires en fonction de l'indice de couleur $B-V$ pour tous les échantillons. Les triangles représentent les ajustements à deux températures tandis que les carrés indiquent qu'un ajustement à une température est suffisant pour représenter les données.

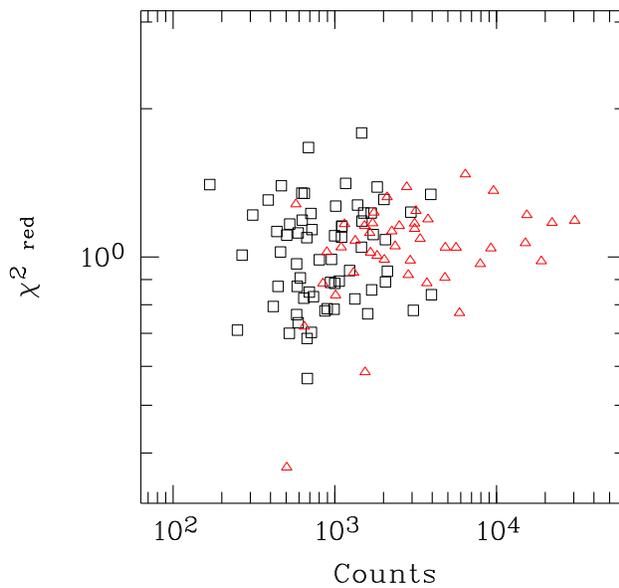


FIG. 7.5 – χ^2_{red} en fonction du nombre de photons des spectres X pour tous les échantillons; les carrés représente le modèle $1T$ et les triangles le modèle $2T$.

existe des spectres de bonne qualité pour lesquels la description $1T$ reste valide. Pour nous en convaincre il suffit de regarder la Figure 7.6 qui présente le rapport des flux des deux composantes du modèle $2T$ (f_{T_2}/f_{T_1} avec $T_2 > T_1$) que nous préférons aux valeurs plus classiques de mesure d'émission. Ce choix est justifié par le fait que les constantes de normalisation directement proportionnelles à la mesure d'émission sont très corrélées aux valeurs des températures de couronnes dérivées. A partir de ce graphique nous pouvons remarquer que le rapport de flux augmente sensiblement vers les étoiles tardives. Ceci impliquerait des conditions physiques différentes pour le plasma coronal suivant les masses des étoiles.

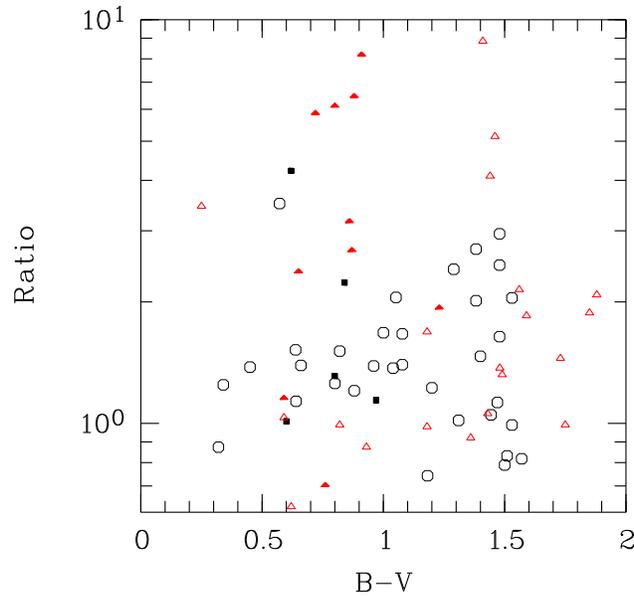


FIG. 7.6 – Rapport des flux des deux composantes en température du modèle $2T$. Les cercles ouverts représentent les mesures de notre échantillon. Les triangles rouges proviennent des données de Schmitt et al. (1990). Les carrés noirs et les triangles rouges pleins correspondent à des binaires (BY Draconides, WUma ou RS Cvn).

Sur ce graphique nous avons également reporté les données relatives aux couronnes stellaires de Schmitt et al. (1990). Les signes remplis indiquent des binaires facilement détectables en rayons X tels les RS Cvn (binaires évoluées très serrées dont l'émission provient d'une composante de type tardive avec une primaire géante), BY Draconides ou les binaires WUma (binaires extrêmement serrées, quasiment en contact). Ce sont des étoiles binaires particulières qui ne présentent pas les mêmes propriétés que les étoiles naines de la séquence principale; la rotation de ces étoiles est entretenue et varie différemment de part la nature binaire des systèmes. L'analyse plus détaillée de l'échantillon de Schmitt et al. (1990) a montré qu'il y subsistait des binaires de ce type non connues. Ces résultats indiquaient seulement une différenciation en terme de classes (étoiles de la séquence principale, géantes et binaires RS Cvn). Après correction (identification des nouvelles binaires pour cet échantillon) nous sommes en

mesure de remarquer une réelle tendance en fonction des masses des étoiles; la dispersion du rapport des flux des composantes en température augmente clairement avec l'indice de couleur $B - V$ (Fig. 7.6).

Pour les étoiles avec $B - V < 0.8$ le rapport des flux des deux composantes est proche de l'unité ce qui signifie que l'émission du plasma de plus faible température est quasiment la même que l'émission du plasma de température plus élevée. Par contre, pour les étoiles de plus faibles masses, la dispersion des mesures augmente énormément et la probabilité de détecter deux composantes de manière significative devient importante.

Il est possible qu'il existe intrinsèquement deux plasmas de températures différentes dans les couronnes de toutes les étoiles de la séquence principale. Sur la Figure 7.4 on peut voir une nette différence entre la répartition des ajustements à une et à deux températures entre les faibles et hauts rapports S/B . Les deux composantes en température sont situées dans deux gammes d'énergie différentes. Si le rapport S/B est faible, il est alors plus aisé d'ajuster les données avec une seule température; dans ce cas peu importe le rapport de flux, on ajuste toujours une seule température. Pour des rapports S/B plus importants, nous pouvons remarquer qu'un modèle à deux températures peut représenter l'émission de certaines étoiles de grande masse (faible $B - V$) de notre échantillon. La Figure (Fig. 7.6) indique un rapport de flux proche de l'unité n'impliquant pas forcément des températures proches pour chacune des composantes. Cette conclusion doit bien sûr être mise en perspective du fait du faible nombre des étoiles de grande masse dans cet échantillon. Pour les étoiles plus tardives, l'émission de ces composantes apparaît vraiment différente dans la gamme de sensibilité des caméras EPIC. Il devient alors beaucoup plus facile de discriminer les modèles $2T$ dans la limite d'un rapport S/B tout de même acceptable. Comme nous le verrons plus en détail, les températures changent également avec le type spectral en accord avec les travaux de Schmitt et al. (1990); les étoiles de types précoces possèdent des composantes en températures de 0.2-0.6 keV alors que les plus tardives sont plus chaudes 0.3-0.9 keV. Notre échantillon est peut être encore contaminé par quelques binaires comme les deux étoiles que l'on peut observer avec $B - V < 0.7$ et un rapport en flux assez important. Mais ceci reste très marginal puisque les flux X auxquels nous travaillons sont plus faibles que dans le cas du satellite *ROSAT*. A fort flux, la proportion de binaires est plus importante dans les relevés.

7.4.2 Ajustements à une température

La Table 7.3 présente les ajustements à une température pour l'échantillon des étoiles d'amas pour lesquels seul le modèle 1 représente bien les données. L'examen de la densité de colonne révèle que dans la plupart des cas nous n'avons pas besoin de beaucoup d'absorption; pour certains objets seulement une limite supérieure est indiquée. Ceci paraît logique car les sources X sont brillantes, donc relativement proches et peu affectées par l'absorption. Cependant nous avons sensiblement besoin de davantage d'absorption que Schmitt et al. (1990) à cause du sondage plus profond

permis par *XMM-Newton*. De plus, l'addition du modèle d'absorption est nécessaire dans tous les cas car il améliore significativement l'ajustement.

TAB. 7.3 – Résultats des ajustements à une température

Cluster	$T(90\%)$	$\log N_H(90\%)$	$EM/d_{pc}^2 10^{49} \text{ cm}^{-3}(90\%)$	$Z(90\%)$	χ_{red}^2	X_{ref}
praesepe	0.61(0.58-0.64)	* (*-20.40)	0.23 (0.20-0.85)	0.12(0.09-0.15)	1.23	1
	0.47(0.32-0.56)	20.93 (*-21.43)	0.10 (0.10-0.42)	0.22(0.11-0.61)	0.89	2
HYADES	0.50(0.47-0.52)	* (*-20.24)	0.28 (0.23-0.34)	0.14(0.11-0.17)	1.22	13
	0.47(0.43-0.52)	20.72 (*-21.03)	0.77 (0.42-1.28)	0.31(0.20-0.54)	1.79	14
	0.35(0.22-0.51)	20.91 (*-21.52)	0.27 (0.27-3.12)	0.04(0.01-0.07)	1.35	15
	0.59(0.55-0.62)	* (*-20.65)	0.55 (0.41-0.83)	0.22(0.15-0.32)	1.06	16
PLEIADES	0.55(0.48-0.61)	20.71 (*-21.08)	0.29 (0.15-0.48)	0.22(0.14-0.36)	1.67	30
	0.64(0.61-0.68)	20.30 (*-*)	0.10 (*-*)	1.00(*-*)	0.70	31
	0.56(0.54-0.59)	20.30 (*-*)	0.11 (*-*)	0.54(0.38-0.79)	0.89	32
	0.56(0.53-0.59)	20.30 (*-*)	0.12 (*-*)	0.29(0.23-0.47)	1.18	33
α Per	0.65(0.58-0.78)	21.20 (20.93-21.32)	0.19 (0.12-0.27)	0.09(0.06-0.13)	0.97	36
NGC2264	0.81(0.73-0.88)	20.85 (20.52-21.04)	0.42 (0.33-0.56)	0.07(0.05-0.10)	0.79	39
	0.68(0.62-0.80)	20.95 (20.50-21.09)	0.35 (0.23-0.45)	0.05(0.03-0.07)	0.94	40
	0.81(0.71-0.89)	20.90 (20.45-21.14)	0.16 (0.11-0.23)	0.10(0.06-0.17)	0.87	41
	0.88(0.77-1.06)	20.48 (*-*)	0.15 (0.12-0.19)	0.03(0.01-0.07)	1.17	42
	0.78(0.38-0.94)	20.81 (19.90-21.45)	0.15 (0.10-3.24)	0.05(0.01-0.09)	1.09	43
	1.09(0.95-1.37)	20.61 (*-20.89)	0.23 (0.16-0.30)	0.06(0.03-0.14)	1.10	44
	1.27(0.84-1.71)	20.72 (19.48-21.15)	0.10 (0.07-0.20)	0.07(0.01-0.22)	1.11	45

Pour chacun des amas (col. 1) nous présentons la température T (col. 2), la colonne de densité N_H (col. 3), la mesure d'émission EM (col. 4), l'abondance Z (col. 5) ainsi que la valeur du χ_{red}^2 (col. 6). Le numéro d'identification est donné en dernière colonne et permet de se reporter à la Table 7.1. Les intervalles de confiances à 90% sont indiqués à côté des valeurs des paramètres associés.

Nous avons décidé de regrouper les amas en 3 groupes d'âges. Seuls les groupes d'âge 1 et 2 sont utilisés pour modéliser les populations dont l'âge est inférieur à 1 milliard d'années dans le *modèle de synthèse de population stellaire en rayons X* (pour plus de facilité, ils sont nommés ici de la même manière) :

- Groupe 0 : concernant l'amas NGC 2264 (3.3 Myr).
- Groupe 1 : regroupant les amas des Pléiades et α Per (0.12 Gyr).
- Groupe 2 : regroupant les amas de Praesepe et des Hyades (0.6 Gyr).

Cependant le cas de Praesepe est assez spécial ; bien que cet amas ait le même âge que l'amas des Hyades avec une métallicité un peu plus faible, les observations *ROSAT* ont montré que le taux de détection de sources X de l'amas est significativement plus petit que celui des Hyades, impliquant que la majorité de la population de type solaire de Praesepe est considérablement moins lumineuse en rayons X que pour les Hyades (Randich & Schmitt 1995). De plus récentes observations faites avec *XMM-Newton* (Pallavicini et al. 2004) sont en accord avec l'idée que Praesepe résulte du mélange de deux amas d'âges différents et dont les sources les plus brillantes proviennent exclusivement de l'amas le plus jeune (Holland et al. 2000).

Le graphique 7.7 montre la distribution des mesures de température représentées par des gaussiennes dont le sigma est défini suivant $\sigma = \text{intervalle}_{90\%}/1.645$. On observera que les bornes de l'intervalle de confiance à 90% ne sont pas symétriques à cause d'effets non linéaires dans le modèle et de paramètres instrumentaux. Nous

n'avons retenu que les bornes correspondantes aux plus grandes valeurs d'erreurs pour définir ce sigma. Dans un premier temps on peut calculer la valeur moyenne pondérée par les erreurs ainsi définies de la température pour chaque groupe d'âge suivant :

$$\langle T \rangle = \frac{\sum_{i=1}^n \frac{T_i}{\sigma_i^2}}{\sum_{i=1}^n \frac{1}{\sigma_i^2}}$$

avec l'incertitude associée :

$$\sigma^2 = \frac{1}{\sum_{i=1}^n \frac{1}{\sigma_i^2}}$$

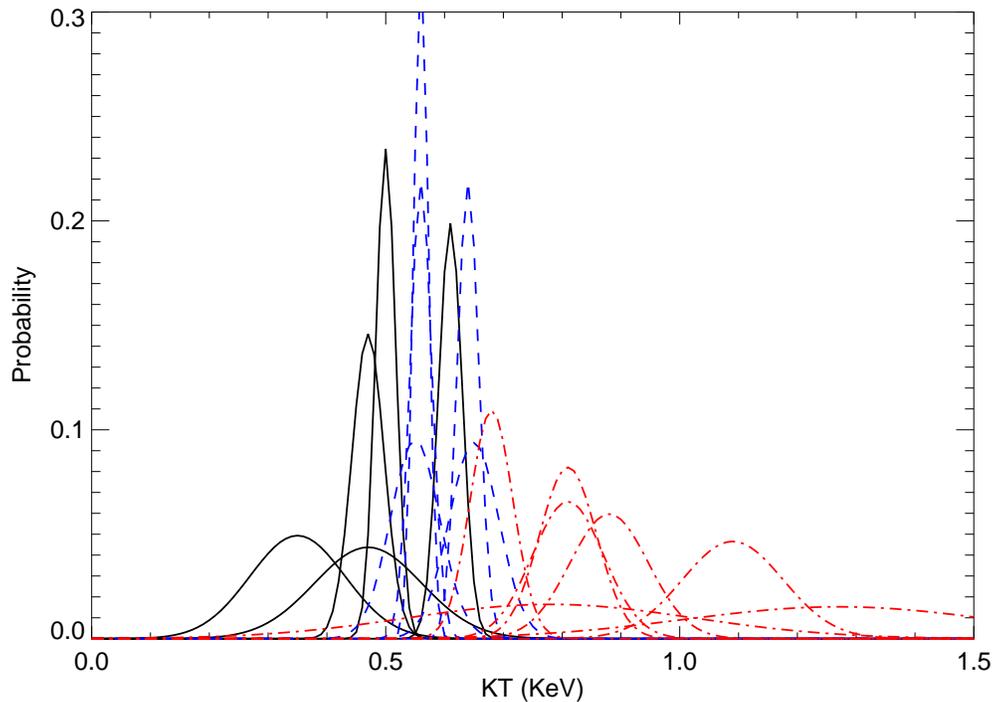


FIG. 7.7 – Distribution des mesures de températures coronales pour les amas étudiés. En noir (trait plein) les Hyades (groupe 2, 0.6 Gyr), en bleu (tirets) les Pléiades (groupe 1, 0.12 Gyr) et en rouge (tirets-pointillés) NGC 2264 (groupe 0, 3 Myr).

Cette définition n'est valable que si l'on considère une distribution normale en température et que la valeur de celle-ci est unique. Or les intervalles de confiance des températures ne se recouvrent pas. Il existe donc une distribution intrinsèque de température due à des propriétés différentes des étoiles intra-amas comme par exemple leurs types spectraux ou leurs vitesses de rotation.

On peut remarquer que les températures de couronnes des groupes 1 et 2 ont tendance à être différentes. Plus quantitativement, les valeurs moyennes pondérées donnent

$\langle T_{\text{groupe1}} \rangle = 0.577 \pm 0.018$ keV et $\langle T_{\text{groupe2}} \rangle = 0.532 \pm 0.019$ keV (sans prendre en compte HD28099 dans les Hyades qui est une binaire BY Dra).

Pour Praesepe, nous soutenons également l'idée que cet amas serait composé de deux populations à un niveau de confiance plus faible (il n'y a que deux étoiles pour cet amas), puisque les températures de deux étoiles de types spectraux pratiquement identiques (F2 et F7V) sont caractéristiques d'amas d'âges différents. En ne prenant pas en compte cet amas, on trouve $\langle T_{\text{groupe2}} \rangle = 0.490 \pm 0.024$ keV.

Quant aux résultats de l'amas NGC 2264, il faut les prendre avec précaution ; ce sont toutes des étoiles tardives avec les taux de comptage parmi les plus faibles de l'échantillon. Pour cet amas on a $\langle T_{\text{groupe0}} \rangle = 0.807 \pm 0.051$ keV. Les résultats du §7.4.1 tendent à prouver que l'on aurait dû détecter deux composantes en température pour ce type d'étoiles. Comme le S/B est faible et que le rapport des flux est plutôt en faveur de la composante la plus chaude (voir Fig. 7.6) on ne détecte effectivement que cette dernière. Ces températures ne sont donc pas caractéristiques des couronnes observées dans cet amas.

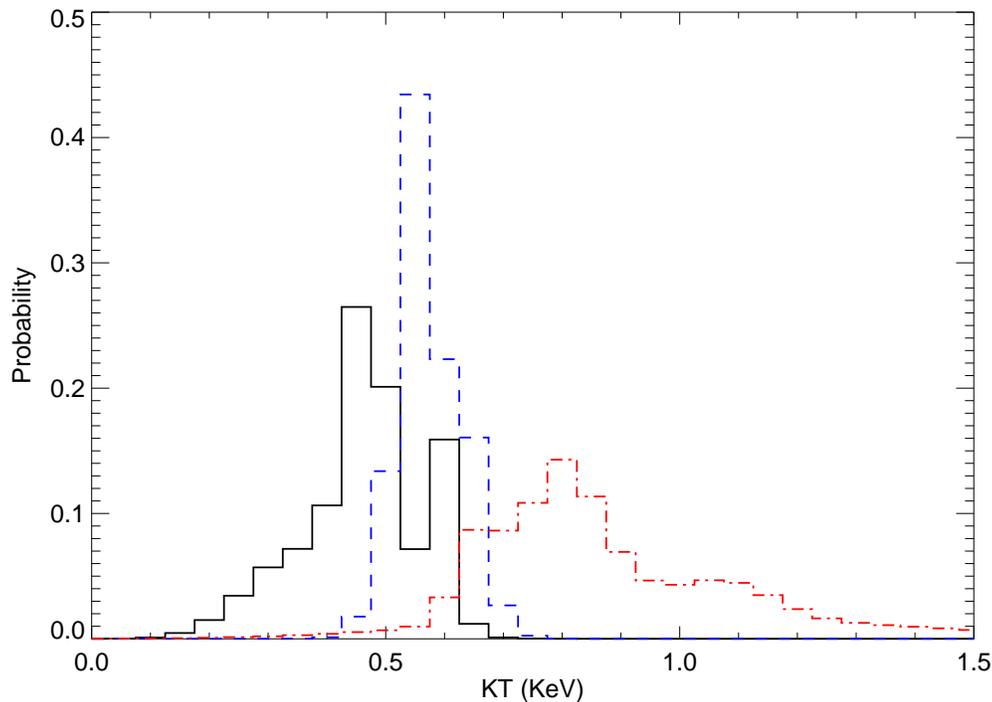


FIG. 7.8 – Distribution des températures coronales pondérées dans les amas. En noir (trait plein) les Hyades (groupe 2), en bleu (tirets) les Pléiades (groupe 1) et en rouge (tirets-pointillés) NGC 2264 (groupe 0).

Un autre moyen plus représentatif de prendre en compte des erreurs sur les mesures est de moyennner toutes les gaussiennes et de les échantillonner avec un pas en

température. De cette manière on peut faire apparaître la distribution en température coronale intrinsèque des amas. Ceci permet de voir si la valeur moyenne pondérée n'est pas biaisée par des erreurs de mesure qui n'ont pas les mêmes ordres de grandeur. C'est ce que la Figure 7.8 représente. A partir de cette Figure, on peut remarquer que les moyennes pondérées calculées précédemment révèlent bien les valeurs de températures coronales moyennes pour chacun des amas et correspondent aux modes des distributions respectives. Pour modéliser le spectre X des étoiles du *modèle de population stellaire en rayons X*, nous prendrons les températures $T = 0.6$ keV pour les âges inférieurs à 150 Myr (groupes d'âge 0 et 1) et $T = 0.5$ keV pour les âges supérieurs à 150 Myr (groupes d'âge 2).

Ces résultats sont tout à fait cohérents avec l'analyse des observations *ROSAT* PSPC de l'amas des Hyades (Stern et al. 1994) et des Pléiades (Gagné et al 1995) qui a montré qu'en moyenne les étoiles des Hyades ont une température coronale plus faible que celles des Pléiades.

7.4.3 Ajustements à deux températures

Après avoir discuté le choix des modèles de couronne et les effets de sélection dans notre échantillon, nous pouvons nous attacher maintenant à examiner les résultats des ajustements à deux températures dans les amas. La Table 7.4 recueille l'ensemble des informations relatives à cet échantillon pour lesquelles l'ajustement avec deux composantes en températures est nécessaire à la représentation des spectres X observés. La Figure 7.9 représente la température de la composante la plus chaude en fonction de la plus froide pour chacune des sources. En moyenne, on peut remarquer que les Hyades (en rouge) ont des températures coronales plus faibles que celle des Pléiades (en bleu) comme dans le cas des ajustements à une température. Les amas jeunes tels α Per et NGC 2264 ont en outre les même températures de couronnes que celles observées dans les Pléiades. Les étoiles T Tauri extrêmement jeunes évoluent, quant à elles, dans une gamme de température très restreinte au début de la séquence des Pléiades. Les températures de couronnes ont donc clairement tendance à diminuer avec l'âge des étoiles ; les deux composantes de l'émission coronale des étoiles jeunes sont plus chaudes que celles des étoiles plus vieilles.

De manière plus quantitative, le test de Kolmogorov Smirnov bidimensionnel (Fasano & Franceschini, 1987) montre que les deux distributions en températures correspondant à la famille des Pléiades (groupe d'âge 1 et T Tauri) et aux Hyades (groupe d'âge 2) sont différentes avec un niveau de confiance de supérieur à 99%. Les calculs des températures moyennes pondérées par les erreurs pour chacune des composantes en température de couronne donnent : $T_1 = 0.221 \pm 0.007$, $T_2 = 0.786 \pm 0.013$ pour les Hyades et $T_1 = 0.373 \pm 0.017$, $T_2 = 0.954 \pm 0.024$ pour l'amas des Pléiades. Ces valeurs sont compatibles avec les modes des distributions en température.

A ce stade, il ne faut pas oublier que les propriétés des spectres X dépendent aussi du type spectral et de la rotation stellaire ; les étoiles naines G, rotateurs rapides, ont

TAB. 7.4 – Résultats des ajustements à deux températures dans les amas.

Cluster	T_1 (90%)	$EM_1/d_{pc}^2 10^{49} cm^{-3}(90\%)$	T_2 (90%)	$EM_2/d_{pc}^2 10^{49} cm^{-3}(90\%)$	$\log N_H$ (90%)	Z (90%)	χ_{red}^2	X_{ref}	
Hyades	0.32(0.30-0.34)	0.55(0.46-0.76)	1.01(0.97-1.04)	0.74(0.66-0.82)	19.93(*-20.51)	0.17(0.15-0.20)	1.22	3	
	0.13(0.09-0.19)	0.46(0.13-2.71)	0.62(0.59-0.65)	0.60(0.44-0.79)	20.73(19.70-21.06)	0.23(0.17-0.36)	0.99	4	
	0.40(0.38-0.41)	2.65(2.39-2.94)	0.83(0.81-0.85)	2.05(1.90-2.21)	20.41(20.21-20.55)	0.17(0.16-0.18)	1.76	5	
	0.12(0.10-0.13)	*(* *)	0.64(0.60-0.68)	*(* *)	*(* *)	*(* *)	0.99	6	
	0.15(0.11-0.19)	*(* *)	0.50(0.40-0.63)	*(* *)	*(* *)	*(* *)	0.79	7	
	0.12(0.10-0.16)	*(* *)	0.64(0.59-0.69)	*(* *)	*(* *)	*(* *)	0.98	8	
	0.16(0.11-0.21)	*(* *)	0.47(0.31-0.86)	*(* *)	*(* *)	*(* *)	0.86	9	
	0.19(0.18-0.20)	*(* *)	0.86(0.84-0.89)	*(* *)	*(* *)	*(* *)	1.47	10	
	0.22(0.16-0.32)	*(* *)	0.83(0.70-1.14)	*(* *)	*(* *)	*(* *)	1.15	11	
	0.14(0.09-0.21)	*(* *)	0.86(0.75-1.08)	*(* *)	*(* *)	*(* *)	0.94	12	
	Pléiades	0.39(0.34-0.50)	0.85(0.64-1.17)	1.01(0.97-1.05)	1.29(1.17-2.12)	20.76(20.51-20.91)	0.13(0.11-0.15)	1.24	17
		0.52(0.47-0.59)	0.77(0.64-0.94)	1.05(0.99-1.10)	0.86(0.70-1.00)	20.68(20.49-20.81)	0.15(0.13-0.18)	1.08	18
0.31(0.29-0.35)		0.98(0.69-1.41)	0.81(0.76-0.86)	0.72(0.61-0.84)	21.01(20.86-21.13)	0.12(0.10-0.14)	0.98	19	
0.31(0.28-0.35)		0.73(0.49-1.21)	0.96(0.81-1.02)	0.55(0.48-0.80)	21.01(20.85-21.21)	0.10(0.07-0.13)	1.47	20	
0.53(0.38-0.67)		0.10(0.07-0.15)	1.05(0.93-1.20)	0.23(0.16-0.30)	*(*-20.55)	0.15(0.10-0.19)	0.77	21	
0.30(0.24-0.41)		0.05(0.02-0.12)	0.91(0.83-1.02)	0.07(0.04-0.10)	20.58(*-21.11)	0.25(0.15-0.51)	1.32	22	
0.36(0.31-0.48)		1.86(1.04-3.06)	0.84(0.78-0.92)	1.62(1.40-1.97)	21.18(20.99-21.30)	0.13(0.10-0.16)	1.05	23	
0.62(0.58-0.67)		*(* *)	1.23(1.08-1.35)	*(* *)	20.30(*-*)	0.33(0.26-0.42)	1.03	24	
0.37(0.30-0.47)		*(* *)	0.93(0.83-1.09)	*(* *)	20.30(*-*)	0.20(0.13-0.50)	0.90	25	
0.34(0.27-0.45)		*(* *)	0.94(0.77-1.09)	*(* *)	20.30(*-*)	0.18(0.10-0.32)	0.81	26	
0.34(0.28-0.42)		*(* *)	1.02(0.79-1.29)	*(* *)	20.30(*-*)	1.00(*-*)	0.94	27	
0.32(0.25-0.40)		*(* *)	0.92(0.78-1.04)	*(* *)	20.30(*-*)	0.22(0.13-0.36)	1.17	28	
0.32(0.27-0.37)		*(* *)	1.32(1.06-1.74)	*(* *)	20.30(*-*)	1.00(*-*)	*	29	
α Per	0.64(0.38-0.70)	0.17(0.10-0.34)	1.30(0.98-1.55)	0.28(0.21-0.54)	20.58(19.87-21.03)	0.32(0.15-0.47)	1.09	34	
	0.26(0.23-0.33)	0.13(0.07-0.23)	0.83(0.78-0.92)	0.12(0.09-0.15)	20.95(20.80-21.20)	0.24(0.18-0.32)	0.92	35	
NGC 2264	0.71(0.66-0.79)	0.03(0.02-0.05)	1.76(1.37-2.50)	0.07(0.05-0.10)	20.70(*-21.00)	0.66(0.28-1.71)	0.93	37	
	0.22(0.18-0.29)	0.55(0.17-5.59)	1.03(0.86-1.18)	0.24(0.19-0.38)	21.34(21.11-21.63)	0.08(0.04-0.15)	1.08	38	
T Tauri	0.70(0.67-0.72)	0.43(0.40-0.50)	1.44(1.29-1.67)	0.49(0.32-0.64)	21.24(21.16-21.30)	0.28(0.20-0.41)	1.04	46	
	0.30(0.25-0.35)	0.67(0.33-1.42)	0.91(0.82-1.01)	0.42(0.33-0.56)	21.13(20.86-21.33)	0.14(0.10-0.22)	0.99	47	
	0.30(0.25-0.35)	0.59(0.32-1.31)	0.93(0.82-1.01)	0.41(0.32-0.56)	21.09(20.86-21.30)	0.15(0.10-0.18)	0.97	48	
	0.25(0.23-0.28)	4.18(2.45-7.07)	1.05(1.00-1.10)	2.90(2.64-3.23)	21.25(21.15-21.35)	0.08(0.07-0.10)	1.05	49	
	0.29(0.25-0.32)	2.09(1.30-3.94)	1.03(0.98-1.09)	1.01(0.89-1.15)	21.46(21.37-21.57)	0.16(0.13-0.21)	1.05	50	
	0.27(0.24-0.30)	2.08(1.31-4.10)	1.03(0.98-1.08)	1.97(1.75-2.23)	21.31(21.23-21.43)	0.13(0.10-0.16)	1.19	51	
	0.29(0.28-0.31)	2.53(2.01-3.13)	0.99(0.97-1.02)	2.14(2.02-2.27)	21.37(21.33-21.41)	0.13(0.11-0.14)	1.17	52	
	0.25(0.24-0.29)	5.58(3.67-8.06)	1.28(1.23-1.33)	5.45(5.13-5.81)	21.42(21.38-21.47)	0.09(0.08-0.11)	1.14	53	

Les colonnes (1)-(3) et (6)-(9) reprennent les mêmes informations que la table 7.3 tandis que les colonnes (4) et (5) fournissent les informations relatives au plasma de la deuxième composante.

des températures coronales plus chaudes que les autres (Gagné et al. 1995b) alors que les étoiles dF ont une couronne plus froide.

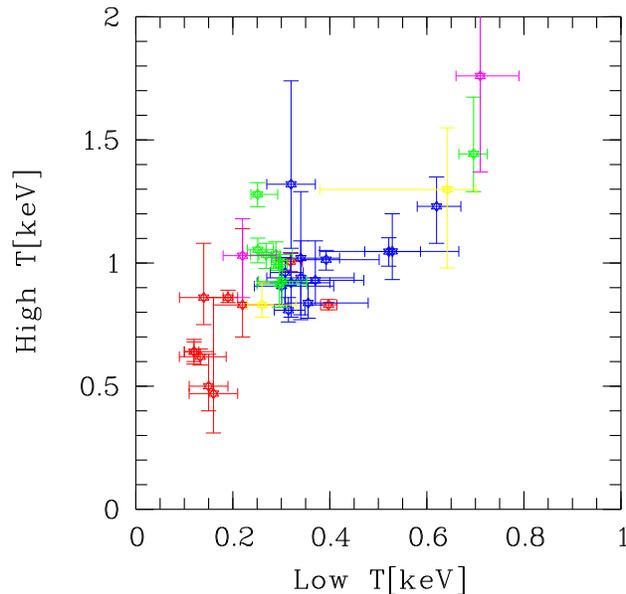


FIG. 7.9 – Résultat des ajustements de spectre pour les étoiles de l’amas des Hyades (rouge), Pléiades (bleu), α Per (jaune), NGC 2264 (violet) et les T Tauri (en vert). L’intervalle de confiance à 90% des deux températures est indiqué avec les barres d’erreurs.

Les paramètres qui contrôlent l’évolution coronale (masse, âge, vitesse de rotation...) la rendent très complexe puisque ces derniers peuvent être liés les uns aux autres de manière non univoque. Néanmoins, certaines grandeurs semblent tout de même robustes ; la mesure d’émission (EM) et la température évoluent ensemble, avec l’ EM de la composante de température la plus chaude qui décroît plus rapidement que celle de la basse température (Favata et al. 2003). Ceci implique probablement que les structures associées avec la température de plasma la plus chaude (flares, régions actives) évoluent sans doute plus rapidement que celle des régions calmes.

Le modèle de population stellaire en rayons X ne va pas décrire en détails l’émission X des étoiles de différents âges et types spectraux. Ceci est complètement hors de propos ici puisque nous aurions besoin d’un échantillon beaucoup plus conséquent avec plusieurs amas d’âges différents pour vraiment bien modéliser cette émission. De plus il faudrait de meilleures données en incluant les effets des fonctions de luminosité X car les températures sont corrélées suivant $L_x \sim T^{2.5}$ (Vaiana 1983). Avec notre échantillon, en moyennant toutes les contributions des étoiles, on peut obtenir une bonne représentation de la température coronale pour chaque groupe d’âge sans discriminer les effets de vitesse de rotation et de type spectral. On cherche essentiellement à donner une température caractéristique suivant l’âge des étoiles.

D'après les résultats précédents, on prendra donc pour le premier groupe d'âge du *modèle de population stellaire en rayons X* (âge des Pléiades) une composante de 0.6 keV pour le modèle à une température et deux composantes à 0.4 et 1.0 keV pour le modèle à deux températures. Pour le deuxième groupe d'âge (âge des Hyades) nous prendrons respectivement 0.5 keV et 0.2-0.8 keV pour chacun de ces deux modèles. On fixe également une limite en terme de type spectral ; le modèle à une température est associé aux étoiles de type A et F tandis que le modèle à deux températures est attribué à l'émission X des autres types (i.e G, K et M). Le rapport de flux moyen entre les composantes varie avec l'âge des populations considérées, mais on se limite à une valeur moyenne de $f_{T_2}/f_{T_1} = 1.46$. L'introduction de cet effet, en incluant les erreurs sur ce rapport, dans le *modèle de population stellaire en rayons X* peut constituer à l'avenir une amélioration possible.

7.5 Températures des couronnes dans les étoiles de champ

Après avoir vu que les températures coronales stellaires dans les amas d'étoiles sont différentes suivant l'âge des étoiles, nous allons maintenant voir s'il est possible de détecter une telle conduite dans les températures de couronnes des échantillons à basses et hautes latitudes galactiques présentés au §2.2. En effet, du fait de la dynamique de la Galaxie, les étoiles jeunes se retrouvent dans le plan galactique alors que les étoiles plus vieilles ont tendance à se disperser autour de ce disque donc à plus haute latitude galactique. Le *modèle de population stellaire en rayons X* montre qu'à basses latitudes on attend $\sim 60\%$ d'étoiles jeunes (dépendant du taux de comptage) alors qu'aux latitudes moyennes cette valeur chute à $\sim 15\%$ (Guilout et al. 2003).

Des études ont déjà été menées concernant les étoiles de champ. Notamment un relevé complet limité en volume des étoiles proches (jusqu'à 13 pc) a été étudié en détail par Schmitt (1997). Cet échantillon contient des étoiles de différents âges (sélectionnées à partir de propriétés dynamiques) reflétant la population du voisinage solaire. Cependant une détermination précise de leur âge est à l'heure actuelle indisponible. Seule une méthode statistique nous apparaît utile pour différencier des paramètres tels que la température coronale dans les étoiles de champ.

Un travail récent de Favata et al. (2003) explore la relation âge- L_X pour les étoiles de champ en utilisant un échantillon de Ng et Bertelli (1998) qui ont comparé les positions précises de ces étoiles dans le diagramme HR avec leur propres tracés évolutifs pour dater les étoiles individuellement avec une précision raisonnable. Cette étude montre que certaines étoiles de la séquence principale avec des âges supérieurs au milliard d'années peuvent avoir une luminosité X élevée comparable à celle observée dans l'amas des Hyades. Les données ne permettent pas de déterminer quelle fraction d'étoiles maintiennent ce haut niveau de luminosité X. Cette lente évolution appa-

rente de l'activité X est peut être reliée à une lente évolution de la rotation stellaire ou à d'autres paramètres. L'existence de vieilles étoiles actives ne doit néanmoins pas être négligée pour comprendre l'évolution stellaire coronale dans son ensemble.

7.5.1 Ajustements à une température

La réduction des données X a été réalisée de la même manière que celle des étoiles d'amas. La Table 7.5 présente les paramètres des ajustements à une température pour l'échantillon des étoiles de champ. Les différentes colonnes sont formatées de la même manière que la Table 7.3 pour les étoiles d'amas. En regardant simplement les températures, on peut déjà remarquer une différence entre les étoiles à basses latitudes galactiques et celles situées à plus hautes latitudes. Les couronnes des étoiles du plan galactique sont plus chaudes que les autres, ce qui tendrait à indiquer que notre méthode statistique est suffisante pour détecter de manière significative une évolution coronale dans les étoiles de champs en biaisant les échantillons vers des latitudes galactiques plus ou moins importantes.

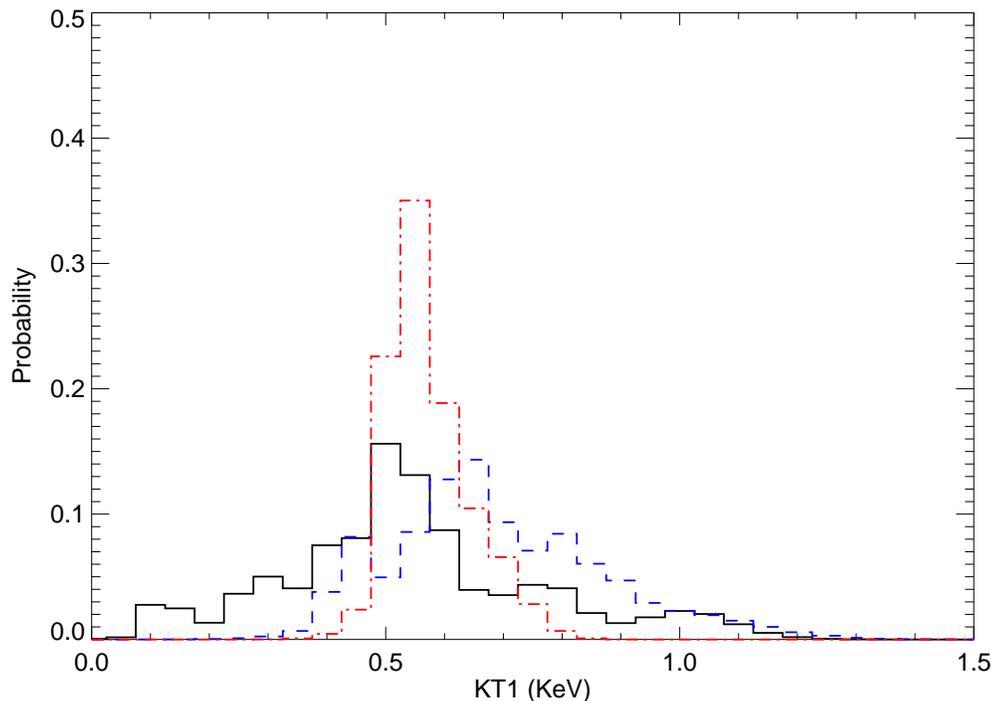


FIG. 7.10 – Distribution des températures de couronne des étoiles de champ. En noir (trait plein) les étoiles à hautes latitudes, en rouge (tirets-pointillés) les étoiles à latitudes intermédiaires et en bleu (tirets) celles contenues dans le plan galactique.

Pour confirmer cette tendance, je présente en Figure 7.10 la distribution intrinsèque en température des couronnes pour les étoiles à basses et hautes latitudes suivant la méthode utilisée au §7.4.2. Cette Figure montre remarquablement bien

TAB. 7.5 – Résultats des ajustements à une température.

Cluster	$T(90\%)$	$\log N_H(90\%)$	$EM/d_{pc}^2 10^{49} cm^{-3}(90\%)$	$Z(90\%)$	χ_{red}^2	X_{ref}
$40^\circ < b < 90^\circ$	0.65(0.49-0.76)	20.62(*-21.26)	0.39(0.20-10.24)	0.13(0.00-0.37)	0.87	66
	1.04(0.93-1.12)	20.67(20.26-20.93)	0.19(0.14-0.26)	0.10(0.05-0.15)	1.15	67
	0.58(0.50-0.61)	21.08(20.95-21.24)	0.42(0.33-0.66)	0.09(0.06-0.12)	1.05	68
	0.53(0.47-0.57)	20.67(*-21.02)	0.19(0.11-0.31)	0.25(0.17-0.39)	0.89	69
	0.82(0.75-0.87)	20.84(20.57-21.01)	1.33(1.05-1.70)	0.09(0.06-0.12)	1.39	70
	0.53(0.51-0.56)	*(*-20.31)	0.30(0.25-0.38)	0.22(0.18-0.29)	1.23	71
	0.30(0.12-0.42)	21.40(21.08-21.62)	31.18(-6.48- *)	0.02(0.01-0.03)	1.14	72
	0.56(0.50-0.60)	20.81(19.77-21.09)	0.44(0.25-0.72)	0.15(0.09-0.26)	0.91	73
	0.50(0.48-0.52)	*(*-20.20)	0.56(0.48-0.65)	0.23(0.20-0.27)	1.23	74
	0.30(0.20-0.40)	21.37(21.04-21.66)	2.12(-2.12-14.82)	0.04(0.03-0.08)	1.10	75
	1.03(0.87-1.12)	20.68(20.13-20.86)	0.19(0.14-0.26)	0.10(0.05-0.15)	1.16	76
	0.45(0.41-0.50)	*(*-20.98)	0.11(-0.11-0.37)	0.57(0.24-1.38)	1.08	77
	0.43(0.40-0.46)	*(*-20.38)	0.31(0.19-0.43)	0.23(0.15-0.43)	1.35	78
	0.50(0.34-0.68)	21.26(20.81-21.52)	0.76(-0.76-2.63)	0.04(0.02-0.07)	1.01	79
	0.76(0.57-0.86)	21.08(20.77-21.89)	1.06(0.68-247.8)	0.09(0.00-0.16)	0.94	80
	0.61(0.57-0.65)	16.31(*-20.27)	0.21(0.19-0.25)	0.08(0.06-0.11)	1.40	81
	0.60(0.24-0.70)	21.02(20.62-21.64)	0.65(0.39-15.21)	0.05(0.01-0.10)	0.79	82
	0.62(0.53-0.68)	20.71(*-21.07)	0.21(0.12-0.36)	0.12(0.07-0.21)	0.71	83
	0.35(0.27-0.56)	21.47(20.98-21.66)	0.20(-0.20-0.55)	0.14(0.07-0.53)	0.88	84
	0.14(0.11-0.19)	21.79(21.61-21.90)	130.0(-130.-1285.)	0.04(0.01-0.16)	1.13	85
0.55(0.52-0.57)	*(*-20.21)	0.13(0.08-0.18)	0.51(0.35-0.87)	1.31	86	
0.76(0.66-0.83)	20.93(20.73-21.18)	0.56(0.42-1.00)	0.05(0.02-0.07)	1.11	87	
0.39(0.18-0.74)	21.25(*-21.74)	2.14(-2.14-107.8)	0.03(0.00-0.05)	1.02	88	
$15^\circ < b < 40^\circ$	0.54(0.50-0.57)	*(*-20.45)	0.11(0.08-0.14)	0.21(0.15-0.30)	1.27	93
	0.56(0.52-0.60)	*(*-20.49)	0.34(0.24-0.47)	0.22(0.15-0.35)	0.78	94
	0.59(0.53-0.63)	20.70(19.86-20.99)	0.50(0.34-0.75)	0.15(0.11-0.22)	0.86	95
	0.69(0.58-0.80)	20.18(*-20.85)	0.67(0.52-3.36)	0.05(0.03-0.08)	1.23	96
	0.59(0.47-0.63)	20.21(*-21.07)	0.19(0.11-0.96)	0.32(0.14-1.36)	0.77	97
$0^\circ < b < 15^\circ$	0.88(0.82-1.01)	20.59(*-20.85)	1.36(0.99-1.70)	0.08(0.05-0.12)	0.85	107
	0.55(0.49-0.59)	*(*-20.56)	0.55(0.39-0.79)	0.17(0.11-0.27)	0.78	108
	0.81(0.77-0.84)	20.40(*-20.81)	0.35(0.22-10.19)	0.70(0.50-1.11)	0.84	109
	0.63(0.56-0.71)	21.29(20.94-21.47)	0.09(-0.09-0.39)	0.22(0.13-0.67)	0.82	110
	1.06(0.84-1.43)	21.57(21.41-21.70)	0.24(0.15-0.37)	0.04(0.02-0.08)	0.99	111
	0.76(0.59-0.84)	19.92(*-20.91)	0.90(0.76-1.71)	0.06(0.03-0.09)	1.41	112
	0.70(0.61-0.81)	20.30(*-20.85)	0.36(0.27-0.55)	0.05(0.03-0.09)	1.12	113
	0.84(0.73-1.05)	21.06(20.72-21.22)	0.21(0.13-0.30)	0.06(0.04-0.10)	0.57	114
	1.05(0.89-1.25)	21.26(21.08-21.36)	0.18(0.14-0.25)	0.07(0.04-0.13)	0.99	115
	0.83(0.61-1.07)	21.20(20.89-21.43)	0.19(0.13-0.53)	0.06(0.02-0.11)	0.68	116
	0.63(0.52-0.70)	21.37(21.26-21.49)	*(*- *)	0.07(0.04-0.10)	0.78	117
	0.44(0.40-0.47)	*(*-20.54)	0.12(-0.12-0.20)	0.47(0.25-2.76)	1.28	118
	0.52(0.38-0.60)	10.85(*-21.24)	0.00(-0.00-0.00)	380.3(111.8-1000)	1.31	119
	0.68(0.58-0.80)	20.14(*-20.90)	0.06(0.04-0.10)	0.08(0.04-0.13)	0.82	120
	0.47(0.45-0.48)	*(*-19.83)	0.27(0.22-0.31)	0.32(0.27-0.39)	1.34	121
	0.65(0.59-0.71)	20.78(19.92-21.06)	0.36(0.25-2.75)	0.12(0.08-0.18)	0.74	122
	0.58(0.49-0.63)	21.06(20.76-21.29)	0.53(0.34-0.95)	0.15(0.10-0.24)	0.70	123
	0.63(0.38-0.74)	21.17(20.96-21.45)	0.22(0.14-0.92)	0.07(0.02-0.11)	1.19	124
0.67(0.61-0.76)	20.82(20.35-21.02)	1.74(1.24-2.32)	0.06(0.05-0.09)	0.76	125	
0.84(0.70-1.06)	20.57(*-21.00)	1.14(0.79-1.73)	0.06(0.03-0.09)	1.40	126	
0.67(0.58-0.79)	21.31(21.11-21.45)	3.21(2.06-4.95)	0.06(0.03-0.09)	0.83	127	

Les colonnes sont les mêmes que dans la Table 7.3.

les disparités des températures de couronne des étoiles situées à différentes latitudes galactiques. Ce graphique est à comparer avec la Figure 7.8 et révèle que les couronnes des étoiles du plan galactique ont une température caractéristique de celle des Pléiades, alors que cette température diminue et devient plus proche de celle de l'amas des Hyades pour les étoiles situées à hautes latitudes galactiques.

Le calcul des températures moyennes pondérées par les erreurs donne respectivement 0.537 ± 0.011 , 0.563 ± 0.024 et 0.518 ± 0.010 keV pour les échantillons basses, moyennes et hautes latitudes. On voit ici les limites d'une telle méthode de calcul qui ne représente pas correctement la réalité puisque les modes des distributions sont comparables à ceux observés pour l'échantillon des amas (cf. Figure 7.8) à savoir ~ 0.5 keV et ~ 0.6 keV pour les échantillons hautes (amas des Hyades) et basses latitudes (amas des Pléiades). Les modes sont donc beaucoup plus représentatifs que les moyennes dans ce cas puisque par définition ils indiquent la température la plus fréquemment mesurée. Les distributions présentées sur la Figure sont significatives au moins pour ces deux échantillons qui comptent respectivement 23 et 21 étoiles.

On peut remarquer une queue de distribution pour l'échantillon à haute latitude vers des températures plus élevées. Ceci est dû à deux effets qui se conjuguent : d'une part, il reste une fraction d'étoiles jeunes même à haute latitude (inhérent à la méthode statistique utilisée) et d'autre part certaines étoiles de type tardif, qui sont normalement mieux représentées par le modèle à deux composantes en température, n'ont été ajustées qu'avec une seule température vraisemblablement à cause d'un rapport S/B défavorable. La même remarque peut être faite pour l'échantillon à basse latitude où la queue de distribution est cette fois-ci dirigée vers les basses températures. Il s'agit d'une fraction d'étoiles vieilles toujours présente même dans le plan galactique.

De plus, il est intéressant de noter que les températures coronales des 5 étoiles de latitudes intermédiaires se distribuent entre les deux autres distributions ce qui est attendu puisque leur âge doit être aussi intermédiaire. Cependant le nombre trop faible d'étoiles de cet échantillon ne permet pas de conclure sur leur cas de manière certaine.

7.5.2 Ajustements à deux températures

La Table 7.6 présente les paramètres des ajustements des étoiles de champ pour lesquelles les deux composantes en température sont requises. Cette Table est formatée de la même manière que la Table 7.4. Un examen rapide des températures des deux composantes indique aussi la différence entre les étoiles de champ à hautes et basses latitudes. Pour affiner cette observation je présente en Figure 7.11 le graphique concernant les températures des deux composantes. Celui-ci est à comparer avec celui de la Figure 7.9. En excluant V2058 Oph qui est une étoile variable de type Orion (le point de mesure rouge sur la Figure en dehors de la tendance générale), les moyennes pondérées des composantes donnent respectivement $T_1 = 0.28 \pm 0.016$, 0.303 ± 0.032 , 0.368 ± 0.023 keV et $T_2 = 0.855 \pm 0.029$, 0.973 ± 0.062 , 0.998 ± 0.043 keV pour les échantillons à hautes, moyennes et basses latitudes. Encore une fois, la comparaison entre la moyenne pondérée et les modes des distributions ne montre pas de différences notables. Il paraît donc clair que ces étoiles de champ ont des températures coronales différentes et se distribuent de la même manière que les étoiles d'amas selon leurs âges respectifs présumés.

TAB. 7.6 – Résultat des ajustements à deux températures.

Cluster	T_1 (90%)	$EM_1/d_{pc}^2 10^{49} cm^{-3}$ (90%)	T_2 (90%)	$EM_2/d_{pc}^2 10^{49} cm^{-3}$ (90%)	$\log N_H$ (90%)	Z (90%)	χ_{red}^2	X_{ref}	
$40^\circ < b < 90^\circ$	0.27(0.22-0.32)	1.26(0.56-11.10)	0.88(0.76-1.00)	0.64(0.43-0.95)	21.05(20.60-21.33)	0.14(0.09-0.23)	1.17	54	
	0.28(0.26-0.31)	0.79(0.65-1.01)	0.81(0.77-0.84)	0.73(0.63-0.84)	19.90(*-20.51)	0.15(0.13-0.18)	1.36	55	
	0.61(0.50-0.63)	1.90(1.57-2.19)	1.16(1.01-1.24)	1.93(1.77-2.67)	19.88(*-20.45)	0.16(0.13-0.18)	1.19	56	
	0.21(0.17-0.32)	0.24(0.11-0.51)	0.65(0.60-0.82)	0.29(0.19-0.37)	20.60(*-20.99)	0.11(0.08-0.14)	1.39	57	
	0.32(0.20-1.75)	0.09(0.02-0.69)	1.07(0.80-1.36)	0.13(0.02-0.27)	20.85(*-21.71)	0.23(0.07-0.00.)	0.37	58	
	0.45(0.33-0.62)	1.97(1.12-4.91)	0.96(0.84-1.10)	3.03(1.74-4.45)	20.54(*-21.06)	0.20(0.13-0.31)	0.72	59	
	0.28(0.25-0.36)	0.52(0.23-1.15)	0.88(0.82-1.00)	0.35(0.25-0.47)	20.91(20.24-21.17)	0.08(0.05-0.13)	1.23	60	
	0.32(0.27-0.41)	0.13(0.06-0.33)	1.08(0.96-1.33)	0.11(0.07-9.95)	20.75(*-21.17)	0.19(0.12-0.40)	1.16	61	
	0.25(0.18-0.30)	0.19(0.11-10.03)	0.78(0.59-0.98)	0.11(0.06-0.26)	*(*-21.05)	0.22(0.11-0.56)	0.58	62	
	0.38(0.20-0.66)	0.14(0.08-0.79)	0.99(0.77-1.08)	0.23(0.13-0.42)	20.47(*-21.27)	0.12(0.08-0.19)	1.16	63	
	0.26(0.23-0.30)	0.49(0.28-0.84)	1.01(0.92-1.09)	0.40(0.34-0.49)	20.91(20.60-21.14)	0.11(0.08-0.15)	0.91	64	
	0.22(0.18-0.27)	1.52(1.03-2.26)	0.68(0.57-0.82)	0.65(0.44-0.98)	*(*-20.19)	0.08(0.05-0.12)	1.02	65	
	$15^\circ < b < 40^\circ$	0.39(0.30-0.54)	2.38(*- *)	0.99(0.85-1.09)	0.19(*- *)	15.84(*-20.73)	0.11(0.07-0.17)	1.17	89
		0.27(0.24-0.31)	0.75(0.43-1.95)	0.93(0.84-1.00)	0.44(0.36-0.55)	21.05(20.85-21.14)	0.09(0.06-0.10)	0.89	90
0.37(0.31-0.43)		0.43(0.36-0.85)	1.02(0.91-1.09)	0.49(0.42-0.64)	*(*-20.75)	0.16(0.11-0.19)	1.13	91	
0.25(0.23-0.28)		17.05(9.16-30.67)	1.34(1.29-1.39)	6.15(5.77-6.60)	21.78(21.72-21.83)	0.14(0.12-0.17)	1.07	92	
$0^\circ < b < 15^\circ$	0.32(0.24-0.50)	0.40(0.14-1.88)	1.02(0.85-1.15)	0.34(0.25-0.50)	21.02(20.25-21.43)	0.14(0.07-0.24)	1.05	98	
	0.31(0.26-0.36)	0.19(0.14-0.36)	1.07(0.98-1.15)	0.25(0.20-0.32)	20.08(*-20.83)	0.17(0.11-0.24)	1.17	99	
	0.66(0.28-0.81)	*(*- *)	1.32(0.29-1.60)	*(*- *)	*(*-21.09)	0.11(0.06-0.16)	1.01	100	
	0.29(0.27-0.33)	1.75(1.06-3.08)	0.83(0.76-0.92)	0.83(0.65-1.06)	20.65(*-21.01)	0.16(0.12-0.19)	0.98	101	
	0.57(0.53-0.62)	2.00(1.39-2.36)	0.96(0.89-1.07)	2.40(2.02-2.90)	20.77(20.64-20.88)	0.20(0.17-0.23)	1.24	102	
	0.26(0.20-0.35)	1.41(0.48-4.34)	1.00(0.91-1.08)	0.70(0.57-0.87)	21.56(21.39-21.76)	0.16(0.10-0.29)	1.12	103	
	0.67(0.58-0.80)	0.36(0.26-0.67)	1.74(1.38-2.22)	0.89(0.77-1.12)	18.91(*-20.51)	0.17(0.09-0.25)	1.02	104	
	0.62(0.31-0.70)	0.13(0.09-0.29)	1.34(0.99-1.74)	0.23(0.18-0.42)	18.74(*-20.96)	0.20(0.09-0.33)	0.84	105	
	0.31(0.24-0.52)	0.74(0.24-2.00)	1.12(1.05-1.26)	1.58(1.28-1.85)	21.17(20.99-21.36)	0.13(0.09-0.19)	1.24	106	

Les colonnes sont les mêmes que dans la Table 7.4.

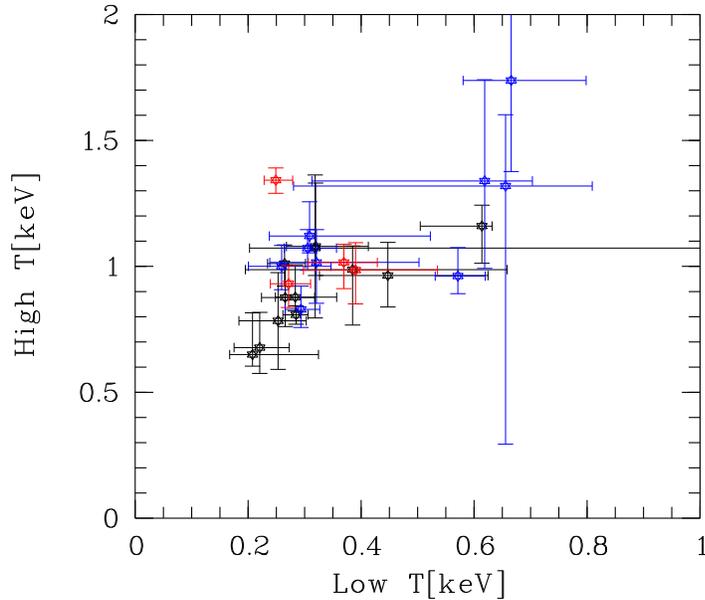


FIG. 7.11 – Résultat des ajustements de spectre pour les étoiles de champ à hautes latitudes (noir), à latitudes intermédiaires (rouge) et du plan galactique (bleu). Les barres d'erreurs indiquent l'intervalle de confiance à 90% des deux températures.

Ainsi nous pouvons généraliser les températures des couronnes des étoiles d'amas à celles des étoiles de champs. Nous allons donc finalement choisir les températures de 0.4-1.0 keV pour les étoiles de l'âge des Pléiades et 0.2-0.8 keV pour les étoiles de l'âge des Hyades. Comme la température est corrélée au niveau de mesure d'émission (voir §7.1.2), on fixera un rapport de flux moyen entre les deux composantes de température $f_{T_2}/f_{T_1} = 1.46$ dans les simulations suivantes. Nous allons voir maintenant dans quelle mesure ces températures interviennent dans la modélisation des spectres X pour le *modèle de population stellaire en rayons X* (Chapitre 6).

7.6 Réponse instrumentale, spectre de la source émettrice et absorption

7.6.1 Réponse instrumentale et spectre de la source émettrice

A l'instar de ce qui se produit aux longueurs d'ondes visibles, les rayons X interagissent avec la matière interstellaire qui se trouve sur leur passage depuis la source jusqu'au récepteur installé à bord du satellite. Cet effet produit une atténuation du flux ainsi qu'un durcissement du spectre X de la source. Ce dernier est induit par la dépendance de l'absorption avec la longueur d'onde ; l'absorption diminue avec l'énergie en $E^{-3.5}$ et les photons les plus mous sont les plus affectés. De plus comme la sensibilité du détecteur dépend également de l'énergie, le taux de comptage va varier en fonction des caractéristiques de l'instrumentation.

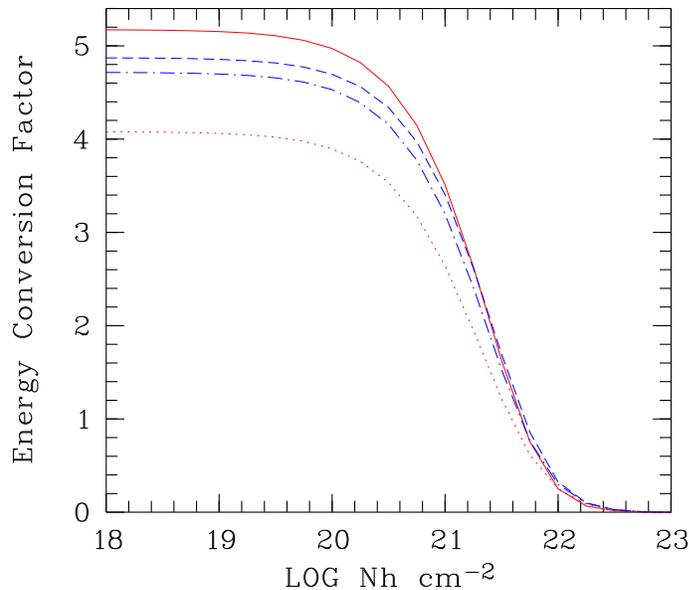


FIG. 7.12 – Dépendance du facteur ECF vis-à-vis de la colonne de densité. En rouge : trait plein modèle $1T$ (0.5 keV), pointillés modèle $2T$ (0.2-0.8 keV). En bleu : tireté modèle $1T$ (0.6 keV), tirets-pointillés modèle $2T$ (0.4-1.0 keV).

L'ensemble de ces effets est modélisé par le Facteur de Conversion en Energie, facteur par lequel le flux X non absorbé d'une source (en unité de 10^{-11} erg cm^{-2} s^{-1} dans la bande 0.5-2.0 keV) doit être multiplié pour obtenir le taux de comptage (cnt s^{-1}) de la caméra EPIC pn. Ce coefficient fait directement le lien entre la luminosité X appliquée aux populations d'étoiles du modèle à travers les fonctions de luminosité et le taux de comptage suivant :

$$ECF = \frac{S \times 4\pi d^2}{L_X}$$

où S est le taux de comptage, d la distance de la source et L_X la luminosité X (voir §6.3). Nous avons donc calculé les $ECFs$ à l'aide du logiciel XSPEC en utilisant les mêmes modèles (plasma *MEKAL* et absorption photoélectrique) qui nous ont permis d'ajuster les températures coronales. Pour le modèle à deux températures nous sommes obligé de choisir une normalisation concernant l'émission relative de chacun des deux plasmas. Les abondances sont fixées à $Z = 0.3$ (abondance de l'hélium fixée à l'abondance cosmique) quelque soit le modèle considéré. En effet, à cause des limitations instrumentales actuelles, le seul moyen d'ajuster les modèles d'émission coronale avec les observations est d'utiliser des abondances faibles en particulier pour Mg, Si et Fe (Mewe et al. 1996, Kaastra et al. 1996). Des abondances de fer de l'ordre de 10-30% de la valeur solaire sont régulièrement observés. On peut remarquer dans les Tables (7.3, 7.4, 7.5, 7.6) que les ajustements de spectres X montrent précisément des abondances métalliques typiques dans cette gamme. Des simulations de spectres

X à un flux donné sont effectuées avec différentes valeurs de colonne de densité en prenant les deux modèles de couronnes stellaires. On utilise pour ce faire les matrices de réponse dernièrement calculées ⁷ pour créer des spectres synthétiques suivant ces deux modèles. On normalise ensuite les spectres à un flux de 10^{-11} erg cm² s⁻¹ et on calcule dans une plage de colonne de densité (allant de 10^{18} à 10^{23} cm⁻²) le nombre de photons attendus pour chacune des 5 bandes de la caméra EPIC pn. A partir de ces nombres de photons on peut même calculer les trois rapports de dureté habituels attendus pour cette caméra.

Les résultats de ces simulations sont indiqués sur la figure 7.12. On peut remarquer qu'au delà de 10^{22} cm⁻², les différents modèles produisent la même valeur d'*ECF*. Cette limite nous indique que notre modélisation de température de couronne aura un plus grand effet pour les sources les moins absorbées et donc les plus proches.

7.7 Conclusion

Cette étude constitue donc une amélioration non négligeable du *modèle de population stellaire en rayons X* de Guillout et al. (1996) puisqu'elle inclue désormais des températures de couronnes qui varient suivant l'âge des étoiles avec une distinction en masse pour les types spectraux A-F et G,K,M.

Groupe d'âge	1T	2T	
		Composante 1	Composante 2
Pléiades (groupe 1)	0.6	0.4	1.0
Hyades (groupe 2)	0.5	0.2	0.8
$\langle f_{T_2}/f_{T_1} \rangle$		1.46	

TAB. 7.7 – Résumé des différentes températures (en keV) adoptées suivant chaque groupe d'âge.

Nous avons de plus démontré comment différencier les températures de couronnes des étoiles de la séquence principale en fonction de l'âge. C'est une méthode statistique originale qui nous permet de "connaître" l'âge de ces étoiles grâce à l'utilisation d'échantillons volontairement biaisés vers certaines latitudes galactiques. Cependant tant que les différentes proportions d'âges à différentes latitudes ne seront pas effectivement déterminées par des observations, cette conclusion restera circonstanciée. En fait il faut vérifier que le modèle reproduit la distribution observée.

Il est important de se rappeler que bien que certains spectres coronaux à bas rapport *S/B* sont mieux représentés par le modèle le plus simple (i.e modèle 1), les spectres X de très bonne qualité n'ont pas permis une représentation par de tels modèles. En fait, dans le cas unique spatialement résolu de la couronne solaire, la modélisation

⁷http://xmm.vilspa.esa.es/external/xmm_sw_cal/calib/epic_files.shtml

spectrale a révélé un état très complexe du plasma qui ne peut absolument pas être représenté par une seule température. Il ne faut donc pas être surpris que pour les observations non résolues spatialement, un gain en rapport S/B permet d'obtenir davantage de détails dans le spectre, reflétant ainsi la véritable complexité du plasma lui-même. De plus Guillout et al. (1999) ont trouvé un pic de détection d'étoiles actives à $B - V \simeq 0.5$ que l'on peut retrouver dans ce travail (Fig. 7.6). On peut voir que les étoiles précoces ont un ratio en flux proche de l'unité tandis que celui-ci se disperse pour les étoiles plus tardives. Ce phénomène pourrait être relié à une différence dans le mécanisme de chauffage des couronnes de ces deux types d'étoiles.

Nous sommes en mesure de proposer une modélisation de l'émission X coronale beaucoup plus consistante avec le modèle de Besançon en prenant directement en compte l'absorption et en incluant des températures de couronnes stellaires ajustées à l'âge des populations en présence. Nous pouvons maintenant nous attacher à décrire les populations stellaires que l'on s'attend à observer dans les différentes directions de la Galaxie.

Chapitre 8

PROPRIÉTÉS GLOBALES DU MODÈLE DE POPULATION STELLAIRE EN RAYONS X

8.1 Introduction

Le chapitre précédent a permis de mettre en lumière la dépendance des températures de couronnes stellaires avec l'âge et la masse des étoiles. Pour notre *modèle de population stellaire en rayons X*, ce paramètre est très important puisqu'il modifie le spectre X des sources, les rapports de dureté, les *ECFs* et, par là même, les comptages et les proportions d'étoiles jeunes ou vieilles dans toutes les directions d'observation. Les observations X présentées dans le chapitre 2 constituent des régions suffisamment grandes pour être statistiquement représentatives du contenu en sources stellaires du relevé du plan galactique effectué par *XMM-Newton*.

Avant de conclure, nous allons tester les effets attendus sur la population de sources X stellaires en fonction de la direction d'observation (latitude §8.2.1 et longitude §8.2.2) et de l'absorption sur la ligne de visée (§8.3). Ceci permettra de voir s'il est possible de mélanger certains champs pour obtenir une meilleure statistique sur les comptages sans occulter d'éventuels phénomènes. D'autres paramètres importants tels que l'absorption sur la ligne de visée ou la complétude optique des observations seront également testés pour nous permettre ensuite de comparer le modèle avec les observations.

Pour interpréter les données on pourra générer des modèles dans les directions spécifiques des observations. Quel que soit le type de comparaison que nous allons étudier, celles-ci peuvent se séparer en deux classes distinctes :

- *les comparaisons globales* se basent sur le nombre total de sources X d'origine stellaire détectées au dessus d'un taux de comptage fixé, abstraction faite de leur lois $\log N(>S)-\log S$, de leur type spectral, de leur âge ou de tout autre paramètre. Ce sont les plus faciles à mettre en œuvre puisque ces comparaisons

ne requièrent que la connaissance des sources d'origine coronale à l'intérieur d'un échantillon de sources X. Cette tâche peut, par exemple, simplement s'effectuer en réalisant une corrélation croisée entre un catalogue de sources X et des catalogues optiques pour lesquels on connaît a priori le caractère stellaire des sources.

- *les comparaisons spécifiques* utilisent des distributions de paramètres stellaires spécifiques (magnitude, couleur) ou des courbes $\log N(>S)$ - $\log S$ pour un ou plusieurs paramètres (type spectral, âge). Les comparaisons avec les observations sont beaucoup plus difficiles à faire dès lors qu'elles nécessitent la connaissance de paramètres stellaires supplémentaires. Seules les observations spectroscopiques ou photométriques des contreparties optiques peuvent donner ces informations. Un énorme travail d'identification a été conduit dans ce but en choisissant judicieusement certaines régions.

Néanmoins, toutes les observations ne sont pas également utiles pour analyser les distributions de différents paramètres. Le modèle peut nous aider à déterminer quelles sont les meilleures observations pour étudier l'influence de tel ou tel paramètre. Il est aussi possible d'améliorer les contraintes en considérant plusieurs champs dans des directions différentes. Celles-ci donnent une information plus riche puisque l'on utilise des données complémentaires et indépendantes.

Dans la suite, toutes les prédictions sont faites pour la caméra EPIC pn du satellite *XMM-Newton* dans la bande d'énergie 0.5-2.0 keV avec le modèle modifié (Chapitre 6) qui tient compte de la variation de température des couronnes stellaires suivant l'âge et le type spectral des étoiles. Nous n'aborderons pas la bande d'énergie 2.0-4.5 keV car certains paramètres de cette bande (erreur sur les taux de comptage plus grande) ne sont pas encore pris en compte dans le modèle.

8.2 Influence de la direction d'observation

8.2.1 Influence de la latitude galactique

On effectue cette étude pour des valeurs discrètes de latitudes à partir de $b = 90^\circ$ jusqu'à $b = 0^\circ$ avec un pas variable : d'abord assez grand pour les hautes latitudes puis en le resserrant lorsque l'on s'approche du plan galactique. Ces simulations ont été produites pour la direction de l'anticentre galactique ($l = 180^\circ$).

Si la structure de la Galaxie est loin d'être précisément connue, on peut tout de même en donner une brève description : les étoiles les plus jeunes (population I) sont confinées dans un disque très fin près du plan galactique. La région centrale comporte un renflement appelé bulbe avec une densité qui augmente de plus en plus vers le noyau. Quant aux étoiles les plus vieilles, elles sont disséminées dans un halo sphéroïdal d'environ 30 kpc de rayon. Comme nous l'avons vu précédemment, à cause de la décroissance de l'activité coronale avec l'âge, les relevés X limités en flux

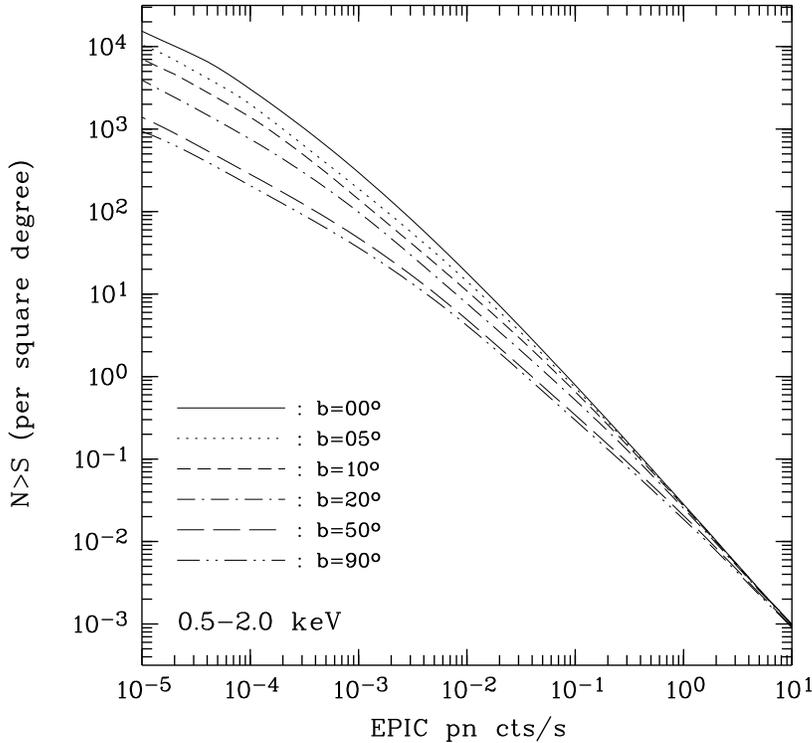


FIG. 8.1 – Variation du nombre total de sources X coronales prédit en fonction de la latitude galactique. Les courbes $\log N(>S)-\log S$ sont calculées pour des latitudes allant de $b = 0^\circ$ à $b = 90^\circ$ dans la direction de l’antcentre galactique. N est le nombre de sources prédit par degré carré au dessus du taux de comptage S de la caméra EPIC pn d’*XMM-Newton* dans la bande 0.5-2.0 keV.

détectent préférentiellement les plus jeunes populations. De ce fait, à une sensibilité donnée on doit s’attendre à une densité de sources X coronales qui augmente lorsque la latitude diminue à cause de la distribution spatiale des populations jeunes de la Galaxie.

Comparaison globale

La Figure 8.1 montre les courbes $\log N(>S)-\log S$ pour des valeurs de b égales à 90° , 50° , 20° , 10° , 5° et 0° . L’intervalle de sensibilité s’étale sur 6 ordres de grandeurs donc bien au delà des performances du satellite *XMM-Newton*. Par exemple, les plus profondes observations obtenues avec ce satellite frôlent quelques 10^{-4} cnt s $^{-1}$ pour les sources les plus faibles (bande 0.5-2.0 keV, EPIC pn).

On remarque clairement sur cette Figure l’augmentation du nombre de sources X stellaires avec la diminution de la latitude galactique. La forme des courbes est celle décrite au Chapitre 6. On retrouve la pente ~ -1.5 à fort taux de comptage puis un infléchissement des courbes de plus en plus important à mesure que celui-ci diminue.

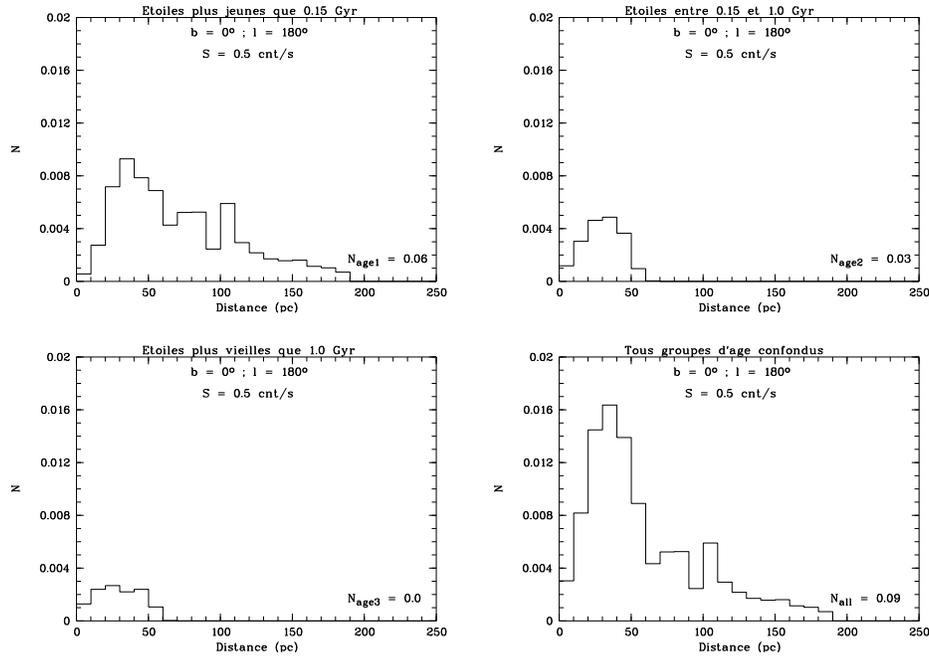


FIG. 8.2 – Distribution en distances des sources X coronales plus brillantes que 0.5 cnt s^{-1} en direction du plan galactique vers l'anticyentre.

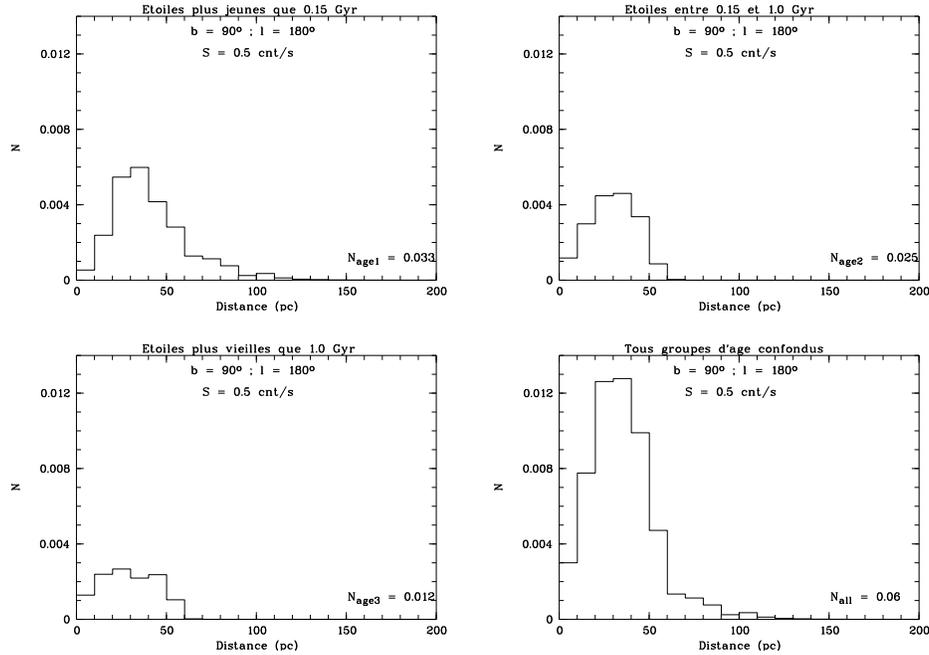


FIG. 8.3 – Distribution en distances des sources X coronales plus brillantes que 0.5 cnt s^{-1} en direction du pôle nord galactique.

A fort taux de comptage ($S \geq 1 \text{ cnt s}^{-1}$), toutes les courbes se rejoignent et le nombre de sources X coronales prédit est sensiblement le même quelque soit la latitude considérée. En effet pour de telles valeurs, seules les étoiles proches et intrinsèquement lumineuses en rayons X peuvent être détectées. Ainsi on détecte pratiquement le même nombre de sources quelque soit la latitude considérée.

Pour des taux de comptage plus faibles ($S \leq 1 \text{ cnt s}^{-1}$), les effets d'échelle de hauteur des différentes populations deviennent non négligeables puisque l'on sonde beaucoup plus loin. On détecte alors moins de sources X stellaires à mesure que la latitude galactique augmente. Ceci est tout à fait remarquable sur la Figure 8.2 qui présente les distributions en distance attendues pour un taux de comptage de 0.5 cnt s^{-1} ; à basses latitudes on sonde principalement les étoiles jeunes ($\leq 0.15 \text{ Gyr}$) jusqu'à des distances de l'ordre de 200 pc. A hautes latitudes (Figure 8.3), on voit que le nombre de sources X stellaires chute brutalement à partir de $\sim 70 \text{ pc}$ avec les populations d'étoiles les plus vieilles principalement détectées (groupes d'âge 2 et 3). C'est l'effet des échelles de hauteur de ces populations qui en est responsable, à cause de la ségrégation en âge des étoiles dans le disque galactique. Dans notre cas, l'importante sensibilité d'*XMM-Newton* obligera dès lors à tenir compte précisément de la latitude d'observation pour de futures comparaisons observations-modèles puisque la grande majorité des sources détectées ont des taux de comptages compris entre 10^{-3} et 1 cnt s^{-1} .

Le taux de variation dN/db n'est pas constant. A hautes latitudes l'augmentation du nombre de sources X coronales est lente. Pour une sensibilité typique $S=10^{-2} \text{ cnt s}^{-1}$, ce nombre passe de 4.16 ($b = 90^\circ$) à 4.9 ($b = 50^\circ$) pour une variation de 40 degrés, soit une augmentation de 18%. A basse latitude, l'effet est très fortement amplifié par la concentration des étoiles dans le plan galactique. En effet, entre $b = 30^\circ$ et $b = 20^\circ$, l'augmentation du nombre de source X stellaires atteint 23% pour ce même taux de comptage. Ce comportement est quantifié dans le Tableau 8.1 qui présente le nombre de sources X stellaires prédit en fonction de la latitude galactique et du taux de comptage limite.

Dans le plan galactique ($|b| < 20^\circ$), la densité des sources est telle qu'il faut analyser plus précisément la décroissance des lois $\log N(>S)-\log S$. Le Tableau 8.2 rend compte de cette diminution du nombre de sources X stellaires en fonction de la latitude. Les pourcentages indiquent le nombre de sources perdues à chaque latitude par rapport aux latitudes de référence ($0^\circ, 10^\circ$ et 20°). Pour des latitudes inférieures à 10° , on ne peut pas comparer les lois $\log N(>S)-\log S$ observationnelles avec un seul modèle. Ceci ne tiendrait pas compte de la distribution en latitude des différentes sources. D'après ces simulations, on voit clairement que le nombre de sources X stellaires attendu est très différent suivant les latitudes et ceci même pour les sources les plus brillantes (i.e $10^{-1} \text{ cnt s}^{-1}$). Ce n'est qu'à partir de 20° de latitude que ce nombre ne diffère plus que d'une valeur inférieure à 5% d'un degré à l'autre pour un taux de comptage de $10^{-3} \text{ cnt s}^{-1}$.

Latitudes	10^1	10^0	10^{-1}	10^{-2}	10^{-3}	10^{-4}	10^{-5}
90°	$8.99 \cdot 10^{-4}$	$1.86 \cdot 10^{-2}$	$2.96 \cdot 10^{-1}$	$4.16 \cdot 10^0$	$3.64 \cdot 10^1$	$2.06 \cdot 10^2$	$9.42 \cdot 10^2$
50°	$9.22 \cdot 10^{-4}$	$2.06 \cdot 10^{-2}$	$3.41 \cdot 10^{-1}$	$4.90 \cdot 10^0$	$4.77 \cdot 10^1$	$2.83 \cdot 10^2$	$1.39 \cdot 10^3$
30°	$9.49 \cdot 10^{-4}$	$2.35 \cdot 10^{-2}$	$4.31 \cdot 10^{-1}$	$6.25 \cdot 10^0$	$7.27 \cdot 10^1$	$4.88 \cdot 10^2$	$2.53 \cdot 10^3$
20°	$9.63 \cdot 10^{-4}$	$2.53 \cdot 10^{-2}$	$5.18 \cdot 10^{-1}$	$7.68 \cdot 10^0$	$9.83 \cdot 10^1$	$7.56 \cdot 10^2$	$3.94 \cdot 10^3$
10°	$9.77 \cdot 10^{-4}$	$2.70 \cdot 10^{-2}$	$6.54 \cdot 10^{-1}$	$1.09 \cdot 10^1$	$1.41 \cdot 10^2$	$1.40 \cdot 10^3$	$7.09 \cdot 10^3$
0°	$9.90 \cdot 10^{-4}$	$2.83 \cdot 10^{-2}$	$7.87 \cdot 10^{-1}$	$1.81 \cdot 10^1$	$2.98 \cdot 10^2$	$3.05 \cdot 10^3$	$1.54 \cdot 10^4$

TAB. 8.1 – Nombre de sources X coronales prédit par degré carré en fonction de la latitude galactique b et de la sensibilité S (cnt s⁻¹) de la caméra EPIC pn (bande 0.5-2.0 keV) vers l’antcentre galactique.

Latitudes	10^0	10^{-1}	10^{-2}	10^{-3}	10^{-4}
0°	0.030	0.912	26.528	681.35	11483.2
1°	0.030(-0%)	0.901(-1%)	25.496(-4%)	604.406(-11%)	9200.74(-20%)
2°	0.030(-0%)	0.887(-3%)	24.105(-9%)	501.405(-26%)	6608.18(-42%)
10°	0.028	0.739	13.429	195.271	2743.75
11°	0.028(-0%)	0.719(-3%)	12.681(-6%)	185.686(-5%)	2498.37(-9%)
12°	0.028(-0%)	0.699(-5%)	12.029(-9%)	177.260(-9%)	2278.25(-17%)
20°	0.026	0.566	8.795	128.321	1209.25
21°	0.026(-0%)	0.553(-2%)	8.541(-3%)	123.554(-4%)	1131.02(-6%)
22°	0.026(-0%)	0.540(-5%)	8.309(-6%)	119.017(-7%)	1060.18(-12%)

TAB. 8.2 – Nombre de sources X coronales attendues par degrés carré pour les différentes latitudes et taux de comptage vers le centre galactique.

Le modèle nous permet donc de décrire la décroissance du nombre de sources X coronales attendu en fonction de la latitude galactique.

Comportement des différents types spectraux

Nous allons nous intéresser à la distribution par type spectral prédite par le modèle selon la latitude galactique. Les Figures 8.4 et 8.5 présentent les contributions des différents types spectraux aux lois $\log N(>S)$ - $\log S$ et les distributions en indice de couleur pour différentes latitudes.

La Figure 8.4 montre les lois $\log N(>S)$ - $\log S$ pour les étoiles de type A, F, G, K, M0-M4 et M5-M9 (tous groupes d’âge confondu) pour différentes latitudes galactiques. Les étoiles M0 à M4 sont définies comme étant de type M et celles de M5 à M9 de type R. La Figure 8.5 représente simplement la distribution en indice de couleur de ces étoiles à un taux de comptage $S = 10^{-3}$ cnt s⁻¹. Dans la Table 8.3 nous dressons les contributions individuelles des types spectraux pour plusieurs sensibilités et latitudes.

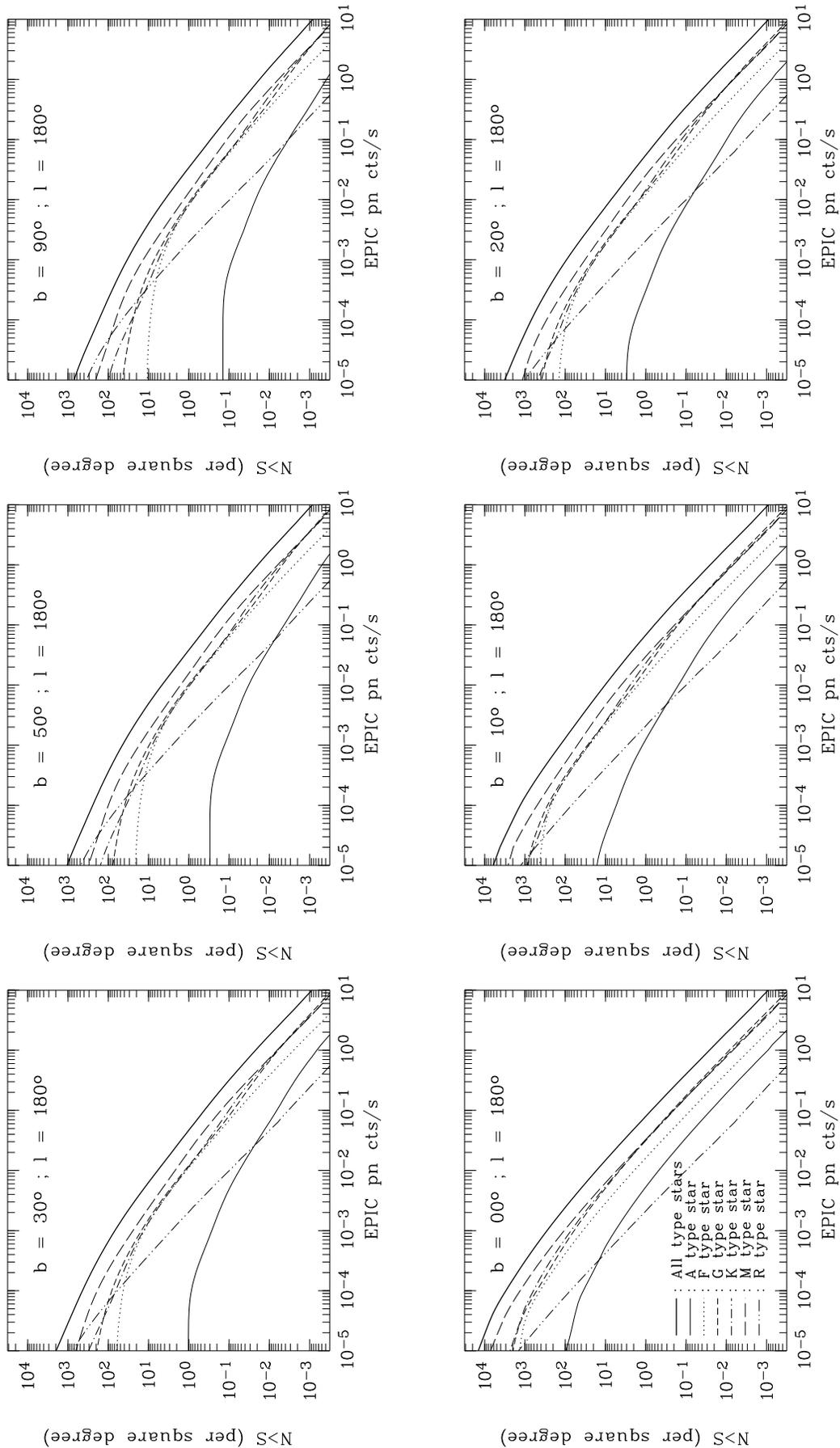


FIG. 8.4 – Effet de la latitude sur la contribution des différents type spectraux qui composent les populations des sources X coronales. Le trait gras représente la somme de toutes les contributions.

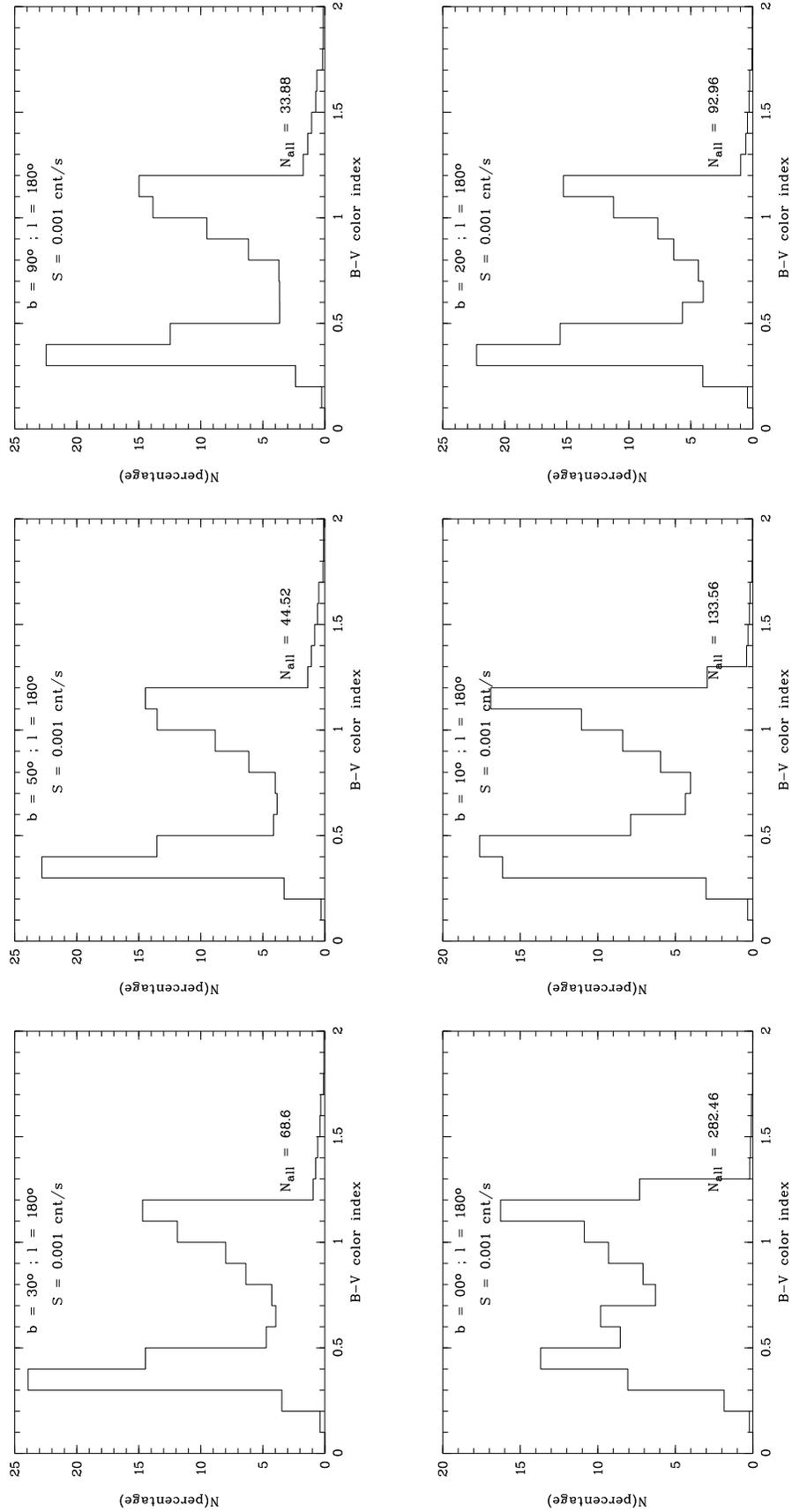


FIG. 8.5 – Effet de la latitude sur la distribution en indice de couleur des populations de sources X coronales.

Sensibilité $S \text{ cnt s}^{-1}$	Type Spectral	Latitude galactique					
		90°	50°	30°	20°	10°	00°
10^{-1}	A	1.2	1.3	1.6	2.0	2.7	3.3
	F	17.6	16.4	14.8	13.5	11.7	10.4
	G	19.5	18.8	18.9	20.9	25.6	30.1
	K	20.6	21.7	24.6	26.7	27.9	27.8
	M0-M4	39.1	40.0	38.8	35.9	31.2	27.7
	M5-M9	2.0	1.7	1.4	1.1	0.9	0.7
10^{-2}	A	0.5	0.7	0.9	1.1	1.5	2.8
	F	20.4	20.3	19.4	17.8	15.1	11.5
	G	22.0	21.9	21.0	19.7	18.6	26.0
	K	20.0	19.9	19.7	20.1	23.5	27.4
	M0-M4	33.2	33.9	36.3	39.1	39.8	31.4
	M5-M9	3.9	3.3	2.6	2.2	1.5	0.9
10^{-3}	A	0.2	0.3	0.4	0.5	0.9	2.0
	F	13.2	15.3	18.3	19.7	19.0	13.0
	G	20.4	20.9	21.3	21.5	20.6	20.7
	K	16.0	17.4	18.9	19.3	19.1	25.0
	M0-M4	38.5	37.0	34.7	34.1	36.9	37.6
	M5-M9	11.6	9.2	6.4	4.8	3.5	1.7

TAB. 8.3 – Contribution en pourcentage des différents types spectraux pour un relevé X limité en flux en fonction de la latitude et pour différents taux de comptage de la caméra EPIC pn (bande 0.5-2.0 keV).

De façon générale, on peut remarquer que quel que soit le taux de comptage, la contribution des étoiles M à l'émission X est très importante par rapport à celle des autres types spectraux (fraction importante de la population totale). La distribution de l'indice de couleur $B - V$ varie peu avec la latitude galactique. On peut seulement relever la comparaison entre le plan et le pôle galactique ; le pic de distribution des étoiles F et G diminue ($\leq 10\%$) à la faveur des étoiles K et M vers le plan galactique. Par contre, la part des étoiles F et G reste \sim constante. La Table 8.3 montre l'effet de la profondeur du relevé X.

Les effets de la latitude galactique sur la distribution en indice de couleur des sources X coronales sont dus en grande partie à des effets de couleurs des fonctions de luminosité qui sont très étroitement liés à la dépendance latitude galactique-âge.

Etudions par exemple le cas des étoiles G et M les plus **jeunes**. A la sensibilité $S = 10^{-2} \text{ cnt s}^{-1}$ la distance maximale à laquelle on détecte ces étoiles atteint 1 kpc (cf Fig. 8.11), valeur largement supérieure à celle des échelles de hauteur $h \sim 70 \text{ pc}$ des populations les plus jeunes. Les étoiles de type spectral G sont intrinsèquement plus lumineuses en rayons X que celles de type M. Les étoiles de type G sont donc

détectées légèrement plus loin (d_G) que les étoiles M (d_M avec $d_G > d_M$). Vers le pôle galactique cette différence n'a que peu d'influence puisque $h \ll d_M < d_G$ et ainsi toutes les étoiles sont détectées. Pour les étoiles plus vieilles ceci n'est plus vrai puisque la distance de sondage devient comparable aux échelles de hauteur notamment pour les étoiles M.

Dans le plan galactique la situation n'est plus la même. En effet si sa densité est constante et que $d_G > d_M$, ceci se traduit par une augmentation relative des étoiles G et K par rapport aux étoiles M.

Dans le domaine de sensibilité des télescopes X actuels, la contribution relative des étoiles de type A, F, G, K et M de la séquence principale dépend peu de la latitude galactique considérée. En se plaçant à une latitude donnée ($b \sim 10^\circ$), nous pouvons estimer la contribution de chaque type spectral :

- La part des étoiles A dans les relevés limités en flux est clairement négligeable. Ces étoiles sont principalement distribuées dans le plan galactique en raison de leur temps de vie relativement faible. Les chiffres présentés sont une limite supérieure car la majorité des étoiles utilisées pour établir leur fonction de luminosité X sont en fait des binaires ; l'émission X de ces étoiles est souvent attribuée à une étoile tardive en orbite autour de l'étoile A dont l'émission X intrinsèque est toujours très ardemment discutée compte tenu de l'absence de zone convective dans ces étoiles.
- La part des étoiles F est légèrement inférieure à celle des étoiles G, K et M dont les contributions sont équivalentes pour $S \geq 10^{-2}$ cnt s⁻¹. A plus faible taux de comptage les étoiles M deviennent de plus en plus prépondérantes avec l'augmentation de la profondeur de sondage. Remarquons également pour terminer que nous modélisons les fonctions de luminosité des étoiles M en deux sous-classes. En effet la modélisation de l'ensemble des étoiles M0-M9 conduirait à une large surestimation de leur contribution du fait de la supériorité numérique des étoiles de faibles masses et de leur luminosité X intrinsèquement faible. Cependant, pour $S \leq 10^{-3}$ cnt s⁻¹ la part des étoiles de type R devient très importante à cause de leur nombre. Leur fonction de luminosité X est basée sur l'extrapolation d'un très petit échantillon (voir §6.2.2). Ces conclusions ne sont valables que si cette fonction de luminosité est réaliste.

Pour la composante stellaire détectée par le satellite *XMM-Newton*, notre modèle prédit une contribution relative d'environ 2% et 15% pour les étoiles A et F respectivement, les 83% restants étant constitués d'étoiles G, K et M.

Effet de l'âge

Nous allons nous intéresser à l'influence de la latitude galactique sur les contributions relatives des différents groupes d'âge modélisés. Dans le paragraphe précédent, la latitude n'avait pas beaucoup d'effet sur la distribution en types spectraux.

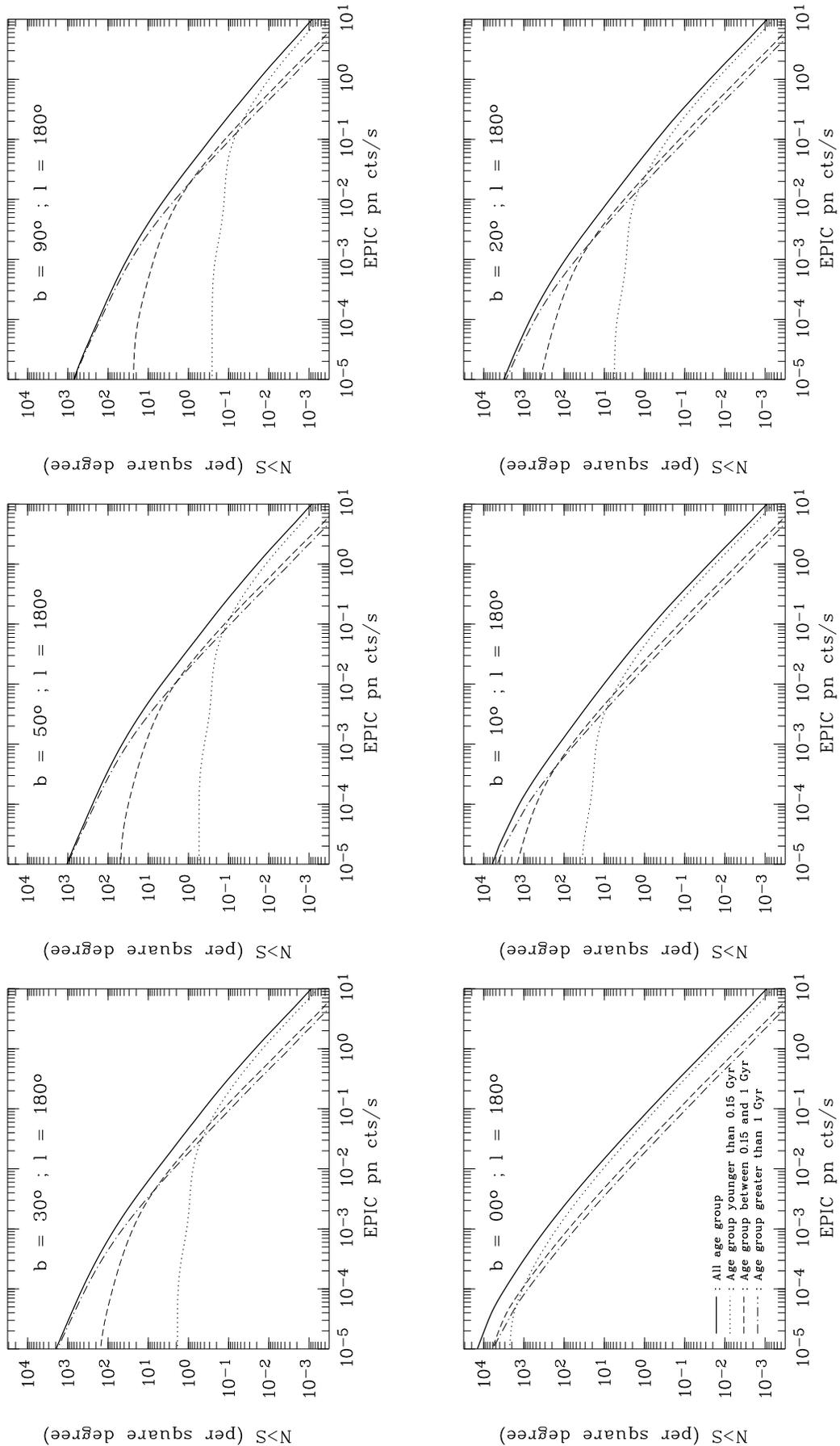


FIG. 8.6 – Effet de la latitude sur la contribution des différents âges des populations des sources X coronales.

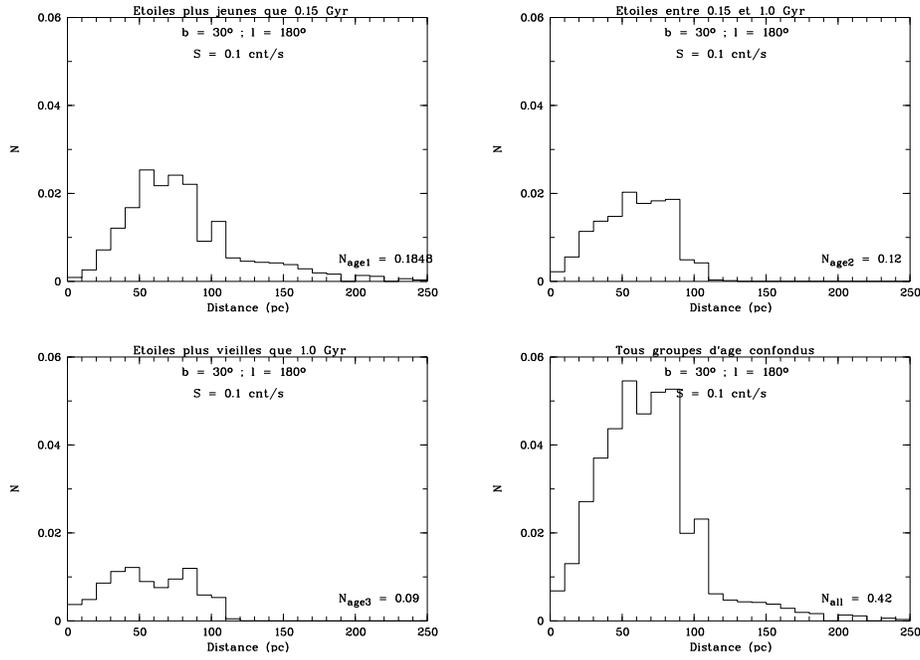


FIG. 8.7 – Distribution en distances des sources X coronales plus brillantes que $S = 10^{-1}$ cnt s $^{-1}$ dans la direction $l = 180^\circ, b = 30^\circ$.

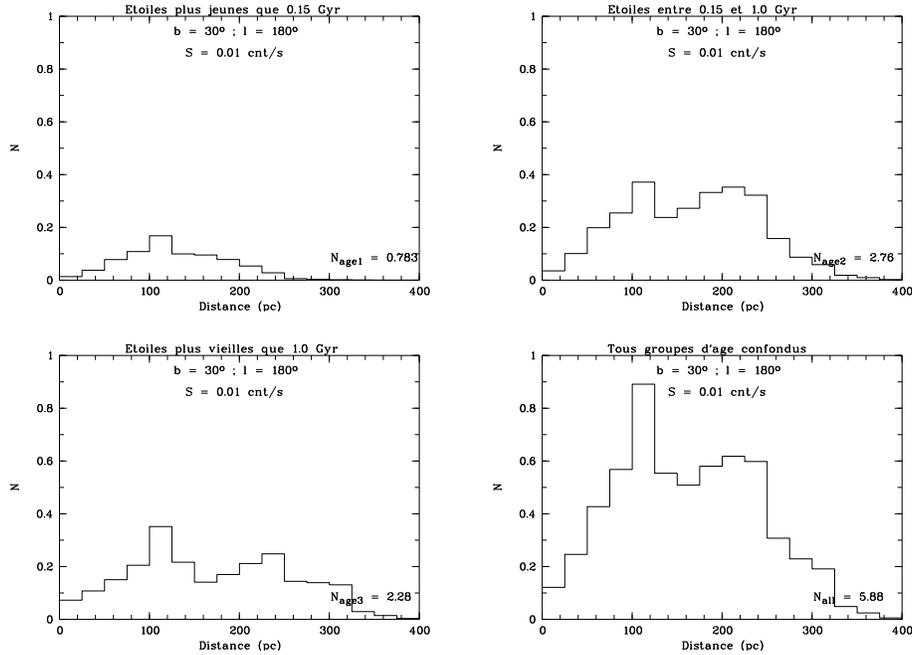


FIG. 8.8 – Distribution en distances des sources X coronales plus brillantes que $S = 10^{-2}$ cnt s $^{-1}$ dans la direction $l = 180^\circ, b = 30^\circ$.

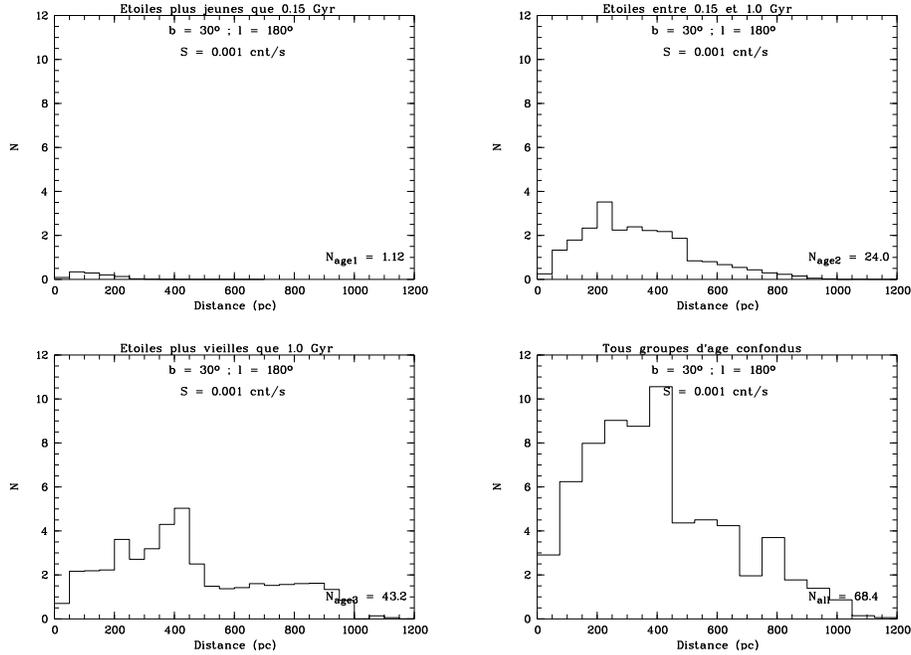


FIG. 8.9 – Distribution en distance des sources X coronales plus brillantes que $S = 10^{-3}$ cnt s $^{-1}$ dans la direction $l = 180^\circ$, $b = 30^\circ$.

Nous allons voir qu'elle joue un rôle crucial en ce qui concerne la part respective des différents groupes d'âges. L'analyse de la Figure 8.6 montre clairement l'augmentation de la contribution des étoiles jeunes aux courbes $\log N(>S)$ - $\log S$ générales lorsque $|b|$ diminue. Cet effet est très lent pour $b \geq 30^\circ$ et s'accélère considérablement à mesure que l'on s'approche du plan galactique. Ce résultat traduit l'augmentation des échelles de hauteur avec l'âge, effet qui a été inclus dans le modèle.

Dans le plan, nous observons donc un volume d'étoiles jeunes proportionnellement plus grand qu'à plus haute latitude révélant ainsi le phénomène reproduit par notre modèle. Nous pouvons remarquer également une très grande dépendance de la contribution relative des différents groupes d'âges avec la sensibilité. Cet effet provient essentiellement de la variation des échelles de hauteur et de la diminution de L_x avec l'âge ainsi que de l'augmentation de la distance maximale de sondage lorsque S diminue. De fait, seule la distance projetée sur l'axe perpendiculaire au plan galactique est importante et nous retrouvons ici la dépendance observée avec la latitude précédemment discutée. Situons nous maintenant à une latitude galactique donnée (par exemple 30°) et examinons les histogrammes en distance des divers groupes d'âges pour des sensibilités $S = 10^{-1}$, 10^{-2} et 10^{-3} cnt s $^{-1}$ représentés respectivement sur les Figures 8.7, 8.8 et 8.9.

- A fort taux de comptage (Fig 8.7) les distances maximales de détection sont de 250 pc et 120 pc pour les étoiles jeunes (groupe d'âge 1) et vieilles (groupe 2

Sensibilité $S \text{ cnt s}^{-1}$	Groupe d'âge Gyr	Latitude galactique					
		90°	50°	30°	20°	10°	00°
10^{-1}	0.00 -> 0.15	25.52	33.84	46.00	54.48	63.51	69.42
	0.15 -> 1.00	42.49	38.44	31.90	27.09	21.85	18.38
	1.00 -> 10.0	31.99	27.71	22.10	18.43	14.64	12.20
10^{-2}	0.00 -> 0.15	3.27	5.48	12.69	23.22	42.74	64.45
	0.15 -> 1.00	42.22	46.08	47.32	43.68	33.76	21.34
	1.00 -> 10.0	54.51	48.44	39.99	33.10	23.50	14.21
10^{-3}	0.00 -> 0.15	0.76	1.05	1.74	3.13	11.51	54.09
	0.15 -> 1.00	21.33	26.07	34.76	42.44	47.72	27.25
	1.00 -> 10.0	77.91	72.88	63.50	54.43	40.77	18.66
10^{-4}	0.00 -> 0.15	0.17	0.26	0.49	0.83	1.91	35.75
	0.15 -> 1.00	10.82	13.52	17.92	23.25	36.76	37.06
	1.00 -> 10.0	89.01	86.22	81.59	75.92	61.34	27.19
10^{-5}	0.00 -> 0.15	0.04	0.05	0.10	0.19	0.67	15.51
	0.15 -> 1.00	3.31	4.66	7.99	12.42	23.99	41.78
	1.00 -> 10.0	96.66	95.29	91.91	87.39	75.33	42.71

TAB. 8.4 – Contribution en pourcentage des différents groupes d'âges pour un relevé X limité en flux en fonction de la latitude et pour différents taux de comptage de la caméra EPIC pn (bande 0.5-2.0 keV).

et 3) respectivement. Cette sensibilité suffit largement à sonder les étoiles plus jeunes que 150 millions d'années qui dominent les comptages et qui provoquent la queue de distribution au delà de 150 pc.

- Pour des taux de comptage moyens (Fig 8.8) ce sont les étoiles d'âge intermédiaire qui dominent les comptages. La distance maximale de sondage avoisine 400 pc correspondant à une hauteur au dessus du plan de ~ 200 pc significativement supérieure à celle des échelles de hauteur des populations les plus jeunes ($h \sim 70$ pc). Ceci se traduit par une augmentation conséquente du nombre d'étoiles d'âge compris en 0.15 et 1 Gyr. Les étoiles les plus jeunes étant maintenant pratiquement toutes détectées.
- A faible taux de comptage (Fig 8.9), la distance de sondage s'étale désormais jusqu'à 1 kpc et les conditions s'inversent totalement puisque c'est au tour des étoiles d'âge supérieur à 1 Gyr de contribuer le plus à la population de sources X coronales. La distance au-dessus du plan est de l'ordre de 500 pc et s'étend donc bien au delà de l'échelle de hauteur des populations jeunes et d'âge intermédiaire. Ces deux dernières populations sont donc quasiment complètement détectées.

Bien sûr la direction du pôle nord galactique est la plus néfaste pour espérer détecter les étoiles jeunes qui sont concentrées préférentiellement dans le plan galactique. Vers le pôle galactique, les étoiles plus jeunes qu'un milliard d'années ne contribuent plus

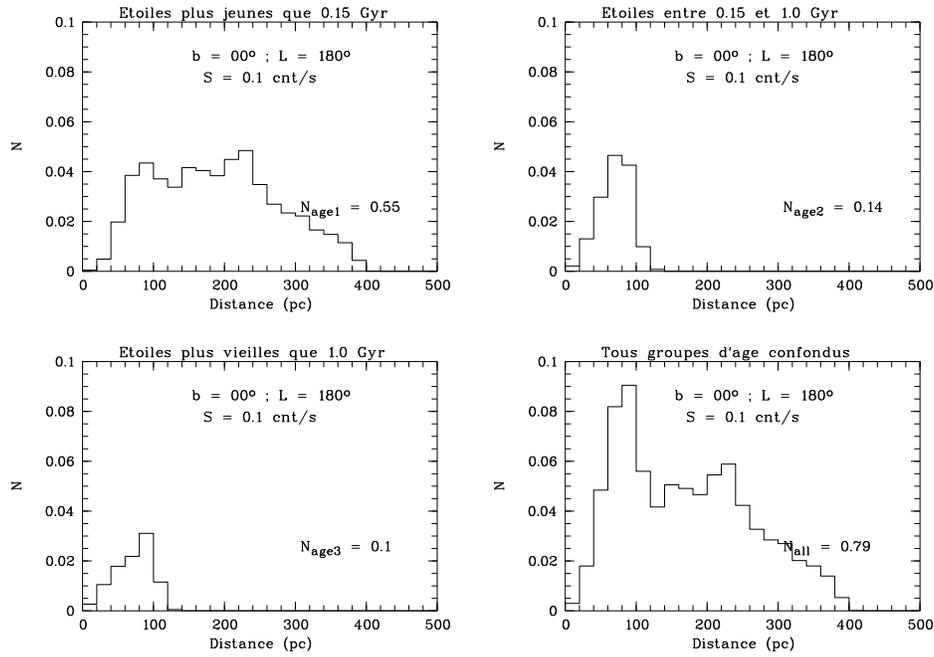


FIG. 8.10 – Distribution en distances des sources X coronales plus brillantes que $S = 10^{-1} \text{ cnt s}^{-1}$ dans la direction $l = 180^\circ, b = 0^\circ$.

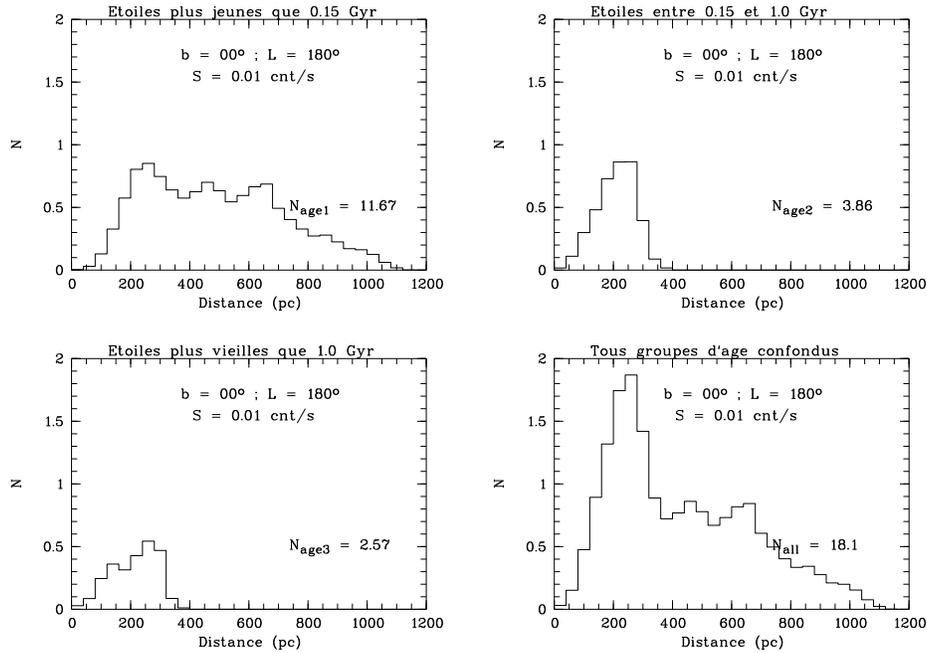


FIG. 8.11 – Distribution en distances des sources X coronales plus brillantes que $S = 10^{-2} \text{ cnt s}^{-1}$ dans la direction $l = 180^\circ, b = 0^\circ$.

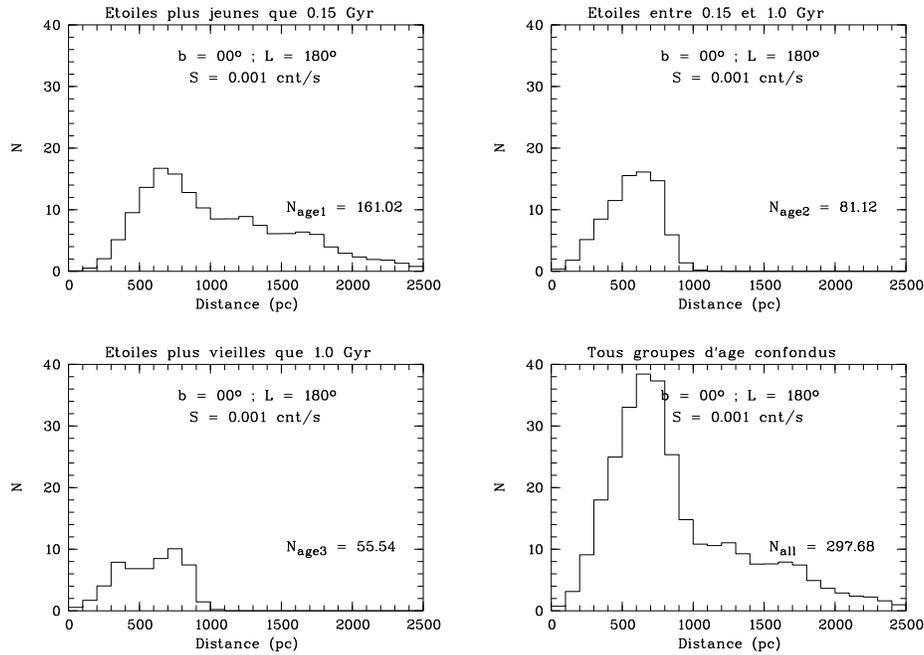


FIG. 8.12 – Distribution en distances des sources X coronales plus brillantes que $S = 10^{-3}$ cnt s $^{-1}$ dans la direction $l = 180^\circ$, $b = 0^\circ$.

qu'à hauteur de $\approx 20\%$ (Table 8.4) de la population totale au dessus du taux de comptage $S = 10^{-3}$ cnt s $^{-1}$ typique des sensibilités atteintes par *XMM-Newton*.

A basses latitudes, où l'on sonde les étoiles plus jeunes que 150 millions d'années jusqu'à des distances de ~ 2 kpc, cette proportion atteint près de 80% (Fig 8.12). Les sensibilités atteintes par *XMM-Newton* permettent donc de sonder très en profondeur le plan galactique. Jusqu'à présent les populations d'âge intermédiaire sont restées non détectées par les précédentes générations de satellites X. Dans les relevés *XMM-Newton*, celles-ci commencent à apparaître à des taux de comptage variables qui dépendent de la latitude considérée.

8.2.2 Influence de la longitude galactique

Un autre paramètre important concernant les comptages de sources X coronales est la longitude galactique. La sensibilité du satellite *ROSAT* permettait d'échantillonner les sources X stellaires jusqu'à des distances de l'ordre de 500 pc. Cette valeur est bien inférieure à l'échelle de longueur du disque galactique et ainsi, la longitude galactique n'a aucun effet sur le contenu stellaire du relevé *ROSAT* en rayons X du plan galactique (voir thèse P. Guillout). En ce qui concerne *XMM-Newton*, les choses changent du tout au tout compte tenu de la sensibilité accrue de ses instruments; d'après les Figures 8.10 à 8.12 les sources X stellaires sont échantillonnées à des distances beaucoup plus grandes jusqu'à 2 kpc. A ces distances, les plus proches

structures à grande échelle du disque galactique, tels les bras spiraux, deviennent détectables. Les effets de la longitude galactique ne doivent donc plus être négligeables.

Notre modèle de population stellaire en rayons X permet de quantifier l'effet de la longitude sur les comptages de sources X coronales. Celui-ci est présenté sur la Figure 8.13. A priori, c'est dans le plan galactique que les différences vont se faire le plus sentir puisque c'est à cette latitude que le nombre de sources est le plus important. Nous allons analyser cet effet à $b = 0^\circ$ afin de le décorrélérer également de l'impact des échelles de hauteur. Comme on peut s'y attendre, les lois $\log N(>S)$ - $\log S$ sont quasi identiques pour les longitudes $l = 90^\circ$ et 270° . On peut remarquer que l'effet de la longitude semble limité pour $S \geq 10^{-1}$ cnt s $^{-1}$ où il n'excède pas 15%. A plus faible taux de comptage, les courbes s'écartent de manière significative avec une fraction de sources plus importante attendue vers le centre galactique puisque la densité des étoiles passe par un maximum dans cette direction.

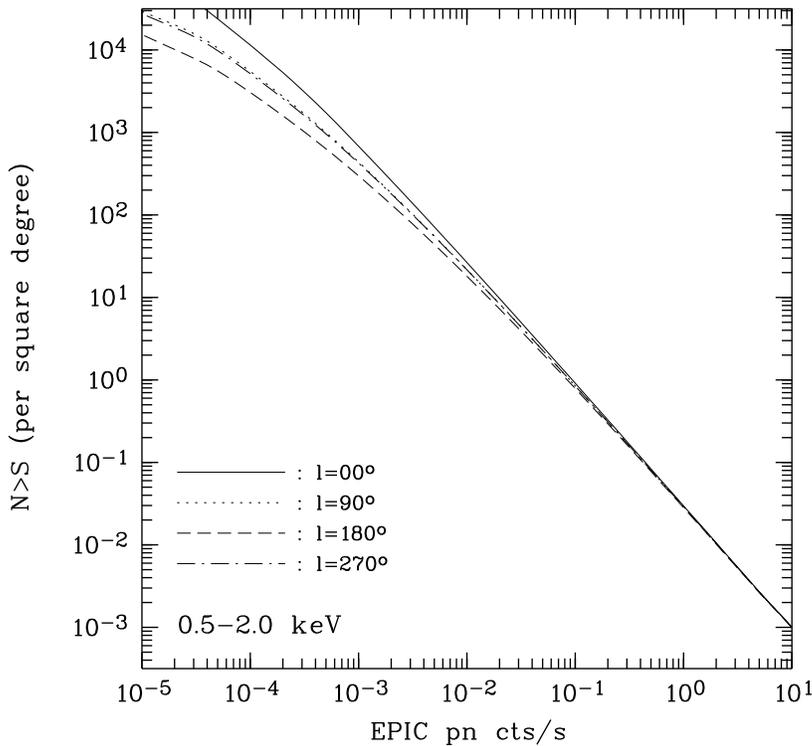


FIG. 8.13 – Variation du nombre total de sources X coronales prédit en fonction de la longitude galactique. Les courbes $\log N(>S)$ - $\log S$ sont calculées pour des longitudes allant de $l = 0^\circ$ à $l = 270^\circ$ dans le plan galactique.

Le Tableau 8.5 récapitule le nombre de sources stellaires par degrés carrés attendues pour différents taux de comptage dans plusieurs directions. Comme précédemment,

Longitudes	EPIC pn cnt s ⁻¹ bande 0.5-2.0 keV				
	10 ⁰	10 ⁻¹	10 ⁻²	10 ⁻³	10 ⁻⁴
0°	0.030	0.912	26.528	681.35	11483.2
20°	0.030(-0%)	0.908(-0.05%)	26.194(-1%)	661.343(-3%)	10924.8(-5%)
90°	0.029(-3%)	0.847(-7%)	21.800(-18%)	438.01(-36%)	5496.10(-52%)
180°	0.028(-7%)	0.787(-14%)	18.104(-32%)	297.68(-56%)	3052.36(-73%)

TAB. 8.5 – Nombre de sources X coronales attendues par degrés carré pour les différentes longitudes et taux de comptage dans le plan galactique.

les pourcentages indiquent le nombre de sources perdues par rapport à ce que l'on peut observer vers le centre galactique.

A fort taux de comptages cet effet n'est pas très important puisqu'à ce niveau de flux les sources sont échantillonnées à des distances relativement proches ; c'est bien sûr vers l'anticentre galactique que l'on perd le plus de sources avec une chute de 7% dans le nombre de sources X stellaires pour un taux de comptage de 1 cnt s⁻¹. Ceci est typiquement le cas des observations *ROSAT* et reste donc indétectable. Par contre, pour les observations *XMM-Newton*, on voit que la longitude joue un rôle non négligeable même si l'effet est moins important que dans le cas de la latitude galactique.

Les taux de comptages de nos observations atteignent quelques 10⁻³ cnt s⁻¹ et parfois moins. A ces flux, même dans le premier quadrant (i.e $l = 0^\circ - 90^\circ$), on obtient une différence de 36% par rapport à ce qui est attendu pour le centre galactique. Seul l'intervalle $l = 0^\circ - 20^\circ$ prédit un nombre de sources similaire dans la limite de 5% des comptage à $S = 10^{-4}$ cnt s⁻¹.

Pour représenter au mieux les effets dûs aux directions d'observations, nous utiliserons des modèles générés spécifiquement pour chaque champ *XMM-Newton*. Cependant, certaines régions vraiment très proches ($\Delta l < 15^\circ$) de même latitude galactique pourront être mélangées de manière à augmenter les statistiques de comptage sans masquer l'information présente dans les données.

8.3 Influence de l'absorption et des bras spiraux

L'absorption interstellaire est très importante à basse latitude galactique. Dans le modèle de Besançon le milieu interstellaire est modélisé de la même manière que la distribution des étoiles les plus jeunes du disque fin (Chapitre 6). Cependant cette modélisation ne tient pas compte des variations à petites échelles de l'extinction. Dans le plan galactique nous devrions adopter une absorption spécifique à chacun des champs étudiés, calculée à partir des identifications spectroscopiques. En effet les diagrammes couleurs-magnitudes ne procurent pas d'information sur la distribution

de l'absorption sur la ligne de visée. Les types spectraux des sources identifiées permettent de calculer l'absorption, la luminosité, la couleur intrinsèque et la distance des sources.

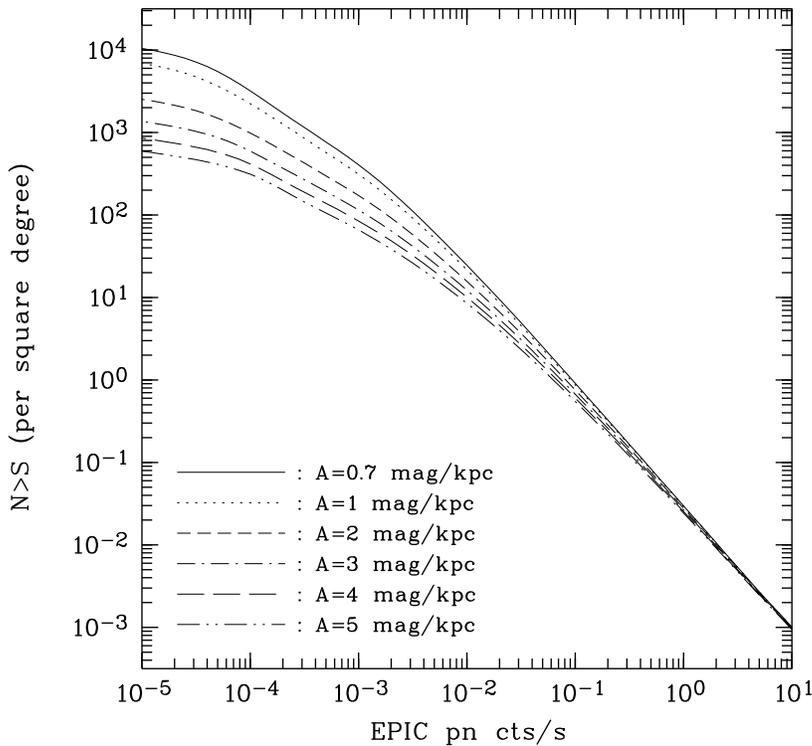


FIG. 8.14 – Courbes $\log N(>S)$ - $\log S$ stellaire dans la région du centre galactique ($l = 0^\circ$, $b = 0^\circ$) pour un relevé X complet jusqu'à la magnitude $R=17$ pour des absorptions de $A_v = 0.7, 1, 2, 3, 4$ et 5 mag/kpc.

La Figure 8.14 présente les courbes $\log N(>S)$ - $\log S$ avec différentes lois d'absorptions. Le trait plein, pour comparaison, correspond à une loi d'absorption standard (0.7 mag kpc^{-1}) valable pour les hautes latitudes galactique. Du fait de l'échantillonnage spatial, les sources très brillantes sont moins affectées par l'absorption puisque ce sont des sources en moyenne plus proches. On peut remarquer que cet effet est très important pour les sources faibles dès que l'absorption dépasse 1 mag kpc^{-1} ; l'effet de l'absorption sur les comptages devient aussi important que celui induit par un changement de latitude. Il nous est donc indispensable de modéliser correctement cette absorption sur la ligne de visée pour nos comparaisons avec les observations.

Drimmel & Spergel (2001) ont construit un modèle 3D de l'extinction pouvant s'avérer très utile. Dans ce modèle, la distribution de la matière absorbante est contrainte à l'aide de l'émission en infrarouge lointain de la poussière interstellaire à partir des observations *COBE* ou déterminée grâce aux cartes d'absorptions de Schlegel et al. (1998). Malheureusement ce modèle ne calcule pas l'absorption dans la zone du centre

galactique ($|l| < 20^\circ$) qui est bien sûr la plus affectée par l'absorption interstellaire.

Le graphique 8.15 montre les courbes $\log N(>S)$ - $\log S$ attendues pour un tel modèle vers le centre galactique de façon à montrer l'ampleur du phénomène. D'après le graphique précédant on peut voir que ce modèle est pratiquement équivalent à une loi d'absorption avec $A_v = 3 \text{ mag kpc}^{-1}$.

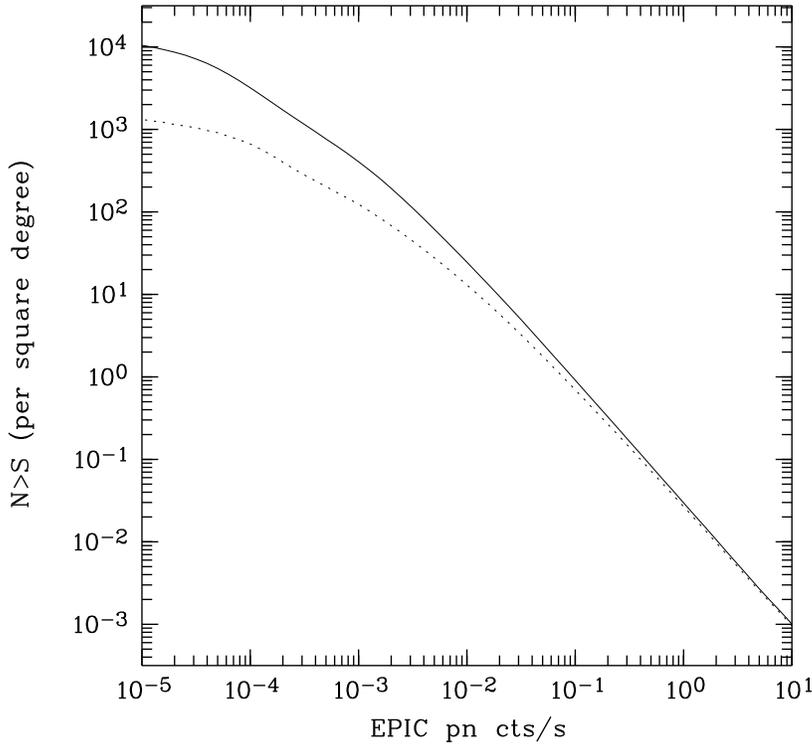


FIG. 8.15 – Courbes $\log N(>S)$ - $\log S$ générées avec le modèle d'absorption Drimmel (pointillés) pour un relevé X complet jusqu'à la magnitude $R = 17$ dans le plan vers le centre galactique. Pour comparaison, la courbe avec le modèle d'absorption standard est présentée en trait plein.

8.4 Complétude optique

Comme nous avons pu le remarquer dans le chapitre 2, les observations dont nous disposons ne sont pas complètes en magnitudes optiques. La profondeur optique des observations dépend des différents télescopes/instrumentation utilisés pour l'identification des contreparties optiques des sources X. A titre d'exemple, les observations menées à l'ESO sur le télescope de 3.6m (EFOSC2) sont beaucoup plus profondes (limite en magnitude $R = 21$) que celles du télescope de 1.93m (CARELEC) de l'Observatoire de Haute-Provence ($R = 17$).

Il nous faut donc tenir compte de cet effet de complétude optique et quantifier son impact sur les courbes $\log N(>S)$ - $\log S$.

La Figure 8.16 représente les courbes $\log N(>S)$ - $\log S$ attendues pour des relevés de profondeurs optiques différentes.

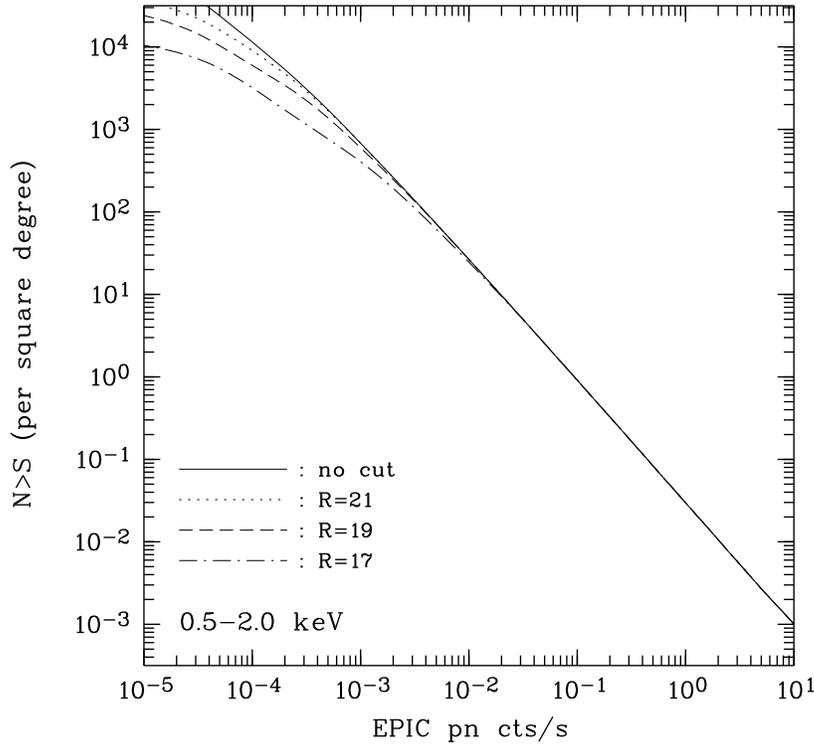


FIG. 8.16 – Courbes $\log N(>S)$ - $\log S$ stellaires attendues dans la région du centre galactique ($l = 0^\circ$, $b = 0^\circ$) pour différents relevés complets en magnitude jusqu'à, $R = 17, 19, 21$ et sans limite respectivement.

On peut remarquer qu'elles se confondent toutes à partir de 10^{-2} cnt s^{-1} et qu'au delà de ce taux de comptage, la profondeur optique ne devient plus aussi importante. Ceci signifie que toutes les sources plus brillantes que 10^{-2} cnt s^{-1} sont identifiées avec des étoiles plus brillantes que $R = 17$ dans la région du centre galactique. Dans la réalité, l'absorption importante dans cette région fait qu'il manque quelques étoiles et nécessite une identification optique plus profonde. Cependant, l'impact de la complétude optique sur les courbes $\log N(>S)$ - $\log S$ est crucial pour les sources faibles, les différences dans les comptages atteignant presque un ordre de grandeur pour 10^{-3} cnt s^{-1} .

8.5 Conclusion

Le satellite *XMM-Newton* permet de sonder des populations stellaires beaucoup plus lointaines qu'avec le satellite *ROSAT*. Pour un taux de comptage typique de 10^{-3} cnt s $^{-1}$, sa sensibilité exceptionnelle lui permet de sonder jusqu'à des distances de ~ 2 kpc. Avec ce télescope X on sonde essentiellement la population jeune dans le plan galactique alors que les plus vieilles étoiles sont statistiquement plus nombreuses vers les hautes latitudes. Ceci explique pourquoi nous avons décidé de travailler avec un échantillon dans chacune de ces directions au chapitre 7 pour étudier les températures de couronne en fonction de l'âge des étoiles.

Tout au long de ce chapitre nous nous sommes également attaché à décrire les paramètres qui gouvernent les comptages de sources X coronales. La latitude galactique mais aussi l'absorption interstellaire sont les plus importants. Les effets de longitudes sont sensibles si on considère des régions espacées de plus de $l = 15^\circ$ pour une latitude donnée. Pour de futures comparaisons avec les observations, nous devons nous placer dans ces limites afin de pouvoir mélanger plusieurs observations *XMM-Newton*.

Le modèle est en totale adéquation avec différentes observations comme le relevé du plan galactique réalisé par *ROSAT* (Motch et al., 1997) à fort flux ou même avec le contenu en sources stellaires du RASS (cf. thèse P. Guillout) ou encore de plus récents travaux à basses latitudes effectués avec *XMM-Newton* (Motch et al., 2003) à des taux de comptage beaucoup plus faibles.

Conclusions et perspectives

Conclusions

Au fil de cette thèse, nous avons pu remarquer que les observations X permettaient de sonder les populations stellaires jeunes de la Galaxie. Dans ce contexte, la moisson exceptionnelle de données recueillies par l'observatoire *XMM-Newton* est cruciale. Le processus d'identification d'un échantillon de sources X coronales a permis d'apporter certaines contraintes relatives à *la distribution des étoiles jeunes dans le plan galactique* ainsi qu'à leur émission X en général. Grâce à ces observations un certain nombre de résultats nouveaux ont été obtenus : la chute de luminosité X des étoiles avec la latitude galactique, la variation des températures coronales avec l'âge des étoiles en sont des exemples abondamment discutés tout au long de ce travail. Des progrès non négligeables concernant la modélisation de la composante stellaire X ont pu être réalisés. Le modèle de population stellaire émettant en rayons X avait déjà démontré par le passé qu'il reproduisait bien les comptages de sources X stellaires avec des observations *ROSAT* (Guillout et al. 1996).

Pour déterminer les caractéristiques des populations stellaires émettant en rayons X, nous avons eu recours à des observations optiques nécessitant un gros travail d'identification. Heureusement, certaines techniques permettent de faciliter cette recherche. En effet, les étoiles actives montrent des signatures spectroscopiques bien connues comme la raie H&K du calcium ou l'émission H_α chromosphérique. Nous avons pu montrer qu'une étude systématique des champs étudiés en photométrie H_α pouvait faciliter grandement le travail d'identification spectroscopique. A partir de ces observations, nous pouvons identifier photométriquement les $\sim 15\%$ de sources X associées aux étoiles dMe à basses latitudes galactiques. En sélectionnant le niveau d'émission H_α on peut même espérer détecter certains objets rares, telles certaines binaires X ou étoiles T Tauri. La photométrie H_α est donc un outil essentiel pour éviter la perte de temps au télescope et donner la priorité aux sources qui doivent être observées en spectroscopie.

Néanmoins cette étude photométrique particulière n'est pas suffisante pour caractériser l'ensemble de la population de sources X stellaires. Il faut s'intéresser aux autres sources optiques (brillantes ou faibles) que l'on peut trouver dans les cercles d'erreurs X. Les étoiles brillantes ($R \leq 17$) sont aisément identifiables sur la base de la coïncidence en position. A plus faible magnitude nous sommes confronté à un problème de confusion; typiquement, on observe 3 à 4 candidats (dépendant de l'encombrement du champ) à l'intérieur des boîtes d'erreurs X ce qui nécessite inévitablement la spectroscopie de chacun de ces objets. Les programmes d'observations spectroscopiques et photométriques nous ont permis d'établir une classification spectrale et une photométrie précise pour calculer les distances et les luminosités X de ces sources. Les résultats montrent une nette diminution de la luminosité X avec l'augmentation de la latitude galactique. Cet effet était en partie prévisible puisque le mécanisme de chauffage du disque galactique produit une certaine ségrégation en âge des étoiles suivant la latitude; les populations du plan galactique sont en moyenne plus jeunes que celles situées à plus hautes latitudes. Pour la première fois cet effet est clairement mis en évidence par les observations X. C'est l'élément qui indique le plus nettement la diminution de la luminosité X avec l'âge des étoiles.

Outre l'étude des étoiles de la séquence principale, le relevé *XMM-Newton* du plan galactique est un outil exceptionnel pour découvrir certaines sources X particulièrement intéressantes. Pas moins de 4 systèmes Be/X, 2 variables cataclysmiques et 2 étoiles T Tauri ont pu être détectées. Les systèmes Be/X particuliers découverts pourraient faire partie d'une nouvelle classe d'objets s'apparentant à γ Cas. Le nombre de variables cataclysmiques identifiées est très faible, ce qui contraint la densité de cette population à quelques $\sim 10^{-5}$ pc $^{-3}$. Cependant, le nombre conséquent de sources X dures dans les régions centrales de la Galaxie (Motch et al. 2006) pourrait correspondre à ces objets, trop absorbés pour pouvoir être identifiés avec l'instrumentation dont nous disposons. Quant aux étoiles T Tauri, des études spectroscopiques à haute résolution sont nécessaires pour mesurer leurs vitesses et connaître la région de formation stellaire d'où elles pourraient provenir. Si ces étoiles ne sont reliées à aucune de ces régions particulières, on devra s'interroger sur la formation stellaire ponctuelle qui pourrait prendre place dans de petits nuages à l'intérieur de nuages moléculaires turbulents en dehors des grandes zones de formation stellaire bien connues.

La décroissance de la luminosité X avec l'âge des étoiles a ouvert la voie à une étude plus particulière des couronnes stellaires dans des échantillons situés à différentes latitudes galactiques. Nous avons pu montrer une différence notable dans les températures de couronnes; ces dernières sont en moyenne plus chaudes dans le plan galactique et plus froides à moyennes et hautes latitudes. Une différenciation en masse a également lieu: les étoiles plus précoces ne montrent qu'une seule composante en température alors que les plus tardives montrent deux composantes pour lesquelles la dispersion du rapport en flux diminue dans le même temps avec la masse des étoiles. A partir de ce travail nous avons également tenté de mieux caractériser les spectres X des étoiles jeunes et vieilles.

Après avoir adapté le modèle de population stellaire en rayons X aux observations *XMM-Newton*, nous avons pu y introduire ces variations de températures en fonction de l'âge des étoiles. Nous avons également modifié la manière dont l'absorption était prise en compte ; elle est désormais directement calculée à partir du modèle de Besançon. Les études dans les différentes directions de la Galaxie ont confirmé que pour des observations X situées à hautes latitudes et des taux de comptage inférieurs à 10^{-1} cnt s $^{-1}$, on sondait préférentiellement des populations plus vieilles (0.15-1 Gyr). Ces simulations ont de plus montré que la longitude galactique était un paramètre important pour les relevés *XMM-Newton* se traduisant par des différences non négligeables dans le nombre de sources X stellaires prédit.

Enfin nous avons pu comparer les modèles aux observations. A hautes latitudes galactiques le modèle ajuste très bien les lois $\log N(>S)$ - $\log S$ sur plus de 5 ordres de grandeurs. A basses latitudes, l'absorption joue un rôle plus important puisqu'elle empêche l'identification des sources les plus absorbées.

Perspectives

Ce travail de thèse pose les premiers jalons d'une étude encore plus détaillée du contenu en sources X d'origine stellaire de notre Galaxie. Des améliorations peuvent être apportées dans le modèle de population stellaire en rayons X lui-même ou dans la modélisation des spectres X. Le rapport de flux des deux composantes en température des couronnes stellaires pourrait notamment être mieux décrit. De plus, dans les années à venir, des fonctions de luminosité plus précises seront disponibles grâce à de nouvelles observations. Des amas plus vieux mais aussi plus lointains pourront être étudiés pour préciser la décroissance de l'émission X avec l'âge des étoiles.

Une autre piste, consistant à développer des fonctions de luminosité synthétiques a déjà pu être explorée (Guillout et al. 2003). Elle consiste à utiliser directement des tracés évolutifs et rotationnels (Siess et al. 1997 ; Bouvier et al. 1997) avec une relation liant le nombre de *Rossby* et l'activité X pour générer des fonctions de luminosité X d'amas synthétiques de différents âges. Les courbes ainsi obtenues reproduisent parfaitement la diminution de la luminosité X avec l'âge des populations. Ces résultats seront à comparer avec les observations avant de les inclure dans notre modèle de population stellaire en rayons X. Ils permettront d'échantillonner les fonctions de luminosité avec des pas beaucoup plus fins. Actuellement les fonctions de luminosité X proviennent d'observations de quelques amas dont la plupart sont tirés de travaux réalisés avec la précédente génération de satellites X (comme *ROSAT* ou même *Einstein*). Grâce aux observations photométriques de l'Observatoire de Haute-Provence nous pourrions obtenir des distances fiables pour les objets brillants saturés dans les observations des mosaïques. Il sera alors possible d'utiliser les fonctions de luminosité des échantillons présentés dans cette thèse dans notre modélisation. Il faudra préalablement corriger ces fonctions de luminosité du volume dans lequel elles sont

observées et les comparer à celles de l'amas des Pléiades et des Hyades; en effet nous observons des populations d'âges différents dans nos échantillons qu'il faudrait séparer pour déterminer les fonctions de luminosité X à un âge donné.

En développant notre nouveau modèle nous nous sommes également intéressés aux prédictions effectuées dans les bandes plus dures (2.0-4.5 keV). Les comparaisons avec les observations ont montré un écart significatif d'un facteur ~ 100 entre les observations et le modèle. Cet écart ne peut pas être expliqué simplement en faisant intervenir une population d'étoile en état de *flare* montrant un spectre X plus dure. En effet, si on modifie les *ECFs* de manière à mieux caractériser la contribution de ces sources nous n'ajustons plus les comptages dans la bande 0.5-2.0 keV. Cet effet est probablement lié aux erreurs sur les taux de comptages qui ne sont pas encore pris en compte dans notre modélisation.

Certaines observations récentes d'amas jeunes (Pillitteri et al. 2006) montrent que la luminosité X d'étoiles de l'âge des Pléiades est plus faible que ce que l'on attend. Ce n'est qu'une observation ponctuelle qui reflète tout de même la complexité de l'évolution coronale. Pour décrire plus précisément la chute de la luminosité X, qui est très importante entre 0 et 0.5 Gyr, nous devrions introduire de nouveaux groupes d'âges dans les modèles. Or ces populations ne sont pas relaxées et il serait difficile de les insérer en l'état dans le modèle de Besançon. Cependant nous pourrions attribuer des luminosités X particulières pour une fraction des étoiles dans le *modèle de population stellaire en rayons X* pour distinguer l'émission X des étoiles très jeunes.

A l'heure de la rédaction de ce manuscrit, la réduction du catalogue 2XMM a déjà commencé. La publication de ce catalogue, programmée pour la mi-2006, pourrait permettre de détecter tout ou partie de la ceinture de *Gould* dont la composante stellaire tardive au voisinage solaire avait été découverte à partir du *RASS* (Guilout et al. 1998). En utilisant des outils de *cross-corrélation* efficaces avec par exemple le catalogue GSC2.2, il sera possible de repousser les limites atteintes par *ROSAT* dont les observations ne permettaient pas le sondage total de cette ceinture.

Les identifications stellaires effectuées dans le cadre du relevé du plan galactique sont très importantes dans le contexte de l'identification statistique des sources X en générale. Les sources X stellaires étudiées dans cette thèse pourraient servir de base à l'établissement d'un échantillon d'étoiles émettant en rayons X. Avec d'autres échantillons (extragalactiques, binaires X etc ...) et des outils statistique tels que l'analyse en composante principale, il sera possible d'identifier statistiquement les sources X, c'est-à-dire de fixer des probabilité d'appartenance à certaines classes prédéfinies. Il est essentiel de posséder des échantillons très propres.

Finalement, comme nous disposons d'un modèle capable de représenter l'émission X stellaire classique, nous pourrions l'utiliser comme outil pour différencier les populations d'autres origines. Dans ce cadre nous avons soumis une première demande de

temps *XMM-Newton* pour étudier les sources du bulbe galactique à travers une fenêtre où l'absorption galactique est moins importante (*Stanek window*, $l = 0.2^\circ$, $b = -2.1^\circ$, $N_H \sim 4 \cdot 10^{21} \text{ cm}^{-2}$). Cette observation a malheureusement été contaminée par une éruption solaire et laissé seulement un tiers des données effectivement exploitable. Nous avons tout de même pu établir un programme de suivi spectroscopique au VLT grâce à une observation *Chandra* devenue publique dans le même temps. Une analyse préliminaire de ces observations montre la présence de nouvelles variables cataclysmiques correspondant peut être, comme on le pense, aux sources X dures détectées dans les zones centrales de la Galaxie (Motch et al. 2006). J'ai donc soumis une nouvelle demande de temps *XMM-Newton* lors de l'AO5 qui a été gratifiée d'une priorité B. Cette observation pourra de plus nous donner des informations sur la variabilité de ces objets particuliers.

Annexe A

EMETTEURS H_α DANS LES DIFFÉRENTS CHAMPS

Pour le choix des émetteurs H_α dans les champs Ridge 3, Ridge 4, G21.5-09 et Z Andromeda (tableaux A.7,A.8, A.9, A.12), le critère de sélection est placé à $H_\alpha - H_{\alpha off} = -0.1$ et à -0.13 pour tous les autres champs. Ceci correspond à une largeur équivalente de la raie de H_α d'environ 10\AA .

# source	RA (J2000)	Dec (J2000)	$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - H_{\alpha off}$	S/N
15	01 09 30.94	60 06 41.81	14.49(.044)	13.79(.016)	-0.52(.001)	253.97
15	01 09 32.57	60 06 40.51	15.17(.039)	14.06(.014)	-0.41(.001)	191.22
7	01 09 33.78	60 16 20.34	12.71(.062)	13.47(.023)	-0.52(.001)	255.01
29	01 10 02.28	60 11 07.82	20.62(.029)	17.08(.009)	-0.22(.007)	27.13
27	01 10 19.10	60 09 13.46	19.36(.031)	16.94(.010)	-0.13(.007)	16.06
5	01 10 23.99	60 11 18.09	24.10(.512)	21.27(.130)	-1.37(.069)	11.16
5	01 10 24.68	60 11 31.01	23.59(.410)	21.01(.102)	-1.12(.055)	12.63
5	01 10 25.02	60 11 19.42	23.44(.080)	19.13(.022)	-0.54(.019)	21.83
5	01 10 26.64	60 11 16.04	22.48(.241)	20.38(.057)	-0.82(.041)	13.78
5	01 10 26.68	60 11 21.96	23.54(.517)	21.25(.124)	-1.37(.066)	11.79
2	01 10 27.19	60 00 44.54	23.27(.070)	19.02(.020)	-0.22(.018)	11.06
2	01 10 27.68	60 00 39.00	16.49(.032)	14.59(.011)	-0.37(.002)	146.96

TAB. A.1 – Emetteurs H_α dans le champ de HT Cas

# source	RA (J2000)	Dec (J2000)	$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - H_{\alpha off}$	S/N
9	02 35 23.13	61 49 50.74	17.36(.043)	15.81(.023)	-0.22(.006)	32.85
9	02 35 23.30	61 49 50.82	17.73(.044)	16.14(.023)	-0.22(.006)	28.62
14	02 35 42.86	61 52 43.97	16.72(.036)	15.37(.020)	-0.26(.003)	61.65
14	02 35 43.07	61 52 43.75	17.47(.038)	16.05(.021)	-0.17(.006)	25.64
1	02 35 51.01	61 44 27.03	16.92(.032)	15.75(.018)	-0.33(.002)	101.80
1	02 35 51.22	61 44 27.04	17.34(.034)	16.08(.019)	-0.26(.003)	71.24
1	02 35 51.30	61 44 30.43	21.06(.051)	19.35(.027)	-0.64(.034)	14.13
5	02 36 07.94	61 34 51.36	15.34(.042)	14.95(.023)	-0.33(.002)	130.79
5	02 36 08.19	61 34 51.51	16.46(.033)	15.71(.018)	-0.35(.003)	92.30
18	02 36 11.64	61 40 49.47	17.53(.035)	16.24(.019)	-0.14(.005)	24.10
27	02 36 38.82	61 39 49.00	17.06(.032)	15.92(.018)	-0.19(.004)	41.90
4	02 36 46.88	61 39 22.71	14.87(.046)	14.58(.024)	-0.45(.002)	186.04
4	02 36 47.34	61 39 22.57	15.13(.042)	14.73(.022)	-0.42(.002)	176.65
15	02 37 09.33	61 57 09.63	16.03(.031)	14.92(.018)	-0.50(.002)	154.83
15	02 37 09.60	61 57 09.57	16.15(.032)	15.02(.018)	-0.48(.002)	150.70
16	02 37 29.38	61 47 06.15	21.61(.059)	20.26(.030)	-2.27(.058)	16.32
16	02 37 29.77	61 47 03.16	21.69(.067)	20.47(.033)	-2.62(.073)	13.38
16	02 37 30.54	61 47 03.66	21.43(.074)	20.49(.035)	-3.14(.099)	10.31
24	02 37 45.88	61 49 09.79	21.49(.055)	19.86(.029)	-1.11(.046)	14.88
19	02 37 48.52	61 37 15.88	17.33(.036)	15.99(.020)	-0.46(.002)	155.38
19	02 37 48.72	61 37 15.77	17.69(.038)	16.29(.021)	-0.27(.003)	77.98

TAB. A.2 – Emetteurs H_α dans le champ de GRB 010220

# source	RA (J2000)	Dec (J2000)	$B(err)$	$R(err)$	$I(err)$	$H_{\alpha} - R$	S/N
149	06 33 13.15	17 44 01.97	15.79(.011)	14.76(.004)	14.44(.007)	-0.41(.004)	74.96
29	06 33 13.30	17 54 33.38	*(*)	13.95(.003)	13.37(.005)	-2.18(.002)	457.90
81	06 33 17.32	17 52 09.99	15.13(.010)	14.46(.004)	14.16(.007)	-0.58(.005)	90.81
12	06 33 18.98	17 55 21.54	16.00(.013)	14.44(.003)	13.91(.005)	-0.50(.004)	83.24
35	06 33 34.26	17 53 19.00	*(*)	13.93(.004)	13.62(.006)	-1.02(.002)	274.47
115	06 33 35.31	17 34 09.24	18.93(.017)	17.06(.004)	15.79(.006)	-0.29(.013)	18.54
10	06 33 35.44	17 39 27.82	16.03(.019)	14.31(.002)	13.72(.005)	-1.00(.002)	224.60
65	06 33 39.32	17 38 08.48	16.45(.012)	15.16(.004)	14.79(.006)	-0.17(.005)	26.63
131	06 33 46.27	17 32 32.60	16.33(.011)	15.14(.004)	14.85(.007)	-0.18(.006)	25.82
44	06 33 46.81	17 44 00.32	14.96(.010)	14.22(.004)	13.88(.006)	-1.03(.002)	243.88
43	06 33 50.11	17 34 45.03	17.00(.014)	15.41(.003)	14.97(.006)	-0.17(.006)	23.54
80	06 33 51.08	17 38 25.51	19.02(.020)	16.92(.005)	15.62(.006)	-0.35(.012)	23.44
16	06 33 57.16	17 40 49.77	19.36(.019)	17.34(.006)	15.90(.007)	-0.39(.014)	22.73
25	06 34 02.68	17 53 06.74	16.88(.013)	15.52(.004)	15.11(.006)	-0.14(.006)	19.37
126	06 34 06.36	17 34 45.57	15.82(.021)	14.02(.002)	13.43(.005)	-1.35(.002)	338.15
2	06 34 06.71	17 59 45.00	16.37(.017)	14.49(.002)	13.59(.004)	-1.11(.003)	235.71
83	06 34 07.77	17 42 35.47	21.03(.028)	18.70(.010)	17.13(.010)	-0.43(.027)	12.93
40	06 34 19.53	17 40 37.45	16.41(.018)	14.68(.003)	14.07(.005)	-0.49(.004)	92.70
5	06 34 25.37	17 42 11.16	*(*)	13.93(.002)	13.29(.004)	-2.36(.001)	590.95

TAB. A.3 – Emetteurs H_{α} dans le champ de Geminga

# source	RA (J2000)	Dec (J2000)	$R(err)$	$I(err)$	$H_{\alpha} - R$	S/N
15	07 47 22.49	-19 07 02.62	15.26(.007)	14.72(.005)	-0.83(.003)	178.64
21	07 47 39.63	-19 07 35.93	14.71(.011)	14.39(.007)	-0.99(.002)	281.58
4	07 47 43.53	-18 56 53.47	20.78(.030)	20.43(.054)	-0.96(.044)	14.17
103	07 47 55.52	-19 06 47.78	15.20(.011)	14.88(.007)	-0.82(.003)	191.10
31	07 48 02.46	-19 02 51.30	16.47(.010)	16.05(.007)	-0.13(.007)	17.39
2	07 48 18.62	-19 17 31.55	14.80(.009)	14.36(.006)	-1.04(.002)	244.69
42	07 48 21.34	-19 15 10.38	15.50(.010)	15.12(.007)	-0.66(.004)	101.50
63	07 48 21.88	-19 08 05.68	14.43(.008)	13.95(.006)	-1.44(.002)	341.96
5	07 48 23.00	-19 09 37.76	15.41(.011)	13.84(.007)	-0.93(.004)	144.17
74	07 48 24.58	-19 07 33.71	14.87(.012)	14.62(.007)	-0.72(.004)	111.11
44	07 48 26.36	-19 02 14.73	16.35(.009)	15.93(.007)	-0.21(.006)	31.34
70	07 48 28.60	-19 14 11.97	14.09(.008)	13.62(.006)	-2.00(.001)	491.40
8	07 48 29.06	-19 16 39.85	14.15(.009)	13.68(.006)	-1.85(.002)	444.50
6	07 48 32.07	-18 54 27.55	14.57(.009)	14.16(.006)	-1.22(.002)	366.67
107	07 48 41.63	-19 04 28.99	14.33(.010)	13.95(.006)	-1.46(.001)	492.83
86	07 48 51.56	-19 07 46.06	15.57(.009)	15.13(.007)	-0.50(.004)	83.54
72	07 48 54.00	-18 56 29.82	15.83(.009)	15.42(.007)	-0.44(.004)	78.55
18	07 48 55.28	-18 58 22.17	16.05(.007)	15.50(.006)	-0.36(.005)	59.75
1	07 48 57.45	-19 06 32.99	14.66(.004)	13.85(.004)	-1.08(.003)	182.69
17	07 49 01.18	-18 58 27.80	14.71(.008)	14.20(.005)	-0.96(.002)	240.76
29	07 49 05.23	-19 00 34.74	17.19(.011)	15.68(.007)	-0.27(.010)	23.44

TAB. A.4 – Emetteurs H_{α} dans le champ de PKS 0745-19 off

# source	RA (J2000)	Dec (J2000)	$R(err)$	$I(err)$	$H_\alpha - R$	S/N
159	09 24 32.81	-47 59 16.16	18.85(.023)	16.34(.008)	-0.39(.025)	13.03
90	09 24 39.73	-47 52 15.05	17.18(.010)	15.55(.008)	-0.23(.014)	14.64
112	09 24 46.54	-47 56 15.24	18.21(.010)	16.58(.008)	-0.36(.020)	15.09
68	09 24 48.25	-47 49 26.47	16.96(.006)	15.75(.008)	-0.28(.011)	20.86
102	09 24 55.00	-47 54 27.39	14.80(.006)	13.86(.008)	-0.37(.005)	60.37
166	09 25 00.45	-48 04 43.17	17.30(.010)	15.66(.008)	-0.30(.012)	21.32
144	09 25 07.77	-48 10 18.70	15.45(.006)	14.29(.008)	-0.35(.005)	55.10
154	09 25 12.40	-48 08 31.92	18.02(.007)	17.28(.008)	-0.35(.017)	16.68
87	09 25 18.12	-47 47 27.17	18.95(.016)	16.93(.008)	-0.52(.026)	15.84
23	09 25 26.78	-47 57 21.35	14.75(.006)	13.88(.008)	-0.36(.004)	64.05
77	09 25 27.28	-48 02 02.72	14.03(.010)	12.47(.008)	-1.75(.001)	614.83
2	09 25 27.39	-47 47 54.44	14.95(.006)	13.94(.008)	-0.50(.004)	94.52
69	09 25 31.32	-47 48 51.29	15.77(.006)	14.79(.008)	-0.10(.007)	12.85
160	09 25 41.72	-47 53 08.55	14.26(.006)	13.27(.008)	-0.79(.002)	211.09
11	09 25 49.92	-48 01 50.15	17.00(.011)	15.36(.008)	-0.31(.009)	27.26
72	09 25 56.22	-48 09 32.88	17.37(.013)	15.56(.008)	-0.36(.011)	26.34
36	09 25 56.31	-48 04 22.37	15.70(.012)	13.98(.008)	-0.23(.005)	35.31
31	09 26 13.77	-48 01 33.17	15.19(.006)	13.97(.008)	-0.15(.005)	27.67
9	09 26 20.37	-47 58 22.39	14.92(.006)	14.08(.008)	-0.37(.003)	84.22
10	09 26 20.67	-48 03 30.42	15.11(.006)	14.20(.008)	-0.42(.004)	81.97
5	09 26 22.71	-47 55 50.73	14.40(.006)	13.51(.008)	-0.75(.002)	196.18
37	09 26 26.23	-47 56 31.75	14.32(.006)	13.40(.008)	-0.79(.002)	216.75
188	09 26 39.99	-47 51 09.44	14.18(.006)	13.11(.008)	-0.97(.002)	279.76
151	09 26 42.44	-48 08 44.35	13.95(.007)	12.66(.008)	-1.24(.001)	430.35

TAB. A.5 – Emetteurs H_α dans le champ de RX J0925.7-4758

# source	RA (J2000)	Dec (J2000)	$R(err)$	$I(err)$	$H_\alpha - H_{\alpha off}$	S/N
3	18 07 06.73	-19 26 00.55	15.92(.009)	15.47(.008)	-0.14(.002)	55.53
19	18 08 14.51	-19 26 58.90	17.62(.013)	16.04(.011)	-0.17(.006)	24.12

TAB. A.6 – Emetteurs H_α dans le champ de WR 110

# source	RA (J2000)	Dec (J2000)	$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - R$	S/N
19	18 26 58.33	-11 32 56.74	16.85(.008)	15.81(.010)	-1.20(.001)	574.34
4	18 27 03.78	-11 37 12.98	18.75(.014)	16.17(.014)	-0.16(.003)	45.08
8	18 27 26.76	-11 20 39.40	16.42(.009)	14.89(.011)	-0.38(.001)	269.14
7	18 27 28.58	-11 37 39.47	15.97(.009)	14.42(.011)	-0.42(.000)	397.76
17	18 27 34.07	-11 40 09.47	22.77(.106)	18.05(.026)	-0.24(.017)	12.21
12	18 27 34.34	-11 23 03.98	21.70(.048)	18.80(.021)	-0.54(.021)	19.59
1	18 27 40.42	-11 39 52.55	19.21(.013)	16.97(.013)	-0.89(.004)	145.64
10	18 27 41.21	-11 27 15.27	17.66(.012)	15.48(.012)	-0.17(.001)	83.05
16	18 28 25.12	-11 27 18.85	22.11(.059)	17.90(.022)	-0.17(.013)	11.57

TAB. A.7 – Emetteurs H_α dans le champ de Ridge 3

# source	RA (J2000)	Dec (J2000)	$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - R$	S/N
37	18 27 27.01	-11 14 54.26	16.23(.023)	14.29(.008)	-0.37(.000)	403.15
39	18 27 39.71	-11 13 43.89	19.31(.034)	16.26(.010)	-0.11(.003)	29.39
35	18 28 31.74	-11 20 06.16	19.65(.036)	16.42(.011)	-0.14(.004)	32.86
1	18 28 45.47	-11 17 10.77	14.13(.018)	13.06(.007)	-0.82(.000)	1745.6
18	18 28 45.68	-11 14 39.99	16.24(.022)	14.52(.007)	-0.43(.000)	415.01

TAB. A.8 – Emetteurs H_α dans le champ de Ridge 4

# source	RA (J2000)	Dec (J2000)	$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - R$	S/N
27	18 32 23.08	-10 43 49.22	21.68(.040)	19.30(.021)	-0.52(.025)	16.23
40	18 32 28.17	-10 27 09.28	22.02(.049)	19.14(.020)	-0.54(.021)	20.29
39	18 32 31.50	-10 33 22.40	20.17(.023)	17.29(.014)	-0.16(.006)	23.20
31	18 32 38.91	-10 34 57.26	19.90(.026)	16.51(.015)	-0.18(.004)	42.28
37	18 32 39.21	-10 31 25.51	17.91(.022)	15.07(.013)	-0.43(.001)	223.45
29	18 32 41.19	-10 39 46.33	20.85(.035)	16.49(.019)	-0.42(.003)	94.75
4	18 33 15.70	-10 29 36.83	21.94(.043)	18.19(.016)	-0.17(.014)	11.01
56	18 33 21.31	-10 30 08.90	16.15(.011)	14.46(.008)	-0.30(.001)	215.61
3	18 33 27.72	-10 35 23.91	14.56(.010)	13.43(.008)	-1.56(.000)	1720.7
15	18 33 37.84	-10 42 11.12	17.39(.012)	15.27(.009)	-0.48(.001)	328.06

TAB. A.9 – Emetteurs H_α dans le champ de G21.5-09

# source	RA (J2000)	Dec (J2000)	$R(err)$	$I(err)$	$H_\alpha - H_{\alpha off}$	S/N
15	18 44 01.16	00 54 55.63	16.57(.028)	15.08(.016)	-0.32(.004)	67.63
12	18 44 44.31	01 00 19.03	18.03(.061)	15.13(.029)	-0.19(.008)	21.05
23	18 45 01.00	00 53 20.05	19.44(.038)	17.38(.020)	-0.25(.011)	18.97

TAB. A.10 – Emetteurs H_α dans le champ de Ridge 2

# source	RA (J2000)	Dec (J2000)	$R(err)$	$I(err)$	$H_\alpha - H_{\alpha off}$	S/N
12	18 51 42.18	00 00 22.74	18.61(.107)	16.62(.060)	-0.23(.013)	15.25
8	18 51 47.70	00 07 33.39	16.62(.070)	15.60(.042)	-0.20(.005)	35.49
15	18 51 52.76	00 19 27.44	17.52(.094)	15.84(.053)	-0.14(.008)	14.52
65	18 52 10.07	00 12 07.56	18.64(.136)	16.05(.074)	-0.80(.016)	34.66

TAB. A.11 – Emetteurs H_α dans le champ de Ridge 1

# source	RA (J2000)	Dec (J2000)	$B(err)$	$R(err)$	$H_\alpha - R$	S/N
15	23 32 45.86	48 43 53.46	15.10(.005)	13.60(.006)	-0.78(.000)	1027.7
10	23 33 15.99	48 46 50.68	19.12(.012)	16.77(.011)	-0.55(.004)	91.79
64	23 33 24.96	48 58 05.01	19.19(.011)	16.98(.010)	-0.41(.006)	51.24
6	23 33 41.14	48 57 16.49	15.80(.003)	14.62(.005)	-0.74(.001)	546.07
29	23 33 49.77	48 36 50.24	14.01(.003)	13.08(.005)	-1.51(.000)	2676.6
11	23 34 01.44	48 48 11.26	15.57(.003)	14.53(.005)	-0.52(.001)	427.93
14	23 34 05.02	48 57 20.98	15.68(.003)	14.72(.005)	-0.65(.001)	452.27
12	23 34 12.53	48 38 33.48	15.50(.003)	14.74(.005)	-0.49(.001)	357.25
23	23 34 19.32	48 51 14.29	16.33(.003)	15.43(.005)	-0.29(.001)	136.65
65	23 34 22.58	48 45 23.44	16.29(.005)	15.88(.006)	-2.39(.000)	1035.8
87	23 34 43.83	48 41 07.08	19.29(.012)	17.01(.011)	-0.76(.005)	102.86
31	23 34 46.86	48 54 36.88	14.54(.004)	14.07(.005)	-1.03(.000)	1154.4
7	23 35 00.48	48 46 00.79	17.12(.006)	15.41(.007)	-0.83(.001)	402.12

TAB. A.12 – Emetteurs H_α dans le champ de Z Andromeda

Annexe B

POPULATION DE SOURCES X DU PLAN GALACTIQUE

TAB. B.1: Identifications optiques dans le champ de RX J0002+6246.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
2	00 02 36.65	62 41 43.30	3.63	UNID		.0150	.0012	-0.19	0.08	*	*	*	*	
6	00 01 14.08	62 52 30.67	4.43	AC	??	.0131	.0018	-0.99	0.05	11.63	10.47	*	*	N3112010440 GSC2
5	00 01 34.28	62 50 06.82	3.94	XRB	CV	.0130	.0014	+0.00	0.11	18.23	17.92	17.57	*	N311201035163 GSC2
3	00 04 04.64	62 43 25.37	3.97	ACe	M0V	.0124	.0011	-0.71	0.07	15.94	15.24	14.04	*	N311201026575 GSC2
4	00 03 53.08	62 49 22.51	3.93	UNID		.0105	.0010	-0.14	0.10	*	*	*	*	
7	00 04 00.33	62 53 30.06	4.25	UNID		.0078	.0011	-0.18	0.13	*	*	*	*	
19	00 02 38.63	62 33 57.81	11.4	UNID		.0060	.0018	+0.62	0.29	*	*	*	*	
8	00 03 26.52	62 56 29.26	5.61	UNID		.0047	.0008	+0.14	0.17	*	*	*	*	
11	00 02 11.76	62 37 48.95	6.30	UNID		.0045	.0012	-0.26	0.22	*	*	*	*	
9	00 01 33.33	62 50 40.96	6.50	UNID		.0041	.0010	-0.44	0.21	*	*	*	*	
24	00 03 51.58	62 57 52.92	6.30	UNID		.0036	.0010	+0.01	0.29	*	*	*	*	
27	00 01 01.22	62 48 02.08	8.08	UNID		.0032	.0014	-0.81	0.22	*	*	*	*	N311201032469 GSC2
16	00 02 41.17	62 39 20.60	11.6	UNID		.0030	.0008	-0.03	0.30	*	*	*	*	
15	00 04 05.33	62 44 30.14	7.97	AC	G0V	.0028	.0007	-0.34	0.22	17.88	17.30	16.12	*	N311201027875 GSC2
18	00 02 03.27	62 44 36.76	5.73	AC	??	.0026	.0006	-0.90	0.15	16.59	*	14.93	*	N311201027914 GSC2
10	00 02 41.41	62 46 00.94	6.65	UNID		.0024	.0005	+0.02	0.21	*	*	*	*	
23	00 02 08.56	62 53 47.38	8.18	UNID		.0021	.0006	-0.58	0.24	*	*	*	*	
22	00 02 48.12	62 51 47.43	5.94	AC	F6V	.0020	.0005	-1.00	0.07	12.94	12.39	*	*	N3112010457 GSC2
25	00 03 23.77	62 54 18.95	6.61	AC	K2V	.0018	.0005	-0.68	0.27	16.06	15.20	14.58	*	N311201041197 GSC2
26	00 03 09.22	62 54 05.01	8.25	UNID		.0017	.0005	-0.38	0.27	*	*	*	*	
14	00 02 48.45	62 47 11.34	6.23	UNID		.0017	.0004	+0.99	0.33	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
37	00 01 35.15	62 57 18.91	9.49	UNID		.0043	.0010	-0.67	0.20	*	*	*	*	
41	00 01 05.39	62 49 31.06	9.58	UNID		.0040	.0010	-0.88	0.23	18.22	*	16.08	*	N311201034704 GSC2
44	00 02 03.61	62 55 59.44	8.22	UNID		.0036	.0010	-0.82	0.21	*	*	*	*	
32	00 03 35.85	62 47 36.06	6.10	UNID		.0035	.0006	-0.04	0.16	*	*	*	*	
36	00 01 30.07	62 52 34.51	8.65	AC	K2V	.0032	.0009	-0.67	0.23	16.82	15.86	14.42	*	N311201038949 GSC2
34	00 02 22.20	62 45 10.78	7.11	UNID		.0030	.0006	-0.14	0.19	*	*	*	*	
40	00 03 40.16	62 47 43.23	8.39	UNID		.0019	.0005	-0.37	0.26	*	*	*	*	

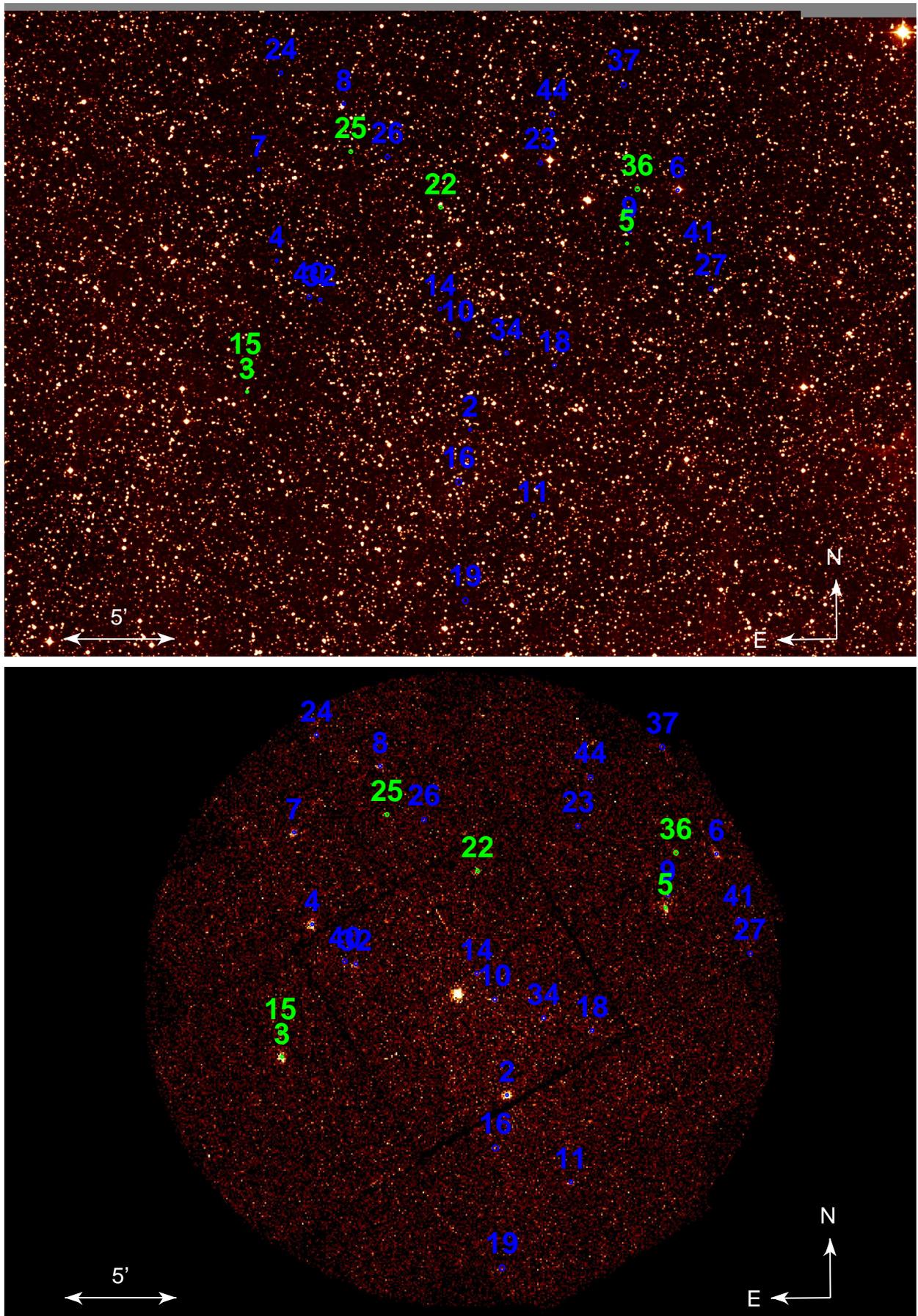


FIG. B.1 – Région de RX J0002+6246

TAB. B.2: Identifications optiques dans le champ de HT Cas.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
2	01 10 27.76	60 00 38.61	4.08	ACe	M1V	.0257	.0021	-0.93	0.05	16.03	*	14.12	*	N311301132647
7	01 09 33.96	60 16 21.21	8.90	AC	K4V	.0136	.0032	-0.71	0.19	13.25	12.44	*	*	N3113013679
8	01 09 21.06	60 12 43.60	4.26	UNID		.0123	.0028	-0.42	0.18	*	*	*	*	
4	01 10 50.40	60 12 04.11	4.49	UNID		.0095	.0019	-0.65	0.17	*	*	17.54	*	N311301137584 GSC2
3	01 11 02.12	60 05 50.70	6.04	UNID		.0091	.0015	-0.41	0.15	*	*	*	*	
6	01 11 02.64	59 59 13.04	4.31	UNID		.0090	.0016	-0.31	0.15	*	*	*	*	
14	01 09 10.77	60 12 57.72	8.76	UNID		.0080	.0021	-0.18	0.27	*	*	*	*	
17	01 09 59.93	59 58 03.99	4.88	UNID		.0064	.0015	-0.12	0.19	*	*	*	*	
13	01 09 20.42	60 04 53.76	6.46	UNID		.0061	.0013	-0.36	0.24	*	*	*	*	
28	01 08 44.38	60 05 41.46	5.34	UNID		.0060	.0020	-0.80	0.25	*	*	*	*	
5	01 10 25.07	60 11 19.31	7.11	ACe	M4V	.0050	.0011	-0.92	0.15	23.44	*	19.13	*	
11	01 10 18.33	60 02 23.56	5.31	UNID		.0050	.0011	-0.47	0.23	*	*	*	*	
15	01 09 30.90	60 06 36.80	7.02	AC	F5V	.0049	.0012	-1.00	0.07	13.97	*	12.97	*	N311301135847
20	01 10 37.76	60 01 43.86	7.30	AC	A0V	.0049	.0011	-0.83	0.18	10.63	10.49	*	*	N3113011514
24	01 10 09.74	60 00 49.32	8.01	UNID		.0042	.0010	-0.24	0.25	*	*	*	*	
27	01 10 17.53	60 09 16.45	9.42	UNID		.0042	.0012	-0.38	0.29	*	*	*	*	
29	01 10 02.01	60 11 05.45	9.30	ACe	M4V	.0038	.0012	-1.00	0.23	19.35	*	16.86	*	N311301137374
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
33	01 11 23.90	60 13 37.17	6.23	UNID		.0035	.0008	+0.13	0.21	*	*	*	*	
40	01 09 56.87	59 53 37.50	6.47	UNID		.0026	.0007	-0.31	0.22	*	*	*	*	
37	01 10 28.57	59 55 45.16	7.96	UNID		.0023	.0006	-0.09	0.42	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
65	01 11 21.27	60 08 08.28	7.30	UNID		.0019	.0005	+0.08	0.31	*	*	*	*	
57	01 11 23.22	60 03 01.14	8.07	UNID		.0019	.0005	-0.81	0.21	*	*	*	*	

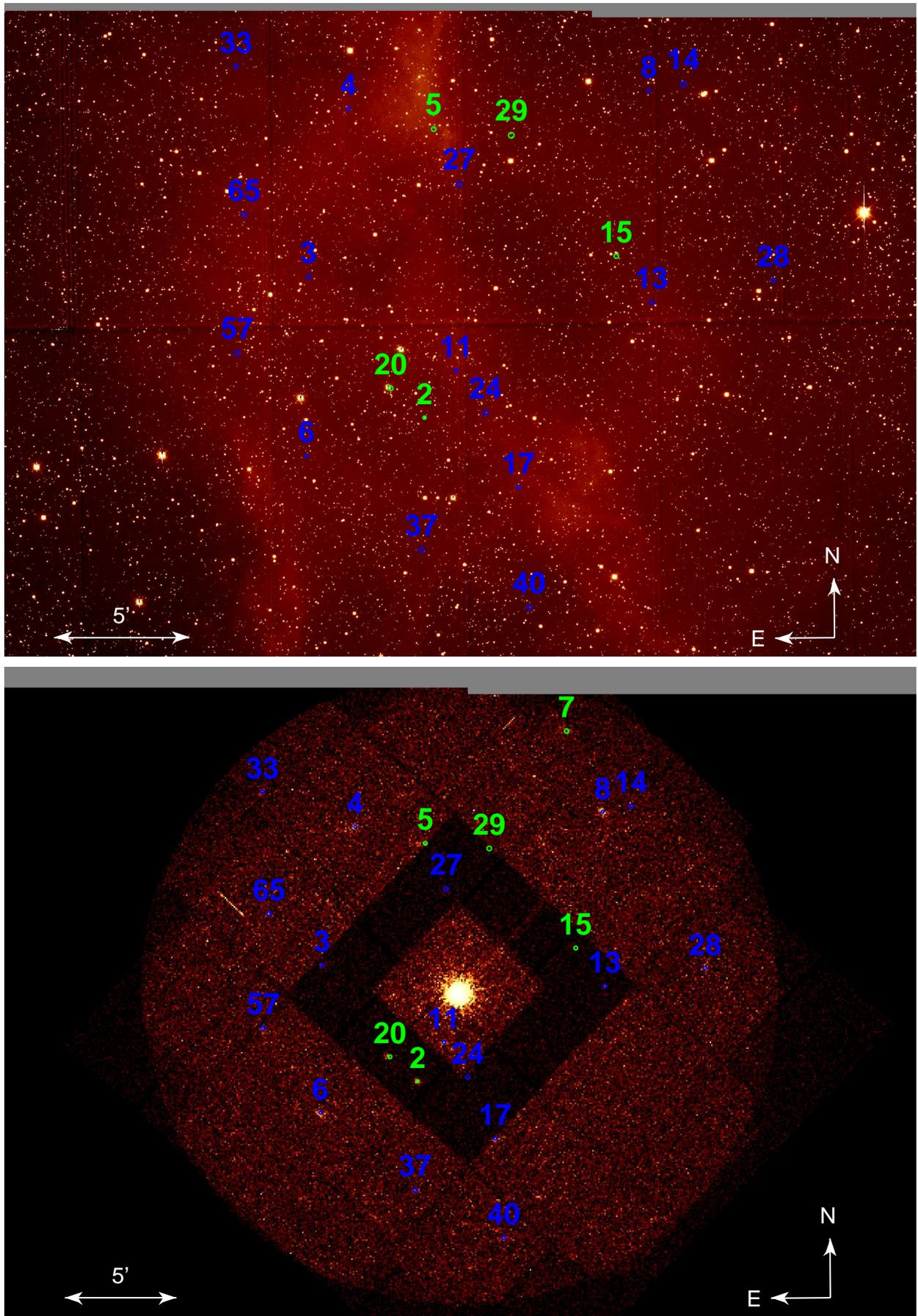


FIG. B.2 – Région de HT Cas

TAB. B.3: Identifications optiques dans le champ de PSR J0117+5914.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
1	01 18 36.89	59 18 49.96	3.54	UNID		.0717	.0045	-0.31	0.06	*	*	*	*	
3	01 18 06.87	59 26 41.94	4.45	AC	A3V	.0483	.0052	+0.03	0.11	18.00	17.53	16.55	*	N31130308705 GSC2
11	01 15 58.95	59 09 14.76	5.33	XRB	Be/X	.0276	.0054	-0.49	0.15	11.87	11.41	*	*	N311302271 GSC2
2	01 17 57.09	59 11 50.03	3.94	AC	G7V	.0254	.0024	-0.91	0.06	14.66	14.08	13.02	*	N311302244 GSC2
8	01 16 17.85	59 19 39.80	5.37	UNID		.0213	.0034	+0.06	0.15	*	*	*	*	
4	01 18 15.47	59 17 00.56	4.36	UNID		.0186	.0021	-0.34	0.11	*	*	*	*	
5	01 17 35.62	59 08 58.97	4.84	UNID		.0185	.0024	-0.13	0.13	*	*	*	*	
6	01 17 54.24	59 10 01.17	5.17	AC	K1V	.0143	.0019	-0.47	0.11	13.83	12.82	*	*	No ident near Bright
15	01 16 10.95	59 13 42.53	5.78	UNID		.0137	.0032	+0.13	0.19	*	*	*	*	
19	01 19 00.23	59 20 22.17	8.53	AC	G1V	.0131	.0035	-0.47	0.25	17.22	16.62	16.82	*	N311302235913 GSC2
26	01 19 16.40	59 10 36.23	6.95	UNID		.0123	.0035	-0.48	0.25	*	*	*	*	
13	01 17 20.71	59 21 54.43	5.05	UNID		.0110	.0021	+0.04	0.19	*	*	*	*	
9	01 18 19.67	59 20 11.27	4.82	UNID		.0102	.0016	-0.19	0.15	*	*	*	*	
14	01 16 55.46	59 18 07.89	5.83	AC	K4V	.0090	.0017	-0.68	0.15	15.75	15.07	*	*	N31130304205 GSC2
10	01 17 49.42	59 12 36.44	5.00	AC	F7V	.0078	.0013	-0.59	0.14	15.20	14.62	14.03	*	N311302231660 GSC2
22	01 18 48.85	59 15 09.67	6.95	UNID		.0078	.0023	-0.09	0.30	*	*	*	*	
12	01 17 34.63	59 15 17.48	5.66	AC	F0V	.0075	.0012	-0.03	0.15	16.51	15.97	15.60	*	N311302233701 GSC2
21	01 18 04.42	59 24 42.88	6.71	UNID		.0071	.0021	+0.01	0.29	*	*	*	*	
27	01 16 25.87	59 14 02.84	7.61	UNID		.0071	.0027	+0.07	0.32	*	*	*	*	
20	01 16 50.91	59 19 47.10	7.80	UNID		.0062	.0021	+0.80	0.21	*	*	*	*	
25	01 17 42.05	59 20 30.24	8.43	UNID		.0061	.0017	+0.07	0.37	*	*	*	*	
18	01 17 57.00	59 08 36.21	7.95	UNID		.0059	.0016	-0.86	0.18	*	*	*	*	
16	01 17 15.38	59 13 52.16	4.40	UNID		.0058	.0013	-0.28	0.23	*	*	*	*	
24	01 18 01.43	59 17 57.18	10.2	UNID		.0058	.0015	-0.30	0.28	*	*	*	*	
17	01 17 47.45	59 18 36.98	6.06	UNID		.0056	.0012	+0.40	0.24	*	*	*	*	
28	01 18 21.76	59 14 50.97	6.84	UNID		.0045	.0014	+0.75	0.27	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
32	01 18 33.48	59 09 21.35	7.34	UNID		.0075	.0015	-0.88	0.19	*	*	*	*	
31	01 17 34.29	59 13 51.03	4.43	UNID		.0065	.0009	-0.43	0.13	*	*	*	*	
36	01 17 05.77	59 22 27.19	9.93	UNID		.0034	.0012	-0.28	0.37	*	*	*	*	
33	01 17 50.57	59 20 32.97	6.29	UNID		.0030	.0008	-0.47	0.24	*	*	*	*	
35	01 16 37.29	59 14 36.58	9.97	UNID		.0028	.0010	+0.36	0.32	*	*	*	*	
34	01 18 01.60	59 14 20.43	6.15	AC	??	.0028	.0007	-1.00	0.15	17.26	16.48	15.74	*	N311302232938 GSC2
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
38	01 18 19.58	59 18 02.39	7.34	UNID		.0051	.0011	-0.13	0.23	*	*	*	*	
43	01 18 27.09	59 08 33.95	7.35	UNID		.0044	.0012	-0.64	0.26	*	*	*	*	
49	01 17 07.76	59 12 53.70	9.04	UNID		.0023	.0007	-1.00	0.16	*	*	*	*	

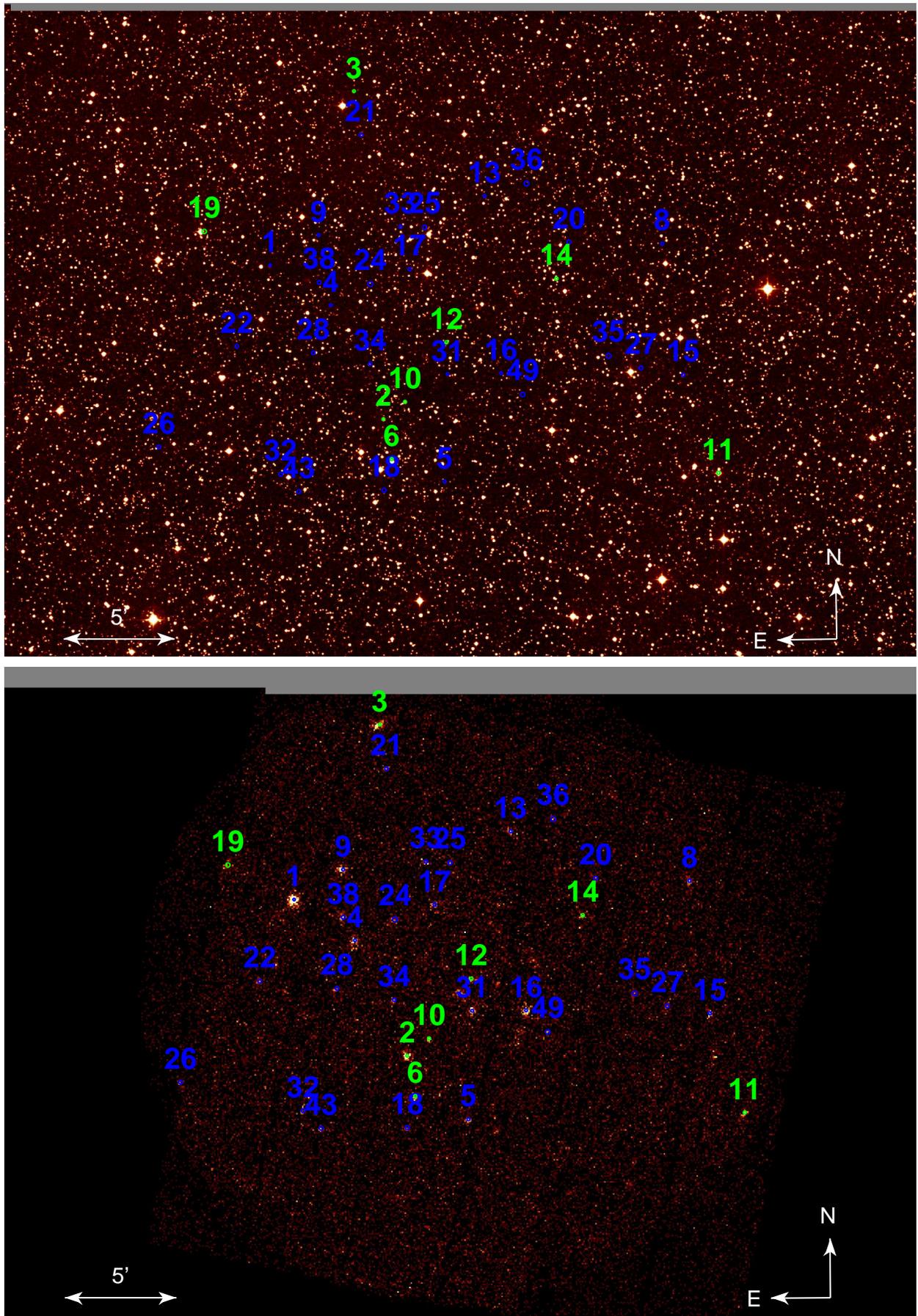


FIG. B.3 – Région de PSR J0117+5914

TAB. B.4: Identifications optiques dans le champ de GRB 010220.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
2	02 36 57.05	61 57 57.98	2.23	UNID		.0505	.0053	+0.19	0.12	*	*	*	*	
3	02 36 45.06	61 36 38.42	2.54	UNID		.0330	.0036	+0.74	0.20	*	*	*	*	
5	02 36 07.99	61 34 52.57	2.43	AC	K0V	.0238	.0035	-1.00	0.09	15.83	*	14.23	*	N31302302906
9	02 35 23.24	61 49 51.54	2.25	ACe	M0V	.0217	.0030	-1.00	0.05	17.03	*	14.86	*	N313023018003
1	02 35 51.15	61 44 27.00	2.51	AC	K1V	.0176	.0021	-0.85	0.05	15.87	*	14.17	*	N313023012302
4	02 36 47.26	61 39 22.13	2.60	AC	F9V	.0135	.0019	-1.00	0.14	12.99	12.84	*	*	N3130230369
11	02 35 48.58	61 49 33.38	2.48	UNID		.0135	.0020	-0.25	0.17	*	*	*	*	
7	02 37 28.76	61 46 39.08	1.85	UNID		.0113	.0015	-0.30	0.13	*	*	*	*	
8	02 37 01.32	61 42 07.91	2.20	UNID		.0108	.0014	-0.10	0.14	*	*	*	*	
12	02 37 57.42	61 49 08.42	2.63	UNID		.0097	.0020	-0.16	0.17	*	*	*	*	
10	02 37 01.60	61 45 53.73	2.93	UNID		.0091	.0013	-0.20	0.16	*	*	*	*	
14	02 35 42.62	61 52 44.60	3.46	AC	K0V	.0080	.0030	-0.80	0.14	15.55	*	13.88	*	N313023020661
24	02 37 44.81	61 49 07.58	4.00	UNID		.0076	.0018	-0.10	0.23	*	*	*	*	
19	02 37 48.55	61 37 15.71	2.61	AC	G0V	.0075	.0021	-0.25	0.17	16.06	*	14.41	*	N31302304740
15	02 37 08.77	61 57 09.11	3.36	AC	F9V	.0070	.0021	-0.89	0.13	13.63	*	12.45	*	N3130230927
13	02 37 26.80	61 45 40.62	4.05	UNID		.0061	.0011	+1.00	0.25	*	*	*	*	
18	02 36 11.52	61 40 50.80	4.59	ACe	M1V	.0055	.0014	-1.00	0.08	18.39	*	16.36	*	N31302308548
27	02 36 39.00	61 39 48.36	3.71	ACe	M0V	.0055	.0013	-0.73	0.17	18.20	*	15.96	*	N31302307370
16	02 37 30.15	61 47 07.13	3.94	UNID		.0048	.0010	-0.61	0.15	*	*	*	*	
17	02 37 19.89	61 41 04.88	3.37	AC	M2V	.0044	.0010	-0.89	0.18	19.62	*	17.39	*	N31302308819
20	02 37 14.76	61 45 39.30	4.08	AC	K2V	.0039	.0011	-1.00	0.26	11.71	10.48	*	*	N3130230270
28	02 36 16.09	61 46 22.80	2.92	AC	??	.0031	.0009	-1.00	0.40	*	*	18.34	*	N313023014126 GSC2

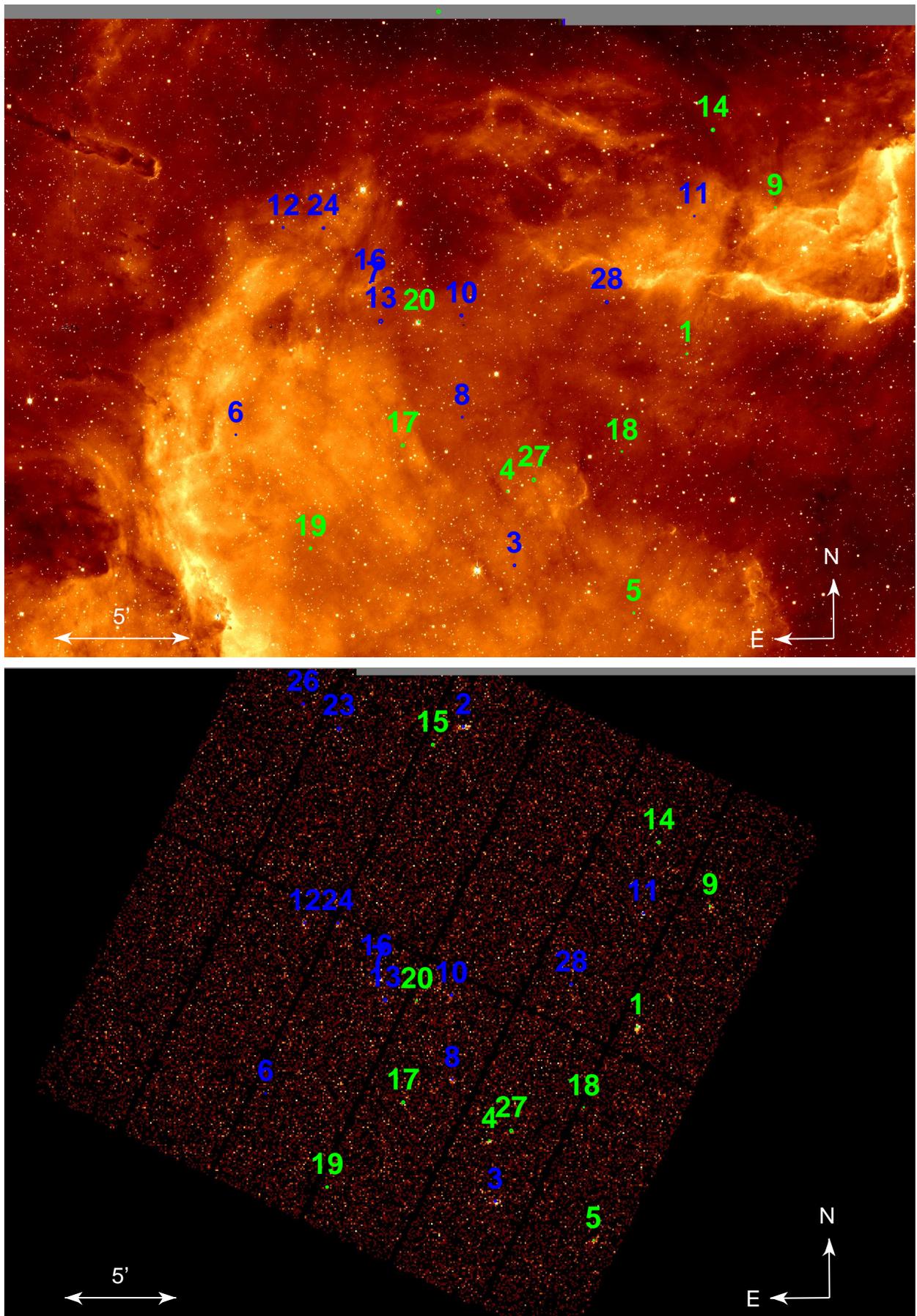


FIG. B.4 – Région de GRB 010220

TAB. B.5: Identifications optiques dans le champ de Saturn.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
1	05 55 18.49	21 55 40.48	3.65	ACe	M4Ve	.0253	.0020	-1.00	0.01	15.85	*	13.66	*	N303200032153 GSC2
2	05 56 19.84	22 11 16.69	3.81	ACe	M5Ve	.0200	.0017	-0.96	0.04	16.78	*	14.33	*	N30320007675 GSC2
4	05 54 52.39	22 05 59.19	4.04	UNID		.0139	.0016	+0.03	0.11	*	*	*	*	
3	05 55 54.04	22 00 35.00	4.25	AC	G9V	.0090	.0010	-0.94	0.06	15.15	*	13.43	*	N3032000457 GSC2
14	05 55 13.88	21 56 00.56	8.00	AC	K2V	.0076	.0019	-0.51	0.18	11.97	10.75	*	*	N3032000511 GSC2
8	05 55 09.67	22 02 52.50	4.84	UNID		.0065	.0010	+0.14	0.17	*	*	*	*	
5	05 55 26.60	21 59 44.29	4.89	UNID		.0059	.0009	+0.70	0.16	*	*	*	*	
11	05 55 47.39	22 17 55.87	5.82	UNID		.0058	.0010	-0.12	0.15	*	*	*	*	
7	05 55 53.53	22 03 23.29	5.91	UNID		.0053	.0009	-0.05	0.14	*	*	*	*	
27	05 54 55.50	22 03 26.14	7.00	UNID		.0051	.0012	+1.00	0.32	*	*	*	*	
16	05 55 50.16	22 17 34.59	5.50	UNID		.0042	.0008	+0.07	0.17	*	*	*	*	
9	05 55 33.75	22 10 38.27	5.12	UNID		.0041	.0006	+0.01	0.15	*	*	*	*	
13	05 55 13.36	22 16 08.08	5.91	UNID		.0041	.0009	+0.43	0.22	*	*	*	*	
24	05 54 49.94	22 13 43.90	6.97	AC	G0V	.0040	.0009	-0.83	0.20	13.90	*	12.81	*	N3032000286 GSC2
32	05 55 47.29	22 18 28.75	6.49	UNID		.0040	.0009	+0.03	0.21	*	*	*	*	
19	05 55 07.52	22 08 55.94	6.53	UNID		.0037	.0007	+0.09	0.24	*	*	*	*	
28	05 54 55.86	22 12 56.68	7.94	UNID		.0036	.0010	+0.36	0.40	*	*	*	*	
51	05 55 38.36	21 55 07.83	12.9	UNID		.0036	.0013	+0.38	0.29	*	*	*	*	
10	05 55 04.80	22 06 16.64	4.89	UNID		.0035	.0006	-0.99	0.07	*	*	18.47	*	N30320005051 GSC2
44	05 55 14.02	22 18 50.09	10.1	UNID		.0030	.0008	-1.00	0.12	*	*	18.03	*	N303200012008 GSC2
18	05 55 33.49	22 15 08.72	9.12	AC	??	.0029	.0006	-0.46	0.18	17.58	*	15.89	*	N30320009771 GSC2
12	05 55 51.29	22 07 16.60	5.27	AC	A2V	.0029	.0006	-0.26	0.23	14.55	*	13.54	*	N3032000376 GSC2
15	05 55 18.13	22 09 20.51	5.75	UNID		.0028	.0005	+0.37	0.22	*	*	*	*	
23	05 55 14.69	22 07 00.84	5.23	UNID		.0027	.0006	-0.00	0.22	*	*	*	*	
17	05 55 44.84	22 10 31.08	5.15	UNID		.0026	.0005	-0.42	0.19	*	*	*	*	
20	05 55 34.08	22 10 14.64	5.46	UNID		.0026	.0005	-0.11	0.20	*	*	*	*	
45	05 55 41.20	22 12 25.66	5.85	UNID		.0023	.0006	-0.06	0.24	*	*	*	*	
33	05 55 45.25	22 15 51.07	6.34	UNID		.0022	.0006	-0.32	0.28	*	*	*	*	
48	05 55 12.14	22 05 23.50	8.16	AC	??	.0020	.0006	-1.00	0.09	17.84	*	15.02	*	N30320004633 GSC2
35	05 55 28.41	22 09 53.32	5.75	UNID		.0018	.0005	+0.43	0.33	*	*	*	*	
40	05 55 26.13	22 12 49.84	6.83	AC	??	.0017	.0005	-1.00	0.10	17.23	*	15.62	*	N30320008500 GSC2
47	05 55 25.78	22 11 08.41	6.25	UNID		.0014	.0004	-0.22	0.26	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
56	05 56 01.39	22 11 49.85	5.91	UNID		.0019	.0005	+0.28	0.29	*	*	*	*	
57	05 55 42.44	22 08 56.81	6.90	UNID		.0012	.0003	-0.14	0.28	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
61	05 55 44.68	22 08 47.40	5.42	UNID		.0031	.0004	-1.00	0.36	*	*	*	*	
74	05 55 23.41	21 55 59.54	11.1	UNID		.0030	.0010	+0.00	0.30	*	*	*	*	
85	05 55 48.95	22 18 55.80	8.88	UNID		.0021	.0006	-0.02	0.30	*	*	*	*	
82	05 55 54.95	22 03 26.27	8.45	UNID		.0010	.0005	-1.00	0.16	18.63	*	16.89	*	N30320003735 GSC2
75	05 55 37.88	22 04 46.85	10.7	UNID		.0010	.0003	+0.44	0.42	*	*	*	*	

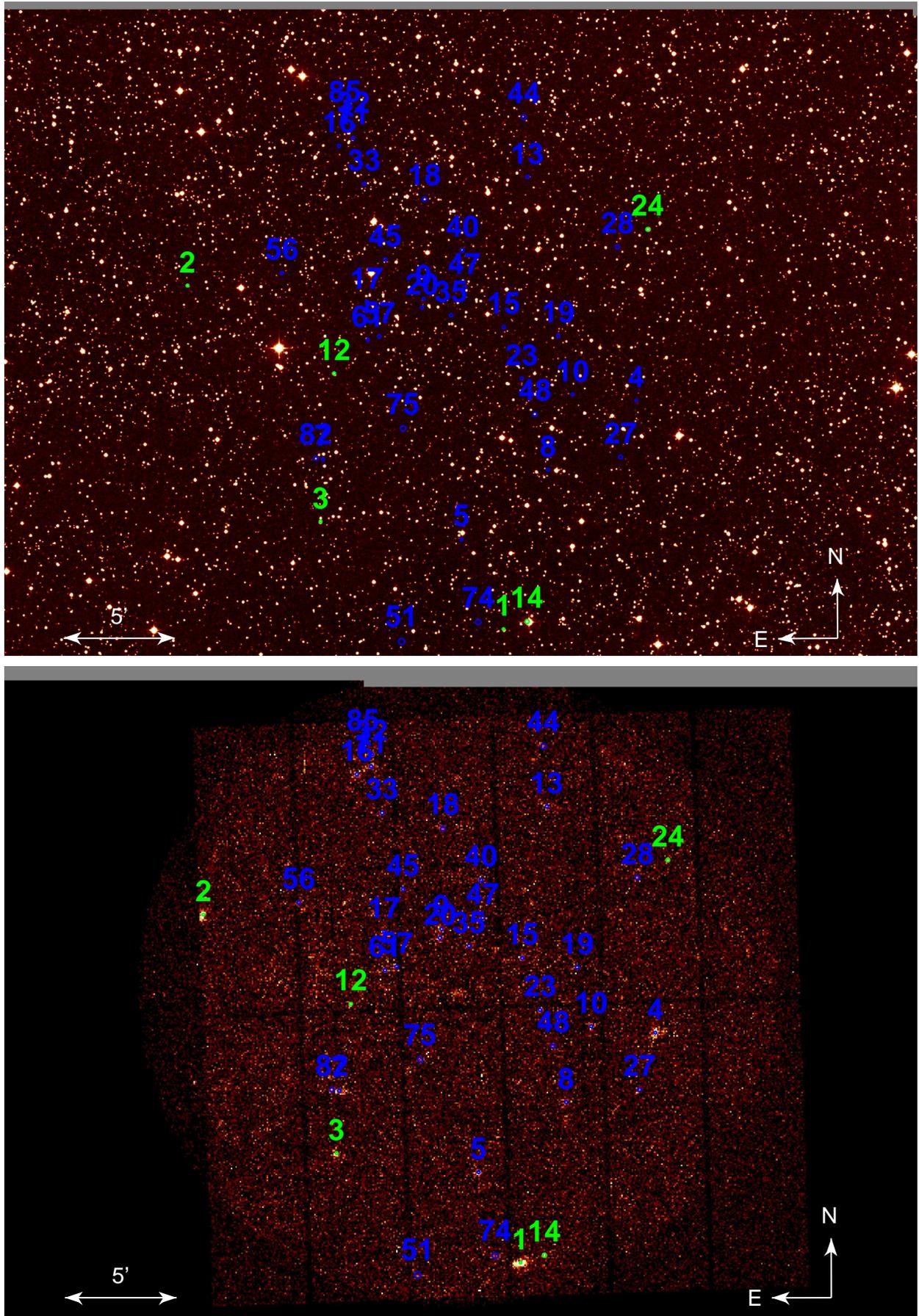


FIG. B.5 – Région de Saturn

TAB. B.6: Identifications optiques dans le champ de Geminga.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	B	V	R	I	Identification
2	06 34 06.87	17 59 44.66	3.36	ACe	M4Ve	.0346	.0011	-0.92	0.02	16.25	*	13.75	*	N223132119184 GSC2
4	06 32 56.08	17 46 44.23	3.51	UNID		.0125	.0007	-0.16	0.05	*	*	*	*	
3	06 34 15.36	17 51 00.48	3.39	UNID		.0116	.0005	-0.21	0.04	*	*	*	*	
8	06 34 01.96	17 36 10.40	3.89	UNID		.0080	.0008	-0.34	0.10	*	*	*	*	
5	06 34 25.27	17 42 11.78	3.58	AC	A7V	.0047	.0003	-0.65	0.06	11.28	11.11	*	*	N2231321446 GSC2
13	06 33 38.54	17 33 36.62	4.01	UNID		.0042	.0005	-0.22	0.10	*	*	*	*	
15	06 33 14.26	17 35 38.83	4.07	AC	K	.0041	.0005	-0.22	0.11	19.31	*	17.86	17.00	N22313216823 GSC2
6	06 33 22.84	17 39 12.50	3.99	UNID		.0032	.0003	-0.31	0.09	*	*	*	*	
12	06 33 19.05	17 55 20.89	4.19	AC	G0V	.0031	.0004	-0.36	0.10	15.48	*	13.84	*	N223132117134 GSC2
9	06 34 00.38	17 36 22.61	4.32	UNID		.0028	.0004	-0.22	0.12	*	*	*	*	
18	06 33 44.65	17 56 43.89	4.58	UNID		.0025	.0003	-0.23	0.14	*	*	*	*	
10	06 33 35.60	17 39 27.45	4.07	AC	G6V	.0024	.0003	-0.44	0.10	15.59	*	13.10	*	N22313218231 GSC2
28	06 34 01.30	17 58 58.67	5.69	UNID		.0023	.0004	+0.04	0.16	*	*	*	*	
36	06 34 37.68	17 52 43.20	4.85	UNID		.0022	.0005	-0.24	0.16	*	*	*	*	
51	06 34 27.26	17 57 02.55	5.96	UNID		.0022	.0005	-0.62	0.26	*	*	*	*	
30	06 34 42.78	17 49 11.87	5.05	UNID		.0021	.0004	-0.53	0.16	*	*	*	*	
48	06 33 36.45	17 33 17.73	5.26	UNID		.0020	.0004	+0.06	0.19	*	*	*	*	
7	06 33 51.34	17 48 49.12	4.04	UNID		.0020	.0002	-0.04	0.10	*	*	*	*	
37	06 33 02.26	17 50 46.08	5.37	UNID		.0020	.0004	+0.31	0.19	*	*	*	*	
21	06 34 18.72	17 37 59.94	4.79	UNID		.0019	.0003	-0.42	0.12	*	*	*	*	
20	06 34 21.18	17 50 21.24	4.38	UNID		.0018	.0003	-0.56	0.11	*	*	*	*	
50	06 34 35.04	17 39 30.77	5.92	AC	??	.0018	.0004	+0.43	0.23	17.46	*	16.20	15.69	N22313218158 GSC2
11	06 33 58.44	17 42 25.62	3.97	UNID		.0017	.0002	+0.60	0.12	*	*	*	*	
32	06 34 35.11	17 45 38.01	5.00	UNID		.0017	.0003	-0.34	0.15	*	*	*	*	
54	06 33 05.42	17 41 26.97	5.18	UNID		.0017	.0003	-0.21	0.19	*	*	*	*	
33	06 33 07.48	17 52 36.04	6.23	UNID		.0016	.0003	-0.06	0.18	*	*	*	*	
41	06 34 30.16	17 53 14.47	5.44	UNID		.0016	.0003	+0.00	0.17	*	*	*	*	
60	06 34 38.72	17 43 09.85	5.52	UNID		.0016	.0004	+0.13	0.22	*	*	*	*	
46	06 33 22.57	17 34 32.09	5.36	UNID		.0016	.0004	-0.47	0.21	*	*	*	*	
29	06 33 13.41	17 54 31.93	5.46	AC	K2V	.0015	.0003	-0.64	0.17	12.45	11.53	*	*	N2231321363 GSC2
38	06 33 53.69	17 35 49.05	5.10	UNID		.0015	.0004	+0.48	0.24	*	*	*	*	
24	06 33 42.72	17 40 46.55	4.66	UNID		.0014	.0002	+0.53	0.15	*	*	*	*	
75	06 34 49.31	17 43 55.48	6.57	UNID		.0014	.0004	+0.40	0.24	*	*	*	*	
43	06 33 50.28	17 34 44.07	7.72	AC	??	.0014	.0003	-0.69	0.18	16.86	*	15.24	*	N22313216493 GSC2
25	06 34 02.78	17 53 07.64	4.44	AC	??	.0013	.0002	-0.76	0.12	17.06	*	15.47	*	N223132115919 GSC2
16	06 33 57.33	17 40 49.86	4.40	ACe	M4Ve	.0013	.0002	-0.70	0.13	19.31	*	17.34	15.90	N22313218976 GSC2
35	06 33 33.56	17 53 17.34	5.43	UNID		.0013	.0002	+0.06	0.18	*	*	*	*	
65	06 33 38.63	17 37 55.44	8.49	UNID		.0013	.0003	+0.12	0.24	*	*	*	*	
39	06 34 34.25	17 47 29.52	6.35	UNID		.0012	.0002	-1.00	0.08	*	*	*	*	
69	06 34 23.98	17 48 19.61	6.03	UNID		.0012	.0003	+0.09	0.25	*	*	*	*	
40	06 34 19.47	17 40 39.74	5.87	AC	??	.0012	.0002	-0.60	0.21	15.84	*	13.71	*	N22313218865 GSC2
49	06 34 20.31	17 39 20.78	6.98	UNID		.0011	.0002	+0.44	0.27	*	*	*	*	
23	06 33 56.56	17 42 36.47	4.12	UNID		.0011	.0002	-0.41	0.14	*	*	*	*	
45	06 33 19.45	17 50 34.84	6.98	UNID		.0011	.0002	+0.03	0.24	*	*	*	*	
57	06 33 16.29	17 37 24.90	6.88	UNID		.0011	.0003	-0.48	0.22	*	*	*	*	
56	06 34 23.16	17 40 43.58	6.98	UNID		.0010	.0003	+0.04	0.22	*	*	*	*	
31	06 33 24.36	17 48 05.82	6.58	UNID		.0010	.0002	+0.01	0.17	*	*	*	*	
73	06 33 02.09	17 40 31.19	6.41	UNID		.0010	.0004	+1.00	0.36	*	*	*	*	

Continue sur la page suivante.

Tab. B.6 Suite de la page précédente

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	B	V	R	I	Identification
47	06 33 32.20	17 40 49.96	5.20	UNID		.0010	.0002	+0.18	0.26	*	*	*	*	
26	06 34 21.46	17 51 47.11	4.94	UNID		.0010	.0002	-1.00	11.68	*	*	*	*	
77	06 34 17.51	17 35 57.05	6.11	UNID		.0009	.0003	-0.69	0.24	*	*	*	*	
63	06 34 15.75	17 40 03.31	7.95	UNID		.0009	.0002	-0.01	0.27	*	*	*	*	
81	06 33 17.23	17 52 08.30	8.59	AC	??	.0008	.0002	-1.00	0.09	14.45	*	13.69	*	N223132115536 GSC2
68	06 33 28.48	17 39 53.46	6.52	UNID		.0008	.0002	+0.79	0.28	*	*	*	*	
22	06 33 49.28	17 47 32.32	4.78	AC	K2V	.0008	.0001	-1.00	0.07	12.67	*	10.98	*	N2231321416 GSC2
80	06 33 51.20	17 38 27.69	4.51	ACe	M2Ve	.0008	.0002	+0.16	0.23	19.17	*	16.92	15.62	N22313217772 GSC2
34	06 33 49.41	17 41 55.55	5.21	UNID		.0008	.0002	+0.09	0.19	*	*	*	*	
64	06 33 26.37	17 52 11.20	7.46	UNID		.0008	.0002	+0.13	0.23	*	*	*	*	
53	06 33 31.19	17 37 52.51	7.62	UNID		.0007	.0002	-0.03	0.23	*	*	*	*	
55	06 33 24.13	17 53 06.91	5.33	UNID		.0007	.0002	+0.02	0.23	*	*	*	*	
74	06 33 34.16	17 55 12.85	7.17	UNID		.0007	.0002	-0.72	0.28	*	*	*	*	
59	06 33 42.86	17 50 17.27	5.25	UNID		.0006	.0001	+0.21	0.22	*	*	*	*	
44	06 33 46.85	17 44 02.47	7.43	AC	??	.0006	.0001	-0.42	0.19	13.73	*	12.83	*	N2231321440 GSC2
71	06 33 34.77	17 42 26.65	5.40	UNID		.0006	.0002	-0.06	0.25	*	*	*	*	
83	06 34 07.95	17 42 40.47	7.28	UNID		.0005	.0001	-0.83	0.26	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	B	V	R	I	Identification
88	06 33 39.01	17 59 31.68	4.80	UNID		.0058	.0006	-0.22	0.09	*	*	*	*	
97	06 33 06.64	17 49 15.10	4.81	UNID		.0018	.0003	-1.00	0.06	*	*	*	*	
131	06 33 47.04	17 32 38.87	11.6	UNID		.0018	.0005	-0.42	0.19	*	*	*	*	
142	06 34 08.26	17 58 00.06	8.59	UNID		.0013	.0003	-0.28	0.20	*	*	*	*	
115	06 33 35.49	17 34 07.95	6.98	AC	??	.0013	.0003	-0.71	0.20	18.20	*	17.06	15.79	N22313216301 GSC2
98	06 33 52.79	17 38 58.46	5.20	UNID		.0013	.0002	+0.80	0.19	*	*	*	*	
144	06 33 14.19	17 55 23.12	7.40	UNID		.0011	.0003	-0.26	0.29	*	*	*	*	
126	06 34 06.27	17 34 33.72	7.93	UNID		.0011	.0003	+0.70	0.29	*	*	*	*	
112	06 34 22.27	17 36 49.60	5.87	UNID		.0010	.0002	-1.00	6.39	*	*	*	*	
148	06 34 32.43	17 40 58.23	8.87	UNID		.0009	.0002	-0.68	0.39	*	*	*	*	
109	06 33 29.38	17 48 37.47	6.25	UNID		.0009	.0002	-0.27	0.17	*	*	*	*	
135	06 33 57.96	17 37 26.58	8.59	UNID		.0009	.0002	+0.76	0.28	*	*	*	*	
132	06 33 57.82	17 55 28.01	8.25	UNID		.0009	.0002	+0.19	0.25	*	*	*	*	
139	06 33 48.00	17 35 19.31	8.86	UNID		.0009	.0002	-0.53	0.24	*	*	*	*	
111	06 34 11.73	17 50 46.34	6.54	UNID		.0009	.0002	+0.07	0.19	*	*	*	*	
116	06 34 10.44	17 49 48.33	7.50	AC	??	.0008	.0002	-0.30	0.21	17.58	*	16.56	16.00	N223132114246 GSC2
108	06 33 51.88	17 44 39.49	6.26	UNID		.0008	.0001	-0.67	0.17	*	*	*	*	
125	06 34 01.39	17 35 20.32	8.79	UNID		.0008	.0003	+0.41	0.29	*	*	*	*	
149	06 33 13.68	17 43 45.33	9.41	UNID		.0007	.0002	-0.24	0.28	*	*	*	*	
105	06 33 45.49	17 42 24.71	5.14	UNID		.0005	.0001	+1.00	0.60	*	*	*	*	

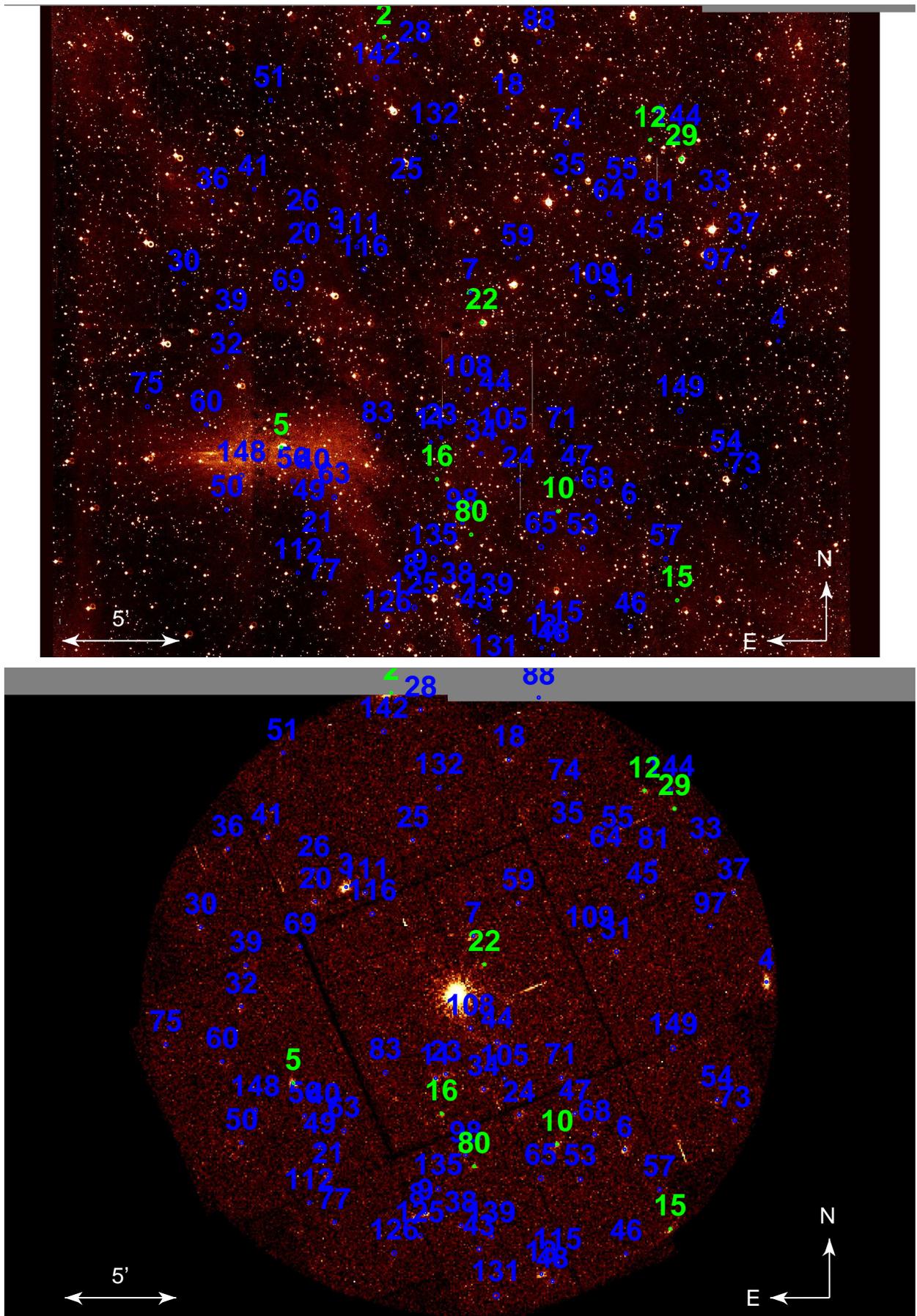


FIG. B.6 – Région de Geminga

TAB. B.7: Identifications optiques dans le champ de PSR 0656+14.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	B	V	R	I	Identification
4	06 59 11.52	14 11 15.35	4.37	ACe	K4Ve	.0089	.0010	-0.77	0.11	16.34	*	14.83	*	N223303013375 GSC2
5	07 00 09.66	14 22 13.33	3.96	AC	K5V	.0075	.0009	-0.39	0.11	18.18	*	17.40	*	N223303018269 GSC2
9	06 59 25.43	14 04 41.40	4.40	UNID		.0072	.0011	-0.48	0.12	*	*	*	*	
6	07 00 15.44	14 21 10.07	4.45	UNID		.0069	.0009	-0.53	0.10	*	*	*	*	
2	06 59 48.08	14 12 25.51	4.57	UNID		.0067	.0006	-0.38	0.09	*	*	*	*	
8	06 59 59.34	14 03 20.08	5.05	AC	G0V	.0058	.0009	-0.75	0.14	14.12	*	13.37	*	N223303010406 GSC2
10	06 59 19.30	14 16 05.59	4.76	UNID		.0051	.0008	-0.50	0.13	*	*	*	*	
11	07 00 29.64	14 08 51.75	4.81	UNID		.0050	.0010	-0.51	0.16	*	*	*	*	
7	07 00 19.80	14 12 11.60	4.45	ACe	M0Ve	.0048	.0007	-0.65	0.11	18.90	*	16.86	*	N223303013730 GSC2
3	06 59 57.05	14 12 19.69	4.86	AC	G9V	.0047	.0005	-0.89	0.09	12.79	*	11.69	*	N2233030520 GSC2
12	07 00 32.88	14 07 14.11	5.45	AC	G0V	.0046	.0011	-0.68	0.19	13.88	*	12.91	*	N2233030600 GSC2
22	06 59 18.82	14 21 40.84	6.66	UNID		.0043	.0010	-0.29	0.20	*	*	*	*	
27	06 59 19.64	14 22 46.47	6.92	UNID		.0041	.0010	-0.80	0.25	*	*	18.04	*	N223303018519 GSC2
20	06 59 45.51	14 21 52.11	5.22	UNID		.0038	.0007	-0.41	0.19	*	*	*	*	
28	06 59 09.86	14 18 12.01	10.4	UNID		.0036	.0010	-0.62	0.28	18.80	*	17.67	*	N223303016348 GSC2
16	07 00 07.29	14 17 34.93	5.38	UNID		.0031	.0005	-0.71	0.15	*	*	*	*	
21	06 59 25.53	14 13 48.91	6.90	UNID		.0029	.0005	-0.19	0.19	*	*	*	*	
19	06 59 29.82	14 15 57.21	6.88	AC	F5V	.0027	.0005	-0.13	0.17	15.40	*	15.00	*	N223303015373 GSC2
13	06 59 32.92	14 16 02.36	6.23	UNID		.0026	.0005	-0.21	0.16	*	*	*	*	
15	06 59 58.92	14 15 52.99	6.07	UNID		.0024	.0004	-0.34	0.18	*	*	*	*	
23	06 59 48.71	14 19 16.55	6.06	UNID		.0024	.0005	-0.36	0.18	*	*	*	*	
24	06 59 50.74	14 22 02.05	5.30	UNID		.0024	.0005	-0.52	0.19	*	*	*	*	
29	07 00 27.11	14 20 44.36	6.29	AC	??	.0022	.0007	-0.94	0.21	15.42	*	13.52	*	N223303017571 GSC2
25	06 59 39.22	14 18 21.01	8.42	UNID		.0021	.0005	-0.20	0.24	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	B	V	R	I	Identification
49	07 00 04.44	14 00 53.48	8.47	UNID		.0080	.0022	+0.03	0.28	*	*	*	*	
47	06 59 25.04	14 07 50.27	8.12	UNID		.0031	.0009	-0.75	0.33	*	*	*	*	
44	07 00 14.42	14 13 33.10	8.84	UNID		.0025	.0006	-0.45	0.24	*	*	*	*	

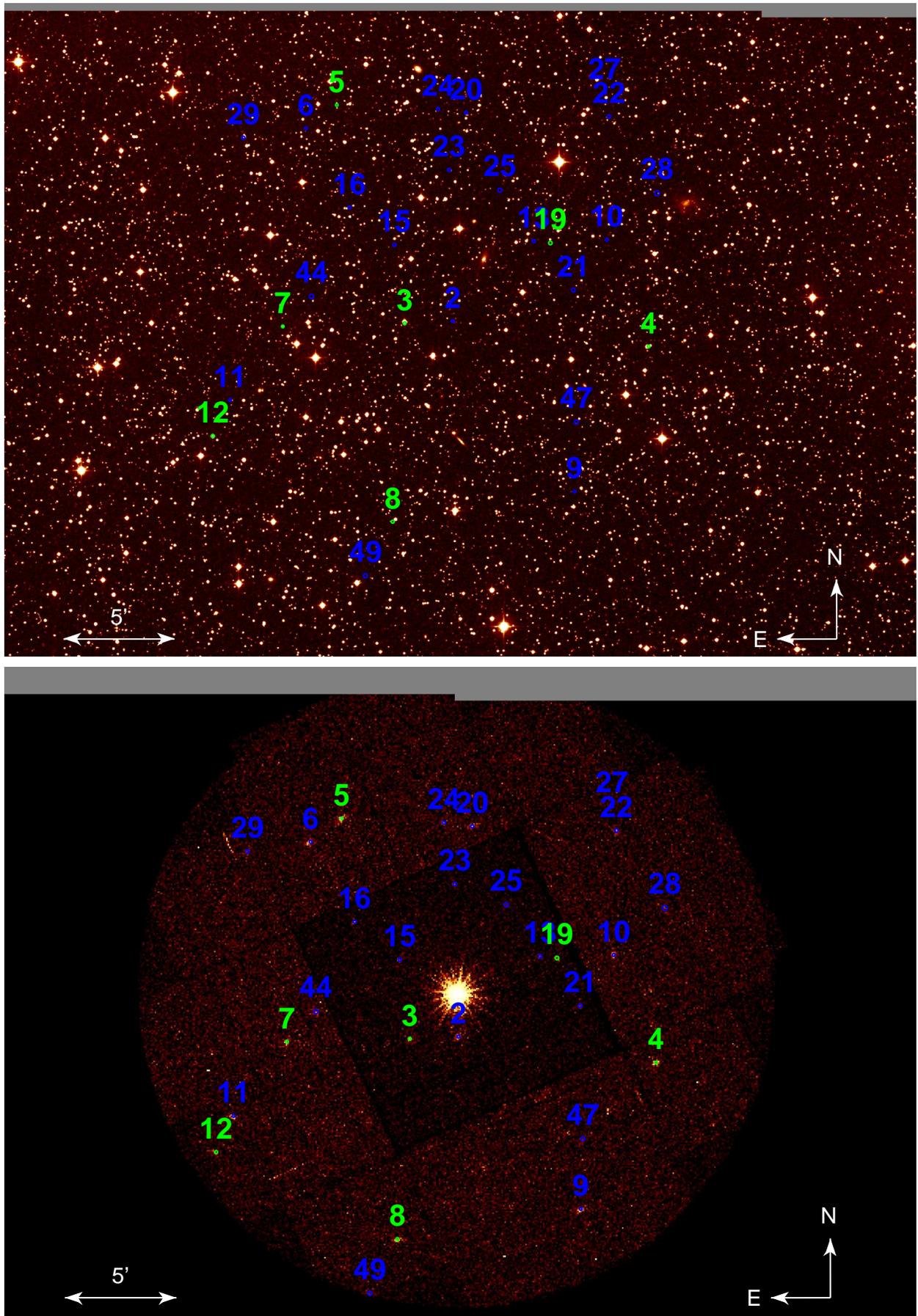


FIG. B.7 – Région de PSR 0656+14

TAB. B.8: Identifications optiques dans le champ de PKS 0745-19 off.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	B	V	R	I	Identification
1	07 48 57.46	-19 06 32.48	1.10	ACe	M4Ve	.1584	.0028	-0.92	0.01	16.03	*	13.99	*	S102202212853 GSC2
7	07 47 34.55	-18 56 55.99	1.50	EG	AGN	.0317	.0025	-0.32	0.07	*	*	*	*	
4	07 47 43.55	-18 56 53.52	1.15	XRB	CV	.0305	.0019	-0.73	0.05	*	*	*	*	
6	07 48 32.07	-18 54 27.19	1.16	AC	G2V	.0265	.0022	-0.89	0.05	14.79	*	13.43	*	S102202218280 GSC2
2	07 48 18.72	-19 17 31.68	1.17	ACe	G9Ve	.0259	.0016	-0.80	0.04	15.53	*	14.23	*	S102202320236 GSC2
15	07 47 22.64	-19 07 00.32	2.00	ACe	G9Ve	.0187	.0022	-0.68	0.08	16.47	*	14.88	*	S102202329046 GSC2
3	07 48 47.12	-19 04 10.41	1.27	EG	AGN	.0157	.0010	+0.66	0.14	*	*	*	*	
5	07 48 23.16	-19 09 37.44	1.14	ACe	G9Ve	.0156	.0009	-0.93	0.03	14.95	*	13.95	*	S102202327003 GSC2
74	07 48 24.66	-19 07 34.19	1.55	AC	G3V	.0139	.0017	-0.73	0.12	15.25	*	14.34	*	S102202328656 GSC2
28	07 47 18.26	-19 05 24.23	3.10	UNID		.0135	.0024	-0.85	0.12	*	*	*	*	
11	07 49 02.48	-19 12 52.74	1.42	UNID		.0135	.0013	-0.32	0.10	*	*	*	*	
19	07 48 49.67	-19 17 04.62	1.51	EG	AGN	.0127	.0014	-0.24	0.11	*	*	*	*	
8	07 48 29.07	-19 16 41.42	1.46	AC	F4V	.0121	.0012	-0.96	0.05	12.24	11.82	*	*	S1022023630 GSC2
10	07 48 06.10	-19 08 56.67	1.34	EG	AGN	.0105	.0009	-0.42	0.08	*	*	*	*	
18	07 48 55.23	-18 58 23.89	1.54	ACe	K4Ve	.0097	.0010	-0.90	0.08	17.19	*	15.97	*	S102202216278 GSC2
17	07 49 01.18	-18 58 26.19	1.67	ACe	G9Ve	.0097	.0013	-1.00	0.06	14.42	*	13.43	*	S102202216266 GSC2
21	07 47 39.64	-19 07 34.36	1.78	AC	G3V	.0095	.0013	-0.91	0.05	15.04	*	13.96	*	S102202328660 GSC2
22	07 48 25.05	-18 55 50.06	1.55	EG	AGN	.0090	.0012	+0.18	0.15	*	*	*	*	
20	07 48 52.54	-18 58 56.92	1.53	EG	AGN	.0080	.0009	-0.55	0.10	*	*	*	*	
26	07 48 25.98	-19 17 32.11	2.30	AC	A4III	.0072	.0010	-0.91	0.10	9.70	9.33	*	*	HD 63482
12	07 48 05.61	-19 05 05.83	1.34	EG	AGN	.0069	.0006	-0.30	0.10	*	*	*	*	
53	07 49 06.67	-18 58 14.67	1.69	UNID		.0063	.0015	-0.29	0.25	*	*	*	*	
33	07 47 37.55	-18 59 43.68	1.75	UNID		.0059	.0013	-0.34	0.14	*	*	*	*	
24	07 48 30.31	-19 13 48.44	1.71	UNID		.0059	.0008	-0.21	0.14	*	*	*	*	
62	07 47 32.11	-19 02 08.81	7.91	UNID		.0056	.0014	+1.00	2.12	*	*	*	*	
47	07 48 15.43	-19 14 17.05	1.71	AC	K1V	.0055	.0008	-0.11	0.17	19.44	*	17.87	*	S102202322991 GSC2
29	07 49 05.06	-19 00 35.81	2.04	ACe	M5Ve	.0051	.0010	-0.88	0.08	*	*	17.19	15.68	Star A
48	07 47 36.96	-19 02 47.26	4.43	UNID		.0049	.0010	-0.26	0.21	*	*	*	*	
30	07 48 28.95	-19 15 12.06	1.75	UNID		.0048	.0007	-0.43	0.14	*	*	*	*	
56	07 48 04.37	-18 56 23.41	1.95	UNID		.0047	.0009	-0.21	0.19	*	*	*	*	
23	07 48 42.93	-19 03 42.00	1.86	UNID		.0047	.0006	-0.11	0.14	*	*	*	*	
54	07 47 42.06	-19 07 42.62	4.05	UNID		.0045	.0009	-0.67	0.15	*	*	*	*	
65	07 48 14.32	-19 17 51.12	2.10	UNID		.0045	.0009	-0.29	0.23	*	*	*	*	
46	07 47 40.23	-19 01 04.27	2.15	UNID		.0044	.0008	-0.49	0.16	*	*	*	*	
36	07 47 47.86	-19 03 15.13	2.73	UNID		.0043	.0008	-0.33	0.19	*	*	*	*	
25	07 48 19.87	-19 01 48.66	1.76	UNID		.0042	.0005	+0.28	0.18	*	*	*	*	
76	07 47 42.20	-19 02 25.64	2.82	UNID		.0041	.0009	-0.78	0.12	*	*	*	*	
51	07 48 19.53	-19 11 09.74	3.41	UNID		.0040	.0007	-0.06	0.17	*	*	*	*	
83	07 47 51.22	-18 56 29.49	2.92	UNID		.0040	.0009	+0.06	0.26	*	*	*	*	
95	07 47 46.75	-19 04 43.38	3.37	UNID		.0039	.0008	-1.00	0.14	*	*	*	*	
50	07 47 52.56	-18 57 13.55	2.57	UNID		.0039	.0009	-0.33	0.18	*	*	*	*	
38	07 47 58.75	-19 06 02.62	1.99	EG	AGN	.0038	.0007	-0.56	0.15	*	*	*	*	
35	07 48 02.64	-19 07 59.98	2.40	UNID		.0038	.0006	-0.05	0.19	*	*	*	*	
42	07 48 21.32	-19 15 09.86	2.31	AC	G1V	.0038	.0007	-1.00	0.19	16.25	*	15.02	*	S102202322264 GSC2
72	07 48 54.07	-18 56 28.24	3.26	UNID		.0037	.0010	-0.55	0.21	16.64	*	15.48	*	S102202217179 GSC2
60	07 47 35.80	-19 05 55.22	2.93	EG	Gal	.0036	.0013	-0.38	0.29	*	*	*	*	
31	07 48 02.39	-19 02 51.65	1.76	AC	G4V	.0035	.0006	-0.25	0.15	17.37	*	16.46	*	S102202332109 GSC2
32	07 48 12.73	-19 10 04.39	3.33	UNID		.0031	.0005	+0.10	0.20	*	*	*	*	

Continue sur la page suivante.

Tab. B.8 Suite de la page précédente

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
27	07 48 46.79	-19 03 38.33	1.85	EG	Gal	.0031	.0006	-0.35	0.16	*	*	*	*	
59	07 48 28.84	-19 12 45.29	2.28	EG	Gal	.0030	.0006	-0.61	0.18	*	*	*	*	
49	07 49 08.75	-18 59 54.47	2.38	UNID		.0030	.0013	-0.18	0.22	*	*	*	*	
52	07 48 13.05	-18 59 20.43	2.10	UNID		.0028	.0005	+0.01	0.21	*	*	*	*	
79	07 48 29.37	-18 56 45.20	2.36	UNID		.0027	.0008	-0.35	0.23	*	*	*	*	
34	07 48 44.41	-19 07 55.61	1.97	UNID		.0027	.0005	-0.17	0.17	*	*	*	*	
64	07 47 57.22	-19 02 44.04	2.52	UNID		.0027	.0006	+0.07	0.20	19.13	*	17.81	*	S102202332226 GSC2
45	07 48 04.59	-19 08 13.68	1.84	EG	AGN	.0027	.0006	-0.05	0.20	*	*	*	*	
99	07 48 22.43	-18 54 15.51	6.58	UNID		.0026	.0009	-0.59	0.21	*	*	*	*	
70	07 48 28.61	-19 14 13.98	2.90	AC	G7V	.0025	.0006	-0.28	0.26	11.72	10.63	*	*	S1022023587 GSC2
43	07 48 21.87	-19 02 55.56	2.08	ACe	Me	.0024	.0004	-0.34	0.18	*	*	20.33	19.58	Star A
68	07 48 02.44	-18 57 46.24	4.30	EG	Gal	.0024	.0007	+0.99	0.25	*	*	*	*	
41	07 48 02.34	-18 58 19.54	3.58	AC	F6V	.0024	.0006	-1.00	0.13	14.10	*	13.13	*	S1022023360 GSC2
44	07 48 26.51	-19 02 16.49	2.18	AC	F7V	.0022	.0004	-0.45	0.18	17.17	*	16.06	*	S102202332619 GSC2
57	07 48 23.13	-19 14 07.50	3.05	EG	AGN	.0022	.0007	-0.39	0.21	*	*	*	*	
55	07 48 39.53	-19 13 02.81	2.32	EG	Gal	.0021	.0005	+0.70	0.18	*	*	*	*	
39	07 48 14.50	-19 05 37.70	2.62	EG	AGN	.0021	.0004	-0.43	0.20	*	*	*	*	
75	07 48 12.47	-19 11 06.64	5.95	UNID		.0018	.0005	+1.00	2.21	*	*	*	*	
86	07 48 51.47	-19 07 46.25	3.89	AC	K4V	.0018	.0005	-1.00	0.18	15.61	*	14.59	*	S102202212384 GSC2
78	07 48 18.11	-19 06 56.21	3.35	UNID		.0017	.0004	-0.55	0.30	*	*	*	*	
69	07 48 20.76	-19 07 15.57	3.46	EG	Gal	.0014	.0004	-0.28	0.21	*	*	*	*	
63	07 48 22.03	-19 08 06.11	2.59	AC	G9V	.0013	.0004	-0.59	0.19	14.04	*	12.93	*	S102202328312 GSC2
87	07 48 02.13	-18 59 52.25	2.95	UNID		.0013	.0005	+0.61	0.24	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
103	07 47 55.51	-19 06 48.33	1.79	UNID		.0030	.0004	-0.93	0.06	15.79	*	14.60	*	S102202329250 GSC2
106	07 47 54.34	-19 07 32.87	1.94	UNID		.0025	.0004	-0.17	0.18	*	*	*	*	
104	07 48 49.06	-19 15 19.35	2.12	AC	G7V	.0024	.0004	-0.13	0.14	15.69	*	14.75	*	S102202210021 GSC2
117	07 47 36.91	-19 10 35.54	3.82	UNID		.0018	.0005	+0.49	0.26	*	*	*	*	
109	07 48 11.19	-18 55 02.88	2.32	UNID		.0016	.0004	-0.83	0.15	*	*	*	*	
108	07 48 14.41	-19 04 44.37	2.17	UNID		.0013	.0002	-0.50	0.13	*	*	*	*	
110	07 48 26.35	-19 14 27.12	2.68	UNID		.0012	.0003	+0.61	0.17	*	*	*	*	
105	07 48 14.99	-19 06 21.14	2.34	UNID		.0012	.0002	+0.67	0.17	*	*	*	*	
107	07 48 41.61	-19 04 25.69	2.35	AC	F4V	.0011	.0002	-0.98	0.04	13.21	*	12.47	*	S1022022818 GSC2
89	07 48 49.58	-19 09 00.11	3.81	EG	AGN	.0010	.0002	+0.18	0.24	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
136	07 49 06.14	-19 00 12.67	4.17	UNID		.0013	.0003	+0.63	0.22	18.43	*	17.74	*	S102202215448 GSC2
121	07 48 42.41	-19 00 42.54	3.40	UNID		.0010	.0002	-0.36	0.16	*	*	*	*	

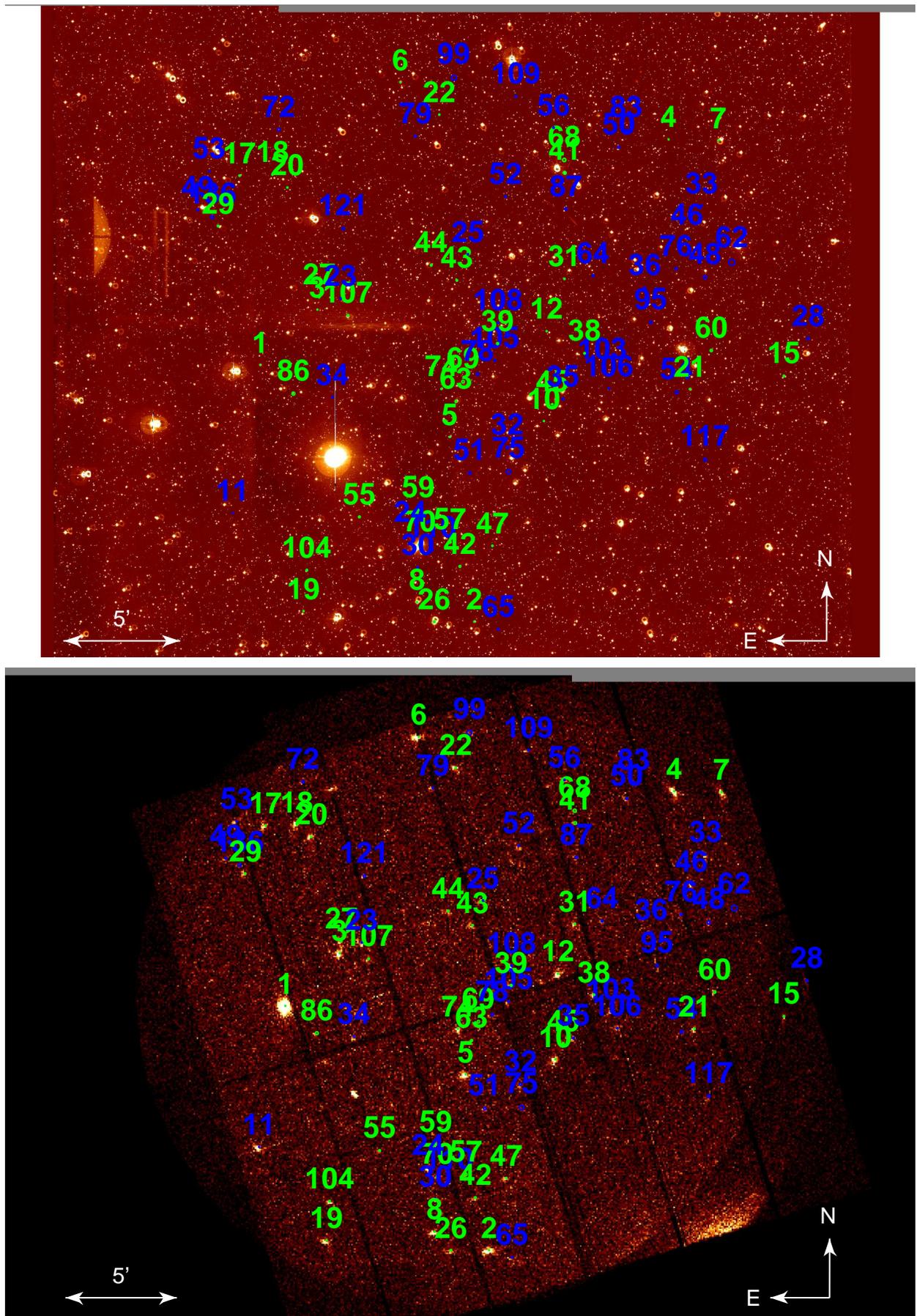


FIG. B.8 – Région de PKS 0745-19 off

TAB. B.9: Identifications optiques dans le champ de GRB 001025.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
1	08 36 11.34	-12 58 40.00	1.14	EG	AGN	.0953	.0032	-0.61	0.03	19.03	*	18.63	18.29	GSC S13132027472
2	08 36 16.37	-13 09 49.29	1.26	ACe	Me	.0417	.0021	-0.89	0.03	17.09	*	15.62	*	GSC S13132023854
15	08 36 47.08	-13 16 52.86	1.71	EG	NELG	.0170	.0020	-0.57	0.09	19.00	*	18.00	*	USNO-B1 0767-0199056
72	08 37 21.42	-12 57 19.85	1.41	EG	AGN	.0167	.0055	-1.00	0.23	19.50	*	19.20	*	USNO-B1 0770-0229958
16	08 35 46.15	-12 54 58.77	2.61	UNID		.0163	.0023	-0.81	0.08	*	*	*	*	
11	08 36 06.94	-12 53 46.73	1.65	EG	AGN	.0154	.0018	-0.68	0.10	21.24	*	20.55	20.08	USNO-B1 0771-0239448
14	08 36 52.88	-13 15 14.29	1.46	UNID		.0140	.0020	-0.27	0.12	22.08	*	20.64	19.82	Stellar candidate
5	08 36 00.98	-13 00 34.77	1.59	UNID		.0133	.0013	-0.54	0.09	*	*	*	*	
29	08 37 08.90	-13 02 29.25	1.68	UNID		.0130	.0022	-0.75	0.14	*	*	*	*	
28	08 35 38.68	-13 03 55.92	2.66	AC	??	.0129	.0021	-0.60	0.10	16.99	*	16.30	15.74	GSC S13132036888
27	08 35 46.28	-13 09 10.05	1.84	UNID		.0128	.0025	-0.60	0.17	*	*	*	*	
38	08 35 42.65	-12 57 16.51	4.72	UNID		.0123	.0020	-0.72	0.12	*	*	*	*	
8	08 37 04.12	-12 55 24.07	1.70	UNID		.0123	.0014	-0.65	0.08	*	*	*	*	
4	08 36 32.74	-12 56 15.22	1.54	UNID		.0114	.0014	-0.69	0.07	*	*	*	*	
7	08 36 15.36	-13 01 10.32	1.73	UNID		.0091	.0010	-0.57	0.09	*	*	*	*	
10	08 36 16.68	-13 07 43.21	1.91	UNID		.0088	.0009	-0.61	0.10	*	*	*	*	
9	08 36 35.74	-13 01 04.86	1.49	UNID		.0086	.0009	-0.70	0.07	*	*	*	*	
24	08 35 56.67	-13 10 14.56	2.86	UNID		.0083	.0012	-0.74	0.12	*	*	*	*	
18	08 36 29.29	-13 09 24.13	1.90	UNID		.0080	.0010	-0.51	0.10	*	*	*	*	
6	08 36 27.23	-13 03 42.91	1.49	UNID		.0078	.0008	-0.84	0.05	*	*	*	*	
46	08 37 00.87	-13 17 02.64	4.20	ACe	FG	.0077	.0018	-0.26	0.16	16.68	*	15.89	15.27	GSC S13132021935
20	08 36 15.18	-12 57 20.35	2.51	UNID		.0076	.0010	-0.54	0.11	*	*	*	*	
12	08 36 24.21	-12 59 19.63	1.73	EG	AGN	.0074	.0008	-0.64	0.08	20.62	*	20.30	20.01	USNO-B1 0770-0229459
30	08 37 15.05	-13 09 22.27	2.13	UNID		.0073	.0011	-0.69	0.12	*	*	*	*	
17	08 36 46.38	-12 59 29.96	1.81	UNID		.0073	.0008	-0.70	0.08	20.24	*	19.68	19.08	USNO-A2 0750-0636265
36	08 36 05.81	-12 53 20.71	3.08	EG	AGN	.0072	.0019	-0.31	0.14	19.93	*	19.75	19.38	USNO-B1 0771-0239435
21	08 36 31.19	-12 57 28.08	1.53	UNID		.0068	.0010	-0.54	0.12	*	*	*	*	
55	08 36 03.55	-13 14 07.08	3.24	UNID		.0065	.0014	+0.20	0.18	*	*	*	*	
63	08 37 14.03	-12 56 55.38	1.77	UNID		.0064	.0014	+0.25	0.22	*	*	*	*	
45	08 35 36.87	-13 06 47.72	2.34	UNID		.0062	.0016	-0.84	0.13	*	*	*	*	AXIS 41 ?
19	08 36 32.21	-13 07 19.48	1.65	UNID		.0060	.0007	-0.53	0.15	*	*	*	*	
54	08 36 04.50	-13 11 28.93	3.48	UNID		.0059	.0012	-0.65	0.14	*	*	*	*	
77	08 36 45.81	-12 52 39.87	2.85	UNID		.0057	.0015	-0.16	0.23	*	*	*	*	
25	08 36 00.17	-13 07 28.18	2.25	UNID		.0057	.0010	-0.93	0.08	*	*	*	*	
41	08 36 39.22	-12 54 25.67	2.03	UNID		.0055	.0011	-0.50	0.17	*	*	*	*	
23	08 36 27.85	-13 01 59.71	1.69	EG	AGN	.0055	.0007	-0.57	0.10	21.05	*	20.93	20.10	Object A
22	08 36 28.29	-13 07 22.94	1.75	UNID		.0053	.0007	-0.46	0.13	*	*	*	*	
64	08 35 44.21	-12 57 42.45	3.67	UNID		.0053	.0016	-0.96	0.17	*	*	*	*	
50	08 35 46.74	-13 13 55.67	3.56	UNID		.0052	.0015	-0.45	0.15	*	*	*	*	
80	08 36 14.44	-12 52 33.02	3.10	UNID		.0051	.0020	-0.39	0.22	*	*	*	*	
32	08 36 42.04	-12 58 41.21	2.59	UNID		.0051	.0008	-0.23	0.18	*	*	*	*	
52	08 37 16.26	-12 56 27.79	2.60	UNID		.0050	.0018	-0.45	0.16	*	*	*	*	
33	08 36 49.48	-12 56 55.36	1.97	UNID		.0049	.0008	-0.68	0.12	*	*	*	*	
47	08 36 10.33	-13 07 14.08	2.79	UNID		.0048	.0007	-0.50	0.24	*	*	*	*	
26	08 36 15.59	-13 03 39.26	2.73	UNID		.0047	.0008	-0.76	0.09	*	*	*	*	Faint cp North ?
74	08 37 10.69	-12 55 40.70	3.56	UNID		.0046	.0014	-0.21	0.20	*	*	*	*	
37	08 36 48.86	-12 57 30.12	2.67	ACe	Me	.0042	.0013	-1.00	0.64	18.96	*	17.29	16.80	GSC S13132027875
66	08 37 15.68	-13 10 35.05	3.52	UNID		.0040	.0012	-0.25	0.21	20.41	*	20.19	21.40	USNO-B1 0768-0210648

Continue sur la page suivante.

Tab. B.9 Suite de la page précédente

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
39	08 36 45.43	-13 03 59.61	2.78	Fix!		.0040	.0006	+0.51	0.19	20.63	*	19.31	18.48	USNO-B1 0769-0217902
31	08 36 54.38	-13 07 45.66	1.78	UNID		.0039	.0007	-0.36	0.16	*	*	*	*	
60	08 37 11.05	-13 01 42.84	3.90	UNID		.0038	.0008	-0.36	0.19	*	*	*	*	
69	08 36 23.15	-13 06 38.13	2.45	UNID		.0036	.0008	-0.33	0.29	*	*	*	*	
58	08 36 47.38	-12 56 04.76	3.63	UNID		.0035	.0009	-0.70	0.14	*	*	*	*	
65	08 36 55.77	-13 10 42.93	2.81	UNID		.0033	.0010	-0.57	0.22	*	*	*	*	
48	08 36 49.78	-13 09 28.76	3.31	UNID		.0032	.0006	-0.58	0.15	*	*	*	*	
35	08 36 38.04	-13 08 18.95	4.35	UNID		.0032	.0007	-0.87	0.11	*	*	*	*	
57	08 36 50.24	-13 12 51.18	2.61	UNID		.0032	.0010	-0.32	0.18	22.06	*	20.54	19.39	USNO-B1 0767-0199092
67	08 36 14.67	-13 07 20.01	1.89	UNID		.0032	.0007	-0.47	0.19	20.62	*	*	*	USNO-B1 0768-0210015
43	08 36 20.12	-13 05 10.66	2.12	UNID		.0032	.0005	-0.63	0.14	*	*	*	*	
34	08 36 48.56	-13 01 50.59	1.91	ACe	Me	.0031	.0006	-0.53	0.15	19.98	*	18.32	16.29	USNO-B1 0769-0217935
42	08 36 22.16	-13 03 19.38	2.89	UNID		.0030	.0005	-0.56	0.15	*	*	*	*	
56	08 37 12.09	-13 12 27.84	7.37	UNID		.0030	.0008	+0.29	0.32	*	*	*	*	
75	08 36 27.61	-13 00 22.59	3.88	UNID		.0030	.0006	+0.18	0.20	*	*	*	*	
70	08 36 55.96	-13 05 36.75	5.24	UNID		.0030	.0007	-0.61	0.57	*	*	*	*1	
49	08 36 37.74	-13 10 41.22	6.26	UNID		.0028	.0007	-1.00	0.32	*	*	*	*	
68	08 36 29.87	-13 10 23.76	2.58	UNID		.0028	.0006	+0.72	0.28	*	*	*	*	
44	08 36 18.41	-13 01 18.29	2.46	UNID		.0027	.0006	-0.97	0.12	*	*	*	*	
53	08 37 20.38	-13 03 40.17	2.89	UNID		.0027	.0014	-0.87	0.17	*	*	*	*	
40	08 36 29.73	-13 01 02.77	3.30	UNID		.0026	.0005	-0.46	0.15	*	*	*	*	
83	08 36 42.35	-13 00 26.48	4.40	UNID		.0023	.0006	-0.72	0.34	*	*	*	*	
51	08 36 51.19	-13 04 36.78	2.45	UNID		.0018	.0004	-0.92	0.17	*	*	*	*	
78	08 37 01.63	-13 06 10.51	3.56	UNID		.0017	.0006	-0.76	0.15	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
84	08 36 57.99	-12 51 27.88	1.14	UNID		.0218	.0015	-0.71	0.06	*	*	*	*	
86	08 36 20.32	-12 57 53.35	2.41	UNID		.0055	.0007	-0.86	0.08	*	*	*	*	
95	08 35 49.05	-13 11 59.28	4.58	UNID		.0050	.0008	-0.21	0.21	*	*	*	*	
88	08 37 28.01	-13 00 12.22	2.88	UNID		.0046	.0007	-0.66	0.09	20.56	*	19.98	18.52	USNO-B1 0769-0218296
89	08 36 02.88	-13 11 20.90	1.70	UNID		.0045	.0006	-0.69	0.11	*	*	*	*	
85	08 36 23.14	-13 08 58.00	1.97	AC	F5V	.0037	.0005	-1.00	0.03	8.35	7.96	*	*	HD 73145
87	08 36 09.11	-13 04 54.67	2.18	UNID		.0029	.0004	-0.73	0.09	19.94	*	19.70	18.51	USNO-B1 0769-0217581
96	08 36 10.00	-13 04 28.05	3.79	UNID		.0013	.0003	+0.12	0.24	*	*	*	*	
94	08 36 33.57	-13 00 33.10	3.02	UNID		.0010	.0002	+0.14	0.16	*	*	*	*	
91	08 36 39.22	-13 03 18.96	5.59	UNID		.0009	.0002	-0.67	0.17	*	*	*	*	Close to target
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
106	08 37 21.03	-12 55 37.02	3.31	UNID		.0031	.0007	-0.69	0.23	*	*	*	*	
109	08 37 03.53	-13 14 38.57	3.12	UNID		.0027	.0004	-1.00	0.26	*	*	*	*	
124	08 36 01.64	-13 14 57.33	3.67	UNID		.0022	.0009	-0.44	0.20	*	*	*	*	
104	08 37 02.78	-13 11 14.31	3.25	UNID		.0022	.0004	-0.99	0.17	*	*	*	*	
122	08 37 19.06	-12 56 18.99	3.18	UNID		.0021	.0005	-0.55	0.15	*	*	*	*	
111	08 37 23.73	-13 10 01.54	3.49	UNID		.0018	.0004	+0.41	0.19	*	*	*	*	
107	08 37 28.47	-13 06 18.47	2.90	UNID		.0017	.0004	-0.17	0.27	*	*	*	*	
127	08 36 23.76	-13 16 57.61	4.11	UNID		.0016	.0004	-0.58	0.24	*	*	*	*	
114	08 37 01.59	-13 08 57.55	3.54	UNID		.0013	.0003	-0.44	0.17	*	*	*	*	

Continue sur la page suivante.

Tab. B.9 Suite de la page précédente

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
105	08 36 12.00	-13 08 30.97	4.40	UNID		.0012	.0004	*	*	*	*	*	*	
110	08 36 12.31	-13 07 56.93	3.87	UNID		.0011	.0003	-0.50	0.90	*	*	*	*	
115	08 36 35.88	-12 58 13.64	3.27	UNID		.0011	.0003	+0.02	0.23	*	*	*	*	
112	08 36 49.12	-13 06 52.09	2.99	UNID		.0010	.0002	-0.76	0.27	*	*	*	*	
123	08 36 43.05	-13 02 19.49	3.54	UNID		.0009	.0002	-0.08	0.27	*	*	*	*	
120	08 36 21.80	-13 00 32.87	4.43	UNID		.0009	.0002	-1.00	0.75	*	*	*	*	
128	08 36 24.76	-13 11 08.28	5.56	UNID		.0009	.0003	-1.00	0.80	*	*	*	*	
113	08 36 43.39	-13 04 59.64	3.15	UNID		.0008	.0002	-0.82	0.24	*	*	*	*	
116	08 36 43.50	-13 03 21.01	3.83	UNID		.0008	.0001	-0.50	0.26	*	*	*	*	
130	08 36 13.51	-13 06 24.40	5.74	UNID		.0007	.0004	-1.00	1.80	*	*	*	*	

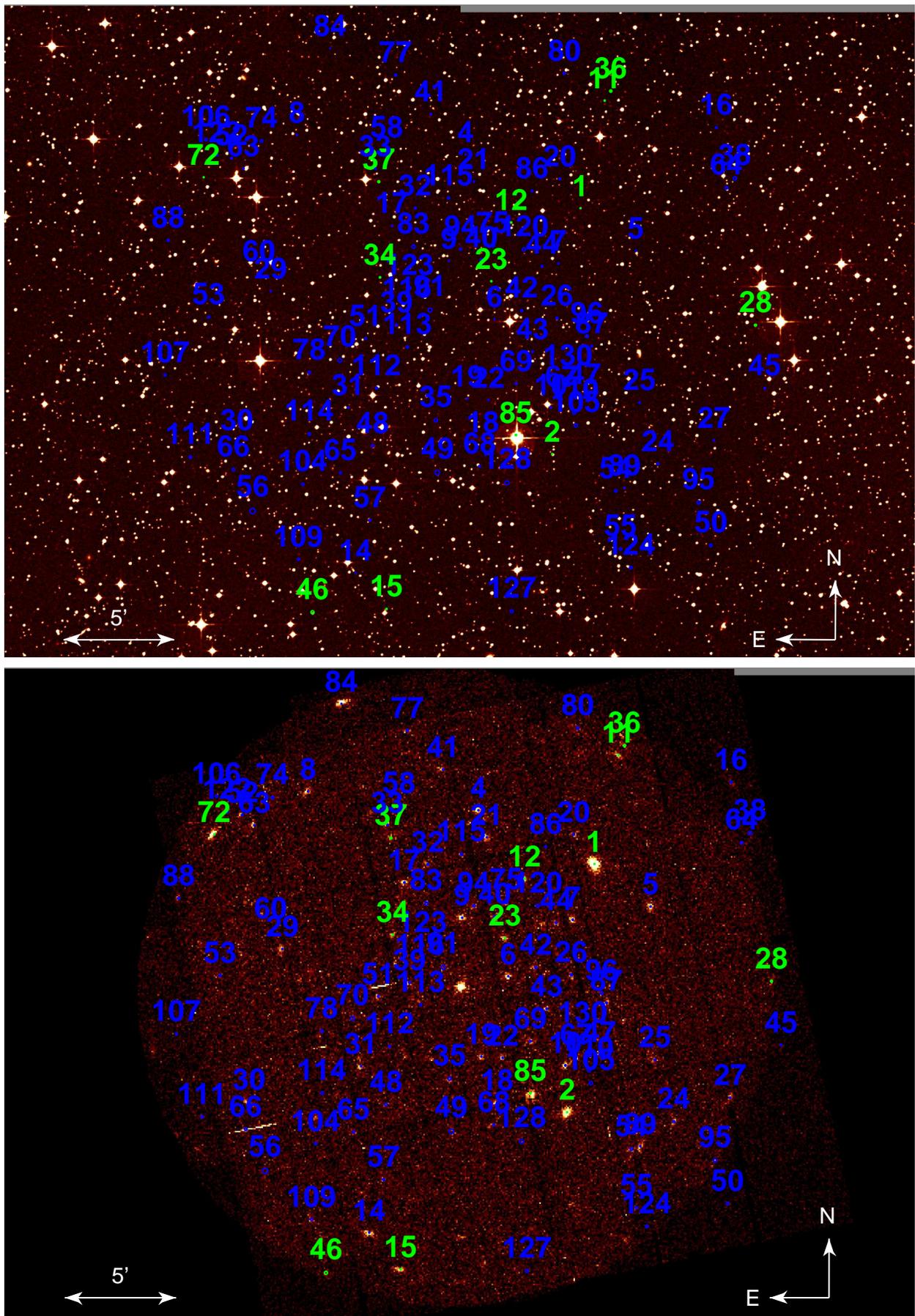


FIG. B.9 – Région de GRB 001025

TAB. B.10: Identifications optiques dans le champ de RX J0925.7-4758.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
2	09 25 27.40	-47 47 55.62	1.13	ACe	K4Ve	.0479	.0014	-0.78	0.02	16.45	*	14.52	*	S130202010573 GSC2
5	09 26 22.59	-47 55 51.19	1.13	AC	G6V	.0205	.0009	-0.88	0.02	14.41	*	13.29	*	S130202043 GSC2
7	09 25 48.37	-47 52 59.74	1.11	UNID		.0154	.0007	+0.20	0.06	*	*	*	*	
10	09 26 20.71	-48 03 31.68	1.23	AC	G9V	.0142	.0008	-0.90	0.03	15.81	*	14.52	*	S13020206574 GSC2
9	09 26 20.40	-47 58 22.66	1.26	AC	G9V	.0139	.0007	-0.92	0.02	15.80	*	14.45	*	S13020208063 GSC2
11	09 25 50.04	-48 01 49.49	1.24	AC	??	.0118	.0006	-0.87	0.03	18.85	*	17.00	15.36	S13020207085 GSC2
16	09 24 51.79	-47 59 05.14	1.43	AC	K2V	.0072	.0007	-1.00	0.04	11.93	10.82	*	*	S130202060 GSC2
13	09 25 35.65	-47 52 44.51	1.37	UNID		.0061	.0005	+0.06	0.09	*	*	*	*	
43	09 25 00.73	-47 46 12.36	2.08	UNID		.0049	.0010	+0.00	0.14	*	*	*	*	
32	09 26 24.67	-48 06 25.20	1.80	UNID		.0043	.0006	+0.03	0.13	*	*	*	*	
28	09 25 32.67	-48 05 52.83	1.66	UNID		.0043	.0006	+0.38	0.16	*	*	*	*	
23	09 25 26.97	-47 57 19.50	1.65	AC	??	.0042	.0004	-0.30	0.09	15.62	*	14.20	*	S13020208397 GSC2
48	09 26 07.24	-48 08 15.41	1.58	UNID		.0042	.0006	-0.27	0.13	*	*	*	*	
35	09 26 32.66	-48 02 21.40	1.71	UNID		.0041	.0005	-0.05	0.14	*	*	*	*	
36	09 25 56.42	-48 04 21.14	2.24	AC	??	.0035	.0005	+0.06	0.14	17.86	*	14.69	*	S13020206316 GSC2
89	09 24 49.93	-47 48 36.73	2.34	UNID		.0031	.0009	+0.44	0.30	*	*	*	*	
68	09 24 48.40	-47 49 24.87	2.31	ACe	M0Ve	.0030	.0006	-0.85	0.11	18.72	*	16.96	15.75	S130202010259 GSC2
52	09 25 24.12	-47 51 47.10	1.79	UNID		.0030	.0005	-0.01	0.18	*	*	*	*	
72	09 25 56.07	-48 09 32.55	3.07	ACe	M5Ve	.0029	.0007	-0.49	0.18	*	*	17.37	15.56	S13020204521 GSC2
37	09 26 26.10	-47 56 32.68	1.80	AC	G6V	.0028	.0005	-0.68	0.09	14.07	*	13.10	*	S130202046 GSC2
74	09 25 09.77	-47 52 47.79	2.15	UNID		.0027	.0005	-0.02	0.20	*	*	*	*	
31	09 26 13.69	-48 01 35.77	1.71	UNID		.0026	.0004	+0.52	0.20	*	*	*	*	
39	09 25 13.46	-47 59 53.42	2.08	UNID		.0025	.0004	+0.18	0.18	*	*	*	*	
87	09 25 18.24	-47 47 24.51	4.52	ACe	M2Ve	.0021	.0005	-0.71	0.15	19.18	*	17.30	*	S130202010620 GSC2
59	09 25 14.37	-47 58 41.52	2.19	UNID		.0021	.0004	+0.28	0.26	*	*	*	*	
77	09 25 27.31	-48 02 01.98	2.27	AC	??	.0020	.0004	-0.88	0.07	12.75	11.96	*	*	S130202076 GSC2
69	09 25 31.00	-47 48 51.31	3.45	AC	GV	.0020	.0005	-1.00	0.10	17.32	*	15.77	*	S130202010350 GSC2
96	09 24 57.74	-47 53 06.60	3.04	UNID		.0019	.0004	+0.18	0.28	*	*	*	*	
112	09 24 46.55	-47 56 17.82	3.80	ACe	M3Ve	.0018	.0004	-0.41	0.16	*	*	18.21	16.58	S13020208702 GSC2
83	09 25 03.38	-48 01 36.98	2.11	UNID		.0017	.0004	+0.43	0.28	*	*	*	*	
90	09 24 39.71	-47 52 18.81	2.30	UNID		.0016	.0007	-0.46	0.18	*	*	*	*	
102	09 24 55.08	-47 54 26.90	2.74	AC	A9V	.0016	.0005	-0.29	0.19	16.20	*	14.76	*	S13020209194 GSC2
92	09 26 03.37	-48 06 10.23	2.47	UNID		.0014	.0004	-0.72	0.11	*	*	*	*	
97	09 24 56.76	-47 55 25.20	2.42	UNID		.0012	.0004	+0.45	0.30	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
140	09 26 43.70	-47 51 55.94	1.17	UNID		.0132	.0008	+0.02	0.06	*	*	*	*	
142	09 24 45.70	-48 03 54.07	1.75	UNID		.0045	.0005	-0.12	0.13	*	*	*	*	
144	09 25 07.72	-48 10 19.72	1.30	AC	??	.0031	.0005	-0.82	0.06	17.07	*	15.20	*	S13020204269 GSC2
143	09 25 55.62	-47 46 17.33	1.55	AC	??	.0030	.0004	-0.71	0.08	12.15	11.65	*	*	S130202021 GSC2
151	09 26 42.68	-48 08 45.83	1.84	AC	??	.0021	.0006	-1.00	0.17	13.26	*	12.37	*	S1302020123 GSC2
159	09 24 32.81	-47 59 17.17	1.63	UNID		.0018	.0004	-0.97	0.09	*	*	18.85	16.34	S13020207845 GSC2
154	09 25 12.27	-48 08 32.92	1.21	AC	??	.0017	.0004	+0.33	0.22	18.92	*	18.02	17.28	S13020204905 GSC2
149	09 26 21.80	-47 55 04.24	1.14	AC	??	.0015	.0002	-0.88	0.06	18.38	*	16.56	15.46	S13020208973 GSC2
166	09 25 00.51	-48 04 46.67	1.08	UNID		.0015	.0004	-1.00	0.05	*	*	*	*	
153	09 25 54.47	-47 50 17.38	1.86	AC	??	.0014	.0003	-0.99	0.06	11.45	11.31	*	*	S130202031 GSC2
108	09 24 45.63	-47 57 08.72	3.11	UNID		.0012	.0003	-0.13	0.22	*	*	*	*	

Continue sur la page suivante.

Tab. B.10 Suite de la page précédente

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
162	09 26 49.92	-47 58 55.96	1.08	UNID		.0009	.0002	-0.87	0.05	*	*	*	*	
160	09 25 41.97	-47 53 08.83	1.64	AC	??	.0008	.0002	-1.00	0.13	14.17	*	13.00	*	S130202037 GSC2
155	09 26 34.14	-47 59 27.95	2.42	UNID		.0008	.0002	+0.08	0.21	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
188	09 26 39.80	-47 51 10.01	1.08	AC	??	.0041	.0005	-0.87	0.05	13.78	*	12.70	*	S130202034 GSC2
200	09 24 28.93	-48 00 27.98	1.74	UNID		.0014	.0003	+0.14	0.22	*	*	*	*	

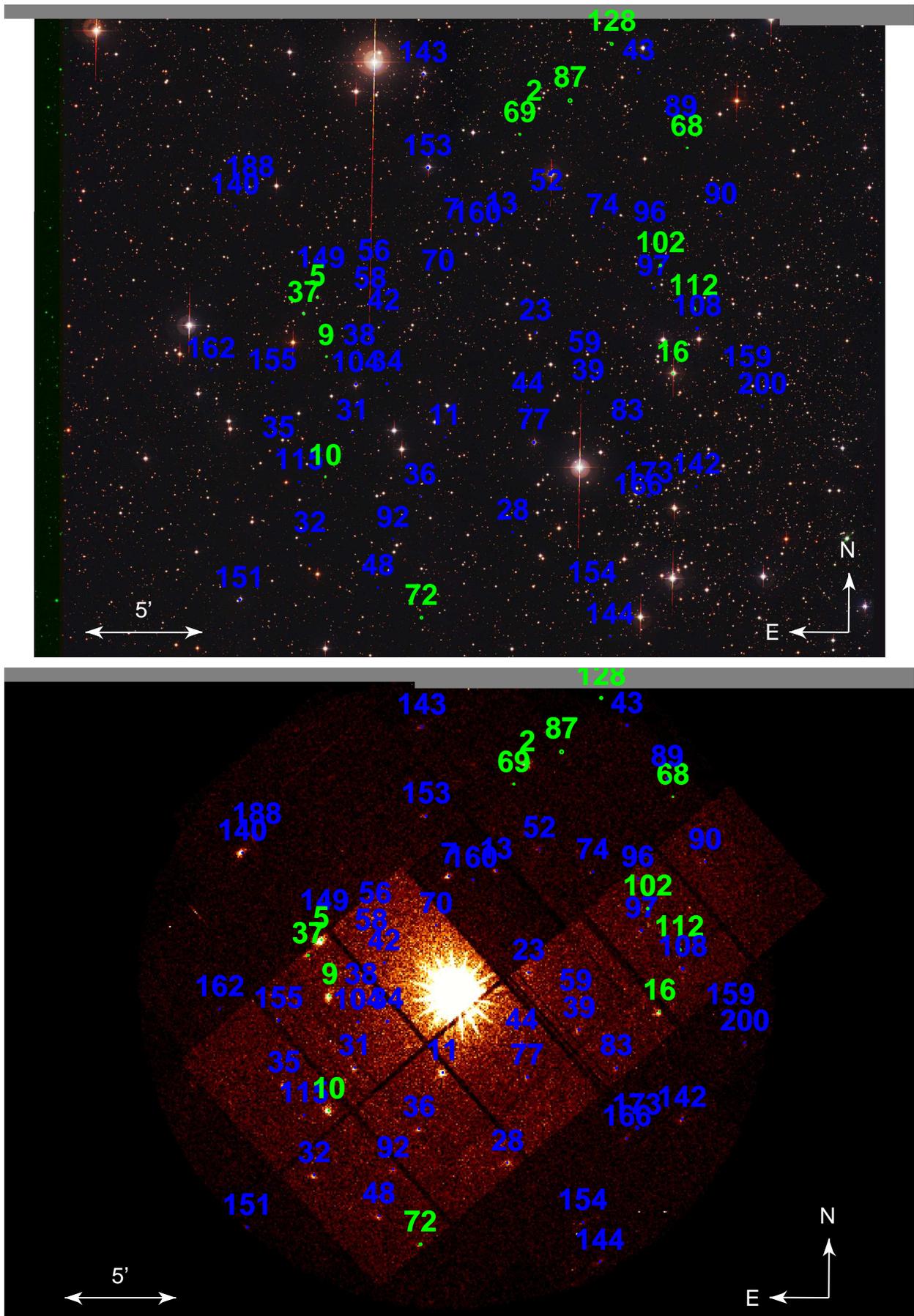


FIG. B.10 – Région de RX J0925.7-4758

TAB. B.11: Identifications optiques dans le champ de GRO J1655-40.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
48	16 55 15.61	-39 45 44.81	2.03	ACe	K4Ve	.0604	.0042	-0.64	0.05	16.30	*	14.60	*	USNOA2 0450-25983415
10	16 53 41.18	-39 57 34.66	1.58	AC	??	.0244	.0018	-0.04	0.08	19.60	*	17.40	*	USNOA2 0450-25905977
12	16 53 40.10	-39 57 09.12	1.81	AC	??	.0189	.0016	+0.04	0.10	*	*	18.25	*	GSC2 S2303221115244
40	16 54 43.01	-39 48 03.43	1.84	AC	A7V	.0189	.0017	-0.54	0.07	13.60	*	13.00	*	USNOA2 0450-25955452
52	16 53 10.45	-39 44 49.33	1.74	AC	K1V	.0182	.0018	-0.60	0.08	15.60	*	13.20	*	USNOA2 0450-25881150
34	16 54 38.15	-40 01 46.67	2.16	AC	G7V	.0129	.0018	-0.66	0.11	16.70	*	15.20	*	USNOA2 0450-25951713
41	16 53 25.70	-39 48 15.15	1.78	AC	??	.0123	.0013	+0.15	0.12	*	*	17.20	*	USNOA2 0450-25893323
13	16 53 04.26	-39 55 58.60	2.62	AC	M2V	.0120	.0018	-0.88	0.10	14.40	*	11.60	*	USNOA2 0450-25876282
59	16 54 44.99	-39 40 53.70	4.53	UNID		.0102	.0022	+0.02	0.19	*	*	*	*	
58	16 54 10.55	-39 42 03.64	2.45	ACe	K1Ve	.0101	.0015	-0.94	0.09	16.30	*	15.10	*	USNOA2 0450-25929537
7	16 55 08.35	-39 59 17.04	9.46	UNID		.0100	.0026	+0.91	0.30	*	*	*	*	
19	16 55 11.66	-39 53 24.44	9.29	UNID		.0098	.0024	-1.00	1.21	*	*	*	*	
1	16 54 45.04	-40 02 28.97	6.70	UNID		.0096	.0019	-0.85	0.16	*	*	*	*	
25	16 55 18.80	-39 53 00.99	7.34	UNID		.0088	.0022	-1.00	0.07	*	*	*	*	
57	16 55 00.27	-39 42 05.29	4.86	AC	??	.0088	.0019	-0.83	0.17	10.24	9.99	*	*	TYC2 1109
2	16 54 54.58	-40 01 37.50	9.48	UNID		.0081	.0027	+0.66	0.40	*	*	*	*	
21	16 53 14.83	-39 53 10.04	2.35	ACe	K4Ve	.0081	.0012	-0.95	0.08	17.50	*	16.10	*	USNOA2 0450-25884472
60	16 54 21.79	-39 39 39.38	4.13	UNID		.0080	.0016	-0.28	0.17	*	*	*	*	
17	16 53 01.02	-39 54 14.72	2.74	UNID		.0077	.0013	-0.38	0.15	*	*	20.00	*	
62	16 54 25.49	-39 37 58.69	7.09	UNID		.0075	.0024	-1.00	0.40	*	*	*	*	
44	16 54 40.54	-39 47 05.63	2.61	AC	G9V	.0075	.0012	-0.61	0.12	17.60	*	15.90	*	USNOA2 0450-25953507
61	16 54 02.49	-39 38 18.75	3.89	UNID		.0065	.0017	-0.17	0.21	*	*	20.00	*	
15	16 54 49.39	-39 54 50.90	5.97	AC	G6V+A9V	.0064	.0015	-0.16	0.29	14.40	*	13.60	*	USNOA2 0450-25960743
5	16 53 34.10	-40 00 04.81	2.74	AC	F5	.0063	.0015	-0.68	0.17	11.12	10.72	*	*	HD 322240
55	16 54 57.98	-39 42 30.72	8.67	UNID		.0059	.0022	-0.31	0.31	*	*	*	*	
4	16 53 26.19	-39 39 14.44	5.86	UNID		.0058	.0015	+0.11	0.24	*	*	*	*	
9	16 54 20.23	-39 58 31.94	3.34	AC	??	.0057	.0011	+0.19	0.20	19.50	*	16.70	*	USNOA2 0450-25937532
6	16 54 26.58	-39 59 15.62	3.55	UNID		.0054	.0009	-1.00	0.58	*	*	*	*	
46	16 54 01.98	-39 46 30.08	3.05	EG	AGN	.0053	.0009	+0.36	0.38	*	*	*	*	NVSS J165402-394630
47	16 55 02.96	-39 46 23.64	8.06	UNID		.0053	.0016	-0.13	0.38	*	*	*	*	
37	16 53 38.98	-40 02 16.80	5.98	UNID		.0051	.0020	+0.27	0.35	*	*	*	*	
31	16 54 26.80	-39 51 03.92	2.77	EG	Radio	.0051	.0008	-0.02	0.17	*	*	20.00	*	NVSS J165426-395106
14	16 53 15.04	-39 55 08.20	4.52	UNID		.0050	.0010	-0.93	0.14	*	*	*	*	
36	16 54 51.97	-39 49 15.86	8.90	UNID		.0047	.0015	+0.13	1.07	*	*	*	*	
53	16 53 49.34	-39 43 56.80	5.53	AC	??	.0047	.0012	-0.50	0.24	*	*	14.34	*	GSC2 S230322141062
32	16 55 05.12	-39 50 58.01	8.29	UNID		.0047	.0019	+0.02	0.54	*	*	*	*	
56	16 54 23.87	-39 42 23.71	3.87	UNID		.0046	.0014	-0.64	0.30	*	*	20.00	*	
45	16 54 21.19	-39 46 35.30	3.01	AC	K0V	.0046	.0008	-0.50	0.15	17.40	*	16.30	*	USNOA2 0450-25938040
49	16 54 07.23	-39 46 01.25	2.76	AC	F3V	.0046	.0008	-1.00	0.04	12.40	*	11.90	*	USNOA2 0450-25926889
22	16 54 16.85	-40 01 49.17	10.9	UNID		.0045	.0016	*	*	*	*	*	*	
18	16 53 27.72	-39 54 06.84	5.09	UNID		.0043	.0010	-0.28	0.24	*	*	20.00	*	
54	16 54 00.03	-39 42 54.15	7.18	UNID		.0043	.0012	-0.29	0.44	*	*	20.00	*	
11	16 53 46.41	-39 57 23.50	3.99	UNID		.0040	.0009	+0.17	0.26	*	*	20.00	*	
42	16 54 18.34	-39 48 05.68	4.44	UNID		.0039	.0008	+0.19	0.24	*	*	*	*	
16	16 54 12.29	-39 54 35.02	2.87	AC	K0V	.0038	.0007	-1.00	0.06	17.10	*	16.10	*	USNOA2 0450-25930682
43	16 53 20.71	-39 47 45.35	4.32	UNID		.0036	.0010	+0.05	0.26	*	*	20.00	*	
26	16 54 21.70	-39 52 40.82	4.50	UNID		.0034	.0008	-0.24	0.26	*	*	20.00	*	
50	16 53 46.27	-39 45 56.37	4.40	UNID		.0033	.0008	-0.07	0.23	*	*	20.00	*	

Continue sur la page suivante.

Tab. B.11 Suite de la page précédente

38	16 54 40.59	-39 49 12.96	5.68	AC	F5V	.0033	.0009	-1.00	0.24	15.30	*	14.50	*	USNOA2 0450-25953271
8	16 53 53.31	-39 59 21.06	6.77	UNID		.0032	.0010	-1.00	0.13	*	*	*	*	
24	16 54 02.07	-39 53 07.40	3.68	AC	??	.0032	.0007	+0.53	0.23	*	*	16.20	*	GSC2 S230322139195
39	16 54 23.39	-39 49 11.94	5.23	UNID		.0032	.0007	+1.00	0.84	*	*	*	*	
3	16 53 57.34	-40 01 28.21	8.90	UNID		.0031	.0011	-0.30	0.33	*	*	*	*	
35	16 54 51.07	-39 50 18.18	8.01	UNID		.0031	.0011	+0.16	0.74	*	*	*	*	
23	16 54 21.83	-39 53 09.38	4.76	AC	??	.0030	.0007	-0.39	0.22	*	*	17.01	*	GSC2 S2303221118717
30	16 54 40.40	-39 51 12.35	7.53	UNID		.0029	.0009	+0.69	0.65	*	*	*	*	
20	16 53 35.23	-39 53 18.35	5.97	UNID		.0026	.0008	-1.00	0.11	*	*	*	*	
28	16 54 26.92	-39 52 27.46	4.64	AC	??	.0026	.0006	-0.28	0.22	*	*	16.39	*	GSC2 S2303221119313
29	16 53 55.03	-39 51 31.33	8.14	UNID		.0025	.0007	+0.15	0.35	*	*	*	*	
27	16 54 11.33	-39 52 36.95	5.39	AC	??	.0022	.0006	-0.57	0.27	*	*	15.86	*	GSC2 S230322139361
51	16 54 04.15	-39 45 39.95	13.0	UNID		.0012	.0005	*	*	*	*	*	*	
SRC	RA	DEC	r90	Classe	Type	mos ₁ tot	error	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2	B	V	R	I	Identification
	(J2000)	(J2000)	arcsec			cts/s	cts/s		error					
79	16 53 36.92	-39 39 44.15	4.36	UNID		.0054	.0015	-1.00	0.35	*	*	*	*	
82	16 53 51.58	-39 36 58.19	3.01	UNID		.0049	.0009	-0.86	0.15	*	*	*	*	
75	16 53 06.08	-40 00 09.39	2.82	UNID		.0042	.0009	+0.55	0.22	*	*	20.00	*	
64	16 53 40.99	-39 37 50.03	5.24	UNID		.0033	.0012	+0.25	0.52	*	*	*	*	
72	16 52 56.04	-39 48 14.31	2.53	UNID		.0029	.0007	-0.20	0.20	*	*	17.45	*	GSC2 S2303221122173
80	16 54 21.99	-39 39 23.70	6.11	UNID		.0028	.0010	-0.53	0.37	*	*	*	*	
65	16 53 14.37	-39 58 07.72	3.19	UNID		.0026	.0007	+0.35	0.31	*	*	20.00	*	
73	16 53 48.26	-39 47 15.91	1.89	UNID		.0026	.0004	-0.22	0.15	*	*	20.00	*	
76	16 54 28.06	-40 01 03.71	3.73	UNID		.0024	.0007	-1.00	0.12	*	*	20.00	*	
66	16 53 50.43	-39 57 59.36	3.49	UNID		.0022	.0005	+0.06	0.23	*	*	20.00	*	
81	16 53 51.93	-39 38 28.39	4.65	UNID		.0022	.0009	-0.39	0.37	*	*	*	*	
63	16 55 04.82	-39 46 32.24	7.82	UNID		.0021	.0009	-0.30	0.74	*	*	*	*	
67	16 53 48.75	-39 55 39.32	2.89	AC	??	.0019	.0004	-0.18	0.22	*	*	13.73	*	GSC2 S230322138316
74	16 54 49.90	-39 45 43.18	6.56	UNID		.0019	.0008	+1.00	0.73	*	*	*	*	
77	16 53 42.82	-39 44 32.05	4.23	UNID		.0013	.0005	-0.34	0.31	*	*	*	*	
78	16 53 52.60	-39 43 59.56	7.62	UNID		.0013	.0005	+0.12	0.41	*	*	*	*	
71	16 54 15.48	-39 51 30.02	4.93	UNID		.0012	.0004	+0.18	0.39	*	*	20.00	*	
68	16 53 24.15	-39 52 38.15	2.52	UNID		.0011	.0004	-0.01	0.31	*	*	20.00	*	
69	16 53 54.09	-39 52 10.18	5.93	UNID		.0008	.0003	+1.00	1.25	*	*	*	*	
70	16 53 54.56	-39 51 55.78	5.69	UNID		.0007	.0002	+1.00	0.33	*	*	*	*	
SRC	RA	DEC	r90	Classe	Type	mos ₂ tot	error	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2	B	V	R	I	Identification
	(J2000)	(J2000)	arcsec			cts/s	cts/s		error					
114	16 53 46.99	-39 38 06.17	3.64	UNID		.0050	.0013	-0.29	0.29	*	*	20.00	*	
83	16 53 57.81	-40 05 10.33	6.94	UNID		.0040	.0013	+1.00	0.73	*	*	*	*	
96	16 53 28.48	-40 01 17.07	3.67	UNID		.0036	.0010	-1.00	0.27	*	*	*	*	
88	16 53 34.20	-39 38 14.02	4.62	UNID		.0032	.0013	+0.91	0.37	*	*	*	*	
108	16 54 55.85	-39 43 53.60	4.67	UNID		.0027	.0009	+0.65	0.35	*	*	*	*	
115	16 53 51.36	-40 05 09.67	4.57	UNID		.0027	.0010	-0.84	0.41	*	*	*	*	
112	16 53 49.26	-40 03 21.46	5.19	UNID		.0026	.0009	-0.48	0.42	*	*	*	*	
113	16 54 13.68	-40 03 41.33	6.24	UNID		.0025	.0011	-0.80	0.50	*	*	*	*	
111	16 54 28.06	-39 39 17.48	4.45	UNID		.0023	.0009	-0.03	1.16	*	*	*	*	
90	16 54 27.84	-39 59 52.22	4.11	UNID		.0021	.0006	+1.00	0.27	*	*	*	*	
86	16 54 36.44	-39 43 42.68	5.16	UNID		.0021	.0008	-1.00	0.54	*	*	20.00	*	

Continue sur la page suivante.

Tab. B.11 Suite de la page précédente

107	16 54 26.14	-39 44 55.72	5.83	UNID		.0019	.0005	+0.92	0.27	*	*	*	*	
106	16 53 17.87	-39 45 17.05	5.05	UNID		.0019	.0006	-0.39	0.65	*	*	*	*	
85	16 54 50.61	-39 47 49.87	5.91	UNID		.0018	.0008	*	*	*	*	*	*	
93	16 53 06.02	-39 56 05.03	4.00	UNID		.0018	.0006	-1.00	0.15	*	*	*	*	
91	16 53 20.97	-39 59 59.49	3.54	UNID		.0018	.0007	-1.00	0.26	*	*	*	*	
110	16 54 45.93	-39 43 28.91	4.11	UNID		.0017	.0005	-1.00	0.45	*	*	*	*	
89	16 54 38.74	-39 59 31.12	5.24	UNID		.0017	.0009	+0.58	0.42	*	*	*	*	
99	16 54 17.72	-39 49 37.53	4.14	AC	??	.0015	.0004	-0.35	0.28	*	*	13.40	*	GSC2 S230322140102
94	16 53 42.76	-39 54 58.86	4.14	UNID		.0014	.0004	-0.63	0.37	*	*	16.47	*	GSC2 S2303221117190
109	16 54 23.92	-39 43 58.81	4.64	UNID		.0014	.0005	-0.28	0.45	*	*	*	*	
101	16 54 19.83	-39 47 49.22	3.69	AC	??	.0014	.0004	+1.00	0.32	*	*	14.36	*	GSC2 S230322140423
104	16 54 14.53	-39 46 29.37	3.22	UNID		.0014	.0004	-0.70	0.25	*	*	20.00	*	
97	16 54 23.34	-39 52 11.62	3.46	UNID		.0014	.0004	-0.51	0.38	*	*	*	*	
87	16 53 14.38	-39 42 16.99	5.05	UNID		.0013	.0004	-1.00	0.15	*	*	*	*	
102	16 53 58.34	-39 47 45.09	4.31	UNID		.0013	.0004	-0.02	0.31	*	*	*	*	
95	16 53 53.58	-39 52 58.32	3.21	AC	??	.0012	.0003	+0.20	0.27	*	*	15.31	*	GSC2 S230322139242
103	16 53 53.66	-39 46 39.04	4.77	UNID		.0011	.0003	+1.00	0.83	*	*	*	*	
98	16 53 48.08	-39 51 02.42	3.55	UNID		.0011	.0003	+0.00	0.26	*	*	20.00	*	
100	16 53 41.62	-39 48 46.39	4.13	UNID		.0009	.0003	-0.53	0.29	*	*	*	*	
105	16 53 57.23	-39 46 19.26	4.52	UNID		.0009	.0003	-1.00	0.43	*	*	20.00	*	
84	16 54 17.85	-39 51 09.51	6.74	UNID		.0008	.0003	-1.00	0.26	*	*	*	*	

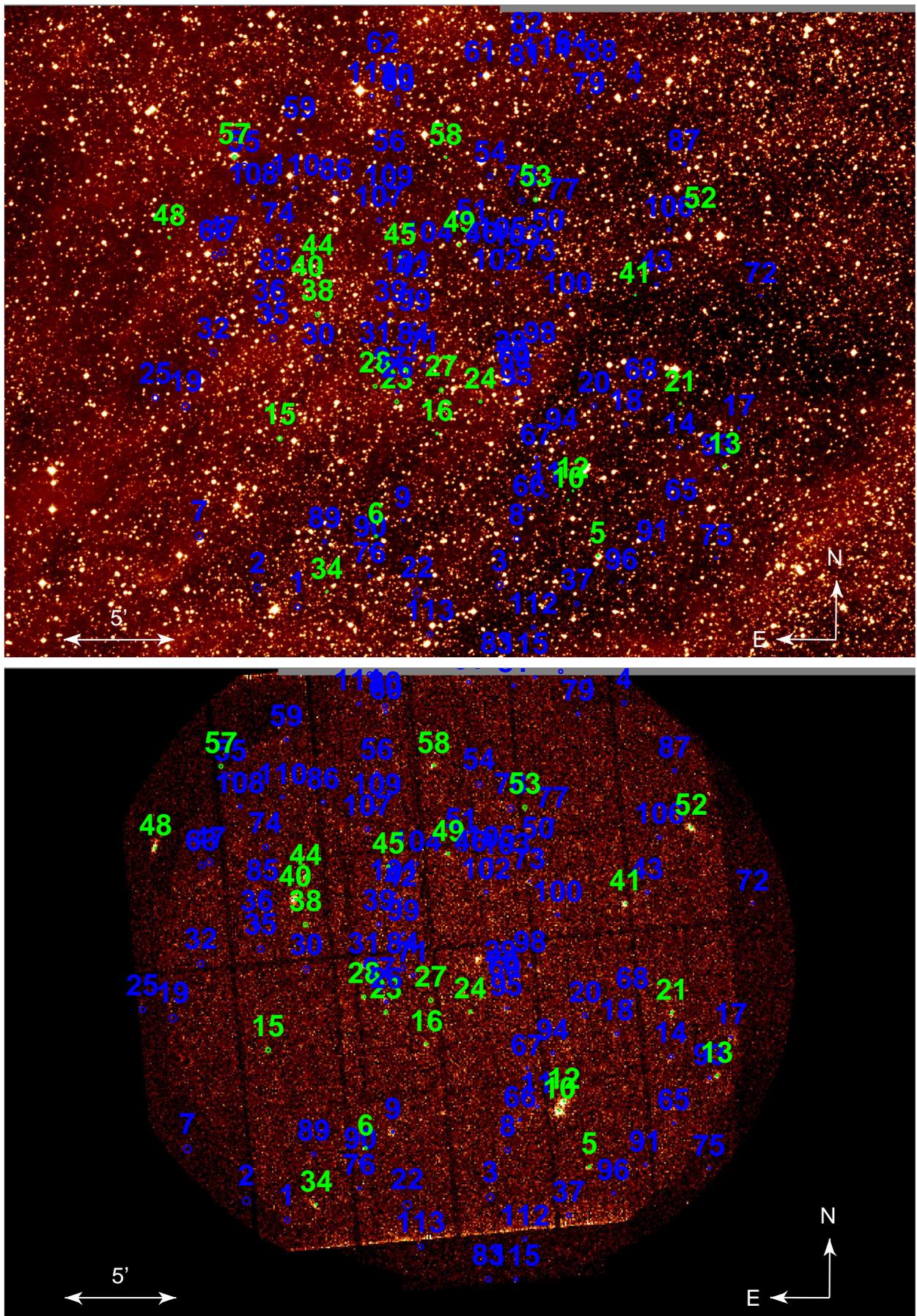


FIG. B.11 – Région de GRO J1655-40

TAB. B.12: Identifications optiques dans le champ de GC 2.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
1	17 47 05.36	-28 09 00.43	1.10	AC	F3V	.1669	.0042	-0.79	0.02	10.15	9.48	*	*	HD 161507
2	17 47 22.82	-28 09 06.22	1.15	SNR	SNR	.1171	.0038	+0.98	0.02	*	*	*	*	SNR 000.9+00.1
3	17 46 45.37	-28 15 48.00	1.26	UNID		.0701	.0047	+0.98	0.02	*	*	*	*	
6	17 48 16.97	-28 07 48.00	1.52	AC	??	.0395	.0038	+0.62	0.10	20.30	*	17.20	*	USNOA20600-28829561
4	17 46 54.71	-28 16 57.24	1.32	AC	G0V	.0374	.0029	-0.47	0.07	16.55	*	14.26	*	GSC2 S222131216860
13	17 48 14.06	-28 16 19.88	1.83	UNID		.0248	.0037	+1.00	0.14	*	*	*	*	Faint M star
7	17 46 31.24	-28 10 29.36	1.46	AC	K1V	.0223	.0027	-0.72	0.09	14.68	*	12.27	*	GSC2 S222131224069
30	17 47 09.84	-28 11 11.27	2.38	UNID		.0215	.0052	+1.00	0.49	*	*	*	*	
5	17 47 17.73	-28 10 26.73	1.35	UNID	IR	.0194	.0016	+0.83	0.10	*	*	*	*	2M17471785-2810256
10	17 47 32.26	-28 08 54.46	1.64	UNID		.0106	.0013	+1.00	0.07	*	*	*	*	USNOB1 0618-0683006
19	17 46 54.28	-28 03 02.07	2.16	UNID		.0096	.0015	+0.56	0.17	*	*	*	*	2M 17465429-2803046
11	17 47 56.14	-28 05 08.99	1.70	UNID		.0095	.0017	-0.17	0.13	*	*	*	*	USNOB1 0619-0718676
39	17 48 28.30	-28 09 29.42	3.74	UNID		.0091	.0020	+0.69	0.26	*	*	*	*	
45	17 48 19.76	-28 07 28.13	3.19	AC	??	.0090	.0021	-0.12	0.30	18.64	*	13.96	*	GSC2 S222131226529
9	17 47 30.89	-28 13 46.72	1.95	ACe	M5V	.0088	.0010	-1.00	0.04	18.96	*	16.72	*	GSC2 S222131220377
15	17 48 02.10	-28 17 09.49	1.96	ACe	M4V	.0081	.0017	-0.86	0.11	17.14	*	15.32	*	GSC2 S222131216392
43	17 48 03.94	-28 14 45.51	2.89	ACe	M5V	.0080	.0017	+0.02	0.34	19.90	*	17.30	*	USNOA20600-28808712
18	17 47 48.30	-28 03 56.97	2.62	UNID		.0079	.0014	+1.00	0.21	*	*	*	*	
16	17 47 46.57	-28 09 02.84	2.58	UNID		.0072	.0011	+0.29	0.30	*	*	*	*	
17	17 47 12.02	-28 09 56.02	1.71	AC	G3V	.0069	.0011	+0.29	0.28	19.00	*	16.70	*	USNOA20600-28722847
14	17 47 14.73	-28 06 13.97	1.98	AC	G7V	.0069	.0009	-0.80	0.10	16.61	*	14.43	*	GSC2 S222131227712
20	17 47 33.10	-28 21 04.89	3.90	AC	??	.0064	.0016	-1.00	0.19	15.40	*	13.94	*	GSC2 S222131211343
27	17 46 47.40	-28 11 07.56	4.47	UNID		.0061	.0013	+1.00	1.04	*	*	*	*	
63	17 48 10.88	-28 18 28.84	4.85	AC	??	.0059	.0025	-0.89	0.13	12.76	10.73	*	*	TYC2 929
26	17 46 52.09	-28 09 13.70	3.21	AC	F9V	.0058	.0010	+0.25	0.21	18.64	*	16.46	*	GSC2 S222131225135
22	17 47 43.24	-28 13 06.65	3.80	UNID		.0058	.0011	+1.00	3.89	*	*	*	*	
34	17 46 58.66	-28 14 19.49	3.45	AC	??	.0054	.0011	+1.00	0.39	16.71	*	15.07	*	GSC2 S222131219989
24	17 47 46.16	-28 06 54.27	3.16	UNID		.0048	.0009	-0.09	0.45	*	*	*	*	GSC2 S222131227014
21	17 47 29.88	-28 13 05.20	2.40	AC	G9V	.0048	.0009	-0.63	0.12	17.50	*	15.86	*	GSC2 S222131221179
48	17 47 34.61	-28 18 34.33	2.77	UNID		.0047	.0012	-0.86	0.21	*	*	*	*	
66	17 46 57.09	-28 13 42.74	5.30	UNID		.0044	.0010	+1.00	0.13	*	*	*	*	
25	17 47 07.75	-28 01 22.72	2.44	AC	K3V	.0044	.0010	-0.92	0.14	14.48	*	12.63	*	GSC2 S222131231922
33	17 47 20.82	-28 13 21.48	4.40	UNID		.0042	.0009	+0.79	0.27	*	*	*	*	
28	17 47 45.97	-28 07 32.37	3.12	UNID		.0042	.0008	-0.49	0.18	*	*	*	*	
44	17 47 35.69	-28 20 12.96	3.34	AC	??	.0039	.0019	-0.75	0.16	18.12	*	15.98	*	GSC2 S222131212417
54	17 46 53.18	-28 02 04.70	5.94	UNID		.0038	.0013	+1.00	0.60	*	*	*	*	
31	17 47 33.59	-28 14 02.35	2.73	UNID		.0037	.0009	+1.00	0.37	*	*	*	*	GSC2 S222131220065
36	17 47 26.75	-28 17 02.20	2.72	ACe	M1V	.0035	.0012	-0.91	0.14	18.34	*	16.58	*	GSC2 S222131216600
32	17 47 17.69	-27 58 36.90	2.28	ACe	K1V	.0031	.0009	-0.62	0.18	16.69	*	15.10	*	GSC2 S222131233929
51	17 47 36.76	-28 14 42.15	2.36	AC	F9V	.0024	.0009	-0.50	0.17	14.75	*	13.45	*	GSC2 S222131219308
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
68	17 47 51.83	-28 02 46.90	2.50	UNID		.0051	.0008	+0.67	0.12	*	*	*	*	
73	17 47 03.29	-28 21 35.22	3.53	UNID		.0035	.0008	+0.85	0.41	*	*	*	*	
69	17 47 08.55	-28 14 10.26	2.35	UNID		.0034	.0006	+0.84	0.11	*	*	*	*	
75	17 46 23.36	-28 11 55.30	2.66	AC	K2V	.0033	.0006	-0.51	0.24	*	*	16.43	*	GSC2 S222131222573

Continue sur la page suivante.

Tab. B.12 Suite de la page précédente

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
84	17 46 36.45	-28 19 08.75	2.79	UNID		.0042	.0010	+0.63	0.29	*	*	*	*	
87	17 48 01.42	-27 59 01.31	2.99	UNID		.0036	.0009	-1.00	0.90	*	*	*	*	
89	17 47 56.54	-27 58 40.18	3.03	UNID		.0032	.0008	-0.53	0.21	*	*	*	*	
85	17 46 47.85	-28 16 46.21	4.59	UNID		.0024	.0007	-1.00	2.02	*	*	*	*	
86	17 46 36.20	-28 08 40.42	6.00	UNID		.0020	.0005	-0.87	0.25	*	*	*	*	
93	17 46 27.18	-28 12 08.45	5.62	UNID		.0018	.0005	-0.06	0.30	*	*	*	*	
79	17 46 46.02	-28 09 20.48	4.22	UNID		.0018	.0003	-1.00	0.75	*	*	*	*	
78	17 47 09.05	-28 09 18.48	4.45	UNID		.0016	.0004	+1.00	0.90	*	*	*	*	
88	17 47 29.44	-27 57 26.12	5.60	UNID		.0013	.0005	-1.00	0.45	*	*	*	*	

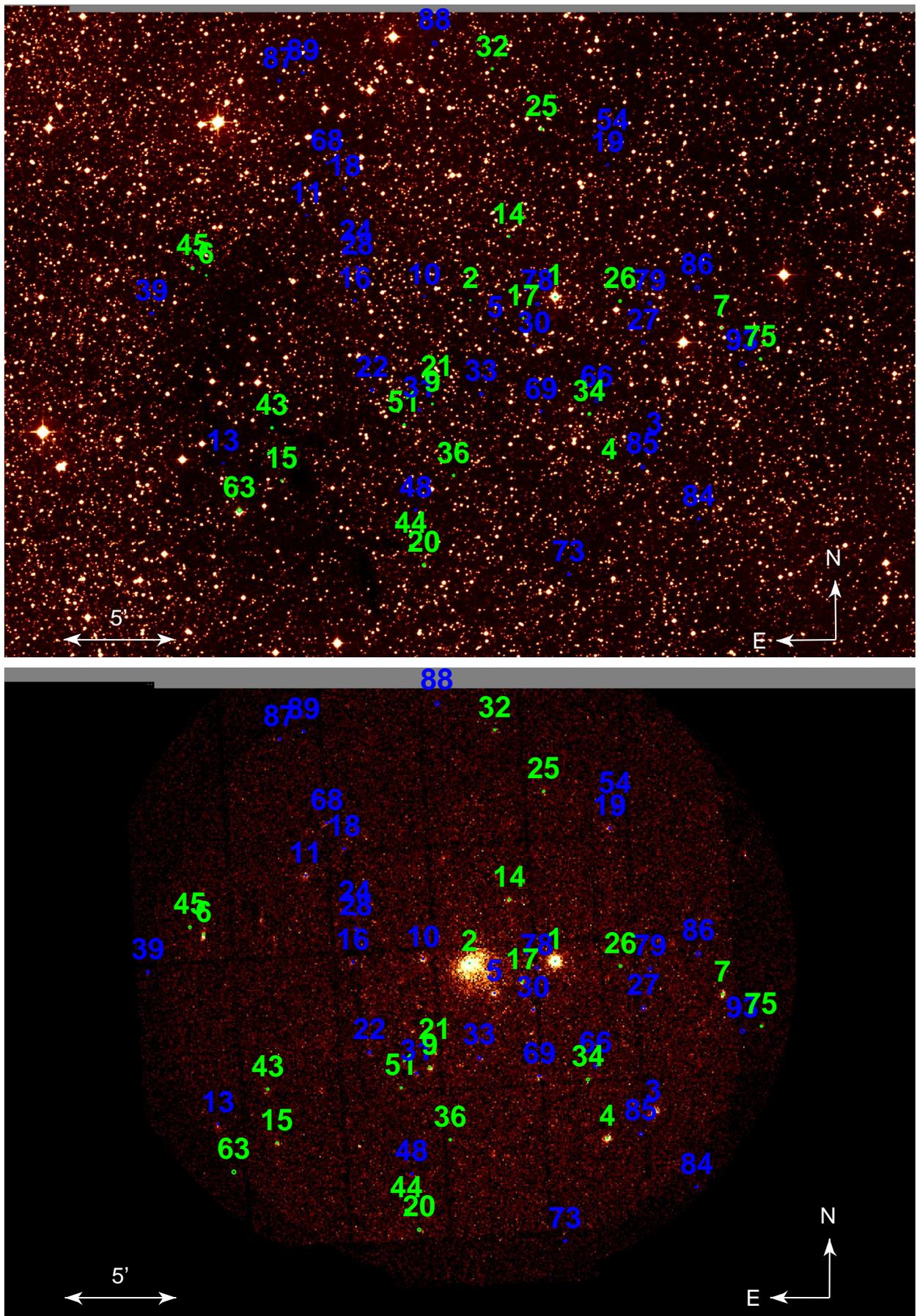


FIG. B.12 – Région de GC 2

TAB. B.13: Identifications optiques dans le champ de WR 110.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	B	V	R	I	Identification
3	18 07 06.82	-19 26 00.19	1.16	ACe	M1V	.0406	.0023	-0.95	0.02	15.30	*	13.40	*	USNOA2-0675-24160250
2	18 08 02.17	-19 15 06.35	1.23	AC	K1V	.0309	.0017	-0.73	0.04	15.20	*	12.90	*	USNOA2-0675-24183149
6	18 07 12.66	-19 13 33.13	2.05	AC	G6V	.0299	.0035	-0.95	0.03	12.53	11.46	*	*	Bright Star A
4	18 07 36.42	-19 26 57.49	1.20	AC	G8V	.0226	.0014	-0.12	0.06	17.60	*	15.40	*	USNOA2-0675-24183149
5	18 08 22.43	-19 18 12.55	1.31	AC	K2V	.0171	.0013	-0.73	0.06	16.10	*	14.30	*	USNOA-0675-24218303
11	18 07 49.51	-19 26 06.49	1.31	AC	G8V	.0142	.0013	-0.92	0.05	15.10	*	13.60	*	USNOA2-0675-24193210
8	18 08 04.43	-19 24 52.52	1.29	ACe	K3III	.0140	.0011	-0.39	0.08	*	*	18.56	17.29	Star A
16	18 07 13.39	-19 17 29.06	1.65	AC	F5V	.0114	.0016	-1.00	0.08	10.47	9.81	*	*	HD 165552
10	18 07 41.47	-19 17 00.24	1.53	UNID		.0102	.0012	+0.81	0.10	*	*	*	*	Likely EG
7	18 08 04.27	-19 17 05.26	1.63	AC	F3V	.0088	.0009	-0.96	0.03	13.90	*	12.40	*	USNOA2-0675-24204258
13	18 07 22.61	-19 20 37.48	1.60	AC	G9V	.0087	.0010	-0.87	0.05	16.50	*	15.40	*	USNOA2-0675-24172434
14	18 07 23.43	-19 24 06.30	1.65	UNID		.0085	.0010	-0.26	0.12	*	*	*	*	Several objects obs
21	18 07 38.26	-19 32 15.67	1.92	ACe	M3Ve	.0083	.0011	+0.38	0.15	*	*	19.59	18.13	Star A
34	18 06 56.32	-19 22 47.76	2.52	AC	F6V	.0078	.0019	-1.00	0.08	10.12	9.51	*	*	HD 165481
25	18 07 13.23	-19 27 07.00	1.97	UNID		.0073	.0011	+0.51	0.23	*	*	*	*	Likely EG
23	18 08 22.34	-19 28 33.61	2.16	UNID		.0070	.0010	+0.49	0.23	*	*	*	*	Likely EG
39	18 07 37.84	-19 14 08.02	3.60	UNID		.0068	.0014	+0.43	0.16	*	*	*	*	
17	18 07 48.65	-19 18 34.57	1.74	UNID		.0066	.0008	+0.76	0.09	*	*	17.60	*	Likely EG
29	18 07 27.76	-19 32 25.06	2.20	UNID		.0064	.0013	-0.88	0.09	*	*	*	*	
38	18 07 01.87	-19 20 41.70	3.80	AC	K0V	.0061	.0013	-0.70	0.11	*	*	16.72	15.69	Star B
41	18 07 58.77	-19 36 49.61	5.64	AC	K0V	.0060	.0014	-0.80	0.11	12.66	11.47	*	*	GSC S300103219
24	18 07 33.36	-19 30 44.91	1.93	UNID		.0060	.0010	+0.79	0.19	*	*	*	*	Likely EG
19	18 08 14.51	-19 26 59.85	1.77	ACe	M3Ve	.0056	.0008	-0.79	0.06	*	*	17.62	16.04	
59	18 06 58.13	-19 27 23.47	3.71	UNID		.0054	.0014	-0.40	0.19	*	*	*	*	
15	18 07 58.59	-19 23 11.06	1.87	UNID		.0053	.0007	+0.46	0.26	*	*	*	*	Likely EG
64	18 08 42.70	-19 23 04.82	4.44	UNID		.0051	.0013	-0.03	0.27	*	*	*	*	
51	18 07 42.81	-19 37 17.69	4.96	UNID		.0050	.0014	+1.00	3.52	*	*	*	*	
57	18 08 30.04	-19 27 14.34	4.37	UNID		.0049	.0011	-0.11	0.27	*	*	*	*	
67	18 06 56.36	-19 27 06.01	3.82	UNID		.0047	.0015	-1.00	0.23	*	*	*	*	
65	18 07 48.69	-19 20 35.77	1.76	UNID		.0046	.0009	-0.46	0.16	*	*	*	*	
45	18 08 22.40	-19 35 00.91	3.14	UNID		.0046	.0010	+0.49	0.25	*	*	*	*	
30	18 08 05.50	-19 23 05.13	2.22	AC	A5V	.0044	.0007	-0.67	0.11	16.30	*	14.80	*	USNOA2-0675-24205191
22	18 07 54.03	-19 20 34.04	2.14	UNID		.0042	.0006	+0.29	0.20	*	*	*	*	
43	18 07 32.37	-19 19 47.85	2.36	AC	K0V	.0041	.0007	-0.58	0.17	18.50	*	16.90	*	USNOA2-0675-24179946
48	18 08 19.58	-19 14 07.40	3.62	AC	K0V	.0040	.0011	-0.83	0.16	17.30	*	15.30	*	USNOA2-0675-24215901 (A)
33	18 08 16.78	-19 19 39.65	1.93	XRB	Be/X	.0040	.0007	+0.07	0.18	*	*	22.06	19.50	Star B
56	18 08 08.83	-19 35 52.89	4.34	UNID		.0038	.0013	-0.77	0.13	*	*	*	*	
40	18 07 22.20	-19 14 44.60	3.54	AC	K2V	.0038	.0014	-0.79	0.13	16.50	*	15.60	*	USNOA2-0675-24172140 (A)
36	18 08 03.73	-19 27 43.30	2.40	ACe	M4Ve	.0038	.0006	-0.41	0.14	*	*	20.85	19.09	Star B
49	18 07 20.99	-19 18 56.60	2.30	AC	K0V	.0036	.0010	-0.73	0.12	14.20	*	12.40	*	USNOA2-0675-24171125 (B)
32	18 07 52.85	-19 26 22.90	1.89	AC	A2V	.0034	.0006	-0.88	0.10	13.50	*	12.30	*	USNOA2-0675-24195651
79	18 07 22.05	-19 24 56.86	4.97	UNID		.0034	.0008	+0.57	0.28	*	*	*	*	
69	18 08 28.25	-19 31 40.81	5.89	UNID		.0034	.0008	+0.27	0.38	*	*	*	*	
31	18 07 33.27	-19 26 44.44	3.28	UNID		.0033	.0006	-0.80	0.14	*	*	*	*	
42	18 07 34.95	-19 21 59.56	2.52	UNID		.0032	.0006	+0.71	0.26	*	*	*	*	
37	18 07 39.36	-19 23 46.05	2.75	ACe	M5Ve	.0032	.0005	-0.83	0.09	*	*	19.92	17.84	Star A
53	18 08 06.77	-19 24 50.21	3.11	UNID		.0031	.0007	-0.41	0.22	*	*	*	*	
47	18 07 39.63	-19 20 37.84	2.48	AC	K1V	.0027	.0006	-0.75	0.11	*	*	17.08	16.34	GSC S3001033390 (A)

Continue sur la page suivante.

Tab. B.13 Suite de la page précédente

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type toto	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
77	18 07 45.04	-19 33 06.74	3.42	UNID		.0026	.0009	-1.00	0.24	*	*	*	*	
63	18 06 53.34	-19 18 42.47	5.48	UNID		.0026	.0015	-0.94	0.14	*	*	*	*	
61	18 08 19.58	-19 22 52.88	2.43	UNID		.0023	.0006	+0.41	0.25	*	*	*	*	
81	18 08 12.26	-19 25 00.11	2.77	UNID		.0021	.0006	-0.79	0.15	*	*	*	*	
52	18 07 56.10	-19 32 03.89	8.03	UNID		.0020	.0007	-1.00	0.07	*	*	*	*	
46	18 08 25.65	-19 20 32.95	4.04	UNID		.0019	.0006	+1.00	2.44	*	*	*	*	
68	18 08 03.01	-19 25 23.17	4.37	UNID		.0018	.0005	-0.85	0.12	*	*	*	*	
72	18 08 09.45	-19 24 10.72	4.39	UNID		.0018	.0005	-0.66	0.14	*	*	*	*	
58	18 07 24.87	-19 19 20.72	5.36	UNID		.0018	.0006	-1.00	0.14	*	*	*	*	
75	18 07 39.08	-19 29 54.78	4.74	UNID		.0018	.0006	-0.92	0.20	*	*	*	*	
87	18 07 39.73	-19 25 01.62	8.17	UNID		.0018	.0005	-0.07	0.27	*	*	*	*	
71	18 08 31.23	-19 23 29.13	2.68	UNID		.0008	.0006	*	*	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
20	18 07 18.39	-19 24 53.08	2.48	AC	G8V	.0037	.0006	-0.02	0.16	17.10	*	15.40	*	USNOA2-0675-24169188
27	18 07 36.68	-19 29 44.59	2.41	AC	G6V	.0031	.0006	-0.42	0.11	17.30	*	15.30	*	USNOA2-0675-24183299
90	18 07 49.69	-19 14 02.54	2.16	UNID		.0030	.0006	+0.70	0.19	*	*	*	*	
26	18 08 33.72	-19 23 18.72	2.70	AC	K0V	.0015	.0004	-0.98	0.04	13.14	11.49	*	*	GSC S3001032446
101	18 08 07.09	-19 24 01.13	3.76	UNID		.0012	.0002	-0.18	0.20	*	*	*	*	
94	18 08 09.58	-19 18 48.62	2.68	UNID		.0012	.0002	+0.67	0.35	*	*	*	*	
93	18 07 58.47	-19 25 24.33	3.44	UNID		.0012	.0002	+0.59	0.30	*	*	*	*	

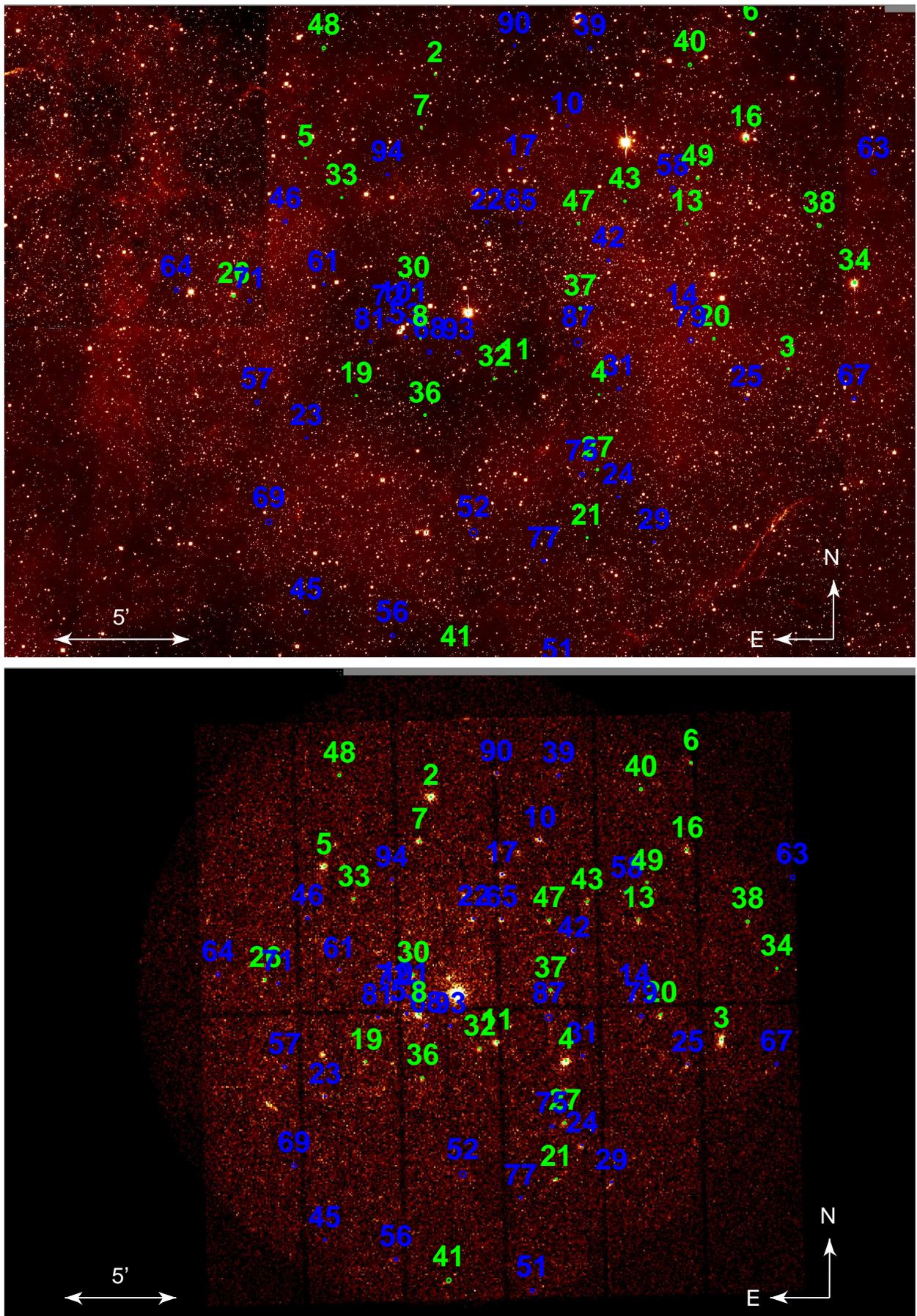


FIG. B.13 – Région de WR 110

TAB. B.14: Identifications optiques dans le champ de Ridge 3.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
1	18 27 40.58	-11 39 54.06	1.38	ACe	M5e	.0475	.0040	-0.80	0.06	19.21	*	16.97	*	S300111038707
2	18 27 06.25	-11 24 37.41	1.74	UNID		.0221	.0026	+0.73	0.12	*	*	19.00	*	Likely EG
4	18 27 03.78	-11 37 12.73	1.58	ACe	??	.0216	.0034	-0.32	0.13	18.75	*	16.17	*	S300111041110
6	18 27 50.73	-11 35 48.29	1.77	UNID		.0149	.0021	-0.00	0.15	*	*	20.50	*	
3	18 27 32.29	-11 33 58.37	1.51	AC	FG	.0148	.0018	+0.20	0.14	22.80	19.88	18.37	*	S300111076856
9	18 27 49.55	-11 37 25.43	1.90	UNID		.0139	.0022	+0.02	0.16	*	*	19.60	*	A/B unrelated (ESO)
16	18 28 24.92	-11 27 21.18	2.43	AC	??	.0131	.0023	+0.06	0.21	19.40	*	17.01	*	S300111050970
5	18 27 44.76	-11 39 55.74	2.61	AC	G8	.0126	.0023	-0.85	0.08	13.40	*	11.47	*	S3001110395
7	18 27 28.65	-11 37 40.55	1.90	AC	G3	.0121	.0020	-0.68	0.14	17.07	*	13.19	*	S3001110332
8	18 27 26.69	-11 20 41.00	2.12	AC	G2	.0117	.0020	-0.53	0.11	16.25	*	14.24	*	S30030205936
11	18 27 14.70	-11 18 12.70	2.26	ACe	M6e	.0117	.0024	+0.10	0.18	*	*	21.00	*	Star B
18	18 27 48.92	-11 21 33.15	2.90	ACe	M4e	.0076	.0015	-0.76	0.13	*	*	17.95	*	S30030204873
19	18 26 58.44	-11 33 00.42	3.86	ACe	A0	.0076	.0017	-0.04	0.17	15.15	*	13.60	*	GSC2 S3001110207
17	18 27 33.79	-11 40 08.90	3.57	AC	??	.0076	.0022	-0.73	0.13	19.47	*	17.15	*	S300111038432
10	18 27 41.16	-11 27 16.06	1.90	AC	K0	.0070	.0013	-0.62	0.17	17.66	*	15.48	*	S300111051242
15	18 27 30.64	-11 35 11.48	2.61	AC	A2	.0068	.0013	-0.87	0.15	13.24	*	12.20	*	GSC S3001110268
12	18 27 34.23	-11 23 05.11	2.92	ACe	M5e	.0060	.0012	-0.57	0.13	21.70	*	18.80	*	USNOB107860413863
22	18 27 11.32	-11 32 58.22	3.84	UNID		.0055	.0012	+1.00	0.64	*	*	*	*	
13	18 28 19.07	-11 30 19.87	6.85	UNID		.0054	.0015	-0.89	0.16	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
20	18 26 50.18	-11 26 35.77	3.88	UNID		.0028	.0009	+0.44	0.21	*	*	21.00	*	
30	18 27 11.96	-11 28 04.96	2.82	UNID		.0022	.0004	+0.35	0.19	*	*	18.12	*	
21	18 27 18.01	-11 28 20.35	2.73	AC	F8	.0021	.0004	+0.03	0.17	18.73	*	16.20	*	GSC2 S300111049977

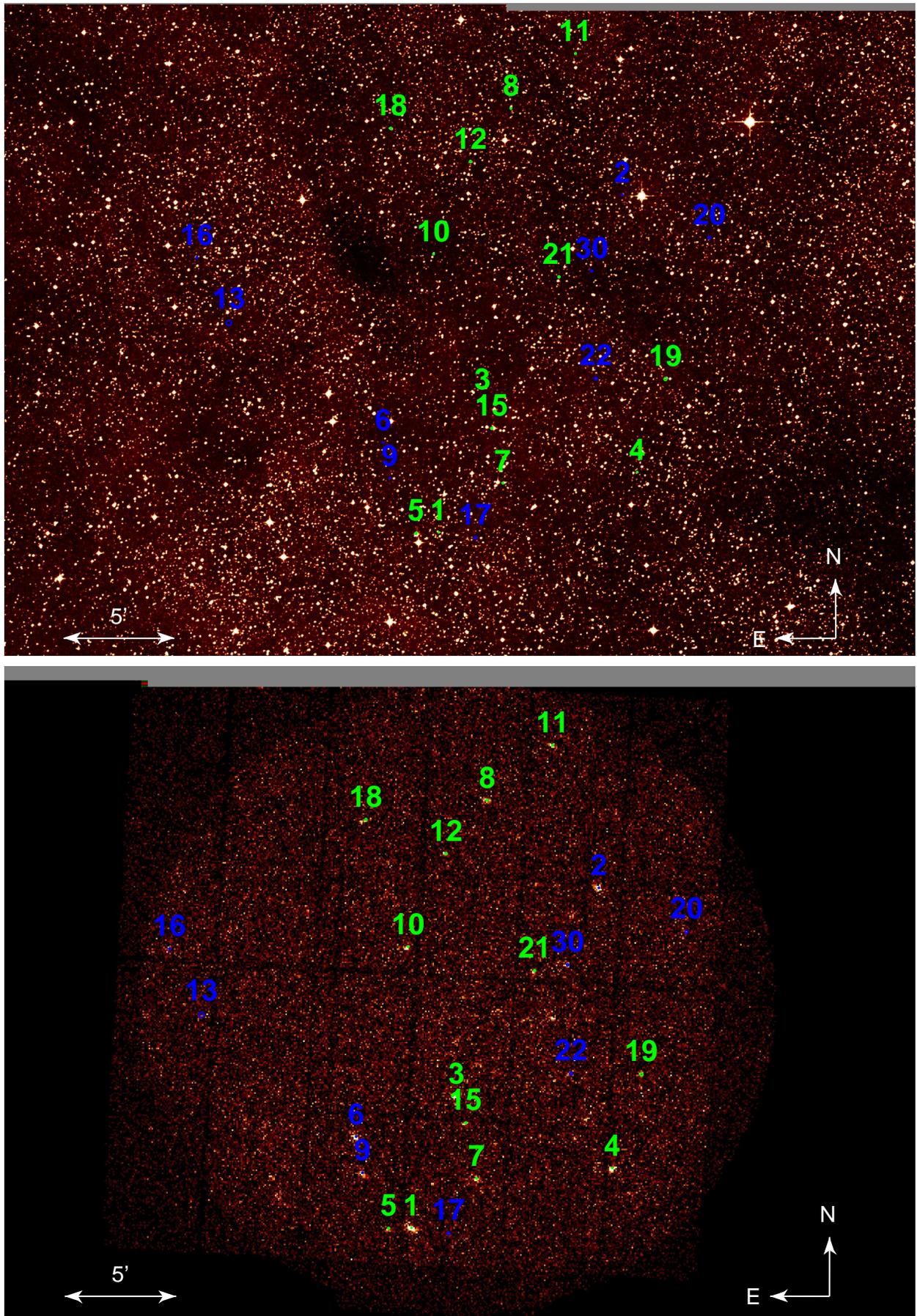


FIG. B.14 – Région de Ridge 3

TAB. B.15: Identifications optiques dans le champ de Ridge 4.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
1	18 28 45.72	-11 17 11.52	3.25	ACe	K7V	.3427	.0135	-0.86	0.02	13.54	*	11.71	*	GSC2.2 S3003020461
2	18 27 56.92	-11 04 48.31	3.26	UNID		.0562	.0043	+0.82	0.05	*	*	*	*	
3	18 28 27.70	-11 17 51.40	3.41	UNID		.0495	.0052	+0.60	0.11	*	*	*	*	
4	18 27 46.34	-11 02 51.62	3.43	UNID		.0275	.0037	+0.29	0.15	*	*	20.00	*	
8	18 28 19.76	-11 17 56.73	3.82	UNID		.0131	.0020	+0.13	0.18	*	*	18.20	*	GSC2.2 S300302047577
5	18 28 13.73	-11 01 14.15	4.49	UNID		.0129	.0019	+0.36	0.24	*	*	*	*	
23	18 29 10.31	-11 03 04.00	4.53	UNID		.0127	.0034	-0.20	0.17	20.17	*	17.72	*	GSC2.2 S300302020624
6	18 28 07.94	-10 59 45.02	3.51	UNID		.0127	.0019	+0.27	0.20	12.595	9.809	*	*	
7	18 28 11.76	-11 04 38.62	3.71	AC	M2V	.0115	.0019	-0.08	0.21	11.95	9.55	*	*	BD-11 4642
10	18 28 23.01	-10 59 54.04	4.00	AC	??	.0104	.0023	+1.00	0.59	17.85	*	15.45	*	GSC2.2 S300302022732
9	18 27 57.12	-11 05 44.36	3.94	UNID		.0078	.0015	-0.23	0.19	*	*	*	*	
18	18 28 44.80	-11 14 48.04	7.69	UNID		.0039	.0026	*	*	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
37	18 27 26.88	-11 14 51.02	5.76	AC	??	.0235	.0082	-0.68	0.19	16.82	*	13.93	*	GSC2.2 S300302011593
35	18 28 32.03	-11 20 10.25	5.34	AC	??	.0081	.0017	-0.49	0.16	19.65	*	16.42	*	GSC2.2 S30030206275
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
41	18 27 40.01	-11 16 06.36	4.92	UNID		.0044	.0010	-0.32	0.32	21.45	*	18.44	*	GSC2.2 S300302049394
39	18 27 39.66	-11 13 48.92	4.61	AC	??	.0041	.0007	-0.66	0.23	19.31	*	16.26	*	GSC2.2 S300302012611
46	18 28 31.30	-11 09 38.54	5.63	UNID		.0021	.0006	-0.84	0.14	*	*	*	*	
40	18 28 16.97	-11 11 34.86	4.60	UNID		.0021	.0006	-1.00	0.20	*	*	*	*	
43	18 28 38.99	-11 02 39.24	5.68	UNID		.0020	.0006	+0.29	0.45	*	*	*	*	
44	18 28 09.11	-11 07 02.79	4.29	AC	??	.0017	.0004	-0.93	0.31	17.08	*	15.50	*	GSC2.2 S300302018033

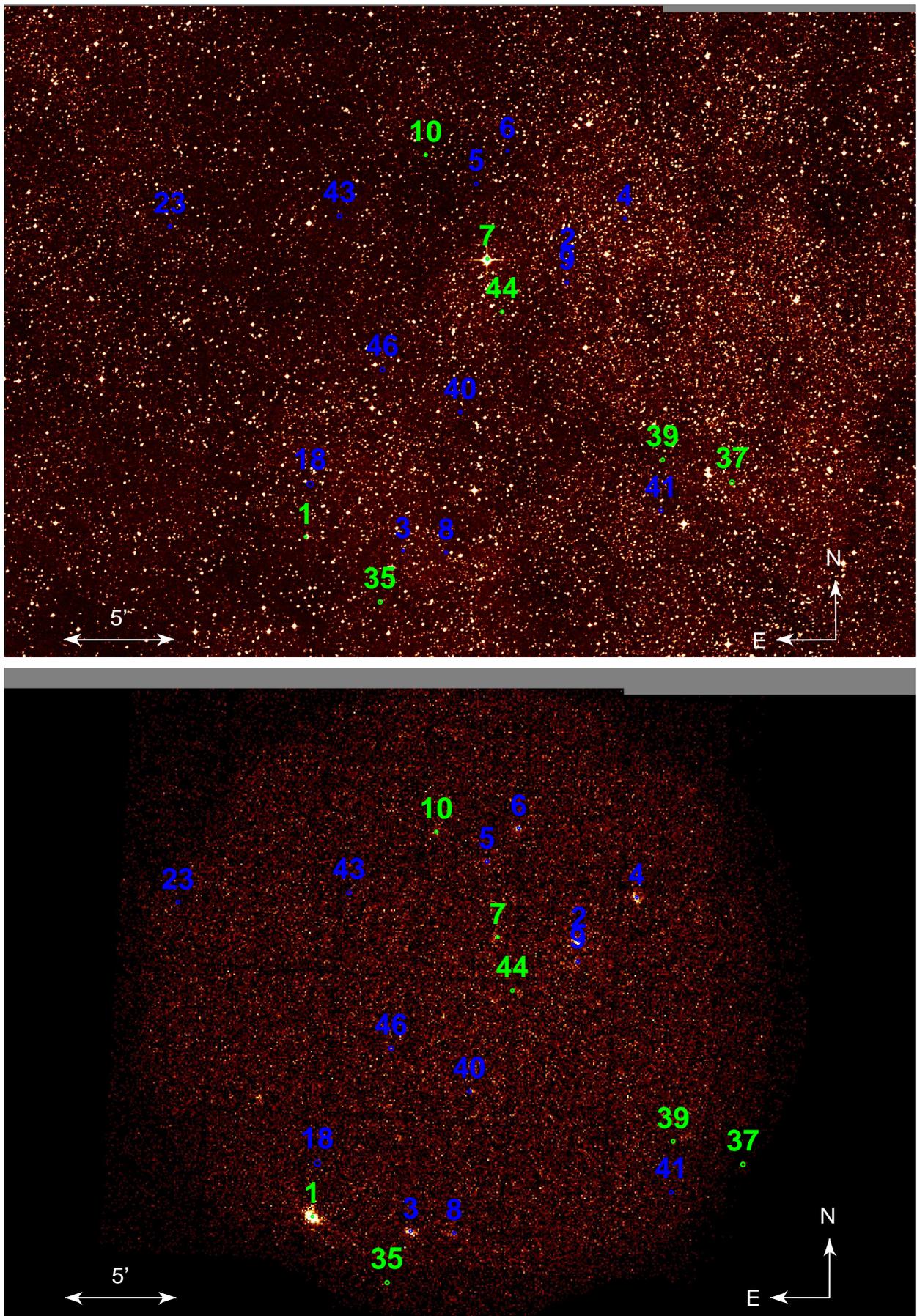


FIG. B.15 – Région de Ridge 4

TAB. B.16: Identifications optiques dans le champ de G21.5-09.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	B	V	R	I	Identification
44	18 32 20.83	-10 35 11.85	1.10	EG	GC	.1222	.0035	+0.92	0.02	*	*	*	*	Cluster of Galaxies
1	18 33 28.74	-10 24 09.29	1.09	Be/X	Be	.1215	.0042	+0.04	0.04	12.30	*	10.61	*	USNO 0750-13549725 C
3	18 33 27.70	-10 35 23.91	1.11	Be/X	B0V	.1017	.0028	+0.02	0.03	11.90	*	*	*	SS 397
5	18 33 16.51	-10 23 39.17	1.49	UNID		.0218	.0024	+0.83	0.09	*	*	*	*	
4	18 33 15.78	-10 29 35.43	1.27	UNID	K-G ?	.0195	.0014	+0.07	0.08	*	19.97	18.12	*	
8	18 32 52.19	-10 29 00.00	1.54	UNID		.0184	.0019	+0.71	0.08	*	*	*	*	
7	18 33 00.00	-10 29 13.34	1.27	UNID		.0177	.0016	+0.17	0.11	*	*	22.60	*	
48	18 34 01.44	-10 27 54.96	1.08	UNID		.0172	.0019	+0.92	0.09	*	*	*	*	
60	18 32 38.32	-10 49 07.35	1.10	UNID		.0161	.0019	+0.18	0.13	*	*	*	*	
40	18 32 28.17	-10 27 10.51	1.17	ACe	M4Ve	.0150	.0015	-0.53	0.08	22.02	*	19.14	*	Star A
27	18 32 23.13	-10 43 49.45	1.39	ACe	M2e	.0093	.0012	-0.84	0.06	*	20.43	19.27	*	Star A
9	18 32 59.89	-10 36 26.27	1.08	UNID		.0087	.0013	+1.00	0.11	*	*	22.30	*	
43	18 32 11.38	-10 34 42.72	1.79	UNID		.0085	.0012	+0.00	0.13	*	*	20.00	*	
10	18 33 02.37	-10 42 10.95	1.33	AC	K4V	.0079	.0012	-1.00	0.07	9.88	9.02	*	*	USNO 0750-13519182
14	18 33 36.69	-10 41 30.02	1.74	UNID		.0070	.0015	+0.01	0.24	*	*	20.50	*	
6	18 33 07.55	-10 26 31.26	2.06	AC	??	.0067	.0013	+1.00	1.91	*	17.32	16.26	*	S300302317102
18	18 34 00.23	-10 39 27.87	1.28	UNID		.0058	.0010	+0.69	0.20	*	*	22.30	*	
0	18 33 50.15	-10 28 17.28	1.57	UNID		.0055	.0011	+0.11	0.17	*	*	21.70	*	
15	18 33 37.92	-10 42 10.35	2.13	ACe	M3Ve	.0054	.0012	+1.00	0.52	*	16.29	15.33	*	S300302119972
42	18 32 18.18	-10 27 44.15	1.46	UNID		.0052	.0011	-0.61	0.12	*	*	18.30	*	
41	18 32 27.11	-10 28 05.92	1.61	UNID		.0050	.0009	-0.80	0.43	*	*	*	*	
16	18 33 40.24	-10 42 00.16	2.93	UNID		.0049	.0010	+0.82	0.19	*	*	*	*	
22	18 33 04.48	-10 37 29.05	1.08	UNID		.0037	.0006	+0.65	0.22	*	*	22.90	*	
31	18 32 38.90	-10 34 58.68	1.26	AC	K2-G7	.0035	.0006	-0.12	0.17	*	18.12	16.38	*	S300302312261
37	18 32 39.20	-10 31 25.08	2.47	AC	K0	.0033	.0006	-0.60	0.18	*	16.37	14.90	*	S300302314213
25	18 32 58.35	-10 40 31.85	3.35	UNID		.0031	.0006	+0.02	0.22	*	*	*	*	
39	18 32 31.41	-10 33 23.81	1.08	AC	??	.0031	.0006	-0.62	0.18	*	18.50	17.12	*	S300302313113
23	18 33 05.77	-10 41 59.49	1.13	UNID		.0029	.0006	+0.87	0.21	*	*	21.50	*	
38	18 32 35.69	-10 31 50.76	1.62	UNID		.0028	.0006	-0.28	0.20	*	*	*	*	
13	18 33 31.46	-10 40 27.70	1.09	ACe	M2Ve	.0028	.0008	-1.00	0.22	16.13	*	13.74	*	S300302120331
28	18 32 39.16	-10 41 10.03	6.00	UNID		.0026	.0006	+0.74	0.27	*	*	*	*	
24	18 33 03.97	-10 42 07.88	*	AC	G5V	.0026	.0007	-0.88	0.15	9.89	9.02	*	*	HD 171052
29	18 32 40.88	-10 39 45.80	4.10	UNID		.0022	.0005	-0.23	0.45	*	*	*	*	
30	18 32 41.53	-10 38 30.29	4.54	UNID		.0022	.0005	+0.87	0.42	*	*	*	*	
33	18 33 09.01	-10 35 07.17	3.71	UNID		.0012	.0004	-1.00	2.06	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	B	V	R	I	Identification
36	18 32 47.52	-10 30 31.98	1.20	AC	K2-G7	.0044	.0010	-0.09	0.21	*	17.96	16.35	*	S300302314672
58	18 32 54.50	-10 38 04.35	2.62	UNID		.0018	.0003	+0.34	0.18	*	*	22.00	*	
56	18 33 21.19	-10 30 07.22	4.40	UNID		.0017	.0004	+0.35	0.28	*	15.28	14.52	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	B	V	R	I	Identification
62	18 32 26.11	-10 38 45.11	1.38	UNID		.0018	.0006	-0.59	0.16	*	20.25	18.69	*	
70	18 33 28.80	-10 40 26.30	1.45	UNID		.0012	.0003	-0.74	0.46	*	*	22.00	*	
32	18 33 01.77	-10 35 29.24	1.11	UNID		.0011	.0002	+0.67	0.21	*	*	22.20	*	
21	18 33 05.93	-10 37 22.73	1.11	AC	G4V	.0010	.0003	-1.00	0.12	*	17.56	16.30	*	S300302120860

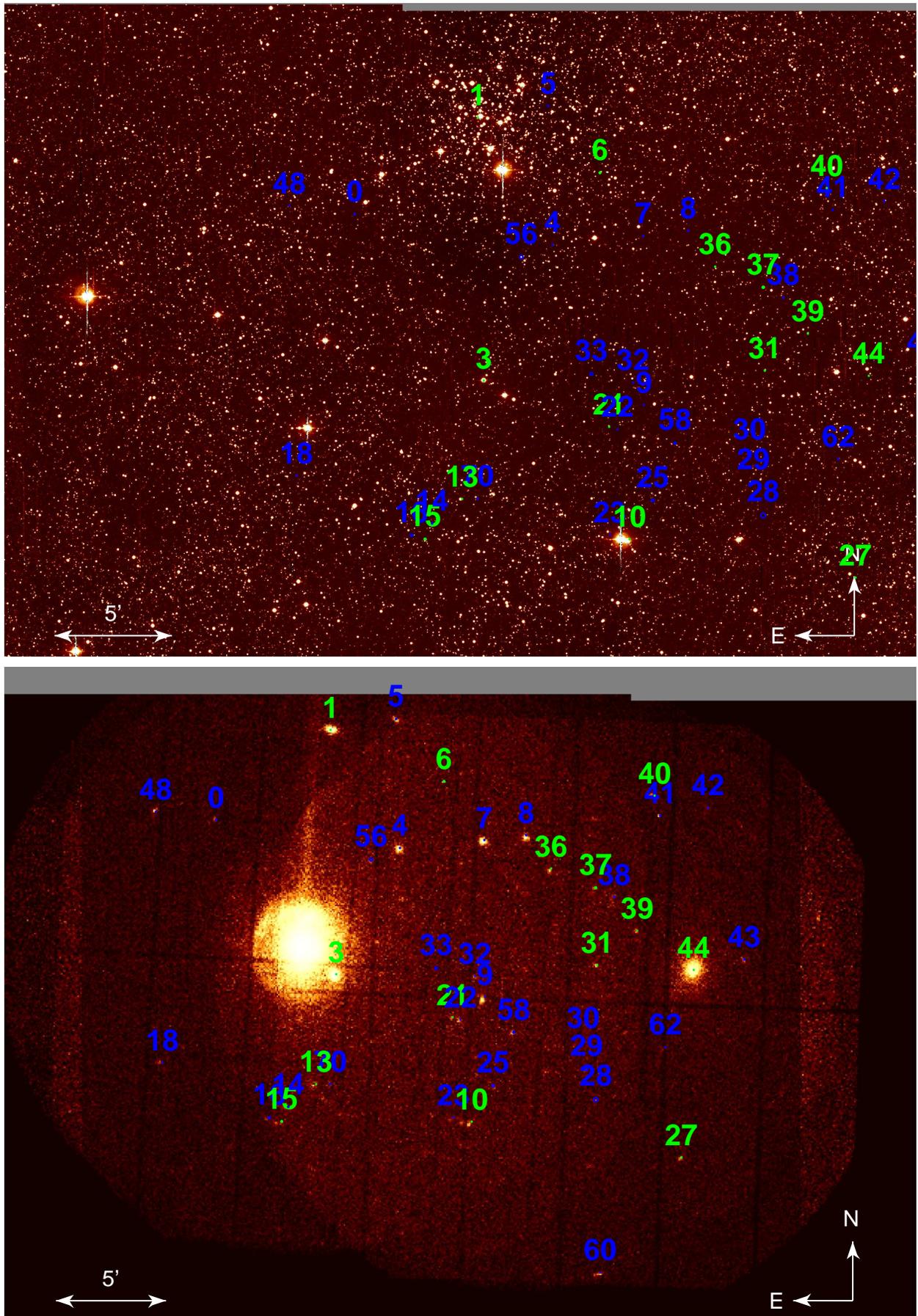


FIG. B.16 – Région de G21.5-09

TAB. B.17: Identifications optiques dans le champ de Ridge 2.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	B	V	R	I	Identification
1	18 44 47.66	01 11 32.04	3.96	AC	K2V	.0876	.0049	-0.89	0.03	13.48	*	11.85	*	N020320056 GSC2
6	18 44 30.35	00 59 05.61	4.06	UNID		.0224	.0034	+0.54	0.17	*	*	*	*	
2	18 43 43.25	00 53 29.58	4.08	ACe	M0Ve	.0153	.0019	-0.88	0.07	17.64	*	15.78	*	N020320029991 GSC2
8	18 44 12.64	01 10 28.48	4.52	UNID		.0137	.0018	+0.27	0.14	*	*	*	*	
13	18 44 52.64	01 08 47.01	4.97	UNID		.0105	.0019	+0.19	0.18	*	*	*	*	
3	18 44 44.52	00 51 24.50	4.32	ACe	M5Ve	.0095	.0011	-1.00	0.04	18.63	*	16.65	15.29	N020320028572 GSC2
7	18 44 37.42	01 09 59.28	5.32	AC	G2V	.0092	.0016	-0.74	0.13	13.89	*	12.62	*	N020320062 GSC2
4	18 44 40.47	00 49 04.87	4.29	AC	F7V	.0086	.0011	-0.87	0.09	13.00	*	11.72	*	N0203200113 GSC2
36	18 44 34.32	01 11 56.65	7.12	UNID		.0085	.0020	-0.76	0.32	*	*	*	*	
20	18 45 10.55	00 48 30.49	7.20	AC	F7V	.0075	.0017	-1.00	0.09	11.43	10.97	*	*	N020120048 GSC2
16	18 43 43.77	00 54 47.96	6.90	UNID		.0072	.0014	+0.12	0.19	*	*	*	*	
19	18 44 29.82	01 05 46.98	5.11	ACe	M2Ve	.0068	.0016	-0.84	0.15	17.37	*	15.38	*	N020320038341 GSC2
31	18 45 09.31	00 50 10.70	6.17	AC	??	.0066	.0018	-0.18	0.20	18.82	*	15.33	*	N020120046109 GSC2
5	18 44 25.79	00 59 01.46	3.48	UNID		.0066	.0009	-0.14	0.15	*	*	*	*	
23	18 45 00.69	00 53 28.87	14.6	UNID		.0066	.0015	-0.65	0.17	*	*	*	*	
21	18 44 25.79	00 59 12.35	7.85	UNID		.0055	.0013	-0.09	0.21	*	*	*	*	
9	18 44 43.29	00 53 27.18	4.49	UNID		.0054	.0007	+0.25	0.14	*	*	*	*	
14	18 44 09.78	00 47 35.87	6.85	ACe	M0Ve	.0053	.0012	-0.94	0.12	19.01	*	16.44	15.24	N020320026033 GSC2
40	18 45 13.19	01 00 49.92	9.46	UNID		.0053	.0014	+0.26	0.28	*	*	*	*	
42	18 44 59.05	00 54 04.78	9.41	UNID		.0052	.0013	+0.47	0.41	*	*	*	*	
39	18 44 00.78	01 09 00.42	7.15	UNID		.0048	.0017	-0.40	0.28	*	*	*	*	
12	18 44 44.33	01 00 24.45	5.23	UNID		.0046	.0008	+0.29	0.19	*	*	*	*	
22	18 44 57.51	00 56 07.73	7.56	UNID		.0046	.0011	+0.37	0.31	*	*	*	*	
25	18 44 09.60	00 48 40.11	6.20	UNID		.0042	.0012	-0.03	0.23	*	*	*	*	
15	18 44 01.27	00 54 55.89	5.94	TTau	K7Ve	.0041	.0007	-0.63	0.14	*	*	16.13	15.14	N020320030948 GSC2
10	18 44 06.89	00 55 14.81	4.38	UNID		.0041	.0006	+0.20	0.17	*	*	*	*	
17	18 44 19.57	01 01 15.13	5.49	UNID		.0038	.0006	+0.06	0.17	*	*	*	*	
24	18 44 30.32	00 52 01.05	6.02	UNID		.0033	.0006	+0.85	0.20	*	*	*	*	
28	18 44 01.52	00 53 29.12	9.48	UNID		.0032	.0009	+1.00	0.40	*	*	*	*	
11	18 44 22.02	00 53 33.78	5.45	AC	F3V	.0032	.0006	-1.00	0.05	11.30	10.68	*	*	N0203200100 GSC2
38	18 43 54.07	00 50 16.56	6.57	UNID		.0032	.0009	+0.18	0.28	*	*	*	*	
35	18 43 54.56	00 52 59.36	7.38	UNID		.0030	.0008	+0.32	0.27	*	*	*	*	
30	18 44 43.44	00 59 07.69	8.31	AC	??	.0029	.0008	-0.58	0.31	19.22	*	16.57	16.13	N020320033886 GSC2
27	18 44 11.85	00 53 41.33	5.01	UNID		.0027	.0006	+0.16	0.23	*	*	*	*	
18	18 44 30.25	01 00 13.02	7.23	UNID		.0027	.0005	+1.00	0.30	*	*	*	*	
26	18 44 36.80	01 02 43.89	7.36	UNID		.0025	.0006	-0.82	0.18	*	*	19.02	17.04	N020320036267 GSC2
29	18 44 50.96	00 52 44.92	7.76	ACe	M2Ve	.0025	.0007	-1.00	0.27	19.11	*	17.35	15.62	N020320029440 GSC2
34	18 44 47.73	00 57 51.79	8.07	UNID		.0023	.0006	+0.94	0.18	*	*	*	*	
33	18 44 13.86	01 00 26.63	6.04	AC	M5V+	.0021	.0006	+0.17	0.24	*	*	18.07	15.85	N020320034849 GSC2
32	18 44 12.91	01 01 05.25	6.98	AC	A9V	.0020	.0005	-1.00	0.07	11.71	10.98	*	*	N020320082 GSC2
43	18 43 59.58	01 00 38.75	8.22	UNID		.0018	.0005	+0.99	0.35	*	*	*	*	
44	18 44 41.19	00 58 12.40	9.78	UNID		.0017	.0005	+1.00	0.19	*	*	*	*	
47	18 44 09.23	00 54 08.31	8.90	AC	??	.0016	.0005	-1.00	0.20	12.08	11.47	*	*	N020320098 GSC2
41	18 44 09.79	00 57 18.50	10.4	UNID		.0013	.0004	+0.25	0.69	*	*	*	*	

Continue sur la page suivante.

Tab. B.17 Suite de la page précédente

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
49	18 44 32.93	00 44 34.46	6.20	UNID		.0055	.0009	+0.52	0.21	*	*	*	*	
52	18 43 51.96	00 48 59.08	9.36	ACe	M5Ve	.0026	.0008	-1.00	0.13	*	*	18.04	16.08	N020320026955 GSC2
50	18 44 39.89	00 57 08.58	5.08	UNID		.0024	.0004	-0.13	0.18	*	*	*	*	
51	18 44 42.90	00 59 36.10	7.58	UNID		.0014	.0004	+0.05	0.27	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
57	18 44 27.04	01 01 38.66	8.81	UNID		.0011	.0003	+0.13	0.34	*	*	*	*	
54	18 44 04.74	00 55 23.67	6.37	UNID		.0013	.0003	-0.96	0.34	*	*	*	*	

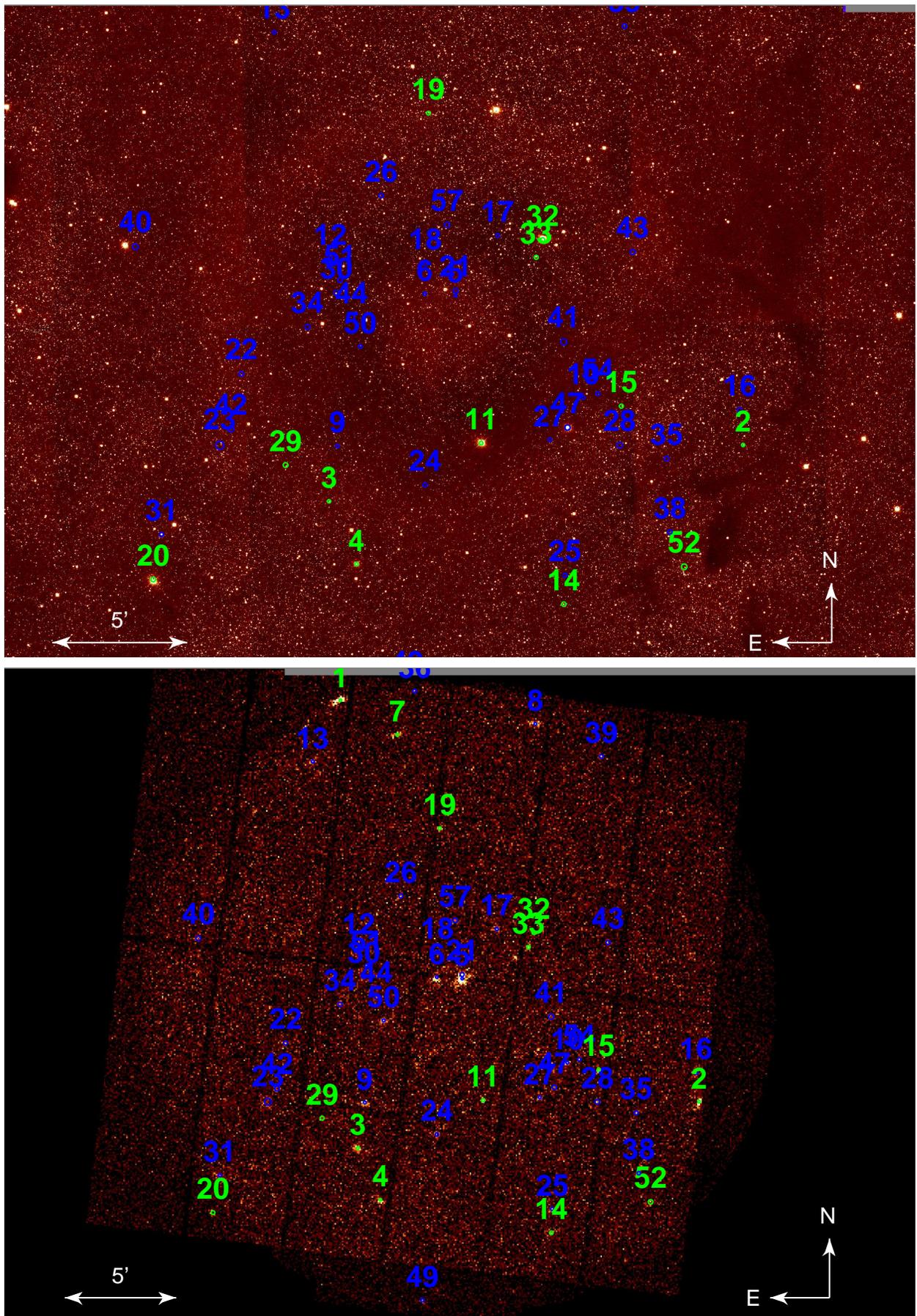


FIG. B.17 – Région de Ridge 2

TAB. B.18: Identifications optiques dans le champ de Ridge 1.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
2	18 51 14.47	-0 00 05.90	3.48	UNID		.0359	.0024	+1.00	0.05	*	*	*	*	
5	18 52 33.25	00 06 37.47	3.94	UNID		.0280	.0024	-0.45	0.07	*	*	*	*	
1	18 51 39.08	00 16 34.25	3.47	AC	K5V	.0279	.0015	-0.28	0.05	16.65	*	13.48	*	N02012019237 GSC2
4	18 51 25.12	00 07 41.39	3.63	AC	F4V	.0123	.0009	-0.90	0.05	11.76	11.18	*	*	N0201201216 GSC2
3	18 51 39.92	00 13 07.01	3.66	AC	F4V	.0122	.0009	-0.94	0.05	11.00	10.46	*	*	N0201201198 GSC2
7	18 51 11.38	-0 00 14.14	4.30	UNID		.0096	.0015	+1.00	0.17	*	*	*	*	
6	18 51 10.46	00 08 13.20	4.56	AC	K1V	.0076	.0009	-0.97	0.05	14.15	*	12.67	*	N0201201215 GSC2
43	18 52 04.55	-0 01 54.96	7.41	UNID		.0065	.0015	+1.00	0.29	*	*	*	*	
38	18 52 42.04	00 07 16.13	8.95	AC	K0V	.0053	.0014	-1.00	0.13	12.89	11.91	*	*	N0201201455 GSC2
17	18 51 29.62	-0 01 53.97	6.77	UNID		.0052	.0012	-0.09	0.46	*	*	*	*	
30	18 52 26.80	00 03 52.50	9.12	UNID		.0050	.0014	-0.41	0.20	*	*	*	*	
11	18 51 47.78	00 05 34.12	4.53	UNID		.0046	.0006	-0.01	0.17	*	*	*	*	
14	18 51 47.97	00 01 28.78	5.39	UNID		.0043	.0009	-0.47	0.19	*	*	17.35	*	N020120117920 GSC2
12	18 51 42.08	00 00 21.76	6.94	UNID		.0043	.0007	-0.68	0.16	*	*	18.27	*	N020120115808 GSC2
15	18 51 52.77	00 19 26.48	8.01	UNID		.0041	.0009	-0.03	0.20	*	*	17.36	*	N02012019914 GSC2
13	18 51 56.10	00 13 39.62	7.85	UNID		.0039	.0008	+0.36	0.19	*	*	*	*	
8	18 51 47.65	00 07 32.55	4.35	AC	M5V+	.0039	.0006	+0.58	0.19	*	*	16.62	15.60	N02012015952 GSC2
21	18 51 57.40	00 01 41.86	8.97	UNID		.0038	.0008	+0.42	0.27	*	*	*	*	
9	18 51 47.20	00 09 20.69	5.43	UNID		.0037	.0006	+1.00	0.33	*	*	*	*	
26	18 51 35.40	00 09 26.38	3.88	AC	G2V	.0037	.0008	-0.90	0.15	10.98	10.29	*	*	N0201201209 GSC2
29	18 51 47.08	00 03 02.26	7.81	UNID		.0035	.0007	-0.38	0.28	*	*	17.12	*	N020120120821 GSC2
10	18 51 37.79	00 08 30.00	4.94	UNID		.0034	.0006	+0.50	0.24	*	*	*	*	
54	18 51 23.05	00 04 03.72	6.43	UNID		.0032	.0008	-0.12	0.27	*	*	*	*	
28	18 51 24.39	00 04 30.75	5.43	UNID		.0031	.0007	+0.48	0.31	*	*	*	*	
25	18 52 07.79	00 06 06.60	6.46	AC	F9V	.0031	.0007	-0.88	0.16	13.34	*	11.93	*	N0201201222 GSC2
27	18 51 45.33	00 02 57.71	6.28	UNID		.0029	.0006	+0.24	0.21	*	*	*	*	
18	18 51 40.90	00 05 57.61	6.59	UNID		.0027	.0005	-0.44	0.22	*	*	18.47	*	N020120126277 GSC2
59	18 51 36.46	00 04 35.46	8.09	UNID		.0026	.0008	-1.00	0.24	*	*	17.62	*	N020120123816 GSC2
37	18 51 57.68	00 14 07.24	8.83	UNID		.0026	.0007	+0.59	0.25	*	*	*	*	
40	18 51 16.33	00 05 15.40	5.94	UNID		.0025	.0007	+0.90	0.22	*	*	17.16	*	N02012014519 GSC2
42	18 51 40.91	00 06 38.63	7.11	UNID		.0021	.0005	-0.17	0.32	*	*	18.02	*	N020120127617 GSC2
39	18 51 40.58	00 08 47.12	8.18	AC	??	.0018	.0004	+0.17	0.24	17.35	*	14.75	*	N020120130975 GSC2
53	18 51 27.91	00 08 10.40	8.51	UNID		.0014	.0004	*	*	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
62	18 51 37.29	-0 03 32.25	4.77	UNID		.0076	.0009	+0.27	0.13	17.83	*	15.67	*	S3002102139786 GSC2
64	18 50 59.18	00 16 52.53	5.74	UNID		.0040	.0009	+0.40	0.23	*	*	*	*	
65	18 52 09.99	00 12 05.65	6.87	UNID		.0020	.0005	+1.00	0.38	*	*	17.51	*	N020120135928 GSC2
66	18 52 09.31	00 06 08.90	8.44	UNID		.0012	.0005	-0.25	0.31	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
75	18 52 08.36	00 15 08.91	7.74	AC	K1V	.0018	.0004	-0.76	0.22	14.92	*	13.52	*	N0201201188 GSC2

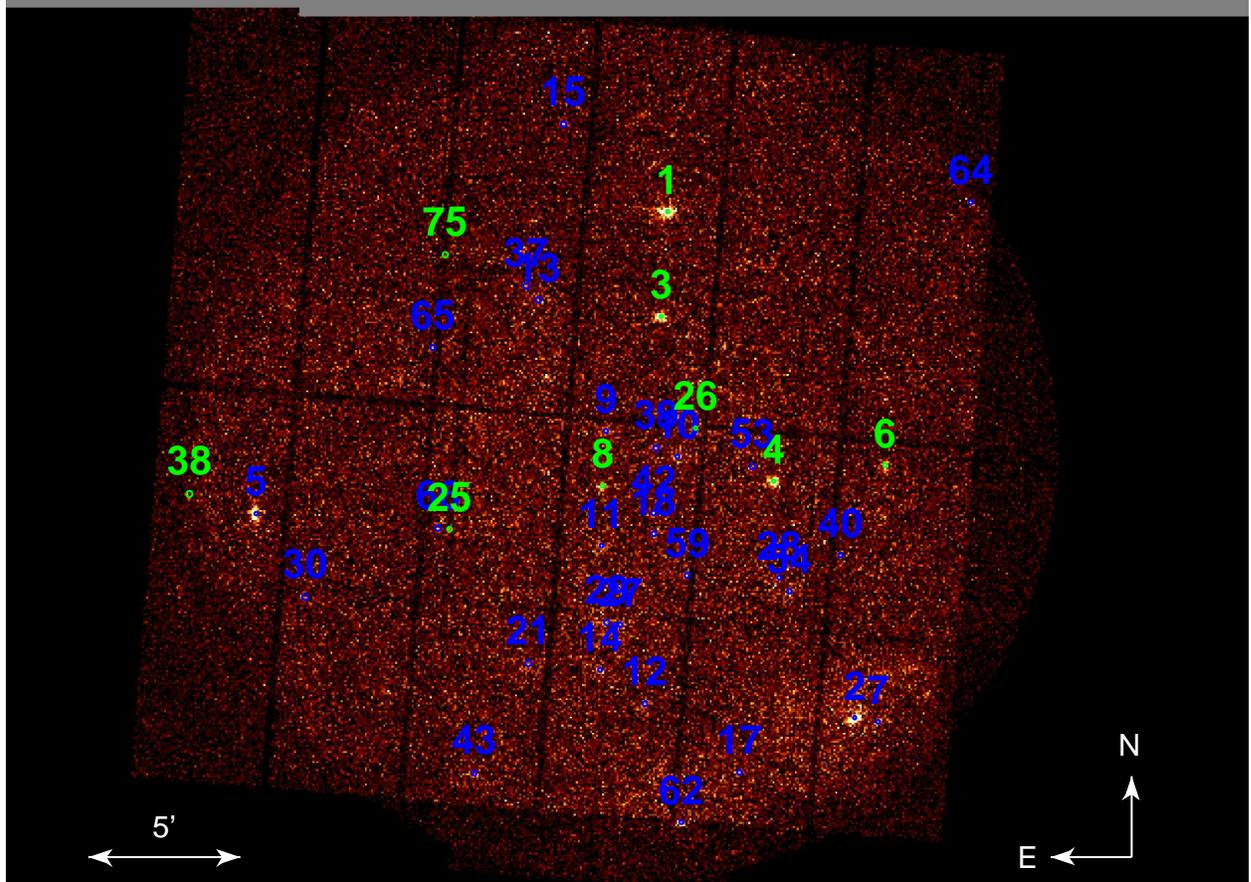
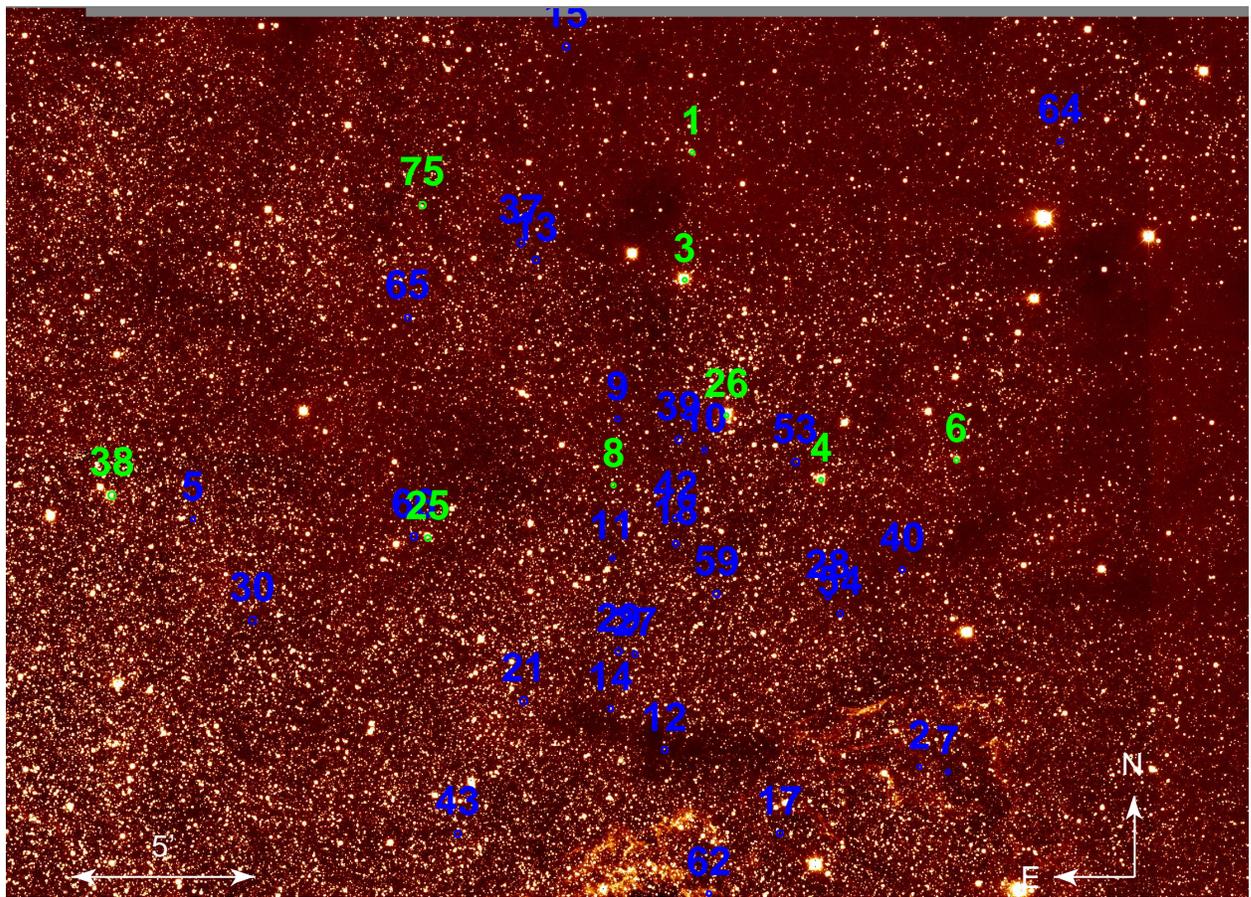


FIG. B.18 – Région de Ridge 1

TAB. B.19: Identifications optiques dans le champ de AXJ2019+112.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
1	20 19 00.15	11 35 06.56	3.71	AC	G3V	.0389	.0026	-0.88	0.04	12.84	11.59	*	*	N0213203545 GSC2
6	20 19 53.94	11 37 59.28	4.16	AC	K0V	.0371	.0039	-0.91	0.07	14.39	13.56	13.23	*	N0213203529 GSC2
3	20 19 30.28	11 24 48.29	3.65	UNID		.0223	.0016	-0.79	0.05	19.19	*	17.85	*	N021320333868 GSC2
9	20 19 42.89	11 40 29.78	6.15	UNID		.0218	.0028	-0.46	0.13	*	*	*	*	
2	20 19 28.97	11 29 29.25	3.63	ACe	M5Ve	.0214	.0016	-0.89	0.05	19.81	18.35	17.50	*	USNOA2-0975-18629740
14	20 19 53.94	11 35 08.32	4.38	UNID		.0200	.0032	-0.29	0.13	*	*	*	*	
7	20 19 59.49	11 30 14.12	4.27	UNID		.0168	.0022	-0.41	0.11	*	*	*	*	
8	20 20 00.89	11 25 04.72	4.47	UNID		.0158	.0019	-0.26	0.12	*	*	*	*	
26	20 20 10.71	11 30 13.74	5.28	AC	G1V	.0152	.0028	-0.55	0.14	16.67	15.67	*	*	USNOA2-0975-18659863
4	20 19 21.64	11 23 53.58	3.76	AC	K0V	.0148	.0013	-0.74	0.06	15.65	14.78	14.38	*	N021320333420 GSC2
35	20 19 23.33	11 40 50.47	6.49	UNID		.0140	.0031	-0.28	0.18	*	*	*	*	
11	20 18 49.92	11 18 17.80	4.51	ACe	K4Ve	.0137	.0019	-0.79	0.11	15.88	*	15.33	*	N021320330223 GSC2
5	20 19 00.85	11 27 40.94	4.11	UNID		.0136	.0013	-0.67	0.08	*	*	*	*	
16	20 19 27.67	11 36 31.65	5.17	UNID		.0124	.0022	-0.61	0.14	*	*	*	*	
29	20 20 00.90	11 29 00.91	6.57	UNID		.0114	.0025	-0.54	0.17	*	*	*	*	
51	20 20 05.92	11 36 49.10	8.78	UNID		.0107	.0031	-0.41	0.28	*	*	*	*	
10	20 18 42.88	11 22 15.98	4.57	UNID		.0104	.0015	-0.68	0.11	*	*	*	*	
38	20 18 58.11	11 36 04.85	6.57	UNID		.0097	.0023	-0.32	0.25	*	*	*	*	
23	20 19 32.22	11 37 51.87	5.27	UNID		.0093	.0017	-0.25	0.18	*	*	*	*	
33	20 19 27.77	11 17 44.94	4.97	UNID		.0091	.0018	-0.66	0.18	*	*	*	*	
43	20 19 10.79	11 40 12.97	8.09	UNID		.0090	.0022	-0.38	0.21	*	*	*	*	
20	20 19 08.79	11 35 41.94	5.49	AC	F5V	.0086	.0018	-1.00	0.05	10.99	10.40	*	*	HD357227
13	20 19 18.06	11 27 12.87	4.36	UNID		.0083	.0011	-0.16	0.14	*	*	*	*	
21	20 19 10.02	11 17 58.15	5.45	UNID		.0083	.0016	-0.44	0.16	*	*	*	*	
41	20 18 39.12	11 34 12.02	6.44	UNID		.0081	.0022	-0.70	0.22	*	*	*	*	
44	20 19 51.71	11 17 31.11	5.45	UNID		.0077	.0018	-0.52	0.20	*	*	*	*	
25	20 19 43.83	11 21 58.00	7.06	UNID		.0073	.0015	-0.39	0.16	*	*	*	*	
12	20 19 19.98	11 26 25.77	4.36	UNID		.0071	.0010	-0.49	0.11	*	*	*	*	
34	20 19 51.13	11 26 51.39	7.74	UNID		.0071	.0016	-0.47	0.20	*	*	*	*	
15	20 19 09.84	11 31 46.75	5.35	AC	K2V	.0068	.0011	-0.73	0.14	17.26	16.10	15.85	*	N021320337233 GSC2
50	20 19 42.56	11 16 11.30	5.19	UNID		.0064	.0018	-0.48	0.26	*	*	*	*	
18	20 18 56.55	11 28 49.75	4.81	UNID		.0063	.0010	-0.41	0.15	*	*	*	*	
28	20 19 13.35	11 35 13.80	7.35	UNID		.0061	.0013	-0.52	0.20	*	*	*	*	
55	20 19 08.06	11 38 30.07	7.28	UNID		.0060	.0017	-0.35	0.24	*	*	*	*	
32	20 19 44.50	11 31 01.69	5.19	UNID		.0060	.0013	-0.61	0.19	*	*	*	*	
39	20 18 42.02	11 31 26.62	6.85	UNID		.0058	.0016	-0.80	0.22	*	*	*	*	
31	20 18 48.39	11 21 05.64	7.92	UNID		.0058	.0011	-0.26	0.19	*	*	*	*	
17	20 19 17.67	11 25 51.96	5.33	UNID		.0057	.0009	-0.17	0.15	*	*	*	*	
36	20 18 39.72	11 23 45.83	6.37	UNID		.0057	.0013	-0.55	0.17	*	*	*	*	
19	20 19 31.26	11 29 00.46	4.96	UNID		.0053	.0010	-0.60	0.18	*	*	17.65	*	N021320335965 GSC2
40	20 19 43.58	11 24 42.62	7.87	UNID		.0049	.0011	-0.22	0.24	*	*	*	*	
22	20 19 18.63	11 24 49.80	5.72	UNID		.0045	.0008	-0.36	0.15	*	*	*	*	
56	20 19 00.10	11 32 44.65	6.57	UNID		.0044	.0011	-0.37	0.24	*	*	*	*	
27	20 19 21.20	11 28 29.74	5.58	UNID		.0042	.0009	-0.14	0.21	*	*	*	*	
49	20 18 59.90	11 33 33.57	5.62	UNID		.0042	.0011	-0.87	0.22	*	*	*	*	
53	20 19 42.12	11 20 45.97	6.55	UNID		.0040	.0014	-0.80	0.21	*	*	*	*	
24	20 19 28.90	11 28 49.79	8.22	UNID		.0036	.0008	-1.00	0.09	*	*	*	*	
37	20 19 22.18	11 22 24.19	6.99	UNID		.0035	.0008	-0.46	0.22	*	*	*	*	

Continue sur la page suivante.

Tab. B.19 Suite de la page précédente

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
46	20 18 49.40	11 28 46.66	7.05	UNID		.0034	.0009	-0.85	0.20	*	*	*	*	
30	20 19 15.36	11 24 55.45	6.20	UNID		.0033	.0008	+0.42	0.27	*	*	*	*	
45	20 19 12.48	11 30 00.78	7.34	UNID		.0028	.0007	-0.28	0.22	*	*	*	*	
52	20 19 13.19	11 22 55.67	8.00	UNID		.0027	.0008	-0.26	0.25	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
64	20 20 08.69	11 21 17.03	8.32	UNID		.0060	.0019	-0.16	0.29	*	*	*	*	
57	20 19 17.32	11 27 47.57	5.04	UNID		.0036	.0005	-0.54	0.13	*	*	*	*	
61	20 18 44.16	11 35 24.35	7.46	UNID		.0035	.0009	+0.31	0.24	*	*	*	*	
66	20 18 25.91	11 24 30.93	8.10	UNID		.0031	.0010	-0.33	0.28	*	*	*	*	
59	20 19 08.65	11 24 32.37	5.08	UNID		.0024	.0005	+0.03	0.19	*	*	*	*	
60	20 19 05.95	11 28 33.62	6.96	AC	G2V	.0024	.0005	-0.12	0.20	16.48	15.82	15.48	*	N021320335790 GSC2
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
76	20 19 09.17	11 13 22.98	10.3	UNID		.0038	.0011	-0.38	0.26	*	*	*	*	
78	20 18 26.55	11 25 18.00	9.68	UNID		.0035	.0010	-0.45	0.28	*	*	*	*	

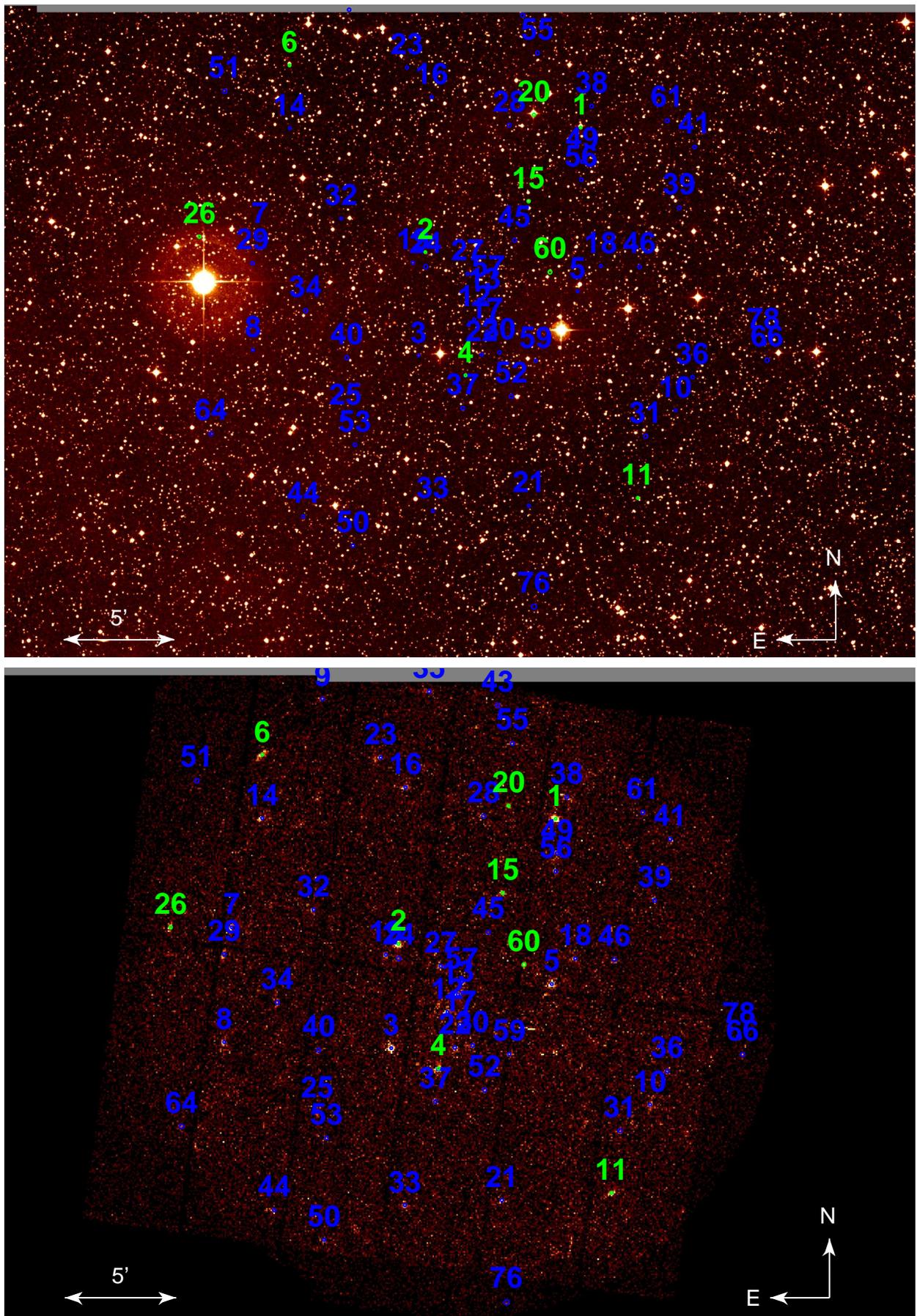


FIG. B.19 – Région de AXJ2019+112

TAB. B.20: Identifications optiques dans le champ de PSRJ2043+2740.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
1	20 43 42.74	27 52 04.51	3.38	ACe	K4Ve	.1083	.0040	-0.87	0.02	13.48	12.26	*	*	N0332132188 GSC2
2	20 43 47.27	27 35 15.15	3.36	UNID		.0523	.0022	-0.31	0.04	*	*	*	*	
3	20 42 44.70	27 45 26.53	3.56	AC	K5V	.0427	.0027	-0.72	0.04	11.85	10.48	*	*	HD 340899
4	20 43 26.81	27 44 44.28	3.82	AC	F6V	.0088	.0009	-0.70	0.07	14.56	*	13.25	*	N033213365021 GSC2
6	20 42 59.14	27 34 21.72	4.68	UNID		.0067	.0011	-0.14	0.13	*	*	*	*	
11	20 44 21.48	27 37 10.61	5.65	AC	G1V	.0054	.0010	-0.75	0.15	16.61	*	15.07	*	N03321329652 GSC2
5	20 43 38.19	27 34 22.53	4.30	UNID		.0054	.0007	-0.96	0.06	*	*	*	*	
10	20 42 58.34	27 43 52.10	4.79	UNID		.0053	.0009	-0.20	0.15	*	*	*	*	
7	20 43 33.85	27 34 39.67	4.80	UNID		.0052	.0008	-0.43	0.13	*	*	*	*	
18	20 44 02.60	27 29 11.07	6.62	UNID		.0048	.0011	-0.75	0.19	*	*	*	*	
15	20 44 16.57	27 47 35.45	5.39	AC	F2V	.0047	.0010	-1.00	0.07	10.52	10.07	*	*	HD 340896
21	20 44 24.93	27 42 33.19	6.84	UNID		.0046	.0010	-0.30	0.18	*	*	*	*	
22	20 42 40.64	27 39 48.82	6.46	UNID		.0045	.0010	-0.30	0.21	*	*	*	*	
13	20 43 36.42	27 30 55.21	5.74	UNID		.0045	.0008	-0.13	0.18	*	*	*	*	
12	20 44 17.11	27 36 13.44	5.01	AC	G1V	.0045	.0008	-0.96	0.07	15.45	*	11.87	*	N0332132374 GSC2
14	20 44 00.60	27 32 43.16	6.19	UNID		.0041	.0009	-0.69	0.15	*	*	*	*	
16	20 43 26.52	27 28 52.79	6.13	UNID		.0041	.0009	-0.21	0.19	*	*	*	*	
17	20 43 41.84	27 31 33.27	6.55	UNID		.0041	.0009	+0.15	0.20	*	*	*	*	
20	20 42 55.72	27 36 26.43	9.72	UNID		.0040	.0011	-0.48	0.29	*	*	*	*	
35	20 44 28.27	27 33 32.65	6.75	UNID		.0034	.0011	+0.27	0.34	*	*	*	*	
45	20 44 40.27	27 42 31.06	10.9	ACe	M2Ve	.0032	.0012	-1.00	0.32	18.33	*	15.74	*	N033213212635 GSC2
8	20 43 50.02	27 40 45.90	4.71	UNID		.0030	.0005	-0.41	0.15	*	*	*	*	
33	20 42 56.85	27 39 45.76	7.10	UNID		.0026	.0007	-0.69	0.25	*	*	*	*	
47	20 43 01.94	27 35 33.38	9.59	UNID		.0025	.0007	-0.65	0.23	*	*	*	*	
27	20 43 22.56	27 45 05.33	6.39	UNID		.0022	.0005	-0.69	0.23	*	*	*	*	
19	20 43 53.75	27 37 57.30	5.09	UNID		.0022	.0005	-0.31	0.18	*	*	*	*	
37	20 43 08.70	27 32 25.49	6.30	UNID		.0022	.0006	-0.57	0.29	17.88	*	16.91	*	N0332133105355 GSC2
43	20 43 51.08	27 29 38.53	10.2	UNID		.0021	.0008	-0.13	0.31	*	*	*	*	
30	20 43 30.57	27 32 13.61	7.61	UNID		.0021	.0006	-0.76	0.31	*	*	*	*	
28	20 43 46.30	27 33 35.05	7.91	UNID		.0019	.0005	-0.72	0.23	18.79	*	17.46	*	N033213351568 GSC2
24	20 43 27.12	27 43 08.42	7.23	UNID		.0018	.0004	-0.49	0.25	*	*	*	*	
25	20 43 28.26	27 41 41.76	6.24	UNID		.0017	.0005	-0.13	0.25	*	*	*	*	
23	20 43 49.18	27 44 02.43	5.98	AC	F6V	.0014	.0003	-1.00	0.10	15.48	*	14.16	*	N033213213378 GSC2
31	20 44 05.52	27 42 28.00	9.27	UNID		.0014	.0005	+0.07	0.34	*	*	*	*	
39	20 44 01.53	27 40 05.20	5.97	UNID		.0013	.0004	-0.28	0.29	*	*	*	*	
32	20 43 40.38	27 39 39.30	9.32	UNID		.0013	.0004	-0.36	0.27	*	*	*	*	
34	20 43 26.51	27 44 08.17	9.09	AC	G0V	.0013	.0004	-1.00	0.18	11.97	11.42	*	*	HD 340898
36	20 43 38.11	27 42 40.68	8.17	UNID		.0011	.0003	-0.48	0.26	*	*	*	*	
44	20 43 37.95	27 37 01.26	5.61	AC	G3V	.0010	.0003	-1.00	0.17	15.57	*	13.82	*	N033213355746 GSC2
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
48	20 42 59.13	27 36 22.84	7.95	ACe	M5Ve	.0031	.0007	-0.81	0.16	18.66	*	16.06	*	N033213354712 GSC2
50	20 44 16.09	27 37 45.73	8.01	UNID		.0024	.0007	+0.09	0.32	*	*	*	*	
49	20 43 59.55	27 42 27.35	6.83	UNID		.0023	.0004	-0.78	0.18	*	*	*	*	
51	20 43 25.90	27 37 23.21	8.91	UNID		.0020	.0005	-0.28	0.32	*	*	*	*	
52	20 43 40.49	27 35 13.86	7.12	UNID		.0014	.0004	+0.27	0.28	*	*	*	*	

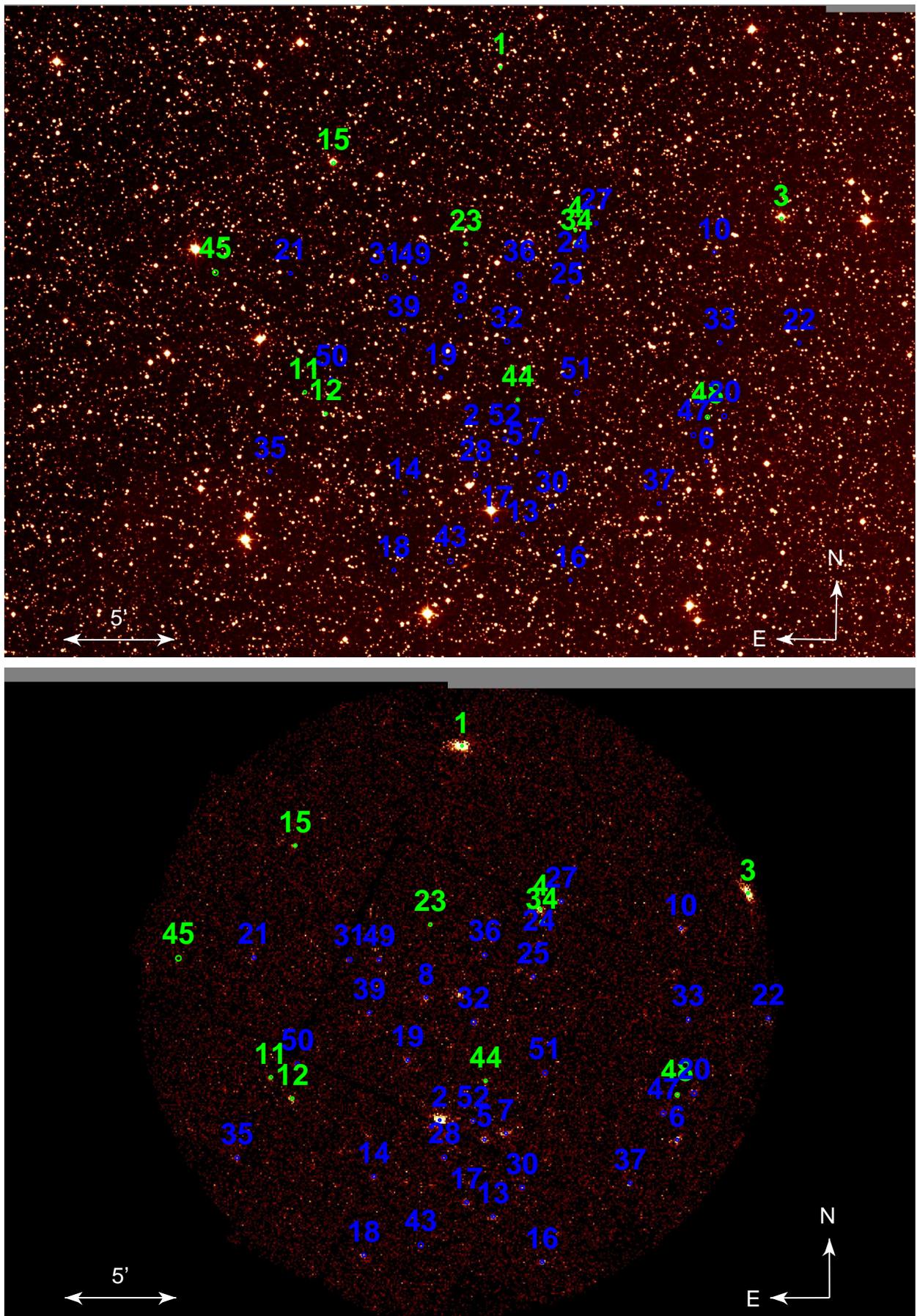


FIG. B.20 – Région de PSR J2043+2740

TAB. B.21: Identifications optiques dans le champ de SS Cyg.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
1	21 43 20.15	43 34 34.61	4.11	EG	Gal	.0144	.0015	-0.02	0.15	13.82	*	*	*	UGC 11797
2	21 42 32.68	43 27 22.04	5.05	ACe	K3Ve	.0087	.0013	-1.00	0.06	14.94	14.03	13.31	*	N03211312936 GSC2
3	21 43 26.99	43 33 20.60	5.70	EG	Gal	.0072	.0011	-0.43	0.15	12.39	*	10.17	*	UGC 11798
4	21 43 44.23	43 35 05.00	5.67	ACe	K4Ve	.0058	.0013	-0.96	0.12	16.02	15.01	14.29	*	N032113111105 GSC2
8	21 41 58.31	43 25 16.53	9.30	ACe	M4Ve	.0054	.0015	-0.94	0.16	17.87	16.56	15.18	*	N0321102118332 GSC2
7	21 42 22.90	43 23 32.82	7.48	ACe	M2Ve	.0054	.0015	-0.85	0.19	17.36	16.09	15.31	*	N0321102116949 GSC2
11	21 43 09.39	43 23 35.00	6.61	AC	??	.0051	.0015	-0.88	0.19	14.06	*	12.53	*	N0321102683 GSC2
5	21 43 25.72	43 35 17.45	5.73	UNID		.0045	.0009	-0.04	0.20	*	*	*	*	
9	21 42 29.64	43 25 34.75	7.78	ACe	M0Ve	.0043	.0011	-0.90	0.17	15.96	14.74	13.93	*	N0321102118768 GSC2
10	21 43 39.57	43 35 31.42	10.0	UNID		.0015	.0007	*	*	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
16	21 43 45.50	43 27 42.85	7.40	UNID		.0084	.0020	+0.28	0.20	*	*	*	*	

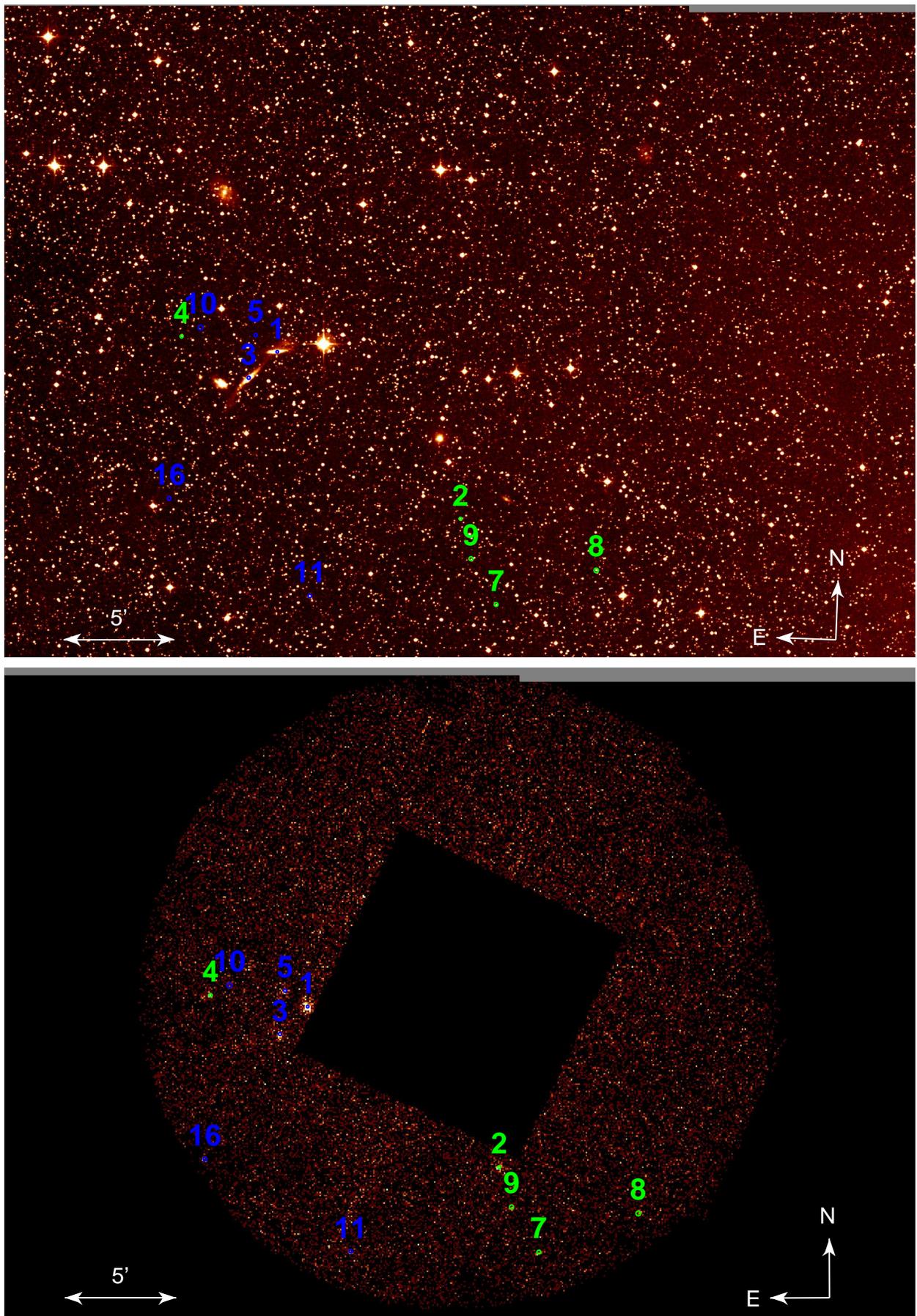


FIG. B.21 – Région de SS Cyg

TAB. B.22: Identifications optiques dans le champ de 3C436.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
2	21 44 39.53	28 14 03.75	3.45	UNID		.0331	.0016	-0.54	0.04	*	*	*	*	
13	21 44 48.12	28 23 56.21	4.40	UNID		.0255	.0024	-0.49	0.09	*	*	*	*	
5	21 44 12.01	28 17 20.06	3.55	UNID		.0250	.0014	-0.54	0.05	*	*	*	*	
1	21 44 00.70	28 11 24.52	3.43	EG	AGN	.0247	.0011	-0.78	0.03	*	*	*	*	
12	21 45 18.87	28 09 49.64	5.46	UNID		.0239	.0021	-0.57	0.07	*	*	*	*	
8	21 44 06.09	27 59 56.45	3.76	UNID		.0222	.0018	-0.62	0.08	*	*	*	*	
7	21 43 43.95	28 14 15.65	3.57	UNID		.0209	.0014	-0.49	0.06	*	*	*	*	
9	21 43 30.34	28 15 19.44	3.74	UNID		.0204	.0016	-0.52	0.07	*	*	*	*	
14	21 45 11.89	28 16 13.39	4.78	UNID		.0193	.0024	-0.55	0.09	*	*	*	*	
4	21 44 00.75	28 06 07.43	3.45	UNID		.0191	.0010	-0.66	0.05	*	*	*	*	
10	21 44 59.72	28 07 15.30	3.89	AC	F7V	.0183	.0016	-0.92	0.05	14.44	14.13	13.58	*	N03303114 GSC2
18	21 44 47.72	28 24 47.06	5.47	UNID		.0163	.0023	-0.46	0.10	*	*	*	*	
6	21 44 21.12	28 08 28.86	3.47	UNID		.0158	.0009	-0.69	0.05	*	*	*	*	
23	21 44 34.28	28 23 04.57	5.82	UNID		.0142	.0023	-0.68	0.13	*	*	*	*	
11	21 43 32.82	28 12 11.57	4.03	ACe	K6Ve	.0119	.0012	-0.77	0.06	17.61	17.09	15.88	*	N033031122044 GSC2
17	21 44 25.11	27 58 19.06	4.54	UNID		.0111	.0015	-0.24	0.12	*	*	*	*	
40	21 44 45.46	28 24 04.75	7.31	UNID		.0111	.0024	-0.57	0.21	*	*	*	*	
30	21 44 27.48	28 23 12.17	5.13	UNID		.0089	.0015	-0.34	0.14	*	*	*	*	
21	21 43 34.22	28 02 41.43	4.17	UNID		.0083	.0011	-0.60	0.11	*	*	*	*	
27	21 44 26.95	28 23 43.98	6.13	ACe	K7Ve	.0078	.0019	-0.87	0.16	17.50	16.62	15.05	*	N033031136784 GSC2
28	21 44 48.29	28 19 11.47	4.85	UNID		.0075	.0017	-0.46	0.15	*	*	*	*	
36	21 45 17.88	28 11 05.92	7.03	UNID		.0073	.0018	-0.49	0.18	*	*	*	*	
19	21 43 44.94	28 16 41.88	4.44	UNID		.0070	.0010	-0.49	0.11	*	*	*	*	
20	21 44 46.37	28 07 56.94	4.36	UNID		.0070	.0010	-0.22	0.13	*	*	*	*	
22	21 43 37.09	28 08 35.86	4.61	UNID		.0063	.0009	-0.66	0.12	*	*	*	*	
15	21 44 23.56	28 03 18.26	4.52	ACe	M5Ve	.0057	.0008	-0.99	0.06	19.22	18.19	16.91	*	N033031118152 GSC2
25	21 43 22.83	28 11 51.83	5.51	UNID		.0056	.0010	-0.60	0.15	*	*	*	*	
16	21 43 54.71	28 10 20.39	4.32	AC	K2V	.0051	.0006	-1.00	0.05	17.23	16.67	15.94	*	N033031121207 GSC2
24	21 44 20.29	28 17 31.45	6.03	UNID		.0049	.0008	-0.77	0.11	*	*	*	*	
26	21 43 57.17	28 15 46.37	5.91	UNID		.0048	.0007	-0.44	0.12	*	*	*	*	
51	21 43 27.04	28 16 01.33	8.61	UNID		.0044	.0012	-0.79	0.22	*	*	*	*	
29	21 44 16.10	28 18 48.81	5.47	UNID		.0044	.0009	-0.37	0.18	*	*	*	*	
35	21 44 39.14	28 04 19.28	5.22	UNID		.0043	.0009	-0.53	0.24	*	*	*	*	
33	21 44 12.83	27 59 51.90	8.23	UNID		.0041	.0008	-1.00	0.07	*	*	*	*	
48	21 43 34.40	28 02 11.85	10.4	AC	??	.0039	.0012	-0.86	0.18	19.04	*	17.31	*	N033031117709 GSC2
31	21 43 37.85	28 05 34.59	5.12	UNID		.0038	.0006	-0.54	0.15	*	*	*	*	
81	21 43 50.08	27 58 22.16	5.44	UNID		.0037	.0012	-0.03	0.33	*	*	*	*	
37	21 44 27.92	28 18 44.32	6.08	AC	??	.0037	.0010	-0.99	0.07	18.97	17.98	16.88	*	N033031125270 GSC2
74	21 45 03.98	28 13 58.73	6.71	UNID		.0036	.0011	-0.78	0.23	*	*	*	*	
34	21 44 00.05	28 16 20.04	7.22	UNID		.0036	.0007	+0.16	0.20	*	*	*	*	
39	21 44 35.34	28 04 24.13	5.55	UNID		.0034	.0007	-1.00	0.20	*	*	*	*	
58	21 43 41.07	28 17 51.34	9.08	UNID		.0034	.0010	-0.21	0.21	*	*	*	*	
65	21 44 00.56	28 03 07.13	7.37	UNID		.0033	.0007	-0.25	0.22	*	*	*	*	
32	21 43 51.93	28 08 50.05	5.75	UNID		.0033	.0006	-0.61	0.18	*	*	*	*	
42	21 43 57.20	28 19 56.28	5.61	UNID		.0032	.0008	-0.69	0.21	*	*	*	*	
55	21 44 54.53	28 11 31.44	10.4	UNID		.0032	.0009	+0.16	0.29	*	*	*	*	
61	21 44 36.47	28 06 11.74	8.44	UNID		.0032	.0007	-0.30	0.22	*	*	*	*	
50	21 44 07.25	28 19 02.69	8.01	UNID		.0031	.0008	-0.54	0.25	*	*	*	*	

Continue sur la page suivante.

Tab. B.22 Suite de la page précédente

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
38	21 44 21.14	28 04 05.62	6.44	UNID		.0028	.0005	-0.22	0.17	*	*	*	*	
44	21 44 21.42	28 15 10.50	8.19	UNID		.0026	.0006	-0.21	0.20	*	*	*	*	
75	21 43 50.66	28 12 18.71	5.16	UNID		.0026	.0007	-1.00	0.16	*	*	*	*	
62	21 44 35.41	28 03 26.71	6.78	AC	F4V	.0024	.0007	-0.52	0.21	13.56	13.28	12.75	*	N033031160 GSC2
47	21 43 55.20	28 11 56.24	7.50	UNID		.0023	.0005	-0.53	0.19	*	*	*	*	
43	21 44 27.47	28 11 53.49	7.21	AC	??	.0023	.0005	-1.00	0.12	*	*	18.09	*	N033031121908 GSC2
60	21 44 22.38	28 10 06.24	4.69	UNID		.0022	.0006	-0.04	0.31	*	*	*	*	
49	21 44 14.67	28 05 35.11	7.63	UNID		.0020	.0004	-0.09	0.29	*	*	*	*	
54	21 43 54.49	28 12 45.29	6.68	UNID		.0019	.0005	-0.23	0.30	*	*	*	*	
45	21 43 56.15	28 09 45.62	7.48	UNID		.0016	.0004	+0.76	0.34	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
83	21 44 40.82	27 59 40.84	3.88	UNID		.0124	.0010	-0.47	0.08	*	*	*	*	
85	21 44 02.31	27 57 16.42	5.08	UNID		.0033	.0006	-0.37	0.22	*	*	*	*	
84	21 44 36.08	28 08 10.67	5.81	UNID		.0014	.0003	+0.61	0.24	*	*	*	*	
90	21 44 35.41	28 05 41.22	5.86	UNID		.0011	.0004	-0.13	0.30	*	*	*	*	

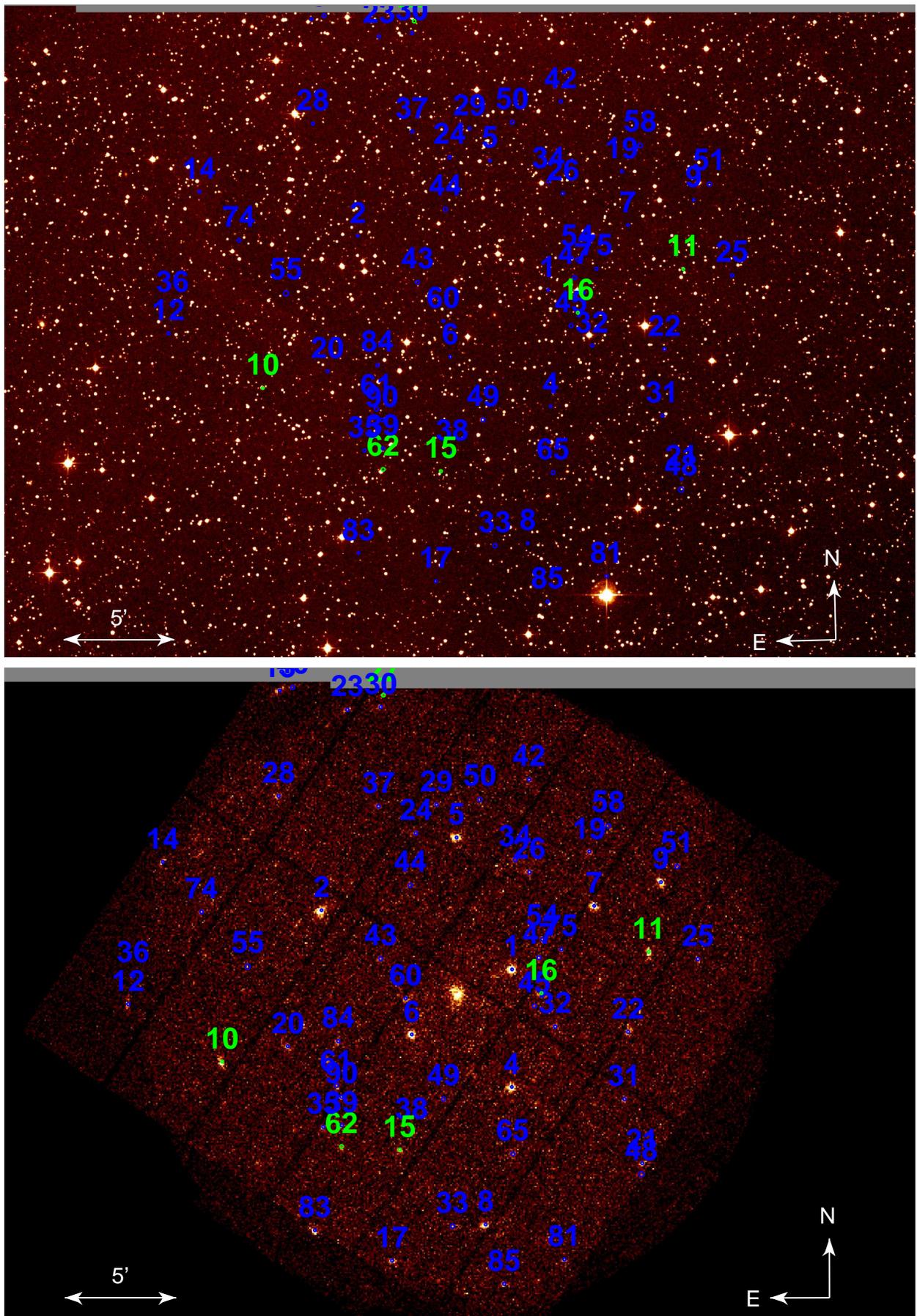


FIG. B.22 – Région de 3C436

TAB. B.23: Identifications optiques dans le champ de AR Lacertae.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
2	22 07 52.49	45 47 42.03	3.66	UNID		.0157	.0011	-0.29	0.07	*	*	18.50	*	N032111030293 GSC2
3	22 08 38.00	45 31 28.30	4.23	ACe	M4Ve	.0135	.0017	-0.87	0.08	16.58	*	13.72	*	N032302027141 GSC2
4	22 08 05.70	45 48 05.73	4.73	ACe	K0Ve	.0051	.0007	-0.94	0.06	15.76	*	13.60	*	N032302056378 GSC2
5	22 07 55.74	45 48 37.90	4.95	UNID		.0050	.0007	-0.43	0.11	*	*	*	*	
10	22 08 56.26	45 55 10.31	6.17	UNID		.0046	.0009	-0.47	0.18	*	*	*	*	
7	22 08 04.93	45 41 40.06	4.50	UNID		.0045	.0007	-0.49	0.12	*	*	*	*	
12	22 09 49.51	45 41 07.58	6.31	UNID		.0043	.0009	-0.31	0.20	*	*	*	*	
6	22 08 14.20	45 40 33.59	4.36	UNID		.0041	.0006	-0.37	0.12	*	*	*	*	
9	22 08 02.18	45 55 59.84	6.56	AC	G9V	.0040	.0010	-1.00	0.07	13.76	*	12.13	*	N03211101240 GSC2
22	22 09 16.54	45 32 56.28	7.07	UNID		.0037	.0011	-0.42	0.26	*	*	*	*	
16	22 09 24.96	45 44 49.73	5.59	UNID		.0023	.0006	-0.26	0.25	*	*	*	*	
21	22 09 28.24	45 36 12.04	7.25	UNID		.0023	.0007	-0.48	0.28	*	*	*	*	
14	22 08 08.89	45 39 28.16	5.50	UNID		.0022	.0005	-0.08	0.19	19.41	*	17.36	*	N032302055750 GSC2
13	22 08 48.15	45 38 13.62	5.48	UNID		.0021	.0004	-0.61	0.18	*	*	*	*	
18	22 09 12.61	45 40 20.38	5.50	UNID		.0019	.0005	-0.08	0.22	*	*	*	*	
19	22 07 38.73	45 42 11.73	12.0	AC	F4V	.0015	.0005	+0.97	0.15	16.60	*	14.51	*	N032302055967 GSC2
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
34	22 08 22.82	45 45 36.01	5.83	AC	K0V	.0033	.0005	-0.56	+0.15	15.81	*	13.55	*	N0323020720 GSC2
36	22 09 42.82	45 46 38.54	7.38	AC	A5V	.0034	.0009	-0.91	+0.14	9.98	9.73	*	*	N0323020715 GSC2
40	22 07 58.05	45 49 57.83	8.13	UNID		.0025	.0006	-0.52	+0.24	*	*	*	*	
46	22 09 29.32	45 52 06.27	9.09	UNID		.0030	.0009	+0.01	+0.30	*	*	*	*	
45	22 07 42.33	45 52 58.73	8.68	ACe	M4Ve	.0025	.0011	-0.87	+0.22	18.50	*	15.83	*	N032111034514 GSC2

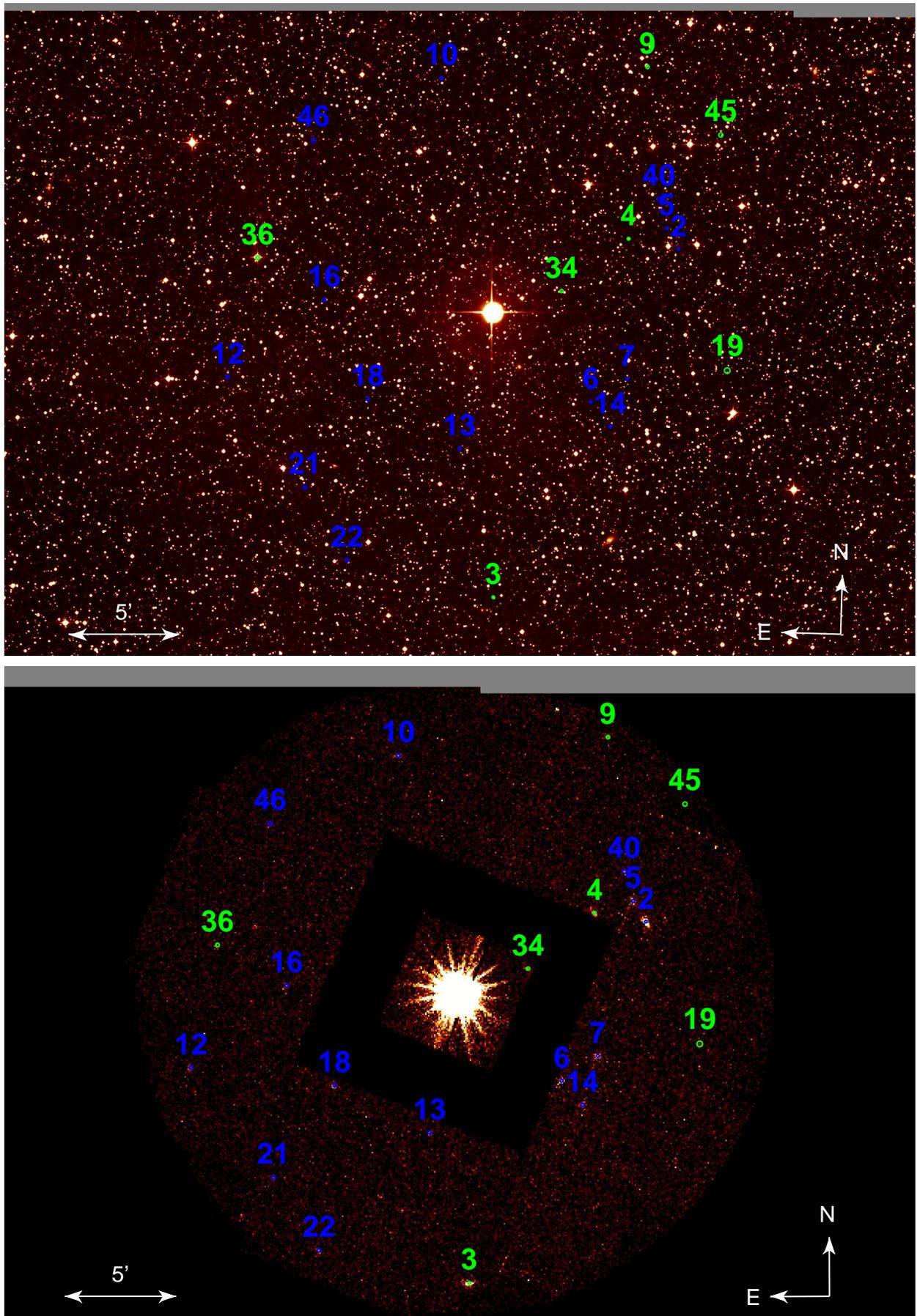


FIG. B.23 – Région de AR Lacertae

TAB. B.24: Identifications optiques dans le champ de 3C449.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
1	22 30 36.10	39 21 38.27	3.36	AC	F8V	.0741	.0027	-0.99	0.01	10.01	9.40	*	*	N032312216 GSC2
4	22 32 27.27	39 13 55.33	3.80	EG	AGN	.0719	.0043	-0.64	0.05	17.42	*	18.30	*	N03231225797 GSC2
5	22 30 16.17	39 25 01.21	3.67	ACe	M2Ve	.0397	.0028	-0.87	0.04	15.97	*	14.65	*	N03233211089 GSC2
3	22 31 02.11	39 18 38.23	3.51	ACe	M0Ve	.0257	.0015	-0.89	0.03	16.38	*	15.19	*	N032312325009 GSC2
6	22 31 36.17	39 14 39.48	3.71	UNID		.0233	.0016	-0.59	0.06	*	*	*	*	
10	22 31 25.58	39 29 03.56	3.90	UNID		.0222	.0024	-0.64	0.10	*	*	*	*	
8	22 31 25.02	39 19 14.44	3.58	UNID		.0208	.0014	-0.64	0.06	*	*	*	*	
7	22 31 39.27	39 21 54.89	3.54	UNID		.0182	.0012	-0.30	0.07	*	*	*	*	
13	22 31 23.28	39 35 58.18	6.00	EG	AGN	.0150	.0020	-0.44	0.11	14.77	*	14.44	*	N03231221105 GSC2
11	22 32 09.21	39 21 24.29	4.46	UNID		.0129	.0015	-0.60	0.09	*	*	*	*	
12	22 31 47.05	39 11 40.65	4.26	UNID		.0127	.0015	-0.58	0.10	*	*	*	*	
51	22 32 23.96	39 28 24.43	6.63	UNID		.0124	.0030	-0.76	0.18	*	*	*	*	
37	22 32 18.08	39 30 06.07	6.94	UNID		.0108	.0022	-0.58	0.17	*	*	*	*	
16	22 30 21.12	39 22 52.52	4.80	ACe	K7Ve	.0099	.0014	-1.00	0.04	16.02	*	15.14	*	N03231229117 GSC2
26	22 32 27.82	39 19 57.71	6.54	UNID		.0097	.0020	-0.64	0.14	*	*	*	*	
47	22 32 21.01	39 30 15.30	6.92	UNID		.0094	.0024	-0.60	0.21	*	*	*	*	
17	22 30 43.69	39 30 54.00	5.13	AC	K1V	.0090	.0014	-0.53	0.13	12.51	11.31	*	*	N03233211077 GSC2
19	22 32 04.00	39 26 10.17	5.89	AC	G0V	.0089	.0015	-1.00	0.03	13.10	*	13.26	*	N03231221365 GSC2
28	22 32 20.21	39 21 33.98	5.68	UNID		.0088	.0019	-0.30	0.19	*	*	*	*	
40	22 31 50.17	39 25 21.74	4.76	AC	K0V	.0083	.0018	-0.34	0.21	13.85	*	13.64	*	N03231221392 GSC2
45	22 31 59.41	39 31 33.62	7.92	AC	G2V	.0068	.0016	-1.00	0.17	15.65	*	15.67	*	USNO-A2 1275-17609873 GSC2
42	22 31 53.69	39 31 26.83	6.87	UNID		.0064	.0016	-0.75	0.18	*	*	*	*	
49	22 32 12.01	39 15 54.59	5.64	UNID		.0061	.0014	-0.42	0.22	*	*	*	*	
44	22 32 14.47	39 23 17.21	8.18	UNID		.0061	.0012	-0.50	0.21	*	*	*	*	
34	22 31 22.51	39 28 23.87	5.95	UNID		.0057	.0010	-0.96	0.07	*	*	*	*	
29	22 31 03.38	39 17 02.35	5.72	UNID		.0056	.0009	-0.46	0.12	*	*	*	*	
33	22 31 44.40	39 20 47.43	6.81	UNID		.0054	.0009	-0.58	0.13	*	*	*	*	
58	22 31 23.04	39 09 17.52	4.64	TTau	K0Ve	.0054	.0009	-0.99	0.12	13.36	*	12.91	*	N032312371
21	22 31 05.59	39 23 19.06	4.87	UNID		.0052	.0008	+0.38	0.24	*	*	*	*	
38	22 30 56.70	39 18 38.02	7.05	UNID		.0051	.0009	-0.28	0.19	*	*	*	*	
35	22 31 28.52	39 12 45.08	5.92	UNID		.0050	.0010	-0.50	0.17	*	*	*	*	
46	22 31 30.43	39 31 12.91	6.84	UNID		.0049	.0012	-0.42	0.25	*	*	*	*	
43	22 31 32.27	39 24 52.87	8.05	AC	G0V	.0049	.0010	-0.71	0.14	15.33	*	15.42	*	N03231229995 GSC2
52	22 30 49.74	39 26 24.31	5.71	UNID		.0047	.0010	-0.51	0.16	*	*	*	*	
70	22 32 11.41	39 20 42.73	10.2	UNID		.0047	.0013	-1.00	0.11	*	*	*	*	
32	22 31 27.40	39 17 26.27	4.47	UNID		.0046	.0008	-0.61	0.15	*	*	*	*	
54	22 30 41.55	39 17 38.85	10.3	UNID		.0045	.0011	-0.57	0.22	*	*	*	*	
56	22 30 48.93	39 15 37.86	6.14	UNID		.0041	.0009	-0.52	0.20	*	*	*	*	
25	22 31 30.58	39 26 52.24	5.82	UNID		.0040	.0009	+0.13	0.25	*	*	*	*	
39	22 31 32.23	39 17 05.57	5.58	UNID		.0039	.0008	-0.48	0.22	*	*	*	*	
53	22 31 40.57	39 15 40.27	6.55	UNID		.0037	.0008	-0.75	0.15	*	*	*	*	
71	22 31 03.73	39 20 08.75	7.35	UNID		.0035	.0008	-0.64	0.17	*	*	*	*	
67	22 30 39.30	39 19 39.68	8.32	UNID		.0033	.0009	-0.72	0.22	*	*	*	*	
57	22 31 33.04	39 14 20.14	5.62	AC	K1V	.0030	.0008	-1.00	0.05	13.45	11.52	*	*	N032312341 GSC2
63	22 31 09.88	39 17 56.96	8.87	UNID		.0029	.0007	-0.76	0.17	*	*	*	*	
61	22 30 43.64	39 22 56.01	5.65	AC	K1V	.0028	.0007	-1.00	0.12	11.52	10.40	*	*	N03231221445 GSC2

Continue sur la page suivante.

Tab. B.24 Suite de la page précédente

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
78	22 31 24.92	39 24 55.63	5.22	UNID		.0037	.0006	-0.54	0.14	*	*	*	*	
82	22 31 28.50	39 10 52.14	6.08	AC	K4V	.0035	.0007	-0.56	0.20	17.33	*	16.86	*	N032312324216 GSC2
89	22 31 30.04	39 23 13.39	5.51	UNID		.0026	.0005	-0.52	0.19	*	*	*	*	
97	22 30 12.66	39 19 23.77	6.65	UNID		.0025	.0007	-0.53	0.26	*	*	*	*	
96	22 30 41.98	39 17 19.56	11.7	EG	Gal	.0017	.0005	-0.00	0.29	16.30	*	15.92	*	MCG+06-49-027
98	22 30 32.86	39 25 57.50	7.68	EG	Gal	.0017	.0005	-1.00	0.18	17.60	*	15.92	*	N032312210425 GSC2
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
101	22 32 04.06	39 09 15.01	5.12	AC	?	.0221	.0031	-0.81	0.09	16.09	*	15.28	*	N032312323999 GSC2

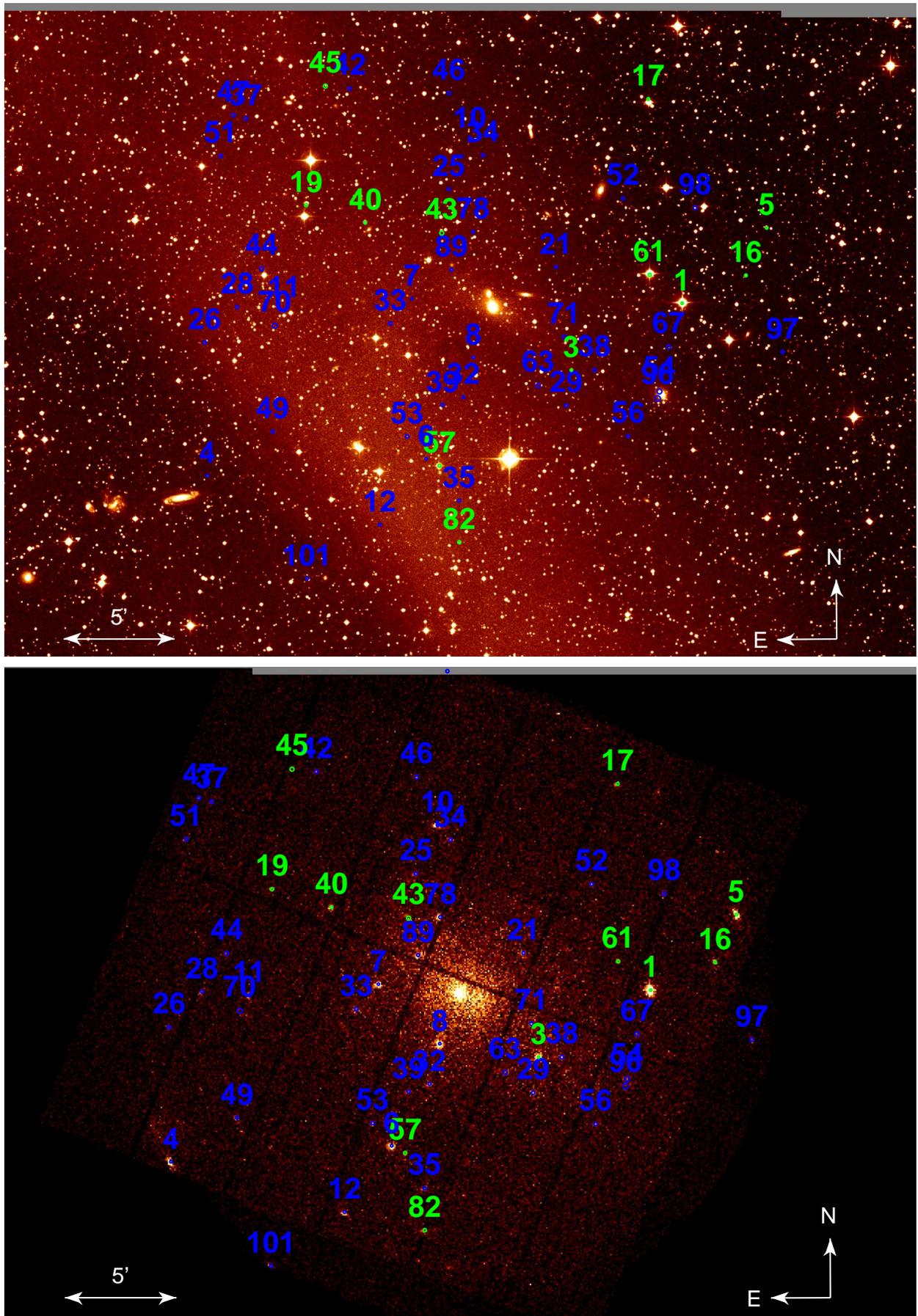


FIG. B.24 – Région de 3C449

TAB. B.25: Identifications optiques dans le champ de LHB-3.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
1	23 09 11.50	61 43 25.83	3.31	AC	G7V	.0563	.0021	-0.89	0.02	13.57	13.04	12.18	*	N012130226 GSC2
3	23 09 33.15	61 42 13.76	3.51	ACe	M0Ve	.0285	.0021	-0.78	0.05	16.91	15.89	14.57	*	N01213034359 GSC2
5	23 08 57.65	61 48 06.46	4.01	UNID		.0267	.0034	+0.29	0.15	*	*	*	*	
2	23 10 00.93	61 36 33.24	3.43	AC	F6V	.0239	.0013	-0.90	0.03	12.62	12.23	*	*	N0121303145 GSC2
8	23 11 00.61	61 40 27.17	4.40	ACe	M2Ve	.0186	.0033	-0.78	0.13	16.96	16.15	15.10	*	N01213034104 GSC2
4	23 08 16.61	61 48 39.33	4.35	UNID		.0152	.0018	+0.09	0.12	*	*	*	*	
11	23 08 30.67	61 46 30.23	4.45	UNID		.0085	.0013	-0.20	0.14	*	*	*	*	
15	23 10 11.44	61 49 02.63	6.63	AC	F5V	.0077	.0017	-1.00	0.06	12.99	12.56	12.05	*	N012130210 GSC2
35	23 10 52.88	61 31 53.41	7.72	UNID		.0072	.0021	+1.00	0.32	*	*	*	*	
16	23 09 45.41	61 46 46.24	5.02	UNID		.0071	.0013	+0.17	0.18	*	*	*	*	
34	23 10 57.51	61 31 22.90	6.25	UNID		.0071	.0019	-0.35	0.21	*	*	*	*	
10	23 10 36.69	61 32 43.27	5.22	AC	??	.0070	.0012	-0.67	0.14	17.63	16.84	*	*	N012130030088 GSC2
19	23 09 22.94	61 25 54.06	8.14	ACe	K4Ve	.0061	.0015	-0.49	0.23	16.29	15.48	14.49	*	N012130026829 GSC2
17	23 10 32.40	61 43 27.67	6.20	UNID		.0060	.0014	-0.58	0.19	*	*	*	*	
40	23 10 27.75	61 48 11.36	6.20	AC	K1V	.0057	.0017	-0.87	0.16	18.31	17.48	16.30	*	N01213021047 GSC2
6	23 09 56.15	61 40 06.29	4.47	AC	G0V	.0056	.0007	-0.47	0.10	16.20	15.52	14.64	*	N01213033918 GSC2
7	23 09 39.91	61 34 30.74	4.89	ACe	M0Ve	.0055	.0008	-0.91	0.09	17.41	16.49	15.57	*	N012130028200 GSC2
9	23 09 19.97	61 39 22.23	4.44	AC	A	.0051	.0009	-0.99	0.08	8.07	8.06	*	*	HD 218724
24	23 10 58.77	61 36 30.98	6.65	UNID		.0046	.0011	-0.54	0.21	*	*	*	*	
21	23 10 23.35	61 35 14.61	5.52	AC	F3V	.0044	.0010	-1.00	0.09	11.64	11.06	*	*	N0121303158 GSC2
25	23 09 34.43	61 46 13.00	8.64	UNID		.0043	.0010	+0.11	0.27	*	*	*	*	
28	23 09 15.37	61 27 03.73	7.90	UNID		.0041	.0010	-0.04	0.19	*	*	*	*	
27	23 09 39.37	61 30 41.20	5.15	UNID		.0039	.0007	+0.08	0.19	*	*	*	*	
14	23 09 40.95	61 35 08.78	4.63	AC	??	.0038	.0006	-0.19	0.15	18.44	17.72	16.17	*	N012130028257 GSC2
13	23 09 44.22	61 34 34.61	5.54	AC	G0V	.0036	.0006	-0.84	0.12	13.53	12.87	12.28	*	N01213009 GSC2
29	23 08 04.37	61 33 48.40	7.72	AC	??	.0035	.0007	-1.00	0.14	18.05	17.28	16.21	*	N012111039027 GSC2
18	23 08 54.40	61 34 03.53	6.04	UNID		.0030	.0006	-0.33	0.19	*	*	*	*	
22	23 08 25.68	61 34 26.91	7.25	AC	??	.0029	.0007	-0.62	0.21	18.89	17.78	16.12	*	N012111039115 GSC2
33	23 10 09.35	61 30 58.79	6.23	UNID		.0029	.0008	-0.29	0.26	*	*	*	*	
46	23 10 12.61	61 33 47.18	9.35	AC	G0V	.0029	.0008	-0.58	0.22	15.01	14.35	13.69	*	N012130028151 GSC2
51	23 08 56.20	61 45 11.05	6.95	UNID		.0027	.0008	+0.61	0.27	*	*	*	*	
23	23 09 55.59	61 36 54.79	5.39	UNID		.0027	.0006	-0.86	0.16	*	*	*	*	
36	23 10 21.37	61 44 59.87	7.69	ACe	K7Ve	.0027	.0009	-1.00	0.22	18.26	17.48	16.45	*	N0121302669 GSC2
30	23 09 06.36	61 44 15.59	5.47	UNID		.0026	.0006	+0.36	0.24	*	*	*	*	
32	23 08 17.52	61 39 59.76	7.03	AC	??	.0025	.0007	-0.89	0.16	18.96	17.30	15.72	*	N012111313396 GSC2
20	23 09 05.00	61 36 49.36	6.29	UNID		.0024	.0005	+0.35	0.20	*	*	*	*	
31	23 08 37.32	61 38 47.97	7.17	AC	??	.0022	.0005	-0.90	0.14	17.87	17.04	16.29	*	N012111039407 GSC2
26	23 09 18.48	61 36 20.93	7.97	AC	??	.0021	.0005	-1.00	0.06	17.72	17.01	15.98	*	N012130028341 GSC2
41	23 08 47.62	61 34 47.85	5.54	UNID		.0018	.0005	-0.76	0.29	*	*	*	*	
38	23 09 26.56	61 35 50.20	7.72	AC	G3V	.0018	.0004	-1.00	0.09	14.84	14.13	13.48	*	N01213005 GSC2
42	23 09 22.16	61 36 14.17	6.64	UNID		.0017	.0005	+0.17	0.30	*	*	*	*	
47	23 09 31.46	61 31 37.52	8.37	UNID		.0015	.0006	-1.00	0.18	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
54	23 09 43.26	61 41 08.05	4.65	ACe	K7Ve	.0030	.0004	-0.56	0.11	18.98	17.70	16.28	*	N01213034094 GSC2
61	23 10 25.62	61 34 21.85	7.06	UNID		.0020	.0006	+0.78	0.33	*	*	*	*	

Continue sur la page suivante.

Tab. B.25 Suite de la page précédente

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
58	23 09 57.57	61 33 33.71	7.77	UNID		.0012	.0004	+0.21	0.42	*	*	*	*	
62	23 08 24.36	61 37 33.94	8.66	UNID		.0010	.0003	+0.25	0.46	*	*	*	*	
65	23 09 31.71	61 36 09.72	9.33	UNID		.0009	.0003	+0.74	0.31	*	*	*	*	

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
66	23 07 33.42	61 36 32.93	8.90	ACe	K1Ve	.0037	.0008	-0.67	0.18	15.91	*	14.43	*	N012111039257 GSC2
73	23 10 37.02	61 33 45.32	8.25	UNID		.0019	.0006	+0.01	0.37	*	*	*	*	
74	23 10 12.20	61 32 40.22	9.42	UNID		.0011	.0004	+0.10	0.33	*	*	*	*	
69	23 10 36.77	61 41 12.67	6.09	UNID		.0024	.0007	+0.45	0.37	*	*	*	*	

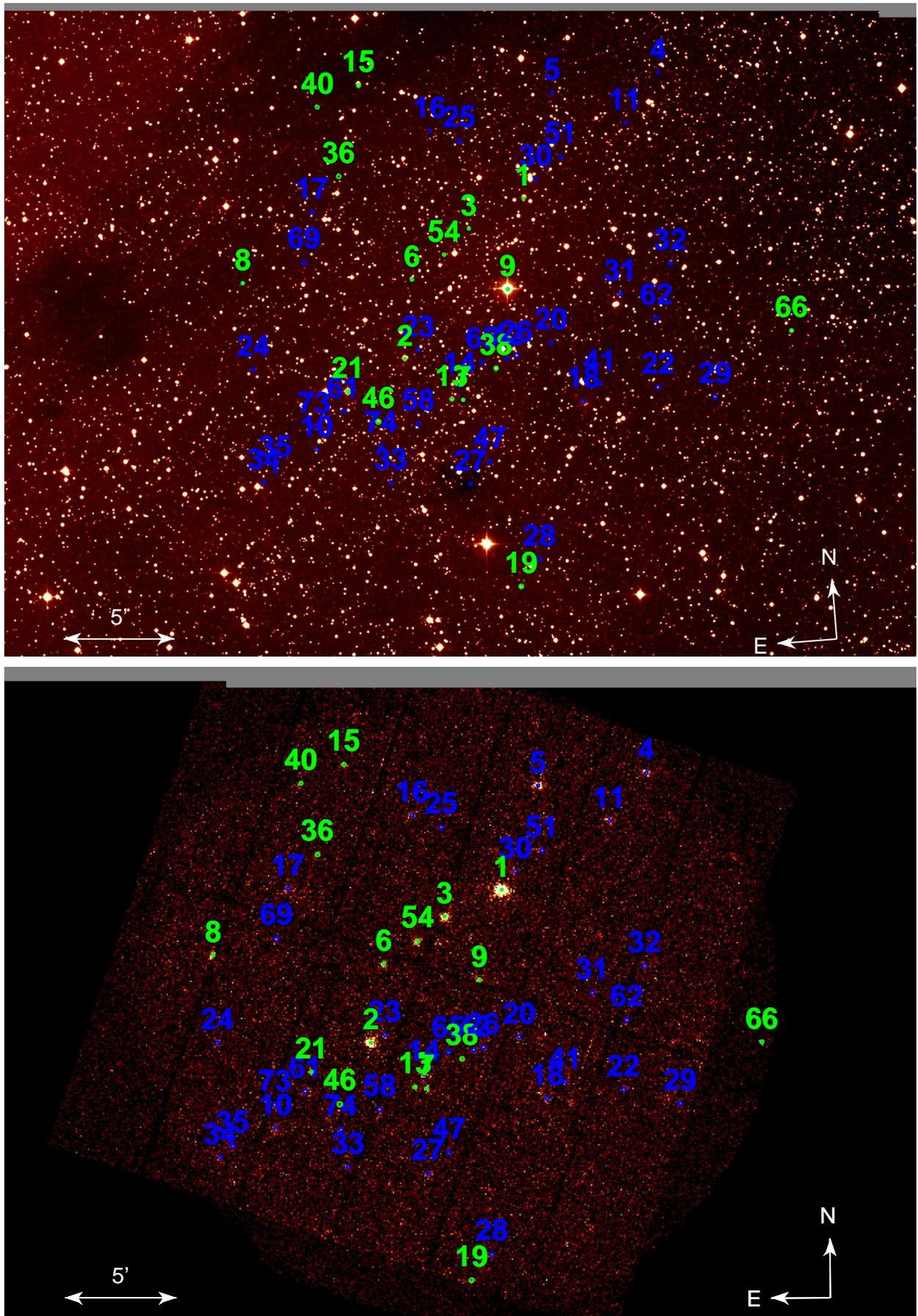


FIG. B.25 – Région de LHB-3

TAB. B.26: Identifications optiques dans le champ de Z And.

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
2	23 34 02.96	48 51 09.78	1.10	UNID		.0902	.0032	-0.50	0.03	20.20	18.26	17.04	*	USNOA2 1350-18429613
3	23 32 54.59	48 48 31.34	1.26	EG	NELG	.0394	.0023	-0.59	0.05	19.21	18.35	17.75	*	USNOA2 1350-18407262
5	23 33 27.71	48 47 13.06	1.24	UNID		.0265	.0019	-0.30	0.07	*	*	*	*	
4	23 33 07.07	48 51 53.38	1.25	UNID		.0258	.0016	-0.60	0.06	*	*	*	*	
6	23 33 41.12	48 57 16.34	1.42	AC	K0V	.0192	.0018	-0.90	0.04	15.40	14.44	13.78	*	USNOA2 1350-18422423
7	23 35 00.60	48 46 01.02	1.94	ACe	M4Ve	.0187	.0026	-0.83	0.09	17.20	15.60	14.69	*	USNOA2 1350-18448491
12	23 34 12.44	48 38 35.40	1.67	AC	G0V	.0132	.0020	-0.91	0.07	15.13	*	14.06	*	GSC2 N012002315905
18	23 34 31.48	48 55 18.64	1.53	UNID		.0124	.0015	-0.01	0.15	*	*	*	*	
9	23 33 38.91	48 56 57.62	1.77	UNID		.0123	.0013	-0.45	0.11	*	*	*	*	
8	23 33 26.36	48 55 18.52	1.61	UNID		.0120	.0014	-0.38	0.11	19.80	*	18.70	*	USNOA2 1350-18417747
13	23 32 36.15	48 45 54.21	1.67	UNID		.0116	.0015	-0.88	0.05	*	*	*	*	
11	23 34 01.45	48 48 10.58	1.51	AC	G5V	.0114	.0013	-1.00	0.06	15.28	14.69	13.95	*	USNOA2 1350-18429061
19	23 34 44.27	48 56 24.27	1.72	UNID		.0112	.0021	-0.62	0.13	*	*	*	*	
14	23 34 05.13	48 57 20.83	1.78	AC	K0V	.0102	.0013	-0.76	0.07	15.40	*	14.06	*	GSC2 N012002325026
25	23 32 44.45	48 42 50.35	1.72	UNID		.0098	.0016	-0.57	0.10	*	*	*	*	
26	23 32 30.01	48 54 09.86	2.22	UNID		.0094	.0019	-0.96	0.08	*	*	*	*	
15	23 32 45.92	48 43 54.46	2.07	AC	K0V	.0094	.0015	-0.91	0.07	14.52	13.29	12.81	*	USNOA2 1350-18404434
31	23 34 47.22	48 54 34.40	2.69	AC	G1V	.0093	.0016	-0.78	0.11	13.94	13.37	12.92	*	USNOA2 1350-18443965
17	23 33 26.55	48 41 07.12	1.64	UNID		.0092	.0013	-0.28	0.13	*	*	*	*	
20	23 33 42.29	48 40 43.00	1.55	UNID		.0083	.0013	-0.75	0.08	*	*	*	*	
42	23 32 22.95	48 52 45.41	4.31	UNID		.0079	.0016	-0.59	0.19	*	*	*	*	
29	23 33 49.77	48 36 51.44	2.65	AC	K3V	.0078	.0015	-0.78	0.13	12.68	11.77	*	*	TYC2 761
10	23 33 16.13	48 46 50.72	1.68	ACe	M4Ve	.0074	.0009	-0.86	0.06	19.12	*	16.41	*	GSC2 N012002320379
21	23 33 10.77	48 50 59.42	1.66	UNID		.0073	.0010	-0.47	0.14	*	*	*	*	
16	23 33 35.29	48 54 23.51	1.69	UNID		.0073	.0009	-0.83	0.06	20.89	*	19.35	*	USNOB1 1389-0500419
40	23 32 29.43	48 47 56.82	2.68	UNID		.0070	.0014	-0.30	0.18	*	*	*	*	
37	23 34 34.43	48 54 18.34	3.37	UNID		.0068	.0012	-0.62	0.15	*	*	*	*	
24	23 33 01.91	48 49 00.54	1.76	UNID		.0057	.0008	-0.08	0.15	*	*	21.40	*	Object B
35	23 34 20.61	48 44 19.74	2.69	UNID		.0055	.0009	-0.66	0.19	20.58	*	19.18	*	USNOB1 1387-0498896
23	23 34 19.48	48 51 12.73	2.17	AC	K0V	.0054	.0011	-0.81	0.08	16.42	*	15.12	*	GSC2 N012002322458
32	23 33 29.52	49 00 35.82	3.56	UNID		.0053	.0017	-0.71	0.13	*	*	*	*	
41	23 32 55.89	48 44 54.01	3.23	UNID		.0052	.0013	-0.32	0.18	*	*	21.40	*	Object A
44	23 35 09.99	48 51 12.77	4.08	AC	K2V	.0050	.0024	-0.88	0.19	12.90	11.98	11.40	*	TYC2 2080
28	23 34 00.10	48 52 51.40	3.12	UNID		.0049	.0008	-0.41	0.14	*	*	*	*	
33	23 34 15.59	48 43 32.48	4.08	UNID		.0045	.0009	+0.19	0.22	*	*	*	*	
36	23 32 54.47	48 42 43.91	3.80	UNID		.0038	.0011	-0.75	0.12	*	*	*	*	
30	23 33 41.47	48 47 31.29	2.41	UNID		.0038	.0007	+0.08	0.18	*	*	*	*	
50	23 33 49.96	48 56 48.52	4.01	UNID		.0034	.0008	-0.43	0.15	*	*	*	*	
39	23 33 17.04	48 41 37.44	6.15	UNID		.0027	.0009	-0.24	0.17	20.83	*	19.07	1	17.87 USNOB1 1386-0498636
55	23 33 20.40	48 50 04.03	2.20	UNID		.0024	.0006	-0.44	0.26	*	*	*	*	
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
60	23 34 39.54	48 40 25.85	1.80	UNID		.0062	.0010	-0.43	0.12	*	*	*	*	
68	23 34 58.76	48 51 37.81	3.10	UNID		.0047	.0009	-0.43	0.17	*	*	*	*	
64	23 33 24.85	48 58 03.43	2.33	ACe	M2V	.0041	.0006	-0.80	0.13	19.08	*	16.75	*	GSC2 N012002325328
67	23 34 28.78	48 39 05.35	3.12	AC	F6V	.0035	.0006	+0.03	0.17	16.88	*	15.88	*	GSC2 N012002316219

Continue sur la page suivante.

Tab. B.26 Suite de la page précédente

SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
63	23 34 11.27	48 43 49.11	2.98	UNID		.0028	.0004	-0.70	0.22	*	*	*	*	
65	23 34 22.28	48 45 20.85	4.69	AC	F3V	.0024	.0005	-0.84	0.14	12.80	12.31	12.00	*	TYC2 2322
72	23 34 30.38	48 39 54.25	3.51	UNID		.0023	.0006	-0.31	0.26	*	*	*	*	
43	23 33 12.01	48 54 28.49	4.40	UNID		.0020	.0004	+0.67	0.30	*	*	*	*	
66	23 33 20.71	48 57 05.81	3.53	UNID		.0019	.0004	-0.33	0.20	*	*	*	*	
69	23 33 15.11	48 56 38.82	2.99	AC	F8V	.0017	.0005	-1.00	0.15	9.58	9.13	*	*	HD 221604
SRC	RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₂ tot cts/s	error cts/s	mos ₂ HR2	mos ₂ HR2 error	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Identification
93	23 34 24.68	48 55 30.55	3.46	UNID		.0034	.0007	-0.43	0.17	*	*	*	*	
87	23 34 43.88	48 41 07.90	3.58	AC	??	.0026	.0007	-1.00	0.26	19.08	*	16.61	*	USNOA2 1350-18442969
84	23 34 05.60	48 37 19.09	3.51	UNID		.0026	.0010	-0.49	0.20	*	*	*	*	
85	23 33 30.27	48 38 00.43	3.75	UNID		.0023	.0005	-0.09	0.21	*	*	*	*	
81	23 33 22.30	48 39 35.09	4.56	UNID		.0017	.0004	-0.97	0.17	*	*	*	*	
71	23 33 31.18	48 52 01.72	2.98	UNID		.0016	.0003	-0.13	0.25	*	*	*	*	
86	23 33 21.21	48 40 05.91	4.07	UNID		.0016	.0004	+0.03	0.26	18.90	*	18.50	*	USNOA2 1350-18415999
90	23 33 29.46	48 50 27.70	3.89	UNID		.0011	.0002	+0.19	0.27	*	*	*	*	
95	23 33 32.60	48 54 29.40	4.26	UNID		.0010	.0003	-0.25	0.48	*	*	*	*	

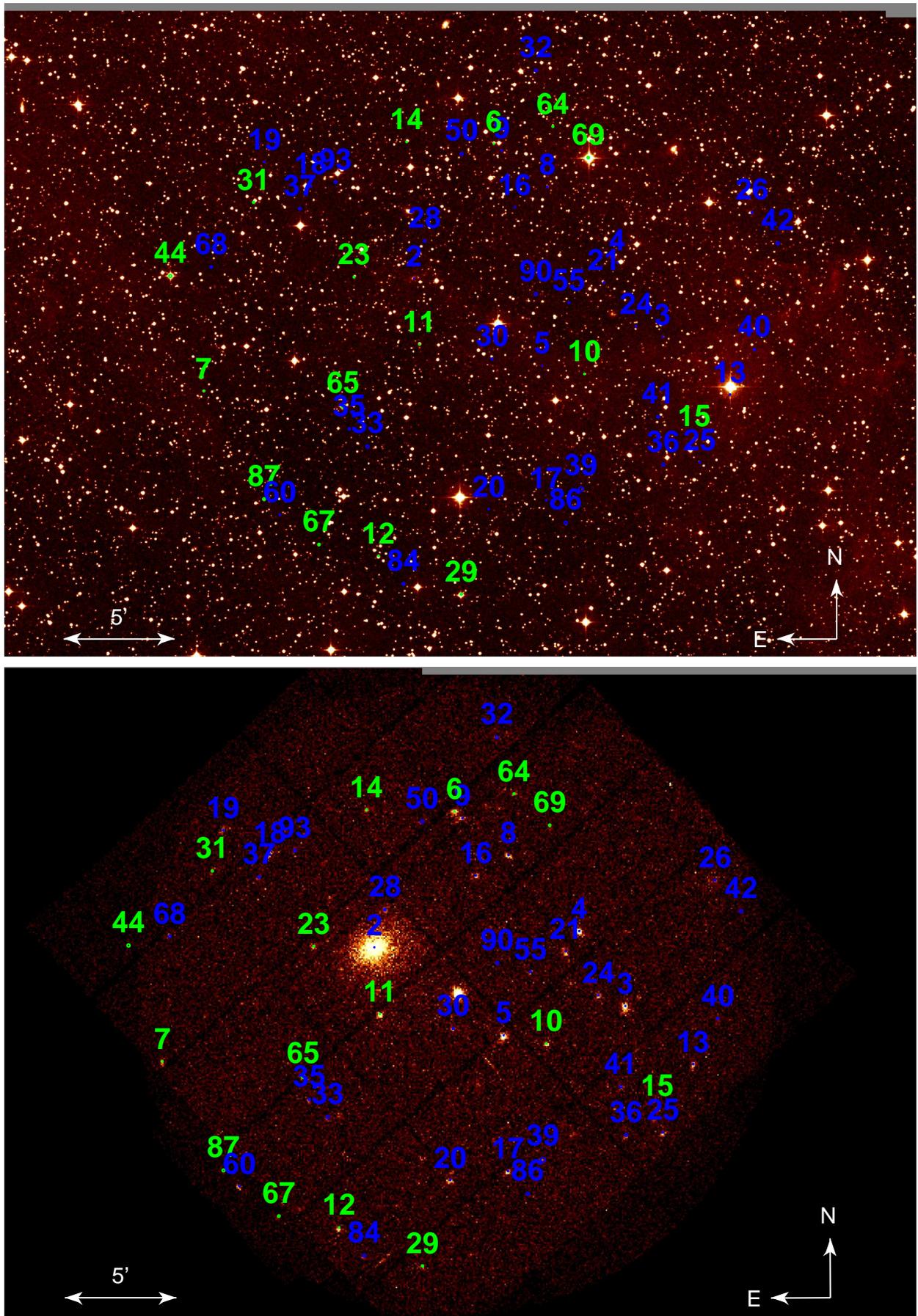


FIG. B.26 – Région de Z And

Annexe C

LE RELEVÉ DU *Bright Serendipitous Survey*.

TAB. C.1: Identifications stellaires dans le relevé à hautes latitudes galactiques du *Bright Serendipitous Survey*.

RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	pn tot cts/s	error cts/s	pn HR2	pn HR2 error	B	V	R	Identification
01 41 00.43	-67 53 27.51	.06	XR	Am	1.810	.0310	-0.52	0.01	14.90	18.00	*	V* BL Hyi
12 49 38.73	-06 04 45.67	.03	AC	G5V	1.010	.0066	-0.91	0.00	10.33	+9.69	*	HD111487
12 36 00.55	-39 52 15.11	.04	AC	M2V	.6770	.0048	-0.84	0.00	*	13.30	*	CD-39 7717B
11 03 20.05	35 58 04.20	.06	AC	M2V	.3000	.0089	-0.99	0.01	+9.00	+7.49	*	HD95735
05 20 49.35	-45 41 30.27	.10	AC	K5V	.2810	.0098	-0.94	0.01	12.20	*	*	HD274404
04 08 07.03	-71 27 02.21	.06	ACe	M2V	.2290	.0057	-0.93	0.01	13.49	*	11.56	EXO 0408.4-7134
23 04 08.35	03 18 21.34	.08	AC	??	.2100	.0071	-0.96	0.01	12.24	*	10.87	CCDM23041+0318B
02 18 29.89	-04 55 13.78	.08	AC	??	.1280	.0024	-0.89	0.01	14.81	*	13.01	S00232203825
05 16 16.92	79 44 10.45	.08	AC	F8V	.1170	.0021	-0.86	0.01	+9.64	+9.30	*	HD32558
13 47 31.84	58 21 03.11	.07	ACe	M2V	.1020	.0032	-0.89	0.02	16.06	*	13.96	N1111111164
21 26 35.95	-44 50 48.01	.17	AC	F5V	.1000	.0066	-0.95	0.03	+8.32	+7.91	*	HD203915
23 50 32.40	36 32 00.42	.19	AC	K2V	.0969	.0100	-0.96	0.02	14.24	*	12.83	N001023364
23 33 25.84	-15 22 40.73	.06	AC	K4V	.0962	.0027	-0.90	0.01	13.42	*	11.87	S3202213118
08 03 09.11	65 08 06.72	.12	AC	F2V	.0913	.0049	-1.00	0.00	+8.07	+7.72	*	HD65497
10 20 44.08	08 14 23.79	.19	ACe	M5V	.0897	.0110	-0.87	0.05	15.81	*	13.64	N2021131199
14 39 22.92	64 09 14.34	.10	AC	F2V	.0890	.0022	-0.99	0.00	+7.91	+7.55	*	HD129390
13 21 05.50	34 14 59.79	.12	UNID		.0840	.0033	-0.69	0.03	*	*	*	[OCL83]1318+345
10 51 31.10	57 34 39.40	.13	ACe	M5V	.0707	.0027	-0.95	0.01	16.15	*	14.44	N21233316424
14 02 19.56	-11 04 57.95	.14	AC	K0V	.0628	.0024	-0.97	0.01	+9.46	+8.49	*	HD122473
13 33 21.10	50 31 02.29	.08	AC	F6V	.0624	.0019	-0.92	0.01	11.76	11.08	*	N1302101244
20 58 47.05	-42 37 04.29	.10	AC	??	.0595	.0033	-1.00	0.02	13.44	*	*	S3331303193
12 27 51.22	33 38 42.78	.19	AC	K6V	.0585	.0036	-0.92	0.03	13.26	*	11.15	N122322014
00 58 23.01	-27 40 14.00	.13	AC	G6III	.0585	.0053	-1.00	0.02	13.06	12.27	*	BokII284
12 29 42.47	01 55 25.42	.22	AC	G0V	.0504	.0044	-0.94	0.02	14.33	*	12.38	N120013358
00 00 31.82	-24 55 02.62	.26	UNID		.0498	.0027	-0.67	0.04	*	*	*	
09 59 55.07	25 15 51.05	.19	AC	F0V	.0496	.0017	-0.85	0.02	12.29	12.04	*	N2330002281
22 28 52.41	-05 09 13.58	.15	AC	F8V	.0480	.0016	-0.99	0.01	10.14	+9.58	*	HD213039
21 38 40.55	-42 42 38.85	.19	AC	G2V	.0471	.0075	-1.00	0.09	+9.83	+9.31	*	HD205756
16 53 13.30	02 16 45.71	.08	AC	??	.0459	.0026	-0.97	0.01	12.52	12.092	*	TYC2 120
04 07 44.64	-71 08 47.07	.33	UNID		.0423	.0028	-0.76	0.05	*	*	*	
14 09 36.92	26 16 32.37	.09	ACe	M2V	.0406	.0011	-0.91	0.01	15.71	*	13.78	N1332013173
12 32 08.85	64 03 03.58	.23	AC	K7V	.0368	.0029	-0.89	0.03	16.30	*	14.34	N111231133
09 10 43.39	05 48 00.87	.13	AC	M5V	.0358	.0052	-0.88	0.06	19.30	*	17.03	N23100106810
07 44 00.38	74 40 57.15	.17	AC	??	.0354	.0018	-0.92	0.02	14.22	*	12.76	N2101130168
15 31 56.60	-08 26 09.84	.10	AC	G5V	.0344	.0017	-1.00	0.01	10.43	+9.37	*	HD138372
23 15 41.34	-42 41 25.40	.14	AC	F9V	.0304	.0054	-0.73	0.10	10.33	+9.92	*	HD219369
RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2 cts/s	mos ₁ HR2 error	B	V	R	Identification
01 27 57.37	18 59 23.97	.13	AC	F8V	.3930	.0170	-0.91	0.02	+9.86	+9.36	*	BD+18193
00 10 02.66	11 08 34.41	.06	AC	B9Vn	.1570	.0074	-0.88	0.02	+5.47	+5.54	*	HD560
01 27 57.24	19 00 00.46	.01	AC	??	.1280	.0098	-0.83	0.03	11.92	*	10.66	N3230332192
00 17 49.98	16 19 52.55	.09	AC	F6V	.0312	.0015	-1.00	0.00	+7.68	+7.22	*	HD1352
16 29 10.90	78 04 39.27	.15	XR	DA+M	.0304	.0030	-0.91	0.03	*	13.03	*	1ES1631+78.1
14 28 00.13	42 44 10.29	.12	AC		.0250	.0012	-0.87	0.02	16.89	*	14.99	CRSSJ1428.0+4244
12 28 37.27	01 57 25.10	2.37	AC		.0240	.0058	-1.00	0.18	14.67	*	12.96	GSC 00282-00187
22 53 49.62	-17 21 37.49	.15	ACe	M5V	.0222	.0035	-0.84	0.08	17.04	*	14.64	S32333013680

Continue sur la page suivante.

Tab. C.1 Suite de la page précédente

RA (J2000)	DEC (J2000)	r90 arcsec	Classe	Type	mos ₁ tot cts/s	error cts/s	mos ₁ HR2	mos ₁ HR2 error	B	V	R	Identification
16 57 10.50	35 20 22.19	.19	ACe	K0V	.0206	.0021	-0.86	0.04	14.58	*	12.97	N1322100552
00 29 53.17	04 45 24.27	.26	AC		.0140	.0013	-0.88	0.04	11.602	11.067	*	TYC2 29
16 29 44.53	78 11 25.79	.26	ACe	M4V	.0137	.0018	-0.93	0.04	17.36	*	15.19	RIXOS122-10
14 29 01.28	42 30 50.15	.26	AC	K0V	.0136	.0010	-0.92	0.04	+9.71	+9.05	*	HD127244
22 48 33.33	-51 18 59.91	.19	AC	A3V	.0115	.0012	-0.99	0.01	+3.58	+3.49	*	HD215789
22 17 50.33	-08 32 09.21	.27	ACe	M0V	.0113	.0012	-0.87	0.04	15.53	*	13.89	S3212233208
22 48 46.63	-50 59 27.97	.18	AC		.0095	.0014	-0.92	0.02	14.01	*	12.20	V* YY Gru
00 10 51.53	10 51 39.88	.40	AC	K0V	.0077	.0013	-0.65	0.10	14.90	*	13.60	N3203102210

Annexe D

CONTRIBUTIONS AUX CONFÉRENCES
SF2A (STRASBOURG) ET *The X-Ray
Universe Symposium* (MADRID).

Bibliographie

- [1] Allen, C. W. 1976, *Astrophysical Quantities*, London : Athlone (3rd edition), 1976,
- [2] Anders, E., & Grevesse, N. 1989, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 53, 197
- [3] Andre, P., Ward-Thompson, D., & Barsony, M. 1993, *ApJ*, 406, 122
- [4] Andre, P., & Montmerle, T. 1994, *ApJ*, 420, 837
- [5] Andre, P., Ward-Thompson, D., & Barsony, M. 2000, *Protostars and Planets IV*, 59
- [6] Argiroffi, C., Maggio, A., & Peres, G. 2003, *A&A*, 404, 1033
- [7] Audard, M., Behar, E., Güdel, M., Raassen, A. J. J., Porquet, D., Mewe, R., Foley, C. R., & Bromage, G. E. 2001, *A&A*, 365, L329
- [8] Avni, Y. 1976, *ApJ*, 210, 642
- [9] Bahcall, J. N., & Soneira, R. M. 1980, *ApJS*, 44, 73
- [10] Barbanis, B., & Prendergast, K. H. 1967, *AJ*, 72, 215
- [11] Barbera, M., Micela, G., Sciortino, S., Harnden, F. R., & Rosner, R. 1993, *ApJ*, 414, 846
- [12] Barbera, M., Bocchino, F., Damiani, F., Micela, G., Sciortino, S., Favata, F., & Harnden, F. R. 2002, *A&A*, 387, 463
- [13] Barcons, X., et al. 2002, *A&A*, 382, 522
- [14] Barrado y Navascués, D., Stauffer, J. R., & Randich, S. 1998, *ApJ*, 506, 347
- [15] Basri, G., & Martín, E. L. 1999, *ApJ*, 510, 266
- [16] Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, 117, 393
- [17] Bertin, E., Mellier, Y., Radovich, M., Missonnier, G., Didelon, P., & Morin, B. 2002, *ASP Conf. Ser. 281 : Astronomical Data Analysis Software and Systems XI*, 281, 228
- [18] Bessell, M. S. 1990, *PASP*, 102, 1181
- [19] Bienayme, O., Robin, A. C., & Creze, M. 1987, *A&A*, 180, 94

- [20] Bouvier, J., Forestini, M., & Allain, S. 1997, *A&A*, 326, 1023
- [21] Caillault, J.-P., & Helfand, D. J. 1985, *ApJ*, 289, 279
- [22] Calabretta, M. R., & Greisen, E. W. 2002, *A&A*, 395, 1077
- [23] Cassinelli, J. P. 1994, *Ap&SS*, 221, 277
- [24] Catura, R. C., Acton, L. W., & Johnson, H. M. 1975, *ApJ*, 196, L47
- [25] Cousins, A. W. J. 1976, *MmRAS*, 81, 25
- [26] Craig, I. J. D., & Brown, J. C. 1976, *A&A*, 49, 239
- [27] Creze, M., Chereul, E., Bienayme, O., & Pichon, C. 1998, *A&A*, 329, 920
- [28] Culhane, J. L. 1980, *Nature*, 284, 509
- [29] Dame, T. M., Hartmann, D., & Thaddeus, P. 2001, *ApJ*, 547, 792
- [30] Damiani, F., Flaccomio, E., Micela, G., Sciortino, S., Harnden, F. R., Murray, S. S., Wolk, S. J., & Jeffries, R. D. 2003, *ApJ*, 588, 1009
- [31] Della Ceca, R., et al. 2004, *A&A*, 428, 383
- [32] de la Reza, R., Torres, C. A. O., Quast, G., Castilho, B. V., & Vieira, G. L. 1989, *ApJ*, 343, L61
- [33] Dickey, J. M., & Lockman, F. J. 1990, *ARA&A*, 28, 215
- [34] Doyle, J. G. 1989, *A&A*, 218, 195
- [35] Drimmel, R., & Spergel, D. N. 2001, *ApJ*, 556, 181
- [36] Ebisawa, K., Maeda, Y., Kaneda, H., & Yamauchi, S. 2001, *ASP Conf. Ser.* 251 : *New Century of X-ray Astronomy*, 251, 298
- [37] Ebisawa, K., & et al. 2002, *Black Hole Astrophysics 2002*, 25
- [38] Ebisawa, K., et al. 2005, *ApJ*, 635, 214
- [39] Edlén, B. 1943, *Zeitschrift fur Astrophysics*, 22, 30
- [40] Einasto, J. 1979, *IAU Symp.* 84 : *The Large-Scale Characteristics of the Galaxy*, 84, 451
- [41] Fasano, G., & Franceschini, A. 1987, *MNRAS*, 225, 155
- [42] Favata, F., Micela, G., Sciortino, S., & Vaiana, G. S. 1992, *A&A*, 256, 86
- [43] Favata, F., & Micela, G. 2003, *Space Science Reviews*, 108, 577
- [44] Feigelson, E. D. 1996, *ApJ*, 468, 306
- [45] Fleming, T. A., Liebert, J., Gioia, I. M., & Maccacaro, T. 1988, *ApJ*, 331, 958
- [46] Fleming, T. A., Schmitt, J. H. M. M., & Giampapa, M. S. 1995, *ApJ*, 450, 401
- [47] Franciosini, E., Randich, S., & Pallavicini, R. 2000, *A&A*, 357, 139
- [48] Gagne, M., Caillault, J.-P., & Stauffer, J. R. 1995, *ApJ*, 445, 280
- [49] Gagne, M., Caillault, J.-P., & Stauffer, J. R. 1995, *ApJ*, 450, 217
- [50] Geist, W. 1990, *Dresden International Astronautical Federation Congress*,
- [51] Getman, K. V., et al. 2005, *ApJS*, 160, 319

- [52] Gilmore, G. 1984, MNRAS, 207, 223
- [53] Guillout, P. 1996, Ph.D. Thesis,
- [54] Guillout, P., Haywood, M., Motch, C., & Robin, A. C. 1996, A&A, 316, 89
- [55] Guillout, P., Haywood, M., Motch, C., & Robin, A. C. 1996, Roentgenstrahlung from the Universe, 41
- [56] Guillout, P., Sterzik, M. F., Schmitt, J. H. M. M., Motch, C., & Neuhaeuser, R. 1998, A&A, 337, 113
- [57] Guillout, P., Schmitt, J. H. M. M., Egret, D., Voges, W., Motch, C., & Sterzik, M. F. 1999,
- [58] Guillout, P., & Motch, C. 2003, Astronomische Nachrichten, 324, 81 A&A, 351, 1003
- [59] Harkness & Young 1869, First Issue of Nature
- [60] Hartmann, L. 2001, AJ, 121, 1030
- [61] Haywood, M., Robin, A. C., & Bienayme, O. 1995, IAU Symp. 164 : Stellar Populations, 164, 389
- [62] Haywood, M. 1995, Ph.D. Thesis,
- [63] Haywood, M., Robin, A. C., & Creze, M. 1997, A&A, 320, 428
- [64] Haywood, M., Robin, A. C., & Creze, M. 1997, A&A, 320, 440
- [65] Hérent, O., Motch, C., Warwick, R., Wheatley, P., & Guillout, P. 2003, Astronomische Nachrichten, 324, 142
- [66] Holland, K., Jameson, R. F., Hodgkin, S., Davies, M. B., & Pinfield, D. 2000, MNRAS, 319, 956
- [67] Jahrei, H., & Wielen, R. 1997, ESA SP-402 : Hipparcos - Venice '97, 675
- [68] Jascheck, C., Jascheck, M., & Isles, J. 1988, Journal of the British Astronomical Association, 98, 116
- [69] Jaschek, C., & Jaschek, M. 1988, JRASC, 82, 217
- [70] Jacoby, G. H., Hunter, D. A., & Christian, C. A. 1984, ApJS, 56, 257
- [71] Jeffries, R. D. 1999, ASP Conf. Ser. 158 : Solar and Stellar Activity : Similarities and Differences, 158, 75
- [72] Kaastra, J.S. 1992, An X-Ray Spectral Code for Optically Thin Plasmas (Internal SRON-Leiden Report, updated version 2.0)
- [73] Kaastra, J. S., & Mewe, R. 1993, A&AS, 97, 443
- [74] Kaastra, J. S., Mewe, R., Liedahl, D. A., Singh, K. P., White, N. E., & Drake, S. A. 1996, A&A, 314, 547
- [75] Koranyi, D. M., Kleyna, J., & Grogin, N. A. 1998, PASP, 110, 1464
- [76] Lacey, C. G., & Ostriker, J. P. 1985, ApJ, 299, 633
- [77] Lada, C. J. 1991, NATO ASIC Proc. 342 : The Physics of Star Formation and Early Stellar Evolution, 329

- [78] Landolt H., Bornstein L., 1982, Springer Verlag, Berlin, 2, B
- [79] Landolt, A. U. 1992, AJ, 104, 372
- [80] Le Borgne, J.-F., et al. 2003, A&A, 402, 433
- [81] Lebreton, Y., Fernandes, J., & Lejeune, T. 2001, A&A, 374, 540
- [82] Liedahl, D. A., Osterheld, A. L., & Goldstein, W. H. 1995, ApJ, 438, L115
- [83] Liveing and Dewar 1880, Proc. Roy. Soc. A30, 498, 580
- [84] Lockman, F. J., Hobbs, L. M., & Shull, J. M. 1984, BAAS, 16, 981
- [85] MacQueen, R. M., Eddy, J. A., Gosling, J. T., Hildner, E., Munro, R. H., Newkirk, G. A., Poland, A. I., & Ross, C. L. 1974, ApJ, 187, L85
- [86] Maggio, A., Sciortino, S., Vaiana, G. S., Majer, P., Bookbinder, J., Golub, L., Harnden, F. R., & Rosner, R. 1987, ApJ, 315, 687
- [87] Maggio, A., Sciortino, S., & Harnden, F. R. 1994, ApJ, 432, 701
- [88] Maggio, A., Sanz-Forcada, J., Scelsi, L., & Reale, F. 2004, Memorie della Societa Astronomica Italiana, 75, 444
- [89] Mathis, J. S., Ruml, W., & Nordsieck, K. H. 1977, ApJ, 217, 425
- [90] Mewe, R., Heise, J., Gronenschild, E. H. B. M., Brinkman, A. C., Schrijver, J., & den Boggende, A. J. F. 1975, Nature, 256, 711
- [91] Mewe, R., Gronenschild, E. H. B. M., & van den Oord, G. H. J. 1985, A&AS, 62, 197
- [92] Mewe, R., Gronenschild, E.H.B.M., and van den Oord, G.H.J. 1985, A&AS, 62, 197
- [93] Mewe, R., Lemen, J.R., and van den Oord, G.H.J. 1986, A&AS, 65, 511
- [94] Mewe, R., & Schrijver, C. J. 1986, A&A, 169, 178
- [95] Mewe, R., Kaastra, J. S., White, S. M., & Pallavicini, R. 1996, A&A, 315, 170
- [96] Micela, G., Sciortino, S., Vaiana, G. S., Schmitt, J. H. M. M., Stern, R. A., Harnden, F. R., & Rosner, R. 1988, ApJ, 325, 798
- [97] Micela, G., Sciortino, S., Vaiana, G. S., Harnden, F. R., Rosner, R., & Schmitt, J. H. M. M. 1990, ApJ, 348, 557
- [98] Micela, G., Sciortino, S., & Favata, F. 1993, ApJ, 412, 618
- [99] Michel, L., Hérent, O., Motch, C., Pye, J., & Watson, M. G. 2004, ASP Conf. Ser. 314 : Astronomical Data Analysis Software and Systems (ADASS) XIII, 314, 570
- [100] Mochnacki, S. W., et al. 2002, AJ, 124, 2868
- [101] Monet, D. B. A., et al. 1998, VizieR Online Data Catalog, 1252, 0
- [102] Morley, J. E., Briggs, K. R., Pye, J. P., Favata, F., Micela, G., & Sciortino, S. 2001, MNRAS, 326, 1161
- [103] Motch, C., & Haberl, F. 1995, ASP Conf. Ser. 85 : Magnetic Cataclysmic Variables, 85, 109

- [104] Motch, C., Haberl, F., Guillout, P., Pakull, M., Reinsch, K., & Krautter, J. 1996, *A&A*, 307, 459
- [105] Motch, C., Guillout, P., Haberl, F., Pakull, M., Pietsch, W., & Reinsch, K. 1997, *A&A*, 318, 111
- [106] Motch, C., et al. 1998, *A&AS*, 132, 341
- [107] Motch C. 2000, *ASP Conf. Ser.*, 232, P16
- [108] Motch, C., Bearda, H., & Neiner, C. 2002, *A&A*, 393, 913
- [109] Motch C. 2002, 'New Visions of the X-ray Universe in the XMM-Newton and Chandra Era', 26-30 November 2001, ESTEC, The Netherlands
- [110] Motch, C., Hérent, O., & Guillout, P. 2003, *Astronomische Nachrichten*, 324, 61
- [111] Munro, M. P., Baganoff, F. K., Bautz, M. W., Brandt, W. N., Garmire, G. P., & Ricker, G. R. 2003, *ApJ*, 599, 465
- [112] Munro, M. P., et al. 2003, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 203,
- [113] Munro, M. P., et al. 2003, *ApJ*, 589, 225
- [114] Neuhäuser, R. 1997, *Reviews of Modern Astronomy*, 10, 323
- [115] Neuhäuser, R., et al. 1999, *A&A*, 343, 883
- [116] Ng, Y. K., & Bertelli, G. 1998, *A&A*, 329, 943
- [117] Pallavicini, R., Golub, L., Rosner, R., & Vaiana, G. 1981, *SAO Special Report*, 392, 77
- [118] Pallavicini, R., Franciosini, E., & Randich, S. 2004, *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 75, 434
- [119] Perryman, M. A. C., et al. 1995, *A&A*, 304, 69
- [120] Pillitteri, I., Micela, G., Damiani, F., Sciortino, S., 2006, *astro-ph/0601177*
- [121] Poland, A. I., Gosling, J. T., Hildner, E. G., MacQueen, R. M., Munro, R. H., & Ross, C. L. 1973, *BAAS*, 5, 419
- [122] Predehl, P., & Schmitt, J. H. M. M. 1995, *A&A*, 293, 889
- [123] Preibisch, T. 1997, *A&A*, 320, 525
- [124] Raguzova, N. V. 2001, *A&A*, 367, 848
- [125] Randich, S. 2000, *ASP Conf. Ser.* 198 : *Stellar Clusters and Associations : Convection, Rotation, and Dynamos*, 198, 401
- [126] Robin, A., & Creze, M. 1986, *A&A*, 157, 71
- [127] Robin, A. C., Reylé, C., Derrière, S., & Picaud, S. 2003, *A&A*, 409, 523
- [128] Robinson, R. D., Smith, M. A., & Henry, G. W. 2002, *ApJ*, 575, 435
- [129] Rosner, R., et al. 1981, *ApJ*, 249, L5
- [130] Rosner, R., Golub, L., & Vaiana, G. S. 1985, *ARA&A*, 23, 413

- [131] Sanz-Forcada, J. 2003, *The Future of Cool-Star Astrophysics : 12th Cambridge Workshop on Cool Stars , Stellar Systems, and the Sun (2001 July 30 - August 3)*, eds. A. Brown, G.M. Harper, and T.R. Ayres, (University of Colorado), 2003, p. 60-70., 12, 60
- [132] Sciortino, S., & Micela, G. 1992, *LNP Vol. 397 : Surface Inhomogeneities on Late-Type Stars*, 397, 334
- [133] Schatzman, E. 1959, *IAU Symp. 10 : The Hertzsprung-Russell Diagram*, 10, 129
- [134] Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- [135] Schmitt, J. H. M. M., Golub, L., Harnden, F. R., Maxson, C. W., Rosner, R., & Vaiana, G. S. 1985, *ApJ*, 290, 307
- [136] Schmitt, J. H. M. M., Pallavicini, R., Monsignori-Fossi, B. C., & Harnden, F. R. 1987, *A&A*, 179, 193
- [137] Schmitt, J. H. M. M., Collura, A., Sciortino, S., Vaiana, G. S., Harnden, F. R., & Rosner, R. 1990, *ApJ*, 365, 704
- [138] Schmitt, J. H. M. M. 1997, *A&A*, 318, 215
- [139] Schulz, N. S., Canizares, C. R., Huenemoerder, D. P., Lee, J. C., & Tibbetts, K. 2002, *ASP Conf. Ser. 277 : Stellar Coronae in the Chandra and XMM-NEWTON Era*, 277, 165
- [140] Siess, L., Forestini, M., & Dougados, C. 1997, *A&A*, 324, 556
- [141] Skumanich, A. 1972, *ApJ*, 171, 565
- [142] Spitzer, L. J., & Schwarzschild, M. 1951, *ApJ*, 114, 385
- [143] Stauffer, J. R., Caillault, J.-P., Gagne, M., Prosser, C. F., & Hartmann, L. W. 1994, *ApJS*, 91, 625
- [144] Stelzer, B., Micela, G., & Neuhäuser, R. 2004, *A&A*, 423, 1029
- [145] Stern, R. A., Zolcinski, M. C., Antiochos, S. K., & Underwood, J. H. 1981, *ApJ*, 249, 647
- [146] Stern, R. A., Antiochos, S. K., & Harnden, F. R. 1986, *ApJ*, 305, 417
- [147] Stern, R. A., Schmitt, J. H. M. M., Pye, J. P., Hodgkin, S. T., Stauffer, J. R., & Simon, T. 1994, *ApJ*, 427, 808
- [148] Stetson, P. B. 1987, *PASP*, 99, 191
- [149] Straniero, O., Chieffi, A., Limongi, M., & Dominguez, I. 1998, *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 69, 139
- [150] Sugizaki, M., Mitsuda, K., Kaneda, H., Matsuzaki, K., Yamauchi, S., & Koyama, K. 2001, *VizieR Online Data Catalog*, 213, 40077
- [151] Swank, J. H., Holt, S. S., White, N. E., & Becker, R. H. 1981, *ApJ*, 246, 208
- [152] Szkody, P., et al. 2002, *AJ*, 123, 430
- [153] Szkody, P., et al. 2003, *AJ*, 126, 1499
- [154] Szkody, P., et al. 2004, *AJ*, 128, 1882

- [155] Szkody, P., et al. 2005, *AJ*, 129, 2386
- [156] Randich, S., & Schmitt, J. H. M. M. 1995, *A&A*, 298, 115
- [157] Raymond, J. C., & Smith, B. W. 1977, *ApJS*, 35, 419
- [158] Raymond, J. C. 1988, *NATO ASIC Proc. 249 : Hot Thin Plasmas in Astrophysics*, 3
- [159] Taylor, B. J. 1986, *ApJS*, 60, 577
- [160] Testa, P., Drake, J. J., & Peres, G. 2004, *ApJ*, 617, 508
- [161] The, C. D. 2005, *VizieR Online Data Catalog*, 1, 2002
- [162] Torrejón, J. M., & Orr, A. 2001, *A&A*, 377, 148
- [163] Tucker, W. H., & Koren, M. 1971, *ApJ*, 170, 621
- [164] Turnshek, D. E., Turnshek, D. A., & Craine, E. R. 1985, *Astronomy and Astrophysics Series*, Tucson : Western Research Company, 1985,
- [165] Vaiana, G. S., Davis, J. M., Giacconi, R., Krieger, A. S., Silk, J. K., Timothy, A. F., & Zombeck, M. 1973, *ApJ*, 185, L47
- [166] Vaiana, G. S., & Rosner, R. 1978, *ARA&A*, 16, 393
- [167] Vaiana, G. S., et al. 1981, *ApJ*, 245, 163
- [168] Vaiana, G. S. 1981, *ASSL Vol. 87 : X-ray Astronomy with the Einstein Satellite*, 1
- [169] Vaiana, G. S. 1983, *IAU Symp. 102 : Solar and Stellar Magnetic Fields : Origins and Coronal Effects*, 102, 165
- [170] Valdes, F. G. 1998, *ASP Conf. Ser. 145 : Astronomical Data Analysis Software and Systems VII*, 145, 53
- [171] Vedder, P. W., & Canizares, C. R. 1983, *ApJ*, 270, 666
- [172] Voges, W., et al. 1999, *A&A*, 349, 389
- [173] Waller, W. H. 1990, *PASP*, 102, 1217
- [174] Walter, F., Charles, P., & Bowyer, S. 1978, *BAAS*, 10, 511
- [175] Walter, F. M., Bowyer, S., Linsky, J. L., & Garmire, G. 1980, *ApJ*, 236, L137
- [176] Walter, F. M., Cash, W., Charles, P. A., & Bowyer, C. S. 1980, *ApJ*, 236, 212
- [177] Walter, F. M., Charles, P. A., & Bowyer, S. 1980, *IAU Symp. 88 : Close Binary Stars : Observations and Interpretation*, 88, 397
- [178] Wang, Q. D., Gotthelf, E. V., & Lang, C. C. 2002, *Nature*, 415, 148
- [179] Warner, B. 1995, *Cambridge Astrophysics Series*, Cambridge, New York : Cambridge University Press, —c1995,
- [180] Watson, M. G., et al. 2003, *Astronomische Nachrichten*, 324, 89
- [181] Wichmann, R., et al. 1996, *A&A*, 312, 439
- [182] Wilking, B. A., Lada, C. J., & Young, E. T. 1989, *ApJ*, 340, 823
- [183] Williams, G. 1983, *ApJS*, 53, 523

-
- [184] Xmm-Newton Survey Science Centre, C. 2003, VizieR Online Data Catalog, 9037, 0
- [185] Zhao, P., Grindlay, J. E., Hong, J. S., Laycock, S., Koenig, X. P., Schlegel, E. M., & van den Berg, M. 2005, ApJS, 161, 429
- [186] Zickgraf, F.-J., et al. 1997, A&AS, 123, 103
- [187] Zickgraf, F. J., Krautter, J., Appenzeller, I., Thiering, I., Voges, W., Serrano, A., & Mujica, R. 1997, Astronomische Gesellschaft Abstract Series, 13, 158