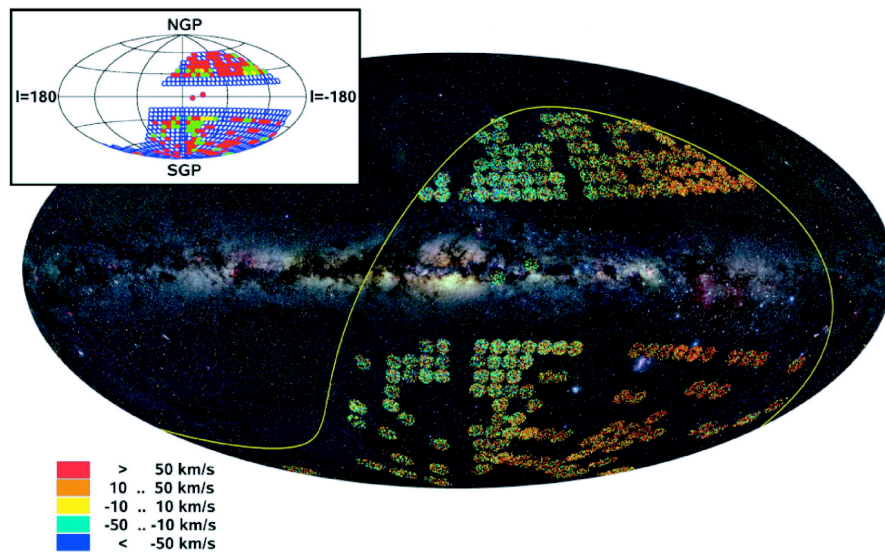




- Thèse présentée pour obtenir le grade de
- Docteur de l'Université Louis Pasteur
- Strasbourg I

- Discipline : Astrophysique
- par Lionel VELTZ
-
-

Formation du disque de la Voie Lactée



Soutenue publiquement le 7 décembre 2007

Membres du jury

Directeur de Thèse : M. Olivier BIENAYMÉ, Astronome, Observatoire de Strasbourg
Co-directeur de Thèse : M. Ken FREEMAN, Professeur, Australian National University, Canberra
Président du jury et Rapporteur Interne : Mme. Ariane LANCON, Professeur, Observatoire de Strasbourg
Rapporteur Externe : Mme. Ana GOMEZ, Astronome, GEPI - Observatoire de Paris
Rapporteur Externe : Mme Annie ROBIN, DR CNRS, Observatoire de Besançon

Résumé

Cette thèse étudie la cinématique du disque de la galaxie en vue de contraindre les modèles de sa formation. Elle se place dans le cadre du projet RAVE qui a pour but de faire des mesures spectroscopiques de vitesses radiales et de paramètres stellaires d'un million d'étoiles de l'hémisphère céleste Sud. Pour déterminer les caractéristiques cinématiques du disque, deux méthodes ont été utilisées l'inversion directe des comptages d'étoiles en fonction de la distance et de la vitesse et la modélisation cinématique du disque de la galaxie.

Pour l'inversion, la distance photométrique des étoiles a été déterminée à partir de leur magnitude apparente, en faisant une sélection en couleur judicieuse. Les mouvements propres ont ensuite été transformés en vitesse. La méthode d'inversion directe a permis d'obtenir une décomposition cinématique du disque qui présente une nette séparation entre le disque mince et le disque épais. Cependant, cette méthode présente un certain nombre de biais.

Le modèle cinématique combine les comptages en magnitude obtenus à partir du catalogue 2MASS avec les mesures de mouvements propres du catalogue UCAC2 et de vitesses radiales de RAVE. Ce modèle est un modèle auto-cohérent qui relie la densité d'étoiles aux dispersions de vitesse via le potentiel gravitationnel. La décomposition cinématique du disque galactique obtenu grâce au modèle montre clairement trois composantes : une première composante (disque mince) avec des dispersions de vitesses verticales σ_W compris entre 10 et 25 km.s⁻¹, une deuxième (disque épais) avec des dispersions de $\sigma_W \in [30 - 45]$ km.s⁻¹ et une troisième (disque épais sous-métallique ou halo) avec $\sigma_W \sim 65$ km.s⁻¹.

Les deux méthodes donnent une décomposition cinématique qui montre la même séparation cinématique entre les disques mince et épais. En conséquence, les scénarios qui envisagent la possibilité d'un disque mince initial qui aurait été « chauffé » par des nuages moléculaires ou par les bras spiraux sont exclus par ces résultats. D'autres mécanismes de formation du disque épais comme l'accrétion progressive d'étoiles venant de galaxies satellites ou le chauffage voire la création d'étoiles au moment de la rencontre entre une galaxie satellite importante et notre galaxie restent possibles.

Abstract

This thesis work has focused on the Galactic disk kinematics to put some constraints on the scenarios of the thin and thick disk formation. It takes part of the RAVE project which has the goal to spectroscopically measure the radial velocities and the stellar parameters of one million stars in the South celestial hemisphere. To determine the kinematical characteristic of the disk, two methods have been used, the direct inversion of the stellar counts in function of distance and velocity and the kinematical modelling of the galactic disk.

For the inversion, the photometric distance of stars have been determined from the apparent magnitude in doing an appropriate colour selection. The proper motions have been after transformed in velocity. The direct inversion method has permitted to obtain a kinematical decomposition of the galactic disk which presents a clear separation between the thin and the thick disk. Nevertheless, this method shows some bias.

The kinematical model combines the counts in magnitude obtained from the 2MASS catalogue with the measures of proper motions of UCAC2 catalogue and of radial velocities of RAVE. This model is a self-consistent model which joins the stellar density with the velocity dispersions via the gravitational potential. The kinematical decomposition of the disk obtained from the model shows clearly three components : a first component (thin disk) with vertical velocity dispersion σ_W between 10 and 25 km.s⁻¹, second one (thick disk) with dispersions of $\sigma_W \in [30 - 45]$ km.s⁻¹ and third one (metal weak thick disk or halo) with $\sigma_W \sim 65$ km.s⁻¹.

The two methods give a kinematical decomposition which shows the same kinematical separation between the thin and thick disks. In consequence, the scenarios which offer the possibility of an initial thin disk which would had been " heated " by molecular clouds or spiral arms are ruled out by these results. Other mechanisms of the formation of the thick disk like progressive accretion of stars coming from satellite galaxies or the heating or the creation of stars during the encounter of an important satellite galaxy and our Galaxy remain possible.

Remerciements

Une thèse, c'est une aventure. On part à l'exploration d'un territoire inconnu. Et même si l'on a une idée de la destination, on ne sait pas comment on va l'atteindre. Heureusement, je ne suis pas parti seul. Olivier Beinaymé et Ken Freeman ont été mes guides durant ces trois ans de thèse. Ils m'ont accompagné et proposé des voies de recherches. Je les en remercie.

Cette aventure n'aurait pas été possible sans la collaboration RAVE. Aussi, je tiens à remercier Mathias Steinmetz qui la dirige et tous ces membres. Je veux en particulier adresser ma reconnaissance à James Binney, Gerry Gilmore, Rosemary Wyse, Amina Helmi et Arnaud Siebert pour leurs précieux commentaires sur mon travail.

Cette aventure a été couronnée de succès grâce à mon jury de thèse. Je tiens à remercier les rapporteurs de ma thèse Ana Gomez, Ariane Lançon et Annie Robin pour leur bienveillance dans la lecture de mon manuscrit et leurs conseils pour l'améliorer. Je tiens aussi à saluer Agnès Acker qui a toujours montré un regard positif sur mon travail.

Une thèse est aussi souvent synonyme de voyages. De l'observatoire de Strasbourg en France où j'ai passé ma première année, je suis parti pour l'observatoire de Mount Stromlo en Australie pour ma deuxième année. Je me suis également rendu à l'Observatoire de Haute Provence et l'observatoire de Siding Spring. Dans chacune de ces institutions, j'ai reçu un accueil chaleureux. J'en remercie tous les personnels de ces observatoires. J'ai une pensée plus particulière pour Bruno Moya, Estelle Brunette, Sandrine Langenbacher, Jean-Yves Hangouet et Thomas Keller à Strasbourg, pour Maire Nì Mhòrdha, Graeme Blackman et Albert Eichholzer à Canberra. Je tiens aussi à exprimer toute mon amitié et ma reconnaissance aux observateurs de RAVE : Fred Watson, Ken Russel, Malcom Hartley et Paul Cass.

Au cours de ma thèse, j'ai eu l'occasion de donner des cours à des étudiants de licence. Cette expérience m'a apporté beaucoup de plaisir que ce soit avec une dizaine d'étudiants comme en T.P. d'informatique ou face à 250 étudiants dans un amphithéâtre pour des T.D. d'astronomie. Je tiens à remercier Marc Munsch, Christian Boily, Rubens Freire et Hubert Baty de m'avoir donné l'opportunité d'enseigner dans leur module. Je remercie aussi Dominique Aubert qui comme moi débutait dans l'enseignement de l'informatique pour les discussions que nous avons eues et qui m'ont aidé à mener à bien ces cours.

Je tiens à remercier Fabien pour toutes les discussions de fin de journée que nous avons eues. Elles me permettaient de faire le bilan de la journée et d'envisager la suite de mes travaux. Je tiens à remercier Jean-Julien qui m'a donné l'occasion d'encadrer des TIPE, mais qui m'a aussi fait découvrir Ruby et Tioga. Je tiens à remercier Olivier Hérent pour les discussions très intéressantes que nous avons à propos de son modèle de répartition des sources X dans la galaxie.

Je tiens à saluer tous les thésards que j'ai côtoyés à l'observatoire de Strasbourg en particulier Nicolas Faber, Maxime Viallet, Ciro Pappalardo, Brent Miszalski, Alexis Klutsch, Francois-Xavier Pineau, Matthieu Petreman et Morgan Fouesneau. Je n'oublie pas non plus les thésards de l'observatoire de Mount Stromlo, en particulier Mary Williams, Patrick Bouchard et Se-Heon Oh.

Je tiens à exprimer toute mon amitié à Eduardo Amores, postdoc à l'observatoire de Strasbourg.

J'adresse un salut amical aux différents stagiaires qui se sont succédé à l'observatoire en particulier pour ceux qui sont devenu thésard comme Florent Renaud et Benjamin Perret et ceux avec qui j'ai partagé des passions communes comme Marc et Damien Mat.

Je remercie ma famille qui m'a soutenu tout au long de mes études et qui m'a encouragé à poursuivre.

Enfin, je ne peux pas finir sans dire à quel point la présence à mes cotés de ma future-femme, Marion, a été pour moi un encouragement de tous les instants. Elle m'a aidé à me souvenir des choses importantes auxquels il fallait que je pense, à préparer mes présentations et m'a fait profiter de sa propre expérience du travail de thèse. Je souhaite lui exprimer plus que des remerciements. C'est avec tout mon amour que je nous souhaite de vivre heureux et d'avoir de nombreux enfants.

Et pour n'oublier personne, je veux dire un grand merci à toutes les personnes que j'ai rencontrées au cours de ces trois années de thèse qui chacune selon leurs mérites m'ont apporté quelque chose.

Table des matières

	Introduction	1
1	Évolution de la conception de la Voie Lactée	1
2	La Voie Lactée par rapport aux autres galaxies	2
3	Mon travail de thèse	4
	Références	6
	I La Voie Lactée	7
1	Le bulbe	8
	1.1 Structure	9
	1.2 Cinématique	12
	1.3 Composition chimique	12
2	Le disque galactique	13
	2.1 Structures du disque	14
	2.1.1 Les échelles de hauteur	14
	2.1.2 Les échelles de longueur	15
	2.2 Caractéristiques cinématiques	17
	2.2.1 Cinématique du disque mince	17
	2.2.2 Cinématique du disque épais	18
	2.3 Caractéristiques chimiques	18
3	Le halo	20
	3.1 Structure	20
	3.2 Caractéristiques cinématiques	20
	3.3 Caractéristiques chimiques	21
4	Scénarios de formation de la galaxie	21
	4.1 Chauffage du disque mince initial	22
	4.2 Création du disque épais avant le disque mince	23
	4.3 Apports extérieurs	23
	4.4 contraintes sur les scénarios	24
	Références	25
	II Les échantillons	33
1	Sélections	34
	1.1 Choix du filtre	34
	1.2 Position sur le ciel	34
	1.3 Couleur	36
	1.4 Récapitulatif des sélections	36
2	Magnitudes absolues	37
	2.1 Les géantes	37
	2.2 Les naines	38
	2.3 L'échantillon	38
3	Caractéristiques de nos échantillons	38
	3.1 Catalogue photométrique	39

3.1.1	Les erreurs photométriques	39
3.1.2	La séparation des étoiles et des galaxies	40
3.1.3	La complétude en magnitude	40
3.1.4	Impact des erreurs sur l'analyse des comptages	41
3.2	Caractéristiques de l'échantillon pour les mouvements propres	42
3.2.1	Les erreurs de l'UCAC	42
3.2.2	Comparaison des mouvements propres de notre échantillon avec ceux de PM2000	47
3.2.3	Impact des erreurs sur l'analyse des mouvements propres	47
3.3	Catalogue de vitesses radiales	48
3.3.1	Les erreurs sur les vitesses radiales	48
3.3.2	Impact des erreurs sur l'analyse des vitesses radiales	48
3.4	Récapitulatif de l'impact des erreurs	49
Références		50
III L'inversion		53
1	Préparation de l'échantillon	53
2	Inversion directe	55
3	Résultats	55
4	Biais de la méthode	58
4.1	Effet de la taille des intervalles de l'histogramme	58
4.2	Effet du nombre d'étoiles	60
4.3	Séparation de deux populations	62
5	Conclusions pour l'inversion	65
Références		66
IV Le modèle cigal		67
1	Introduction	67
2	Description globale	68
3	La densité et le potentiel vertical	68
4	Les distributions cinématiques	69
5	Les fonctions de luminosité	70
6	Les paramètres du modèle	72
Références		73
V Résultats du modèle cigal		75
1	Ajustement du modèle aux observations	75
1.1	Les comptages	76
1.2	Les histogrammes de mouvements propres	76
1.3	Les histogrammes de vitesses radiales	76
2	Séparation naines-géantes	83
3	Décomposition cinématique	91
3.1	Contributions cinématiques	91
3.2	Tests sur la discontinuité des composantes cinématiques	99
3.3	Échelles de hauteur	104
4	Paramètres cinématiques	105
4.1	Courant asymétrique	105
4.2	Les rapports d'axes de l'ellipsoïde	106
4.3	Vitesse et position du soleil	106
4.4	Comparaisons avec d'autres modèles	107
5	Fonction de luminosité	107
Références		110

	Conclusion	111
1	Intérêts des échantillons	111
2	Les méthodes et leurs résultats	112
3	Conséquences pour les scénarios de formation de la Voie Lactée	113
4	Perspectives	113
	Références	114
	A Article 1	115
	B Article 2	141
	C Ma participation à RAVE	157

Table des figures

1	Classification de Hubble	3
I.1	Principales structures de la galaxie	8
I.2	Image du centre galactique vu par COBE	9
I.3	Orientation du bulbe par rapport au Soleil	10
I.4	Vue schématique du centre de la galaxie	11
I.5	Mise en évidence de l'existence du disque épais	13
I.6	Comparaison des abondances chimiques du disque mince et épais	19
I.7	Corrélation entre métallicité et excentricité	21
II.1	Carte d'extinction en K	35
II.2	Diagramme couleur-magnitude ($m_K/J-K$)	36
II.3	Diagramme HR ($M_K/J-K$)	37
II.4	Diagramme HR en ($M_K/J-K$) pour la séquence principale	38
II.5	Distribution en couleur (J-K) des étoiles	39
II.6	Séparation des étoiles et des galaxies à faible magnitude	40
II.7	Estimation de la limite de complétude	41
II.8	Erreur pour les mouvements propres de l'UCAC	42
II.9	Histogrammes des mouvements propres dans la direction du pôle Nord galactique avec m_K entre 6 et 10	43
II.10	Histogrammes des mouvements propres dans la direction du pôle Nord galactique avec m_K entre 10 et 14	44
II.11	Histogrammes des mouvements propres dans la direction du pôle Sud galactique avec m_K entre 6 et 10	45
II.12	Histogrammes des mouvements propres dans la direction du pôle Sud galactique avec m_K entre 10 et 14	46
II.13	Erreur sur les mouvements propres de PM2000	47
II.14	Précision des vitesse radiales RAVE	49
III.1	Détermination de la magnitude absolue des naines en fonction de la couleur	54
III.2	Décomposition cinématique pour les étoiles entre 0 et 400 pc et entre 400 et 800 pc	56
III.3	Décomposition cinématique pour les étoiles au-delà de 800pc et au-delà de 1000pc	57
III.4	Effet de la taille de l'intervalle des histogrammes sur la décomposition cinématique (1-1)	58
III.5	Effet de la taille de l'intervalle des histogrammes sur la décomposition cinématique (1-2)	59
III.6	Effet du nombre d'étoiles dans les histogrammes sur la décomposition cinématique (2-1)	60
III.7	Effet du nombre d'étoiles dans les histogrammes sur la décomposition cinématique (2-2)	61
III.8	Effet des populations dans les histogrammes sur la décomposition cinématique (3-1)	62
III.9	Effet des populations dans les histogrammes sur la décomposition cinématique (3-2)	63

III.10	Effet des populations dans les histogrammes sur la décomposition cinématique (3-3)	64
IV.1	Forme de la galaxie vue par Herschel	67
IV.2	Fonction de luminosité	71
V.1	Observations et modèle des comptages	77
V.2	Observations et modèle des mouvements propres avec m_K entre 6 et 10 pour le pôle Nord galactique	78
V.3	Observations et modèle des mouvements propres avec m_K entre 10 et 14 pour le pôle Nord galactique	79
V.4	Observations et modèle des mouvements propres avec m_K entre 6 et 10 pour le pôle Sud galactique	80
V.5	Observations et modèle des mouvements propres avec m_K entre 10 et 14 pour le pôle Sud galactique	81
V.6	Observations et modèle des vitesses radiales	82
V.7	Types d'étoiles dans les comptages	84
V.8	Types d'étoiles pour les mouvements propres avec m_K entre 6 et 10 dans la direction du pôle Nord galactique	85
V.9	Types d'étoiles pour les mouvements propres avec m_K entre 10 et 14 dans la direction du pôle Nord galactique	86
V.10	Types d'étoiles pour les mouvements propres avec m_K entre 6 et 10 dans la direction du pôle Sud galactique	87
V.11	Types d'étoiles pour les mouvements propres avec m_K entre 10 et 14 dans la direction du pôle Sud galactique	88
V.12	Contribution des naines et des géantes dans ELODIE et RAVE	89
V.13	Nombre de naines et géantes dans RAVE selon le $\ ogg$	90
V.14	Distribution cinématique pour notre meilleur modèle	91
V.15	Contributions cinématiques dans les comptages	93
V.16	Contributions cinématiques aux vitesses radiales	94
V.17	Contributions cinématiques aux mouvements propres avec m_K entre 6 et 10 dans la direction du pôle Nord galactique	95
V.18	Contributions cinématiques aux mouvements propres avec m_K entre 10 et 14 dans la direction du pôle Nord galactique	96
V.19	Contributions cinématiques aux mouvements propres avec m_K entre 6 et 10 dans la direction du pôle Sud galactique	97
V.20	Contributions cinématiques aux mouvements propres avec m_K entre 10 et 14 dans la direction du pôle Sud galactique	98
V.21	Distribution cinématique continue	100
V.22	Distribution verticale des étoiles en nombre	102
V.23	Distribution verticale d'étoiles en nombre tenant compte de la variation de la métallicité	103
V.24	Distribution en densité des étoiles au-dessus du plan galactique	105
V.25	Fonction de luminosité locale et obtenue avec le modèle	107
V.26	Sélection en couleur des étoiles de la fonction de luminosité	109

Liste des tableaux

1	Fraction de chaque type de galaxies	3
I.1	Tableau des caractéristiques du bulbe obtenues avec les données COBE/DIRBE . .	10
I.2	Valeurs de l'échelle de hauteur h_z du disque mince et du disque épais	15
I.3	Valeurs de l'échelle de longueur h_R pour le disque mince et le disque épais	16
I.4	Caractéristiques cinématiques du disque mince	17
I.5	Caractéristiques cinématiques du disque épais	18
III.1	Tableau des valeurs d'entrée des populations simulées	62
IV.1	Valeurs du potentiel vertical galactique que nous avons utilisées.	69
IV.2	Liste des paramètres libres du modèle	72
V.1	Liste des valeurs des composantes cinématiques $\phi_{kin,i}$	99
V.2	Comparaison des modèles cinématiques	100

Introduction

1 Évolution de la conception de la Voie Lactée

Lorsque la nuit tombe, commencent à apparaître les étoiles, d'abord les plus brillantes, puis peu à peu les plus faibles. Lorsque la nuit est bien noire, une traînée blanche semble comme barrer le ciel. Dans la vision mythologique du monde des Grecs de l'antiquité, cette traînée est le lait sorti du sein d'Héra. D'où le nom sous lequel nous la connaissons, la Voie Lactée.

La vision que nous avons du monde qui nous entoure et de la Voie Lactée en particulier a évolué au cours des siècles. Pour le philosophe grec Aristote (384-322 avant JC), la Terre est au centre d'un univers limité par une sphère, appelée sphère des fixes, sur laquelle sont les étoiles. Il sépare l'univers en deux zones, le monde sublunaire où les choses évoluent et le monde supralunaire où tout reste immuable. Dans cette cosmologie, la Voie Lactée étant irrégulière, Aristote considère qu'elle appartient au monde sublunaire. Il la voit comme un phénomène atmosphérique au même titre que les étoiles filantes et les comètes.

L'astronome danois, Tycho Brahé (1546-1601), par l'observation des comètes va faire évoluer la position de la Voie Lactée dans la vision du monde héritée de l'antiquité. Il situe la Voie Lactée entre le système solaire et la sphère des fixes, mais il n'explique pas sa nature. C'est Galilée (1564-1642), physicien et astronome italien, grâce à sa lunette astronomique qui va découvrir que la Voie Lactée est constituée d'une multitude d'étoiles trop faibles pour être distinguées individuellement. Par ailleurs, il se fait l'avocat de la vision héliocentrique du monde. Ses observations, toujours avec sa lunette astronomique, de Jupiter et de ses satellites vont lui donner la conviction que c'est le Soleil qui est au centre du système solaire et non la Terre.

Au dix-huitième siècle, des philosophes comme le Suédois Emanuel Swedenborg (1688-1772), l'anglais Thomas Wright (1711-1786) et l'allemand Emmanuel Kant (1724-1804) ont proposé que la Voie Lactée est un système d'étoiles appartenant à un disque. Kant va même plus loin, il émet l'hypothèse que les nébuleuses, taches diffuses présentes sur la voûte céleste, soient d'autres systèmes d'étoiles semblables à la Voie Lactée. Il les appelle des univers-îles.

William Herschel (1738-1822), puis Jacobus Cornelius Kapteyn (1851-1922) en faisant des comptages d'étoiles en fonction de leur luminosité ont tenté de déterminer la forme de la Voie Lactée et la place du Soleil en son sein. Selon eux, la Voie Lactée est un ensemble d'étoiles ayant la forme d'un disque pour lequel le Soleil est situé près du centre.

Dans ce contexte, la question de la nature des nébuleuses et de leur distance reste en suspens. Ce problème va être abordé lors d'un événement, appelé "Le Grand Débat", le 26 avril 1920 à l'Académie Nationale des Sciences à Washington où vont se confronter deux courants de pensée : pour les uns représentés par l'astrophysicien américain Harlow Shapley (1885-1912) les

nébuleuses sont des objets situés à l'intérieur de notre galaxie, pour les autres représentés par l'astronome américain Heber D. Curtis (1872-1942) les nébuleuses sont situées à l'extérieur de la Voie Lactée et sont de même nature que la Voie Lactée. Malgré cette rencontre, le problème reste non résolu.

C'est Hubble (1889-1953) qui apporte la preuve que les nébuleuses spirales sont des univers-îles comme la Voie Lactée. Hubble va mesurer la distance de ces nébuleuses grâce aux céphéides¹ et démontrer que les nébuleuses sont à des distances bien plus grandes que la taille de la Voie Lactée. L'histoire de l'évolution de la compréhension de la nature de la Voie Lactée a permis de construire la notion de galaxie telle que nous la connaissons aujourd'hui.

Une galaxie est un ensemble d'étoiles qui représente la brique élémentaire dont est constitué l'univers.

2 La Voie Lactée par rapport aux autres galaxies

L'observation des galaxies extérieures a inspiré à Hubble une première manière d'étudier les galaxies (Hubble 1926). Il a établi une classification, appelée classification de Hubble, selon l'apparence morphologique des galaxies (fig. 1). Il distingue principalement trois types de galaxies : les galaxies elliptiques notées E, les galaxies spirales notées S et les galaxies irrégulières notées Ir.

Les galaxies elliptiques sont des galaxies dont l'image sur le ciel a la forme d'une ellipse et ne montre pas de structures. À la lettre E désignant les galaxies elliptiques, on ajoute un chiffre pouvant varier de 0 à 7, de circulaire à très elliptique respectivement. Ce chiffre correspond à la valeur de l'ellipticité² multipliée par dix.

Les galaxies spirales sont des galaxies qui se présentent sous la forme d'un disque avec un noyau, aussi appelé bulbe, qui correspond à une partie plus lumineuse au centre de la galaxie. Parmi les galaxies spirales, Hubble distingue les galaxies dont le noyau a la forme d'une barre. Ces galaxies barrées sont alors notées SB et non pas S simplement. Un indice supplémentaire vient s'ajouter à cette nomenclature pour préciser les caractéristiques du disque des galaxies spirales. En effet, l'image des galaxies spirales présente des structures telles que des zones plus denses, appelées bras spiraux. Ces structures ressemblent aux bras d'une pieuvre. Elles prennent naissance au niveau du coeur de la galaxie et s'enroulent autour en spirale. Les galaxies spirales seront notées Sa, Sb ou Sc (ou SBa, SBb, SBc si leur noyau a la forme d'une barre) suivant l'importance du noyau par rapport au disque et l'espace qui sépare les bras spiraux, d'un grand noyau et des bras très serrés à un très petit noyau et des bras très ouverts respectivement.

Enfin, toutes les galaxies qu'il n'est pas possible de classer dans les deux catégories précédentes, car de forme trop différentes des deux types habituels sont classées comme galaxies irrégulières.

Dans une version révisée de sa classification, Hubble ajoute un nouveau type, les galaxies lenticulaires notées S0 (Hubble 1936). Ces galaxies présentent un noyau très important par rapport à leur disque. De plus, le disque de ces galaxies ne présente pas de structures comme par exemple des bras spiraux.

¹ Les céphéides sont des étoiles dont la luminosité varie au cours du temps (étoiles variables). Cette variation dépend de leur luminosité. Il est donc possible à partir de la mesure de la période de ces étoiles de connaître leur luminosité et donc leur distance.

² L'ellipticité e est définie de la manière suivante $e = (a - b)/a$ où a est le grand axe et b le petit axe de l'ellipse de la projection de la galaxie sur le ciel.

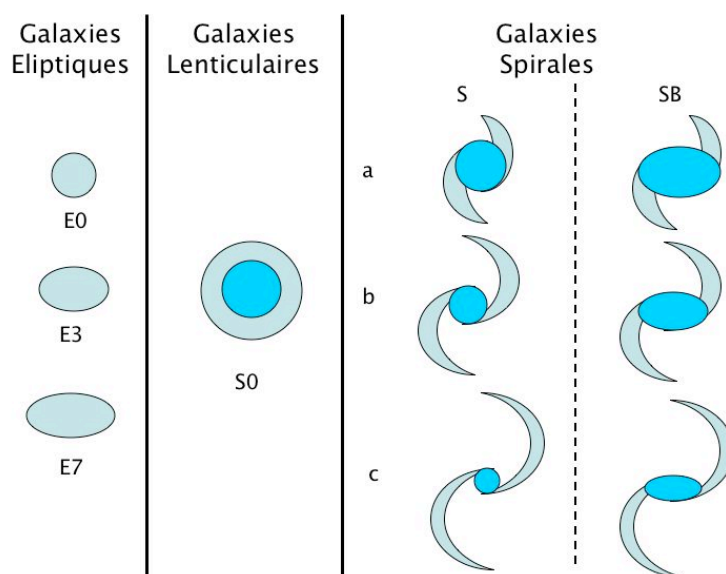


FIG. 1 – Classification de Hubble

La fraction de chaque type de galaxies est présentée dans le tableau 1 dont les valeurs sont extraites de l'article de Fukugita *et al.* (1998). On remarque que les galaxies spirales sont largement majoritaires. Elles représentent presque les deux tiers des galaxies. Cependant, cette proportion dépend de l'environnement (Hubble 1936, van den Bergh 2007). Par environnement, on entend le nombre de galaxies de taille comparable qui se trouvent à proximité de la galaxie étudiée. On peut distinguer trois types d'environnement : quand une galaxie est complètement isolée, on parle de galaxies de champ, quand une galaxie a quelques voisines, de galaxies qui appartiennent à un groupe, enfin quand elle a un grand nombre de voisines, de galaxies d'amas. Plus l'environnement est dense (grand nombre de voisins), plus la proportion de galaxies elliptiques par rapport aux galaxies spirales augmente.

Type	E	S0	S	Ir
Fraction (%)	11	21	62	6

TAB. 1 – Fraction de chaque type de galaxies.

Toutes ces galaxies n'ont ni la même masse, ni la même taille. Les galaxies peuvent avoir une masse entre 10^8 et $10^{13} M_{\odot}$ ³ et une taille de l'ordre de 1 à 1000 kpc⁴. Il existe par exemple des galaxies naines sphéroïdales, notées dSph, et des galaxies naines elliptiques, notées dE, dont la masse est de l'ordre de $10^8 M_{\odot}$ et la taille de l'ordre du kiloparsec. A contrario, au centre des amas de galaxies, on trouve des galaxies elliptiques géantes, notées cD dont la masse peut atteindre $10^{13} M_{\odot}$ et une taille de 1000 kpc.

Voyons à présent quelle est la place de la Voie Lactée par rapport aux autres galaxies. Intéressons-nous d'abord à sa place dans la classification de Hubble. Bien que définir à quel type de galaxies la Voie Lactée appartient est compliqué par le fait que nous ne la voyons pas de l'extérieur, mais de l'intérieur, il est cependant possible de déduire de la finesse de la traînée que présente la galaxie sur le ciel nocturne, que notre galaxie est une galaxie spirale. Elle appartient à un groupe, appelé le groupe local qui se trouve à la périphérie de l'amas de la Vierge. Il compte deux galaxies principales la Voie Lactée et la galaxie d'Andromède (M31) ainsi qu'une trentaine de galaxies naines

³ M_{\odot} : masse solaire soit $2 \cdot 10^{30}$ kg

⁴ kpc : kiloparsec, 1 parsec représente $3.1 \cdot 10^{16}$ mètres.

(Grebel 2006). La voie Lactée a une masse de $1.42_{-0.54}^{+1.14} 10^{12} M_{\odot}$ et un diamètre de 26.8 ± 1.1 kpc (Smith *et al.* 2007, Goodwin *et al.* 1998). Notre galaxie est une galaxie moyenne dont le type, la masse et la taille sont celles d'un grand nombre de galaxies de l'univers.

3 Mon travail de thèse

Notre galaxie, en plus d'être un parfait exemple de galaxie spirale, présente l'avantage que nous pouvons étudier sa structure très en profondeur. En effet, il est possible de distinguer les étoiles individuellement. Différents types d'informations peuvent être déduites de l'observation des étoiles de la galaxie : leur luminosité qui permet de réaliser des comptages d'étoiles en fonction de leur magnitude apparente⁵, leur mouvement apparent par rapport au fond de ciel, appelé mouvement propre, et leur vitesse d'approche ou de recul par rapport à nous, appelée vitesse radiale. Ce niveau de détail permet de mesurer précisément les structures qui caractérisent la galaxie comme le bulbe, le disque et le halo. La zone intermédiaire entre le disque et le halo est plus particulièrement intéressante, car Gilmore & Reid (1983) ont apporté la preuve qu'il existe une composante stellaire faible, appelée disque épais, qui a également été observée dans d'autres galaxies spirales (Elmegreen & Elmegreen 2006). Cette composante reste encore mal définie.

En conséquence, le but de mon travail de thèse est de combiner l'information sur la luminosité (photométrique) avec celle sur le mouvement (cinématique) des étoiles de la galaxie pour améliorer les mesures de la taille et de la densité du disque épais. Pour faire cela, j'ai utilisé des méthodes d'inversion des comptages d'étoiles en fonction de la magnitude et des mouvements propres. J'ai également développé un modèle cinématique du disque de la galaxie. Une meilleure connaissance du disque épais va aussi me permettre d'apporter des contraintes sur les scénarios de formation de la galaxie et donc aussi des autres galaxies spirales.

Dans le premier chapitre, je fais l'état de nos connaissances sur les différentes structures qui composent la galaxie. Comme pour la plupart des galaxies, on peut distinguer trois principales composantes stellaires dans la galaxie : le bulbe, le disque et le halo. Le bulbe est le renflement présent dans la partie centrale de la galaxie. Le disque est une structure plate parcourue par des bras spiraux. Il peut se décomposer sous la forme de deux structures : le disque mince et le disque épais. Le halo est une partie plus diffuse qui entoure la galaxie. En effet, il est nécessaire de connaître en détail les structures des galaxies pour contraindre les différents scénarios de leur formation. Je présente différents modèles possibles pour la formation de la galaxie. En effet, la question de la formation et de l'évolution des galaxies est l'un des grands problèmes de l'astrophysique moderne.

Dans le deuxième chapitre, j'explique comment j'ai constitué des échantillons d'étoiles définis par leur magnitude, leurs mouvements propres et leur vitesse radiale qui m'ont permis d'appliquer les deux méthodes d'analyse évoquées précédemment (inversion directe et modèle). Je me suis servi des données collectées lors de récents et précis relevés de l'ensemble du ciel comme le Two-Micron All-Sky Survey (2MASS) pour définir la magnitude des étoiles, l'USNO CCD Astrogaph Catalog (UCAC) pour les mouvements propres et le Radial Velocity Experiment (RAVE) pour les vitesses radiales. Dans le cas de RAVE, j'ai participé à son développement par les observations que j'ai réalisées sur le télescope de 1.2 m (UK Schmidt Telescope) de l'observatoire Anglo-Australien (AAO) avec le spectrographe multi-objet 6df.

Dans le troisième chapitre, je présente la méthode d'inversion directe des comptages d'étoiles en fonction de la distance et de la vitesse. Pour cela, nous avons déterminé une distance photométrique de nos étoiles à partir de leur magnitude apparente, en faisant une sélection en couleur judicieuse. Nous avons ensuite transformé les mouvements propres en vitesse. Notre méthode d'inversion directe, nous a permis d'obtenir une décomposition cinématique du disque. J'analyse ce résultat et montre que notre méthode peut introduire un certain nombre de biais.

Dans le quatrième chapitre, j'expose mon modèle cinématique du disque de la galaxie. Contrairement aux méthodes classiques pour déterminer les caractéristiques du disque mince et du disque épais qui consistent à décomposer le disque de la galaxie en une somme de deux popula-

⁵ La magnitude d'une étoile est la mesure de sa luminosité. Elle est basée sur une échelle logarithmique inverse.

tions (une pour le disque mince, l'autre pour le disque épais), nous avons choisi de le décomposer en vingt populations. Ce qui permet de voir s'il y a continuité entre les populations du disque mince et du disque épais. Mon modèle du disque galactique est un modèle dynamique auto-cohérent qui relie la densité d'étoiles à leur dispersion en vitesse via le potentiel gravitationnel. Pour avoir une certaine densité d'étoiles en fonction de la distance (comptages en magnitude), il faut que les étoiles qui subissent la force de rappel due à la masse du disque aient une vitesse suffisante pour s'écarter du disque. La distribution des étoiles en fonction de la vitesse et de la magnitude impose à son tour une certaine répartition en densité des étoiles par rapport au plan galactique. J'ai ajusté la densité d'étoiles de chaque type et de chaque dispersion sur les histogrammes de comptages, de mouvements propres et de vitesses radiales observés. La principale difficulté que présente mon modèle est le grand nombre de paramètres libres.

Dans le cinquième chapitre, j'analyse les différences entre le modèle et les observations. Je présente la décomposition cinématique du disque que j'ai obtenue et montre que cette décomposition est robuste. De plus, cette décomposition permet de définir de manière unique l'échelle de hauteur du disque mince et du disque épais. Grâce à mon meilleur modèle, j'ai aussi obtenu la valeur d'un certain nombre de paramètres cinématiques.

Enfin, je fais le bilan de l'ensemble de mes résultats et tire les conclusions quant aux contraintes qu'ils apportent sur les modèles de formation de la galaxie. J'envisage aussi quelques pistes pour des études futures. En particulier, j'évoque l'intérêt de projet comme RAVE et GAIA dans la détermination des structures de la galaxie.



Références

- ELMEGREEN, B. G. & ELMEGREEN, D. M., 2006; *Observations of Thick Disks in the Hubble Space Telescope Ultra Deep Field*. *ApJ*, **650**, 644
- FUKUGITA, M., HOGAN, C. J. & PEEBLES, P. J. E., 1998; *The Cosmic Baryon Budget*. *ApJ*, **503**, 518
- GILMORE, G. & REID, N., 1983; *New light on faint stars. III - Galactic structure towards the South Pole and the Galactic thick disc*. *MNRAS*, **202**, 1025
- GOODWIN, S. P., GRIBBIN, J. & HENDRY, M. A., 1998; *The relative size of the Milky Way*. *The Observatory*, **118**, 201
- GREBEL, E. K., 2006; *Local Group(s)*. ArXiv Astrophysics e-prints
- HUBBLE, E. P., 1926; *Extragalactic nebulae*. *ApJ*, **64**, 321
- , 1936; *Realm of the Nebulae*. Yale University Press
- SMITH, M. C., RUCHTI, G. R., HELMI, A., WYSE, R. F. G., FULBRIGHT, J. P., FREEMAN, K. C., NAVARRO, J. F., SEABROKE, G. M., STEINMETZ, M., WILLIAMS, M., BIENAYMÉ, O., BINNEY, J., BLAND-HAWTHORN, J., DEHNEN, W., GIBSON, B. K., GILMORE, G., GREBEL, E. K., MUNARI, U., PARKER, Q. A., SCHOLZ, R.-D., SIEBERT, A., WATSON, F. G. & ZWITTER, T., 2007; *The RAVE survey : constraining the local Galactic escape speed*. *MNRAS*, **379**, 755
- VAN DEN BERGH, S., 2007; *Some Musings on Galaxy Morphology, Galactic Colors, and the Environments of Galaxies*. *AJ*, **134**, 1508

Chapitre Premier

La Voie Lactée

Pour comprendre comment la galaxie s'est formée, il faut bien comprendre comment elle est constituée. En 1944, Baade proposait de classer les étoiles de la galaxie suivant leur âge en deux populations : La population I, les étoiles jeunes, comme par exemple les étoiles du disque et la population II, les étoiles vieilles, comme par exemple les étoiles des amas globulaires¹ du halo. En 1957 à la conférence du Vatican, les astrophysiciens ont ajouté trois autres critères pour définir les populations stellaires : la structure, la cinématique et la composition chimique.

La structure est la description de la forme et de la répartition spatiale de la densité d'étoiles. La définition de la forme des populations stellaires de notre galaxie est compliquée par le fait que nous nous trouvons dans la galaxie. Aussi, l'observation des galaxies extérieures a permis de définir des lois de densité qui ont été utilisées pour décrire les populations stellaires de notre galaxie.

La cinématique est la mesure du mouvement des étoiles. Par mouvement, on entend le mouvement moyen de l'ensemble des étoiles, mais aussi leur dispersion de vitesse². Ce mouvement se décompose en une vitesse transverse lié au mouvement par rapport au fond du ciel, appelé mouvement propre et en une vitesse d'approche ou de recul par rapport au Soleil, appelé vitesse radiale.

L'abondance chimique est en général définie par ce que l'on appelle la métallicité. La métallicité d'une étoile est la mesure de l'abondance en métaux³ de l'étoile. À cela peut se rajouter la mesure de l'enrichissement en éléments- α ⁴. C'est-à-dire que l'on va comparer l'abondance en éléments- α de deux populations stellaires à une métallicité donnée.

¹ Un amas globulaire est un ensemble compact d'étoile de forme sphérique contenant plusieurs dizaines de milliers d'étoiles dans un volume de quelques parsecs.

² La dispersion de vitesse d'un ensemble d'étoiles est l'écart quadratique (au carré) moyen à leur mouvement moyen.

³ En astronomie par métaux, on entend tous les éléments à l'exception de l'Hydrogène H et de l'Hélium He. En effet, seuls l'Hydrogène et l'Hélium étaient déjà présents dans le gaz primordial. Tous les autres éléments sont produits par les réactions nucléaires qui ont lieu au coeur des étoiles

⁴ Les éléments- α sont les éléments produits par la fusion d'un ou plusieurs atomes d'Hélium. On peut citer par exemple : l'Oxygène O, le Magnésium Mg, le Silicium Si, le Calcium Ca, le Titane Ti, ...

Dans ce chapitre, je présente l'état de l'art des connaissances à propos de la galaxie et une vue générale des scénarios de sa formation. Je décris successivement les trois populations stellaires qui composent la Voie Lactée : le bulbe (la partie centrale de la galaxie), le disque et le halo (la partie externe de la galaxie) (fig. I.1). Pour chacune, la structure, la cinématique et l'abondance chimique seront examinées. Je montre que la connaissance des populations stellaires permet d'imaginer un certain nombre de scénarios de formation de la galaxie décrits à la fin de ce chapitre.

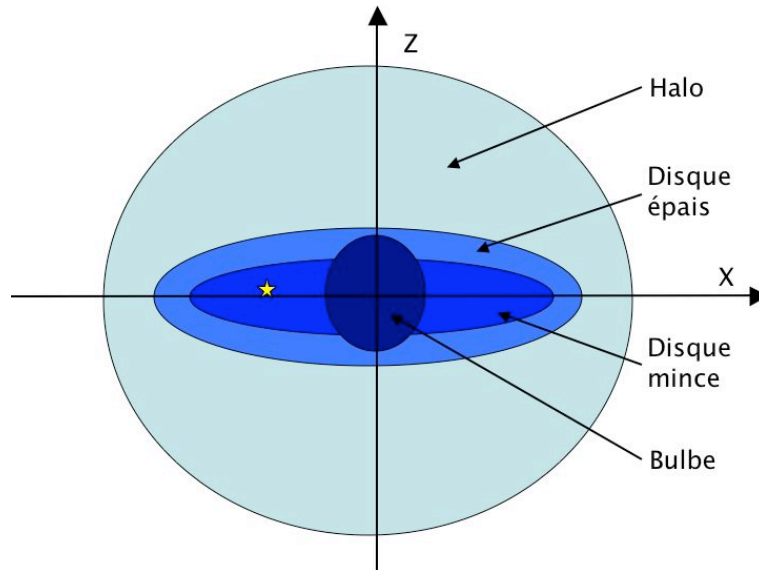


FIG. I.1 – Coupe transversale de la galaxie. Si l'on décrit la galaxie de l'extérieur vers l'intérieur, on trouve d'abord le halo, puis vient le disque qui est décomposé en deux structures : le disque mince et le disque épais, enfin au centre de la galaxie, on a le bulbe. L'étoile jaune représente le Soleil qui est situé à 7.5 kpc du centre de la galaxie (Nishiyama *et al.* 2006) et légèrement au-dessus du plan.

1 Le bulbe

Le bulbe de la galaxie représente $10^{10} M_{\odot}$ sous forme d'étoiles, soit 20 % de la masse stellaire de la galaxie (Kent *et al.* 1991). Il est constitué essentiellement d'étoiles vieilles dont l'âge est supérieur à 10 milliards d'années (Ortolani *et al.* 1995, Zoccali *et al.* 2003), bien que des populations stellaires jeunes ont été découvertes à quelques centaines de parsecs du centre de la Galaxie (Serabyn & Morris 1996, Morris & Serabyn 1996, Launhardt *et al.* 2002).

Au centre de la galaxie, on s'attendait à observer un trou noir super-massif⁵, comme on peut en observer dans certaines galaxies extérieures, appelées galaxies à noyaux actifs (AGN⁶). Dès les années 50, Les radioastronomes ont détecté une source radio dans la région centrale de la galaxie. Mais, c'est Balick & Brown (1974) qui ont détecté une source radio ponctuelle Sagittarius A* précisément au centre de la galaxie. Cette source était supposée associée au trou noir super-massif de la galaxie (Lo 1986). Eckart & Genzel (1998) et Genzel & Karas (2007) utilisant des observations en infrarouge ont mis en évidence la présence de ce trou noir qui a une masse de $\sim 2.6 \cdot 10^6 M_{\odot}$.

⁵ Il existe deux classes de trous noirs : les trous noirs stellaires et les trous noirs galactiques. Les trous noirs stellaires sont les restes d'étoiles massives qui ont explosées en supernova. Ils ont une masse comprise entre 1 et $10 M_{\odot}$. Les trous noirs galactiques quant à eux sont supposés avoir une masse entre $10^6 M_{\odot}$ et $10^9 M_{\odot}$.

⁶ Les AGN sont des galaxies dont la partie centrale émet une luminosité très intense. On pense que ce rayonnement n'est pas produits par les étoiles, mais qu'il est dû à un trou noir super-massif.

1.1 STRUCTURE

La structure du bulbe est difficile à étudier pour plusieurs raisons. Tout d'abord à cause de notre position dans la galaxie, le bulbe se trouve en arrière plan par rapport au disque. De plus, le milieu interstellaire du disque se comporte comme un milieu opaque pour la lumière visible, ce qui limite les champs d'observations. Schultheis *et al.* (1999) en utilisant les données DENIS ont calculé des valeurs d'extinction de $A_V \simeq 6$ jusqu'à $A_V \simeq 37$ pour les régions centrales dans le plan du disque ($|b| \leq 1.5^\circ$). Il existe cependant quelques champs d'observation où l'extinction est faible comme la fenêtre de Baade ($l,b)=(1^\circ,-3.9^\circ)$ (Baade & Gaposchkin 1963) où $\langle A_V \rangle = 1.54$ (Stanek 1996) ou bien la fenêtre de Plaut ($l,b)=(0^\circ,-8^\circ)$ (Plaut 1970, 1971) où $\langle A_V \rangle = 0.78$ (van den Bergh & Herbst 1974), mais qui ne permettent que des études limitées. Une autre manière d'éviter les problèmes d'extinction est d'observer le bulbe en d'autres longueurs d'ondes que le visible comme en radio ou dans l'infrarouge. Dans ces gammes de longueur d'onde, l'extinction est moins importante et permet d'analyser l'ensemble du bulbe.

Sur la base d'observation du bulbe des autres galaxies, de Vaucouleurs (1974) propose que le bulbe de la galaxie n'est peut-être pas sphérique, mais plutôt sous une forme barrée.

Dans les années 70, des observations radio de l'hydrogène atomique HI et de la molécule CO qui montraient un mouvement du gaz largement non circulaire faisaient, elles aussi, penser que le bulbe était de forme barrée (Peters 1975, Cohen & Few 1976, Liszt & Burton 1980, Gerhard & Vietri 1986, Mulder & Liem 1986).

Au début des années 90, l'étude de Blitz & Spergel (1991) réalisée à partir de la carte infrarouge à $2.4 \mu\text{m}$ de Matsumoto *et al.* (1982) a montré l'intérêt des données infrarouges dans l'étude du bulbe galactique. Mais, le vrai développement de cette technique est venu des données du satellite COBE (COsmic Background Explorer)⁷. En effet, son instrument DIRBE (Diffuse InfraRed Background Experiment) a réalisé des cartes de brillance du ciel en infrarouge à des longueurs d'onde entre 1.25 et $240 \mu\text{m}$. On y voit clairement une asymétrie (Weiland *et al.* 1994). Le bulbe est plus brillant aux longitudes positives qu'aux négatives (fig. I.2 extraite de Launhardt *et al.* (2002)).

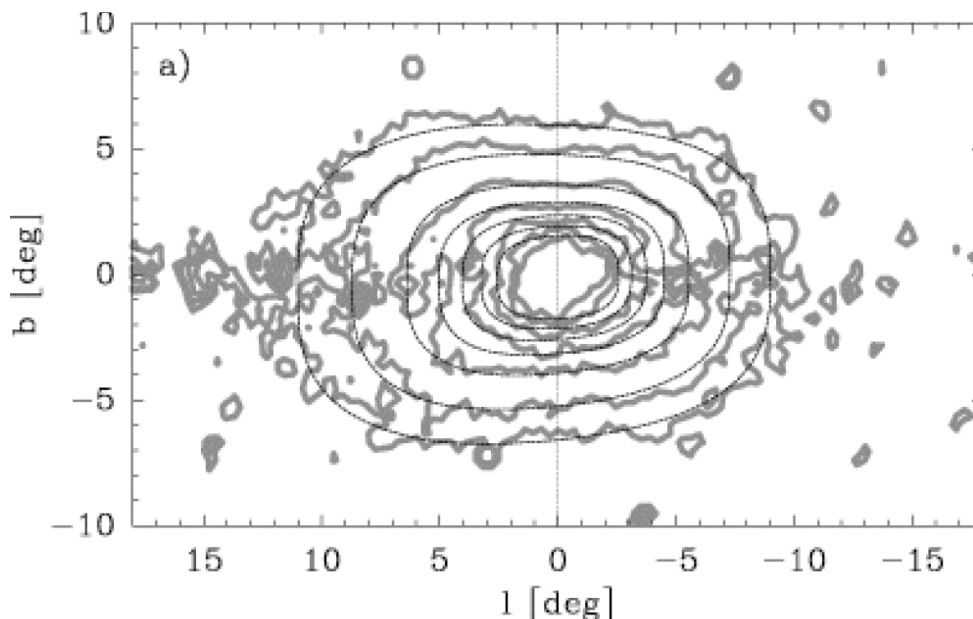


FIG. I.2 – Distribution de la brillance de surface à $2.2 \mu\text{m}$ du bulbe galactique. Les contributions du disque galactique et de la poussière ont été enlevées. La ligne épaisse grise correspond aux observations et la ligne fine noire au modèle de la distribution de brillance de surface. On constate une asymétrie entre les longitudes positives et négatives. (figure n° 5 de Launhardt *et al.* (2002))

⁷ COBE avait pour principal objectif d'étudier le fond diffus cosmologique.

En analysant ces données, Dwek *et al.* (1995) et Freudenreich (1998) avec des modèles paramétriques et Binney *et al.* (1997) et Bissantz & Gerhard (2002) avec des modèles non-paramétriques ont validé l'hypothèse de la triaxialité⁸ du bulbe, dont les caractéristiques sont données dans le tableau I.1.

ϕ	a	rappports d'axe	références
20°	-	(1 :0.33 :0.23)	Dwek <i>et al.</i> (1995)
14°	1.7 kpc	(1 :0.4 :0.25)	Freudenreich (1998)
20°	2 kpc	(1 :0.6 :0.4)	Binney <i>et al.</i> (1997)
20 – 25°	1.75 kpc	(1 :0.3-0.4 :0.3)	Bissantz & Gerhard (2002)

TAB. I.1 – Tableau des caractéristiques du bulbe obtenues avec les données COBE/DIRBE. ϕ est l'angle que fait le grand axe avec la ligne joignant le Soleil au centre de la galaxie. a est la longueur du demi-grand axe. Les valeurs trouvées sont assez similaires.

Cependant, comme l'a montré Zhao (2000), dans le cadre de ces études, il existe une dégénérescence entre l'angle que fait le grand axe ϕ et le rapport des axes du bulbe ($a : b : c$) voir (fig. I.3). Ainsi déduire la distribution de densité à trois dimensions à partir de l'image en deux dimensions que nous avons du bulbe de la galaxie grâce aux cartes de COBE/DIRBE peut conduire à des solutions non uniques. Launhardt *et al.* (2002) en combinant les données du satellite IRAS (Infrared Astronomical Satellite)⁹ avec celles précédemment obtenues avec COBE/DIRBE ont pu lever cette dégénérescence. Ils obtiennent un angle de $\phi = 15^\circ$, des rapports d'axe (1 :0.3 :0.2) et un demi-grand axe de $a = 1.1$ kpc.

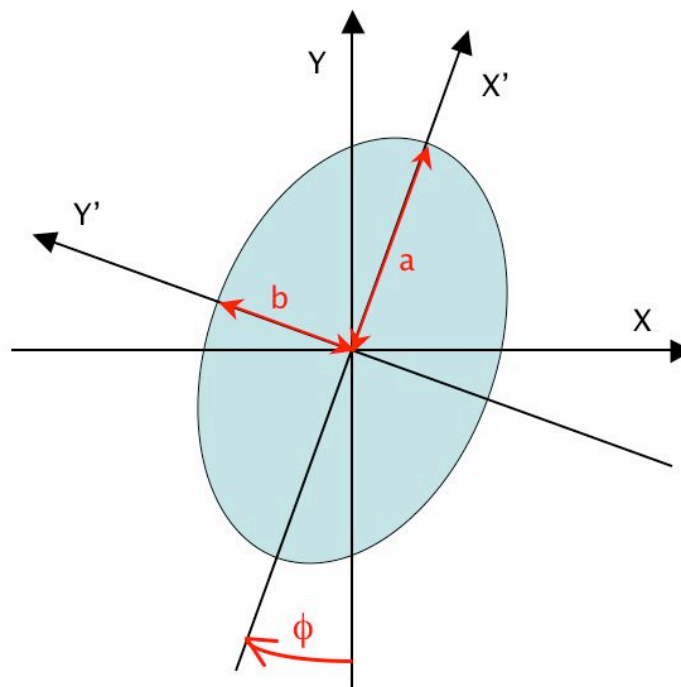


FIG. I.3 – Schéma du bulbe de la galaxie. Pour décrire l'orientation du bulbe, on considère l'angle ϕ que fait la direction Y qui va du Soleil au centre de la galaxie avec la direction X' du grand axe de l'ellipse qui représente le bulbe.

⁸ Le bulbe présente des dimensions différentes suivant ses trois axes de symétrie.

⁹ IRAS est un satellite qui a fait un relevé de l'ensemble du ciel à 12, 25, 60 et 100 μm . Il a permis d'augmenter de 70 % le nombre de sources infrarouges connues à l'époque.

En parallèle de la modélisation des cartes COBE/DIRBE, l'étude des comptages d'étoiles des grands relevés infrarouges tels que le TMGS (Two-Micron Galactic Survey) (Lopez-Corredoira *et al.* 1997, López-Corredoira *et al.* 2000) et DENIS (Deep Near Infrared Survey) Robin *et al.* (2003) et Picaud & Robin (2004) aboutissaient à des valeurs légèrement plus faibles de l'angle que fait le bulbe par rapport à la ligne joignant le soleil au centre galactique ($10^\circ < \phi < 12^\circ$).

Sevenster *et al.* (1999) en étudiant un échantillon d'étoiles OH/IR¹⁰ trouvent que le grand axe du bulbe est orienté à $\phi = 44^\circ$. Cette valeur diffère de celle obtenue à partir des données COBE/DIRBE et des comptages. Hammersley *et al.* (2000), Alard (2001) et López-Corredoira *et al.* (2001) confirment le résultat de Sevenster *et al.* (1999) avec d'autres données et l'expliquent en supposant l'existence d'une structure stellaire en forme de barre différente du bulbe (fig. I.4). Plus récemment, Benjamin *et al.* (2005) et Groenewegen & Blommaert (2005) obtiennent un angle pour la barre $\phi_{\text{barre}} = 44 - 47^\circ$. La confirmation de la présence de deux structures l'une de demi-grand axe $a \sim 1\text{kpc}$ (le bulbe) et l'autre de $a \sim 4\text{kpc}$ (la barre) dans le centre de la galaxie a été apportée par Babusiaux & Gilmore (2005), Nishiyama *et al.* (2005) et López-Corredoira *et al.* (2007). Cabrera-Lavers *et al.* (2007b) a mesuré un angle du bulbe $\phi = 12.6^\circ \pm 3.2^\circ$ et de la barre $\phi_{\text{barre}} = 43.0^\circ \pm 1.8^\circ$.

Comme nous l'avons vu le bulbe est clairement une structure triaxiale. Ses dimensions sont de l'ordre de $a \sim 1\text{kpc}$ selon son grand axe et 0.3 kpc et 0.2 kpc pour les deux autres axes. Bien que le débat de l'orientation du bulbe par rapport à nous ϕ n'est pas clos, il semble se dégager un consensus vers une valeur faible de l'ordre de $\phi_{\text{bulbe}} \sim 15^\circ$. En plus du bulbe, il semble qu'il existe une barre, bien plus grande que le bulbe, de 4kpc de demi-grand axe orientée à $\phi_{\text{barre}} \sim 45.0^\circ$ (fig. I.4).

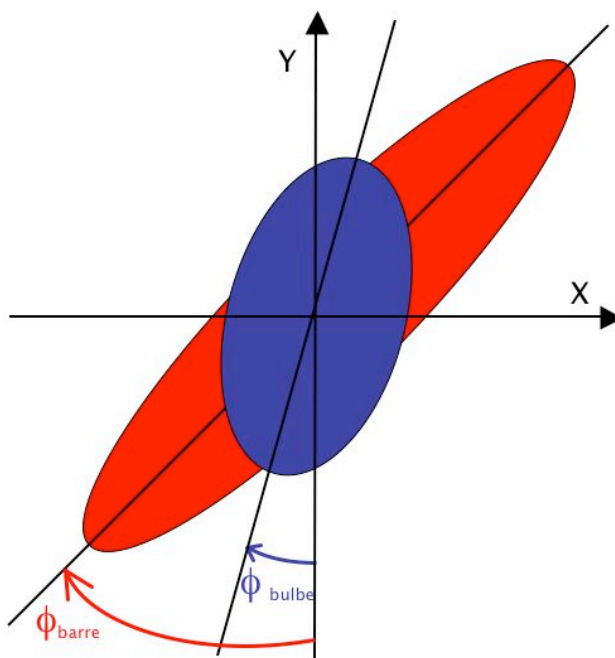


FIG. I.4 – Schéma des structures présentes au centre de la galaxie. L'axe Y est la direction du Soleil au centre de la galaxie. En bleu est représenté le bulbe de la galaxie orienté selon un angle $\phi_{\text{bulbe}} = 15^\circ$ et en rouge la barre orientée selon un angle $\phi_{\text{barre}} = 45.0^\circ$.

¹⁰ Les étoiles OH/IR, étoiles infrarouges qui produisent une forte émission radio en OH (radical hydroxyle), sont des géantes rouges de masse comprise entre 1 et 10 fois la masse du Soleil qui voient leur luminosité varier cycliquement avec une période de 200 à 2000 jours.

1.2 CINÉMATIQUE

Pour comprendre la cinématique du bulbe, un certain nombre de modèles dynamiques ont été développés comme le modèle de Zhao (1996) qui envisage le bulbe comme une barre en rotation rapide ou les modèles N-corps de Sellwood (1993) et de Fux (1997) qui forment la barre à partir d'une instabilité du disque.

Ces modèles sont confrontés aux observations des mouvements propres et des vitesses radiales des étoiles du bulbe. Les observations même dans les zones de faible extinction (fenêtre de Baade ou Plaut) posent deux problèmes. Il faut pouvoir séparer les étoiles du disque des étoiles du bulbe et distinguer les étoiles individuellement dans des champs où la densité d'étoiles est grande. C'est pourquoi, il a été nécessaire de rechercher des traceurs de la cinématique du bulbe. Les nébuleuses planétaires qui ont été recherchées systématiquement dans la direction du bulbe et les étoiles qui ont été surveillées dans le cadre de recherche de micros-lentilles sont de bons candidats pour jouer ce rôle.

Ainsi, Durand *et al.* (1998) et Beaulieu *et al.* (2000), en comparant la cinématique des nébuleuses planétaires aux modèles dynamiques évoqués précédemment trouvent que le bulbe présente un mouvement de rotation. Ce résultat est confirmé par Kuijken & Rich (2002) qui ont observé le bulbe avec le télescope spatial Hubble.

Par ailleurs, Sumi *et al.* (2004) ont présenté un catalogue de mouvements propres pour 5 080 236 étoiles observées dans le cadre du projet Optical Gravitational Lensing Experiment II (OGLE-II)¹¹. Utilisant ces données, Rattenbury *et al.* (2007) ont calculé la dispersion des mouvements propres des géantes rouges du clump. Ils remarquent qu'il existe de grandes différences entre les champs et l'interprètent comme le signe d'un effet de populations à petite échelle peut-être dû à un petit événement d'accrétion.

Rich *et al.* (2007b) arrivent à la même conclusion en analysant un relevé de vitesses radiales en direction du bulbe galactique d'étoiles de type spectral M. Ils trouvent, également, que le bulbe ne tourne pas comme un corps rigide, contrairement aux études antérieures. Enfin, la courbe de rotation du bulbe et le profil de dispersion de vitesse obtenus ne s'accordent pas avec les modèles dynamiques de citet1996MNRAS.283..149Z, Sellwood (1993) et de Fux (1997).

Le comportement cinématique du bulbe que l'on croyait bien établi, on pensait que le bulbe tournait comme un corps rigide, a été remis en cause par des études récentes. Le bulbe est une structure complexe qui comprend certainement différentes populations d'étoiles qui n'ont pas la même histoire. Il n'est donc peut-être pas possible de décrire la cinématique du bulbe comme un objet unique, mais plutôt comme un ensemble de différents groupes avec leur cinématique propre.

1.3 COMPOSITION CHIMIQUE

La détermination de la distribution de la métallicité dans le bulbe a nécessité différentes techniques comme la photométrie, la spectroscopie visible et infrarouge.

À partir de la photométrie, Zoccali *et al.* (2003) ont construit un diagramme couleur-magnitude (K,V-K) du bulbe qu'ils ont comparé à ceux d'amas globulaires de métallicité connue. Ils en déduisent une distribution de métallicité du bulbe qui s'étend de -1.8 à +0.2 dex avec un pic à $[Fe/H] \sim -0.1$.

Zoccali *et al.* (2006), Fulbright *et al.* (2006) et Fulbright *et al.* (2007) ont réalisé des observations spectroscopiques dans le visible qui se sont concentrées sur les zones de faible extinction comme par exemple la fenêtre de Baade (l,b)=(1°, -3.9°). Ils retrouvent une métallicité de $[Fe/H] \sim -0.1$ et un enrichissement en éléments- α ainsi qu'en Sodium Na et en Aluminium Al par rapport aux étoiles du disque (mince et épais) à une métallicité donnée.

Une nouvelle technique de spectroscopie infrarouge a été testée dans la fenêtre de Baade et a donné des résultats similaires aux études en visible : $[Fe/H] \sim -0.2$ et un enrichissement de +0.3

¹¹ OGLE est un projet astronomique polonais qui a pour principal but la recherche de matière noire via le phénomène de micro-lentille gravitationnelle. Ces principaux champs d'observation sont en direction des grand et petit nuages de Magellan, ainsi que du bulbe de la galaxie.

dex en éléments- α (Rich & Origlia 2005). Rich *et al.* (2007a) l'ont ensuite appliquée à la région centrale du bulbe. Ils ne trouvent pas de gradient de métallicité ou de gradient d'enrichissement en éléments- α entre ce champ central et la fenêtre de Baade.

Le bulbe présente une métallicité qui s'étale de $[Fe/H] = -1.8$ à $+0.2$ avec une valeur qui pique à $[Fe/H] \sim -0.1$ dex. Il montre aussi un enrichissement en éléments- α . Mais aucun gradient de métallicité ou d'enrichissement en éléments- α n'a été détecté.

2 Le disque galactique

Le disque de la galaxie est un système complexe formé d'étoiles, de nuages de gaz et de poussières. Il comprend principalement deux structures : le disque mince et le disque épais. Le disque mince est la partie la plus visible du disque, elle comprend entre autre des étoiles jeunes. En effet, la galaxie continue de former des étoiles dans les bras spiraux. Le disque mince est donc une structure en perpétuelle évolution. L'autre composante du disque de la galaxie, le disque épais, a d'abord été mis en évidence dans des galaxies extérieures vues par la tranche à la fin des années 1970 et au début des années 1980 (Burstein 1979, van der Kruit & Searle 1981, van der Kruit & Shostak 1982). Les disques épais sont communs dans les galaxies spirales et lenticulaires (Dalcanton & Bernstein 2002, Mould 2005, Elmegreen & Elmegreen 2006). En 1983, l'existence d'un disque épais dans notre galaxie a été démontrée par Gilmore & Reid (1983), en analysant la densité verticale en étoiles du disque de la galaxie (fig. I.5 extraite de Gilmore & Reid (1983)). Cependant, dès 1957, une composante qui ressemble beaucoup à ce que nous appelons désormais le disque épais de la galaxie avait déjà été décrite sous le nom de "population II intermédiaire" entre le disque et le halo lors d'une conférence au Vatican (O'Connell 1958, Blaauw 1995).

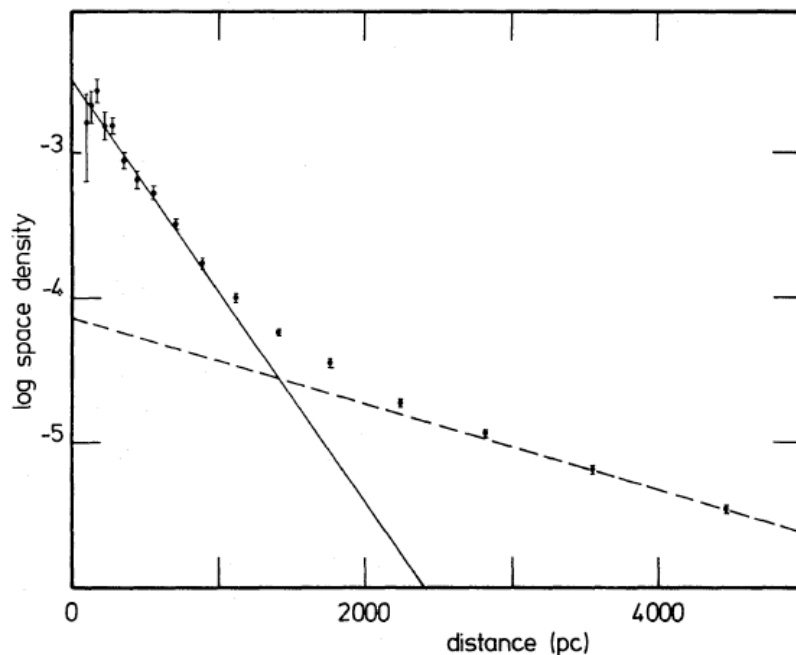


FIG. I.5 – Distribution en densité des étoiles de magnitude absolue $4 \leq M_V \leq 5$ en fonction de la distance au plan Galactique. On constate une inflexion de la courbe vers 1.5 kpc qui est le signe de la présence d'une deuxième composante dans le disque. Gilmore & Reid (1983) mesure une échelle de hauteur de 300 pc (ligne continue) pour le disque mince et de 1350 pc (ligne trait-tirée) pour le disque épais. (figure n° 6 de Gilmore & Reid (1983))

2.1 STRUCTURES DU DISQUE

La plupart des étoiles des disques mince et épais de la galaxie appartiennent à une structure axisymétrique. Autrement dit, la forme du disque ne dépend que de la position z au-dessus de son plan et de la distance R au centre de la galaxie. On caractérise donc la structure des disques de la galaxie par deux grandeurs caractéristiques : l'échelle de hauteur h_z et l'échelle de longueur h_R . Celles-ci sont définies de la manière suivante¹² :

$$\rho_i(R, z) = \rho_{0,i} \exp\left(-\frac{|z-z_\odot|}{h_{z,i}}\right) \exp\left(-\frac{|R-R_\odot|}{h_{R,i}}\right) \quad (\text{I.1})$$

où $\rho_i(R, z)$ est la densité en étoiles à la distance R du centre de la galaxie et à la hauteur z au-dessus du plan de la galaxie, $\rho_{0,i}$ la densité du disque au niveau du soleil, z_\odot est la position du soleil au-dessus du plan, R_\odot la position par rapport au centre de la Galaxie. Les indices $i = 1, 2$ correspondent respectivement au disque mince et au disque épais.

Cette manière de représenter la densité du disque est ce que l'on appelle une modélisation suivant une loi exponentielle. Il en existe d'autres comme la modélisation suivant une loi en sech^2 qui s'écrit :

$$\rho_i(R, z) = \rho_{0,i} \text{sech}^2\left(-\frac{|z-z_\odot|}{h_{z,i}}\right) \exp\left(-\frac{|R-R_\odot|}{h_{R,i}}\right). \quad (\text{I.2})$$

Dans ce cas, $h'_{z,i}$ n'est pas directement l'échelle de hauteur du disque. Mais, il est possible de la transformer pour s'y ramener de la façon suivante $h_{z,i} \approx h'_{z,i}/2$. Cette loi à l'avantage de correspondre à un modèle plus physique. En effet, elle correspond à la distribution de densité qu'aurait un disque isotherme autogravitant¹³. Des études qui modélisent le disque de la galaxie par une loi en sech^2 ont obtenu un meilleur accord avec la densité observée Gould *et al.* (1996), Bilir *et al.* (2005). Cependant, Phleps *et al.* (2000) a montré qu'il n'y avait que peu de différences entre les deux lois pour des étoiles dont la distance au Soleil va jusqu'à 1kpc. C'est pourquoi, par la suite, j'ai choisi de n'utiliser que la loi exponentielle.

2.1.1 Les échelles de hauteur

Les estimations de l'échelle de hauteur du disque mince semblent converger vers une valeur de ~ 300 pc (tab. I.2). Dans le cas du disque épais, les différents auteurs obtiennent des valeurs très différentes de 540 pc pour (Ak *et al.* 2007a) à 1500 pc pour Reid & Majewski (1993). On peut aussi trouver dans la littérature des valeurs intermédiaires comme 800 pc (Reylé & Robin 2001), 1000 pc (Ng *et al.* 1997) et 1100 pc (Spagna *et al.* 1996) (voir tab. I.2).

Les premières déterminations des échelles de hauteur se basaient sur des champs profonds mais de taille réduite (Reid & Majewski 1993) ou des champs étendus mais peu profonds (Gilmore & Reid 1983). Les études postérieures ont bénéficié du développement des grands relevés tels le Two-Micron All-Sky Survey (2MASS) (Ojha 2001, Cabrera-Lavers *et al.* 2005), le Sloan Digital Sky Survey (SDSS) (Chen *et al.* 2001, Juric *et al.* 2005, Ak *et al.* 2007a) ou plus récemment le Beijing-Arizona-Taiwan-Connecticut survey (BATC) (Du *et al.* 2003, 2006). Mais le désaccord persiste.

Reylé & Robin (2001) et Siegel *et al.* (2002) notent que les différentes études donnent soit une échelle de hauteur du disque épais grande (> 1 kpc) et un rapport de densité disque mince - disque épais petit ($\sim 2\%$) ou une échelle petite (~ 600 pc) et un rapport grand ($\sim 6\%$). Par ailleurs, Karaali *et al.* (2004), Karaali (2006) et Bilir *et al.* (2006) trouvent qu'il existe une dépendance entre les échelles de hauteur et la magnitude absolue des étoiles étudiées. Enfin, Cabrera-Lavers *et al.* (2007a) remarquent que l'échelle de hauteur du disque épais change suivant la distance au centre galactique suivant la loi :

$$h_z(R) = (940 \pm 20) \times [1 - (0.12 \pm 0.02)(R - R_\odot)](\text{pc}). \quad (\text{I.3})$$

Ils interprètent ce changement comme le signe du "flare" du disque.

¹² Autre définition possible, une échelle de hauteur (de longueur) correspond à la distance du plan galactique z (du centre de la galaxie R) pour laquelle la densité a diminué de la fraction $1/e \approx 0.37$ par rapport à la densité à $z = 0$ ($R=0$).

¹³ La galaxie peut se comparer un nuage de gaz dans lequel les molécules sont les étoiles. On peut donc définir une température du gaz d'étoiles qui est donnée par leur dispersion de vitesse.

La mesure de l'échelle de hauteur du disque épais par les comptages ne permet pas d'obtenir une valeur concordante pour toutes les études. Cette difficulté est certainement lié à problème de définition de l'appartenance des étoiles au disque épais.

$h_{z,1}$ (pc)	$h_{z,2}$ (pc)	$\rho_{0,2}/\rho_{0,1}$ (%)	Référence
325	1400-1600	2.5 ± 2.0	Reid & Majewski (1993)
259 ± 12	1137 ± 61	4.3	Spagna <i>et al.</i> (1996)
100-250-500	1000	-	Ng <i>et al.</i> (1997)
-	800	6.2	Reylé & Robin (2001)
320^{+14}_{-15}	640^{+30}_{-32}	7.0 ± 1.0	Du <i>et al.</i> (2003)
2MASS			
-	860 ± 200	3.5 ± 2.0	Ojha (2001)
268.81 ± 12.65	1061.9 ± 52.16	8.6	Cabrera-Lavers <i>et al.</i> (2005)
-	783 ± 48	8 ± 5.6	Girard <i>et al.</i> (2006)
SDSS			
330 ± 3	580-750	13-6.5	Chen <i>et al.</i> (2001)
280 ± 10	1200 ± 50	4 ± 1.5	Juric <i>et al.</i> (2005)
206 ± 9	493 ± 12	16	Ak <i>et al.</i> (2007a)
198 ± 9	579 ± 15	10	
BATC			
320^{+14}_{-15}	640^{+30}_{-32}	7.0 ± 1.0	Du <i>et al.</i> (2003)
220-320	600-1100	7.0-1.0	Du <i>et al.</i> (2006)
265-495	805-970	9.5-5.2	Karaali <i>et al.</i> (2004)
274^{+8}_{-6}	807^{+78}_{-61}	5.62	Karaali (2006)
276^{+12}_{-12}	895^{+114}_{-96}	5.13	
163-363	760^{+62}_{-55}	3.31-7.59	Bilir <i>et al.</i> (2006)

TAB. I.2 – Valeurs de l'échelle de hauteur du disque mince et du disque épais. La première partie du tableau montre le large éventail des valeurs de l'échelle de hauteur du disque épais que l'on peut trouver dans la littérature, la deuxième l'apport des grands relevés, la troisième fait référence à des auteurs qui proposent que l'échelle de hauteur dépende de la magnitude absolue des étoiles analysées.

2.1.2 Les échelles de longueur

Les échelles de longueur du disque mince et du disque épais sont assez mal connues (Tab. I.3). Les premiers modèles galactiques basés sur des comptages optiques donnaient une valeur de ~ 3.5 kpc pour l'échelle de longueur du disque, sans distinction entre le disque mince et le disque épais (Gilmore 1984, Bahcall 1986).

Cette valeur de 3.5 kpc voire des valeurs grandes ont également été obtenues par d'autres études optiques spécifiquement pour le disque mince (Gould *et al.* 1997, Mendez & van Altena 1998, Larsen & Humphreys 2003). Cependant, d'autres auteurs obtenaient des valeurs plus petites ~ 2.5 kpc (Robin *et al.* 1992, Ojha *et al.* 1994, 1996, Siegel *et al.* 2002).

L'échelle de longueur du disque mince obtenue grâce à l'analyse de la cinématique locale et en particulier via les données du satellite HIPPARCOS tendent vers des valeurs faibles (Fux & Martinet 1994, Bienaymé & Séchaud 1997, Dehnen 1998, Bienaymé 1999, Ojha 2001), à l'exception de Feast (2000) qui obtient une échelle de longueur de $h_R = 3.3 \pm 0.6$ kpc en réanalysant des données

de vitesse radiale de différents types d'étoiles variables.

Les données du satellite COBE seules, puis en les combinant avec les comptages en infrarouge donnent une estimation de l'échelle de longueur qui s'est progressivement réduite de 3.0 à 2.3 kpc (Spergel *et al.* 1996, Freudenreich 1998, Chen *et al.* 1999, Drimmel & Spergel 2001). En effet, les relevés en infrarouge (DENIS et TGMS) donnent l'estimation basse de l'échelle de longueur (Ruphy *et al.* 1996, Porcel *et al.* 1998). Enfin, plus récemment, Juric *et al.* (2005) en analysant les données du SDSS obtiennent une valeur de 2.4 ± 0.2 kpc.

$h_{R,1}$ (kpc)	$h_{R,2}$ (kpc)	Référence
4.0	4.0	Gilmore (1984)
3.5	-	Bahcall (1986)
2.5	-	Robin <i>et al.</i> (1992)
$2.5^{+0.8}_{-0.6}$	-	Fux & Martinet (1994)
2-2.5	-	Ojha <i>et al.</i> (1994)
2.3 ± 0.6	3.0 ± 1.0	Ojha <i>et al.</i> (1996)
-	2.8 ± 0.8	Robin <i>et al.</i> (1996)
-	4.5	Ng <i>et al.</i> (1997)
1.7-2.9	-	Bienaymé & Séchaud (1997)
3.1	-	Gould <i>et al.</i> (1997)
4.0-8.0	-	Mendez & van Altena (1998)
1.6-2.8	-	Dehnen & Binney (1998)
1.8 ± 0.2	-	Bienaymé (1999)
-	3.0 ± 1.5	Buser <i>et al.</i> (1999)
3.3	-	Feast (2000)
-	2.5	Reylé & Robin (2001)
2.0-2.5	3.0-4.0	Siegel <i>et al.</i> (2002)
COBE		
3.0	-	Spergel <i>et al.</i> (1996)
2.6	-	Freudenreich (1998)
2.25 ± 0.05	-	Chen <i>et al.</i> (1999)
2.38	-	Drimmel & Spergel (2001)
DENIS		
2.3 ± 0.1	-	Ruphy <i>et al.</i> (1996)
TGMS-2MASS		
2.1 ± 0.3	-	Porcel <i>et al.</i> (1998)
2.8 ± 0.3	$3.7^{+0.8}_{-0.5}$	Ojha (2001)
-	3.04 ± 0.11	Cabrera-Lavers <i>et al.</i> (2005)
APS-POSS		
3.5 ± 0.3	4.7 ± 0.2	Larsen & Humphreys (2003)
SDSS		
2.4 ± 0.2	3.5 ± 1.0	Juric <i>et al.</i> (2005)

TAB. I.3 – Valeurs de l'échelle de longueur h_R pour le disque mince et le disque épais extraites de la littérature. La première partie du tableau montre l'évolution de la détermination des échelles de longueur du mince et du disque épais par ordre chronologique, la deuxième les résultats obtenus grâce aux différents relevés.

L'échelle de longueur du disque épais n'a été que peu étudiée du fait de la difficulté de distinguer les étoiles du disque épais de celles du disque mince. Certaines études obtiennent une petite échelle de longueur pour le disque épais $h_{R,2} = 2.5\text{-}3.0$ kpc (Ojha *et al.* 1996, Robin *et al.* 1996, Buser *et al.* 1999, Reylé & Robin 2001), alors que d'autres obtiennent des valeurs entre $h_{R,2} = 3.0\text{-}5.0$ kpc (Siegel *et al.* 2002, Ng *et al.* 1997). Les estimations les plus récentes faites à partir de relevés comme APS-POSS I, 2MASS et le SDSS donnent toutes une valeur grande de l'échelle de longueur du disque épais, même si la dispersion entre les différentes déterminations reste grande (Larsen & Humphreys 2003, Ojha 2001, Cabrera-Lavers *et al.* 2005, Juric *et al.* 2005).

Même si les valeurs exactes de l'échelle de longueur du disque mince et du disque épais restent assez mal définies. Il semble clair que l'échelle de longueur du disque épais est plus grande que celle du disque mince. Ce constat est une contrainte importante pour les scénarios de formation du disque de la galaxie.

2.2 CARACTÉRISTIQUES CINÉMATIQUES

2.2.1 Cinématique du disque mince

L'étude cinématique du disque mince est rendue difficile par la présence d'autres populations comme le disque épais et le halo. De plus, le disque mince n'est pas une structure lisse du point de vue cinématique. En effet, si l'on représente le mouvement des étoiles dans un diagramme fonction des vitesses dans les trois directions cardinales que sont la direction qui va du Soleil au centre galactique U , la direction du pôle Nord galactique W et la direction perpendiculaire aux deux autres orientée dans le sens de rotation de la galaxie V , on remarque des sous-structures telles le super-amas des Pléiades-Hyades, l'amas de Sirius et le courant d'Hercules. Contrairement à l'intuition qui pourrait faire penser que ces sous-structures sont les traces de la dissolution des amas dans le disque de la galaxie, ces groupes dynamiques ne seraient que le fruit du passage des bras spiraux qui rassembleraient des étoiles du disque (étoiles vieilles) aussi bien que des étoiles d'amas (étoiles plus jeunes) (De Simone *et al.* 2004, Famaey *et al.* 2005, Quillen & Minchev 2005).

Par ailleurs, la cinématique des étoiles semble varier avec le type spectral (Parenago 1950). Les étoiles plus jeunes ont une dispersion de vitesse plus petite et une vitesse de rotation autour de la galaxie plus grande que les étoiles plus vieilles (Gomez *et al.* 1997, Vallenari *et al.* 2006). Ceci se retrouve dans l'analyse des données HIPPARCOS faite par Dehnen & Binney (1998) et Bienaymé (1999) qui tracent la dispersion de vitesse des étoiles en fonction de l'indice de couleur B-V. En effet, la dispersion de vitesse des étoiles de couleur bleu, en moyenne jeunes, est plus petite que celle des étoiles de couleur rouge, en moyenne vieilles. Wielen (1977) explique cette corrélation en terme de diffusion des étoiles dans le disque de la galaxie au cours du temps.

Les différentes déterminations des dispersions de vitesse σ_U , σ_V et σ_W du disque mince donnent des valeurs assez semblables (tab. I.4). On peut penser que les différences sont essentiellement dues à des différences d'âge des étoiles de chaque échantillon.

σ_U (km s ⁻¹)	σ_V (km s ⁻¹)	σ_W (km s ⁻¹)	Référence
33±5	28±4	22±3	Chen <i>et al.</i> (1999)
39±2	20±2	20±1	Soubiran <i>et al.</i> (2003)
28±1	16±2	12±1	Cubarsi & Alcobé (2004)
34±4	21±2	13±1	Vallenari <i>et al.</i> (2006)

TAB. I.4 – Valeurs des dispersions de vitesse σ_U , σ_V et σ_W du disque mince extraites de la littérature récentes. Il faut noter que les valeurs de dispersions de vitesse de Vallenari *et al.* (2006) dépendent de l'âge des étoiles. Il n'est indiqué ici que la valeur pour les étoiles de 7 à 10 milliards d'années.

2.2.2 Cinématique du disque épais

Contrairement au disque mince, il reste de larges incertitudes sur la valeur de la dispersion de vitesse du disque épais (tab. I.5). Le disque épais étant à l'interface entre le disque mince et le halo. Il est toujours délicat de bien séparer les étoiles du disque mince des étoiles des autres composantes. La plupart des études modélisent le disque mince et le disque épais par des composantes isothermes. Le regroupement des étoiles suivant ces deux composantes donne la cinématique de chacune. Une autre manière d'opérer la distinction entre le disque mince et le disque épais est d'établir un critère de métallicité comme l'on fait Chiba & Beers (2000) ou Arifyanto *et al.* (2005).

Une autre manière de caractériser cinématiquement les composantes du disque est d'étudier leur vitesse de rotation. Les populations avec une grande dispersion de vitesse ont tendance à tourner moins vite autour du centre de la galaxie que celle avec une dispersion de vitesse plus petite. On appelle courant asymétrique ou retard à la rotation la différence entre la vitesse moyenne de rotation d'une population et la vitesse du référentiel standard.

Pour le disque épais, la question de l'existence d'un gradient vertical du courant asymétrique s'est posée. Selon Chiba & Beers (2000) ou Girard *et al.* (2006), le courant asymétrique V_{lag} varie suivant la hauteur au-dessus du plan galactique suivant une pente de $\partial V_{lag}/\partial z = -30 \pm 3 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$. Alors que d'autres études ne détectent pas de gradient (Soubiran *et al.* 2003, Vallenari *et al.* 2006). Une explication des différentes valeurs de courant asymétrique trouvées suivant la hauteur au dessus du plan pourrait être la nature composite du disque épais (Gilmore *et al.* 2002). Le disque épais serait constitué d'une partie proche du disque mince (composante continue) mais séparé cinématiquement du disque mince et d'une autre partie avec une échelle de hauteur bien plus grande mais faite de morceaux (fruits de l'accrétion des satellites).

La cinématique du disque épais n'est pas encore bien définie. De plus, il pourrait exister non pas un mais deux disques épais : un qui serait une population relativement homogène avec une cinématique qui se rapproche de celle du disque mince et un autre composite avec une cinématique qui se rapproche de celle du halo.

σ_U (km s ⁻¹)	σ_V (km s ⁻¹)	σ_W (km s ⁻¹)	V_{lag}	Référence
81±9	68±8	75±9	-	Chen <i>et al.</i> (1999)
46±4	50±4	35±3	20±5	Chiba & Beers (2000)
-	50	35	35	Gilmore <i>et al.</i> (2002)
63±6	39±4	39±4	51±5	Soubiran <i>et al.</i> (2003)
66±2	40±9	41±2	51±3	Cubarsi & Alcobé (2004)
74±2	50±1	37±1	44	Arifyanto <i>et al.</i> (2005)
65±2	39±9	41±2	51±3	Alcobé & Cubarsi (2005)
74±11	50±7	38±7	42±7	Vallenari <i>et al.</i> (2006)
74.6±6.0	64.2±5.2	-	-	Girard <i>et al.</i> (2006)

TAB. I.5 – Valeurs des dispersions de vitesse σ_U , σ_V et σ_W et du courant asymétrique V_{lag} du disque épais extraites de la littérature récentes.

2.3 CARACTÉRISTIQUES CHIMIQUES

Edvardsson *et al.* (1993) a été le premier à utiliser les caractéristiques cinématiques du disque mince et du disque épais pour caractériser des abondances chimiques de chacun.

La valeur communément admise pour la métallicité moyenne du disque mince est de $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -0.2$ (Gilmore *et al.* 1995, Rocha-Pinto & Maciel 1996, 1998, Kotoneva *et al.* 2002). Cependant, Haywood (2001) et Taylor & Croxall (2005) trouvent que la métallicité moyenne du disque mince est plutôt de $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -0.04 \pm 0.1$. Selon ces auteurs, les études trouvant une métallicité plus faible pour le disque mince présentent des biais en faveur des étoiles de faible métallicité qui n'ont pas été corrigés.

La métallicité du disque épais est plus faible que celle du disque mince. Elle est en moyenne de l'ordre de $\langle [Fe/H] \rangle = -0.7$, mais elle présente une queue de distribution qui s'étend jusqu'à $[Fe/H] = -2.35$ (Gilmore *et al.* 1995, Chiba & Beers 2000, Beers *et al.* 2002, Allende Prieto *et al.* 2006).

Il existe un gradient vertical de métallicité en fonction de la hauteur au dessus du disque de $\partial[Fe/H] / \partial z = -0.26 \text{ dex kpc}^{-1}$ pour $z < 10 \text{ kpc}$ (Du *et al.* 2004, Ak *et al.* 2007b). Cependant, Gilmore *et al.* (1995) ont montré qu'il n'existe pas de gradient de métallicité en fonction de la hauteur au dessus du plan pour les étoiles du disque épais (voir aussi Bensby *et al.* (2005), Feltzing (2006), Allende Prieto *et al.* (2006)).

La dispersion des abondances chimiques du disque mince et du disque épais est faible, ce qui facilite la comparaison pour les deux disques (Bensby *et al.* 2004, Reddy *et al.* 2006). Par exemple, l'abondance en éléments- α (Oxygène O, Magnésium Mg, Silicium Si, Calcium Ca et Titane Ti) à une certaine métallicité $[Fe/H]$ est plus grande pour les étoiles du disque épais que celle du disque mince (Gratton *et al.* 2003, Fuhrmann 2004, Bensby *et al.* 2005). De plus, d'autres éléments comme l'aluminium Al, le Silicium Si, le Zinc Zn, l'Yttrium Y, le Barium Ba et l'Europium Eu montrent aussi une différence entre les deux disques. En revanche, le Sodium Na, le Chrome Cr, le Nickel Ni et le Cuivre Cu ont une abondance similaire pour les étoiles du disque mince et du disque épais (fig. I.6 extraite de Bensby *et al.* (2005)) (Soubiran & Girard 2005, Bensby *et al.* 2005, Feltzing 2006, Brewer & Carney 2006).

Les études utilisant la combinaison des informations cinématiques et sur les abondances chimiques ont montré que les étoiles du disque épais sont plus vieilles que celles du disque mince (Fuhrmann 2004, Bensby *et al.* 2005, Reddy *et al.* 2006, Allende Prieto *et al.* 2006).

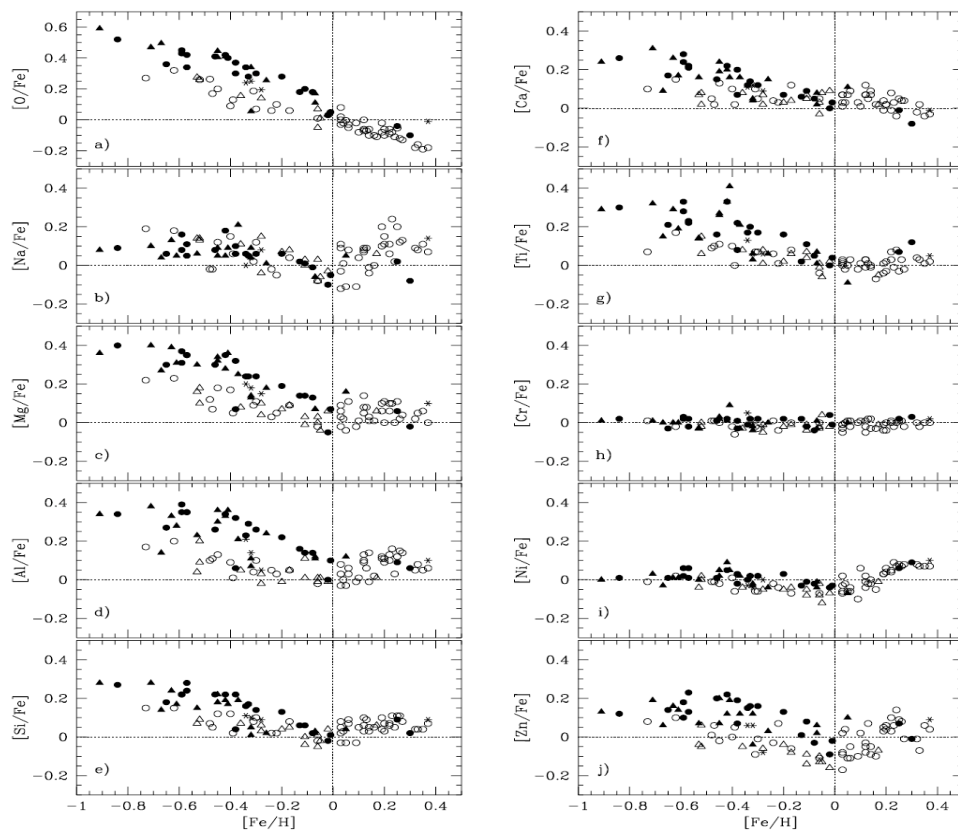


FIG. I.6 – Comparaison des abondances chimiques du disque mince et épais en fonction de la métallicité. La ligne pointillée indique la métallicité solaire. Les symboles vides et pleins sont les abondances des étoiles du disque mince et du disque épais respectivement. (fig. n° 8 de Bensby *et al.* (2005))

3 Le halo

Le halo est la population la plus vieille de la galaxie. Son âge est estimé entre 12 et 14 milliards d'années. Le halo représente 1% de la masse totale des étoiles de la galaxie soit environ $10^9 M_{\odot}$ (Morrison 1993). Il s'étend jusqu'à ~ 100 kpc du centre de la galaxie.

3.1 STRUCTURE

La densité en étoiles du halo en fonction de la distance au centre de la galaxie $\rho_s(R)$ peut être modélisée par diverses formes. Une paramétrisation possible est la loi empirique de Vaucouleurs (1948) en $r^{1/4}$ qui a d'abord servi à décrire le profil de brillance de surface des galaxies elliptiques.

Cette loi a été déprojetée, de façon approchée, en trois dimensions par Young (1976) sous la forme suivante :

$$\rho_s(R) = \rho_s \frac{\exp^{-7.669(R/R_e)^{1/4}}}{(R/R_e)^{7/8}} \quad (\text{I.4})$$

où ρ_s est la densité locale du halo et R_e le rayon effectif. Si le halo n'est pas sphérique, il faut corriger R par le rapport d'axe $\kappa = c/a$ de la manière suivante :

$$R = [x^2 + (z/\kappa)^2]^{(1/2)} \quad (\text{I.5})$$

où

$$x = (R_0^2 + r^2 \cos^2 b - 2R_0 r \cos b \cos l)^{(1/2)} \quad (\text{I.6})$$

et

$$z = r \sin b \quad (\text{I.7})$$

avec r la distance selon la ligne de visée, l et b les coordonnées galactiques et R_0 la distance du soleil au centre de la galaxie. Mais, la loi de de Vaucouleurs (1948) peut aussi s'approximer de la façon suivante :

$$\rho_s(R) = \rho_s \frac{\exp^{-10.093(R/R_0)^{1/4} + 10.093}}{(R/R_0)^{7/8}} \times \begin{cases} 1.25 \frac{\exp[-10.093(R/R_0)^{1/4} + 10.093]}{(R/R_0)^{6/8}} & \text{si } R < 0.03R_0 \\ \frac{1-0.08669}{(R/R_0)^{1/4}} & \text{si } R \geq 0.03R_0 \end{cases} \quad (\text{I.8})$$

La plupart des auteurs trouve que le halo interne est significativement aplati $\kappa \sim 0.6$ (Phleps *et al.* 2005, Juric *et al.* 2005, Ak *et al.* 2007a). Newberg & Yanny (2005) ont analysé les données de la version 3 du SDSS. Ces auteurs ont montré que les comptages des étoiles du halo ne sont pas symétriques suivant les plans $l = 0^\circ$ et $l = 180^\circ$. Le maximum des comptages dépend de la magnitude et de la sélection en couleur. Ils interprètent cela comme la preuve que le halo est triaxial avec le grand axe à 65° de la ligne joignant le soleil au centre galactique.

En plus d'une structure lisse, le halo est strié de nombreux courants. Majewski *et al.* (2003) ont mis évidence les traînées d'étoiles que crée une galaxie satellite, en l'occurrence la galaxie du Sagittaire (Ibata *et al.* 1995). Grâce aux données du SDSS, d'autres courants et surdensités, ont été révélés dans le halo comme par exemple une surdensité dans la région de la constellation de la Vierge (Juric *et al.* 2005).

3.2 CARACTÉRISTIQUES CINÉMATIQUES

Selon Chiba & Beers (2000), les étoiles dont la métallicité est supérieure à $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.7$ présentent une vitesse de rotation importante, ce d'autant plus que leur métallicité est grande. Il est possible que ces étoiles n'appartiennent pas toutes au halo mais qu'une partie d'entre elles soient des étoiles du disque épais de faible métallicité. En revanche, les étoiles dont la métallicité est inférieure à $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.7$ présentent une vitesse de rotation très lente ($V_{rot} < 40 \text{ km s}^{-1}$), voire pas de rotation du tout. La rotation du halo décroît au fur et à mesure que l'on s'éloigne du disque de la galaxie. Les dispersions de vitesse des étoiles du halo sont grandes $(\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W) = (141 \pm 11, 106 \pm 9, 94 \pm 8)$ en km s^{-1} pour Chiba & Beers (2000) ou $(\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W) = (151 \pm 14, 116 \pm 11, 96 \pm 11)$ pour Vallenari *et al.* (2006).

3.3 CARACTÉRISTIQUES CHIMIQUES

La métallicité du halo va de $[Fe/H]$ -5 à -1 dex. Les étoiles du halo dont la métallicité est la plus grande rejoignent la queue de la distribution en métallicité du disque mince. Les étoiles du halo sont enrichies en éléments α , ce qui est le signe d'un épisode de formation stellaire court (Wallerstein *et al.* 1997).

4 Scénarios de formation de la galaxie

Eggen *et al.* (1962) sont les premiers à avoir proposé un modèle global de formation de la galaxie. Les auteurs sont partis du constat que les étoiles de faible métallicité ont des orbites très excentriques et un faible moment angulaire (fig. I.7).

Selon ce modèle, le matériel intergalactique (gaz primordial) commence à s'effondrer en direction du centre de la galaxie. Pendant cet effondrement, des condensations se forment qui donneront plus tard les amas globulaires et les étoiles du halo. Ce halo ainsi formé est en rotation soit parce que le nuage protogalactique était déjà en rotation, soit parce qu'il a acquis un moment angulaire dû au couple qu'exercent les condensations. En seulement quelque centaines de millions d'années, cette rotation va empêcher la matière de tomber directement vers le centre de galaxie. L'effondrement se poursuivra désormais en direction du plan perpendiculaire à l'axe de rotation. La matière qui s'agrège ainsi va former le disque mince. La densité de matière du disque va augmenter ce qui va accélérer le taux de formation des étoiles. La mort des premières générations d'étoiles va enrichir le gaz en éléments produits en leurs seins. Il en résulte que les générations suivantes formées à partir de ce milieu vont progressivement s'enrichir en métaux.

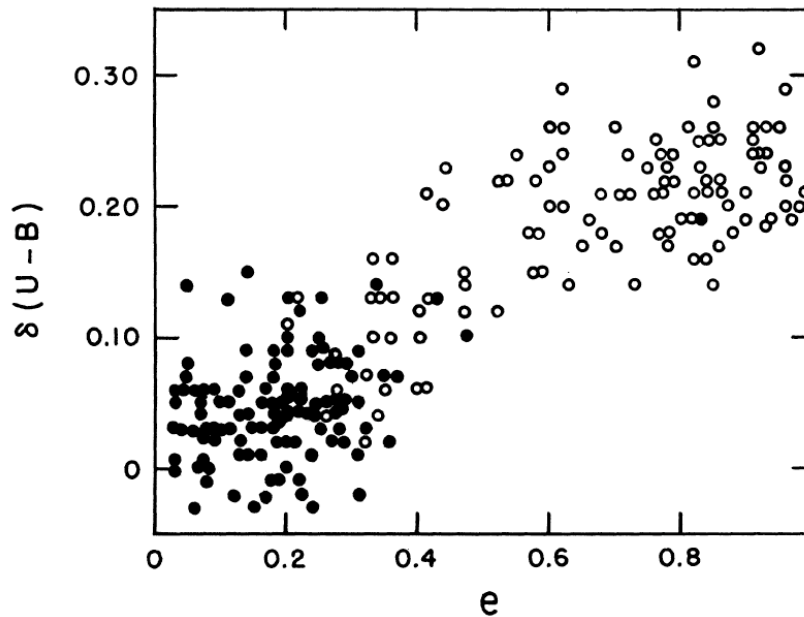


FIG. I.7 – Corrélation entre l'excès en ultra-violet $\delta(U - B)$ (traceur de la métallicité) et l'excentricité de l'orbite des étoiles. (fig. n° 4 de Eggen *et al.* (1962))

Searle & Zinn (1978) ont mis en évidence qu'il n'y a pas de gradient radial de métallicité dans les amas globulaires du halo, ce qui semble confirmer que l'effondrement qui a formé la galaxie a été rapide. Cependant, les mêmes auteurs ont trouvé que les amas du halo externe (éloignés de plus de 8kpc de la galaxie) présentent un large éventail d'âge. Ils ont donc proposé que le

halo ait continué de former des amas d'étoiles voire des galaxies naines à partir de fragments du nuage protogalactique, après l'effondrement initial qui a formé les régions centrales de la galaxie. Parmi ces structures formées plus tardivement dans le halo certaines ont pu être accrétées par le disque. De plus, ces fragments ont pu connaître des épisodes de formation d'étoiles et donc d'évolution de la métallicité avant leur accrétion dans le disque. Cette vision de la formation de la galaxie rappelle la théorie de formation hiérarchique des galaxies (Press & Schechter 1974, White & Rees 1978), dans laquelle les galaxies se forment à partir de l'accrétion de plein de plus petites structures (galaxies satellites et amas d'étoiles) (Navarro *et al.* 1997, Springel & Hernquist 2005).

La découverte du disque épais dans la galaxie par Gilmore & Reid (1983) a obligé à introduire un épisode supplémentaire dans l'histoire de la formation de la galaxie. Trois grandes classes de modèle de formation du disque épais ont été envisagées le chauffage d'un disque mince initial, la création d'un disque épais précédant la création du disque mince et l'apport extérieur d'étoiles qui vont former le disque épais.

4.1 CHAUFFAGE DU DISQUE MINCE INITIAL

Dans cette première version de la formation du disque, après l'effondrement initial du nuage protogalactique, la galaxie se présente sous la forme d'un disque mince. Les étoiles de ce disque mince initial vont voir leur dispersion de vitesse verticale augmenter jusqu'à atteindre celle du disque épais. On appelle ce mécanisme un chauffage dynamique. Pour créer ce chauffage plusieurs acteurs ont été postulés.

Pour commencer, on peut chercher ces agents dans le disque lui-même. Le disque est constitué d'étoiles, mais aussi de gaz sous forme de nuages moléculaires. Spitzer & Schwarzschild (1951, 1953) et Wielen (1977) ont donc envisagé que des nuages moléculaires géants pouvaient changer les orbites des étoiles du disque et ainsi augmenter leur dispersion de vitesse verticale. Cependant, le nombre de nuages moléculaires géants présents dans le disque ne semble pas suffire pour créer une dispersion de vitesse verticale de l'ordre de celle du disque épais (Binney & Lacey 1988). Le disque de la galaxie est aussi traversé par des ondes de densité que sont les bras spiraux. Sellwood & Carlberg (1984), Carlberg & Sellwood (1985) ont donc proposé que le passage de ces ondes soit responsable du chauffage du disque mince initial. Mais, cette hypothèse ne semble pas valide. En effet, dans ce cas le chauffage dynamique s'effectue principalement dans le plan de la galaxie et non suivant la direction verticale, comme il le faudrait pour expliquer la formation du disque épais. En revanche, l'action conjuguée des nuages moléculaires géants et des bras spiraux pourrait créer un effet de chauffage du disque de la galaxie dans la direction verticale (Jenkins & Binney 1990).

Le chauffage du disque mince initial pourrait aussi être dû à des éléments perturbateurs extérieurs. Par exemple, Ipser & Semenzato (1985) et Lacey & Ostriker (1985) ont développé l'idée que des trous noirs massifs ($m \sim 10^8 M_\odot$) présents dans le halo pourraient croiser le disque de la galaxie et ainsi créer une agitation suffisante dans le disque pour augmenter la dispersion de vitesse des étoiles. Ces trous noirs auraient pour origine les étoiles qui se sont formées tout au début de l'univers. Ces étoiles n'étant constituées que d'hydrogène et d'hélium, elles auraient pu atteindre des masses très importantes et en mourant donner des trous noirs supermassifs. Une autre option pourrait être l'intervention de galaxies naines comme postulées par Searle & Zinn (1978). Quinn *et al.* (1993) ont donc étudié l'influence de la fusion d'une galaxie satellite sur le disque d'une galaxie spirale. Les auteurs concluent que la galaxie pourrait développer ainsi un disque épais à partir d'un disque mince initial. En effet, les étoiles du disque mince initial se retrouvent chauffées dynamiquement par la fusion de la galaxie satellite et donnent naissance instantanément à un disque épais d'étoiles. Contrairement à tous les scénarios que nous avons évoqués jusque là où le disque épais se formait progressivement par un processus de chauffage lent et continu, ce phénomène violent va aussi disloquer le gaz présent dans le disque mince primitif. Ce gaz ainsi que le gaz de la galaxie satellite est supposé retomber au niveau du disque mince et former les étoiles du disque mince actuel. Enfin, une dernière possibilité découle d'un résultat de l'analyse des simulations cosmologiques de l'assemblage des halos de matière noire (Moore *et al.* 1999). Il existerait des morceaux de matière noire d'une masse de $M_{DM} \sim 5 \cdot 10^8 M_\odot$. Fuchs *et al.* (2001) ont proposé que ceux-ci pourraient créer un chauffage du disque mince initial. Hayashi & Chiba

(2006) ont mené une étude très complète sur le sujet. Ils montraient que ce processus de chauffage du disque n'est plus valable à l'époque actuelle. Mais dans le passé quand le disque de la galaxie était moins important, il a tout à fait pu chauffer le disque mince initial et ainsi créer un disque épais très similaire à celui de la galaxie.

Enfin, Kroupa (2002) propose que le gaz présent dans le disque initial ait produit des amas d'étoiles de grandes masses lors d'un épisode de formation stellaire important. Les étoiles de ces amas de grandes masses pourraient atteindre des dispersions de vitesse comparables à celle du disque épais.

4.2 CRÉATION DU DISQUE ÉPAIS AVANT LE DISQUE MINCE

Deuxième classe de modèle de création de disque épais, les scénarios où se forme un disque épais, puis un disque mince. Cette classe comprend principalement deux scénarios.

Le premier qui reprend les grandes lignes du modèle de Eggen *et al.* (1962) est proposé par Sandage (1990). Dans ce modèle, la galaxie se forme par un effondrement radial rapide du nuage protogalactique qui va former un protobulbe et le halo de la galaxie. Puis l'effondrement va changer de direction, en raison de l'augmentation de la vitesse de rotation du halo. Le gaz va s'assembler sous la forme d'un disque dans lequel la densité augmente. Ce disque de gaz est trop chaud pour former des étoiles dans sa partie interne (disque mince), mais commence à former des étoiles à une certaine hauteur au-dessus du plan. Par la suite le refroidissement du gaz va permettre la formation du disque mince. Ce modèle se rapproche beaucoup du résultat obtenu par des simulations de formation de galaxies spirales de Samland & Gerhard (2003) qui utilisent un code, qualifié de chimico-dynamique, qui tient compte à la fois de la dynamique et de l'évolution chimique des étoiles et du milieu interstellaire. En particulier, Samland (2004) a simulé une galaxie qui ressemble beaucoup à la Voie Lactée. Cette simulation montre que le disque initial est un disque épais dans lequel se déroule la formation d'étoiles. La formation du disque mince ne se déroulerait que plus tard et de l'intérieur vers l'extérieur du disque.

La deuxième scénario fait appel à la fusion de protogalaxies riches en gaz. Brook *et al.* (2004, 2005) ont utilisé le code chimico-dynamique GCD+ créé par Kawata & Gibson (2003) pour simuler la formation de galaxies spirales qui présentent un disque ressemblant à celui de la Voie Lactée. Dans ces simulations, le disque de la galaxie se forme par la fusion de protogalaxies dont la masse sous forme de gaz est bien supérieure à celle sous forme stellaire. Ce disque présente une épaisseur, ainsi qu'une composition chimique (métallicité et abondance en éléments- α) qui fait penser à celle du disque épais. Par la suite, un disque plus fin se formerait qui correspondrait au disque mince. Cependant, ces simulations ne correspondent pas tout à fait à la Voie Lactée. En effet, le disque épais a un âge estimé de dix milliards d'années et donc est plus ancien que le disque épais de ces simulations. Selon les auteurs, ceci ne serait dû qu'à la période à laquelle le démarrage du processus de formation de la galaxie commence. S'ils avaient simulé une galaxie qui aurait commencé à se former plus tôt, l'écart d'âge du disque épais disparaîtrait. Une autre différence entre le disque épais de la galaxie et le disque épais des galaxies simulées est l'échelle de longueur. Dans le cas de la Voie Lactée, l'échelle de longueur du disque épais est plus longue que celle du disque mince, alors qu'il apparaît le contraire dans les simulations. Ce problème a été résolu par la simulation de la fusion de deux protogalaxies riches en gaz de Brook *et al.* (2007) qui ont simulé une galaxie pour laquelle les échelles de longueur des disques correspondent à celles de la galaxie.

4.3 APPORTS EXTÉRIEURS

Enfin un troisième type de scénarios est proposé par Abadi *et al.* (2003a,b) dans lequel le disque épais est formé d'étoiles de galaxies satellites qui se sont agrégées au disque de la galaxie. Là aussi, les auteurs se sont servis d'un code chimico-dynamique, le code GRAPESPH élaboré par Steinmetz (1996) auquel a été ajouté le traitement des effets de chauffage par photoionisation dû au rayonnement de fond UV (Navarro & Steinmetz 1997, Steinmetz & Navarro 1999). Abadi *et al.* (2003a,b) ont produit une simulation de la formation d'une galaxie comparable à la Voie Lactée. Dans cette simulation, des blocs de gaz commencent à former des étoiles très tôt dans l'histoire

de la galaxie. Ces blocs vont progressivement s'agréger pour former un ensemble massif qui sera à l'origine de la galaxie. Après la galaxie va évoluer en formant des étoiles dans le disque mince par l'accrétion de gaz froid. En analysant les différentes composantes stellaires de cette galaxie simulée, les auteurs concluent que plus de soixante pour cent des étoiles du disque épais de cette galaxie simulée, voire même plus si on ne considère que les étoiles les plus vieilles, proviennent d'étoiles de galaxies satellites qui ont été accrétées par la galaxie.

4.4 CONTRAINTES SUR LES SCÉNARIOS

L'ensemble des caractéristiques des différentes composantes apporte des contraintes sur les scénarios de formation de la galaxie. L'analyse du halo a été à la base des premiers modèles. Il donne un aperçu des conditions initiales de la formation de la galaxie. Le bulbe quant à lui est une structure complexe comprenant certainement plusieurs populations qui se sont formées à différentes époques. Le disque est certainement la meilleure composante en termes de traceur de la formation de la galaxie. On peut retracer son histoire grâce à sa structure qui mérite d'être mieux définie et sa cinématique qui peut apporter des contraintes nouvelles sur la formation de la galaxie. Dans le chapitre suivant, les différents échantillons nécessaires à l'analyse de la structure et de la composition cinématique du disque seront passés en revue.



Références

- ABADI, M. G., NAVARRO, J. F., STEINMETZ, M. & EKE, V. R., 2003a; *Simulations of Galaxy Formation in a Λ Cold Dark Matter Universe. I. Dynamical and Photometric Properties of a Simulated Disk Galaxy*. *ApJ*, **591**, 499
- , 2003b; *Simulations of Galaxy Formation in a Λ Cold Dark Matter Universe. II. The Fine Structure of Simulated Galactic Disks*. *ApJ*, **597**, 21
- AK, S., BILIR, S., KARAALI, S. & BUSER, R., 2007a; *Estimation of galactic model parameters with the Sloan Digital Sky Survey and the metallicity distribution in two fields in the anti-centre direction of the Galaxy*. *Astronomische Nachrichten*, **328**, 169
- AK, S., BILIR, S., KARAALI, S., BUSER, R. & CABRERA-LAVERS, A., 2007b; *The metallicity distributions in high-latitudes with SDSS*. *New Astronomy*, **12**, 605
- ALARD, C., 2001; *Another bar in the Bulge*. *A&A*, **379**, L44
- ALCOBÉ, S. & CUBARSI, R., 2005; *Disk populations from HIPPARCOS kinematic data. Discontinuities in the local velocity distribution*. *A&A*, **442**, 929
- ALLENDE PRIETO, C., BEERS, T. C., WILHELM, R., NEWBERG, H. J., ROCKOSI, C. M., YANNY, B. & LEE, Y. S., 2006; *A Spectroscopic Study of the Ancient Milky Way : F- and G-Type Stars in the Third Data Release of the Sloan Digital Sky Survey*. *ApJ*, **636**, 804
- ARIFYANTO, M. I., FUCHS, B., JAHREISS, H. & WIELEN, R., 2005; *Kinematics of nearby subdwarf stars*. *A&A*, **433**, 911
- BAADE, W. & GAPOSCHKIN, C. H. P., 1963; *Evolution of stars and galaxies*. Cambridge, Harvard University Press, 1963.p.277
- BABUSIAUX, C. & GILMORE, G., 2005; *The structure of the Galactic bar*. *MNRAS*, **358**, 1309
- BAHCALL, J. N., 1986; *Star counts and galactic structure*. *ARA&A*, **24**, 577
- BALICK, B. & BROWN, R. L., 1974; *Intense subarcsecond structure in the galactic center*. *ApJ*, **194**, 265
- BEAULIEU, S. F., FREEMAN, K. C., KALNAJS, A. J., SAHA, P. & ZHAO, H., 2000; *Dynamics of the Galactic Bulge Using Planetary Nebulae*. *AJ*, **120**, 855
- BEERS, T. C., DRILLING, J. S., ROSSI, S., CHIBA, M., RHEE, J., FÜHRMEISTER, B., NORRIS, J. E. & VON HIPPEL, T., 2002; *Metal Abundances and Kinematics of Bright Metal-poor Giants Selected from the LSE Survey : Implications for the Metal-weak Thick Disk*. *AJ*, **124**, 931
- BENJAMIN, R. A., CHURCHWELL, E., BABLER, B. L., INDEBETOUW, R., MEADE, M. R., WHITNEY, B. A., WATSON, C., WOLFIRE, M. G., WOLFF, M. J., IGNACE, R., BANIA, T. M., BRACKER, S., CLEMENS, D. P., CHOMIUK, L., COHEN, M., DICKEY, J. M., JACKSON, J. M., KOBULNICKY, H. A., MERCER, E. P., MATHIS, J. S., STOLOVY, S. R. & UZPEN, B., 2005; *First GLIMPSE Results on the Stellar Structure of the Galaxy*. *ApJ*, **630**, L149
- BENSBY, T., FELTZING, S. & LUNDSTRÖM, I., 2004; *Oxygen trends in the Galactic thin and thick disks*. *A&A*, **415**, 155
- BENSBY, T., FELTZING, S., LUNDSTRÖM, I. & ILYIN, I., 2005; α -, r -, and s -process element trends in the Galactic thin and thick disks. *A&A*, **433**, 185
- BIENAYMÉ, O., 1999; *The local stellar velocity distribution of the Galaxy. Galactic structure and potential*. *A&A*, **341**, 86
- BIENAYMÉ, O. & SÉCHAUD, N., 1997; *Stellar kinematics in the solar neighbourhood and the disc scale lengths of the Galaxy*. *A&A*, **323**, 781
- BILIR, S., KARAALI, S. & GILMORE, G., 2006; *Investigation of the ELAIS field by Vega photometry : absolute magnitude-dependent Galactic model parameters*. *MNRAS*, **366**, 1295
- BILIR, S., KARAALI, S. & TUNÇEL, S., 2005; *Absolute magnitudes for late-type dwarf stars for Sloan photometry*. *Astronomische Nachrichten*, **326**, 321
- BINNEY, J., GERHARD, O. & SPERGEL, D., 1997; *The photometric structure of the inner Galaxy*. *MNRAS*, **288**, 365
- BINNEY, J. & LACEY, C., 1988; *The diffusion of stars through phase space*. *MNRAS*, **230**, 597
- BISSANTZ, N. & GERHARD, O., 2002; *Spiral arms, bar shape and bulge microlensing in the Milky Way*. *MNRAS*, **330**, 591
- BLAAUW, A., 1995; *Stellar Evolution and the Population Concept after 1950; The Vatican Conference*. Dans *Stellar Populations*, P. C. van der Kruit & G. Gilmore, réds., tm. 164 de *IAU Symposium*
- BLITZ, L. & SPERGEL, D. N., 1991; *Direct evidence for a bar at the Galactic center*. *ApJ*, **379**, 631
- BREWER, M.-M. & CARNEY, B. W., 2006; *A Comparison of the Chemical Evolutionary Histories of the Galactic Thin Disk and Thick Disk Stellar Populations*. *AJ*, **131**, 431
- BROOK, C., RICHARD, S., KAWATA, D., MARTEL, H. & GIBSON, B. K., 2007; *Two Disk Components from a Gas-Rich Disk-Disk Merger*. *ApJ*, **658**, 60

- BROOK, C. B., GIBSON, B. K., MARTEL, H. & KAWATA, D., 2005; *The Emergence of the Thick Disk in a CDM Universe. II. Colors and Abundance Patterns*. ApJ, **630**, 298
- BROOK, C. B., KAWATA, D., GIBSON, B. K. & FREEMAN, K. C., 2004; *The Emergence of the Thick Disk in a Cold Dark Matter Universe*. ApJ, **612**, 894
- BURSTEIN, D., 1979; *Structure and origin of S0 galaxies. III - The luminosity distribution perpendicular to the plane of the disks in S0's*. ApJ, **234**, 829
- BUSER, R., RONG, J. & KARAALI, S., 1999; *The new Basel high-latitude field star survey of the Galaxy. II. The thick disk component : density structure, luminosity function, and metallicity distribution*. A&A, **348**, 98
- CABRERA-LAVERS, A., BILIR, S., AK, S., YAZ, E. & LÓPEZ-CORREDOIRA, M., 2007a; *Estimation of Galactic model parameters in high latitudes with 2MASS*. A&A, **464**, 565
- CABRERA-LAVERS, A., GARZÓN, F. & HAMMERSLEY, P. L., 2005; *The thick disc component of the Galaxy from near infrared colour-magnitude diagrams*. A&A, **433**, 173
- CABRERA-LAVERS, A., HAMMERSLEY, P. L., GONZÁLEZ-FERNÁNDEZ, C., LÓPEZ-CORREDOIRA, M., GARZÓN, F. & MAHONEY, T. J., 2007b; *Tracing the long bar with red-clump giants*. A&A, **465**, 825
- CARLBERG, R. G. & SELLWOOD, J. A., 1985; *Dynamical evolution in galactic disks*. ApJ, **292**, 79
- CHEN, B., FIGUERAS, F., TORRA, J., JORDI, C., LURI, X. & GALADÍ-ENRÍQUEZ, D., 1999; *Constraining galactic structure parameters from a new extinction model and four star count samples*. A&A, **352**, 459
- CHEN, B., STOUGHTON, C., SMITH, J. A., UOMOTO, A., PIER, J. R., YANNY, B., IVEZIĆ, Ž., YORK, D. G., ANDERSON, J. E., ANNIS, J., BRINKMANN, J., CSABAI, I., FUKUGITA, M., HINDSLEY, R., LUPTON, R., MUNN, J. A. & THE SDSS COLLABORATION, 2001; *Stellar Population Studies with the SDSS. I. The Vertical Distribution of Stars in the Milky Way*. ApJ, **553**, 184
- CHIBA, M. & BEERS, T. C., 2000; *Kinematics of Metal-poor Stars in the Galaxy. III. Formation of the Stellar Halo and Thick Disk as Revealed from a Large Sample of Nonkinematically Selected Stars*. AJ, **119**, 2843
- COHEN, R. J. & FEW, R. W., 1976; *Observations of OH in the galactic centre*. MNRAS, **176**, 495
- CUBARSI, R. & ALCOBÉ, S., 2004; *Cumulants and symmetries in a trivariate normal mixture. A qualitative study of the local velocity distribution*. A&A, **427**, 131
- DALCANTON, J. J. & BERNSTEIN, R. A., 2002; *A Structural and Dynamical Study of Late-Type, Edge-on Galaxies. II. Vertical Color Gradients and the Detection of Ubiquitous Thick Disks*. AJ, **124**, 1328
- DE SIMONE, R., WU, X. & TREMAINE, S., 2004; *The stellar velocity distribution in the solar neighbourhood*. MNRAS, **350**, 627
- DE VAUCOULEURS, G., 1948; *Recherches sur les Nebuleuses Extragalactiques*. Annales d'Astrophysique, **11**, 247
- , 1974; *Structures of Central Bulges and Nuclei of Galaxies*. Dans *The Formation and Dynamics of Galaxies*, J. R. Shakeshaft, réd., tm. 58 de IAU Symposium
- DEHNEN, W., 1998; *The Distribution of Nearby Stars in Velocity Space Inferred from HIPPARCOS Data*. AJ, **115**, 2384
- DEHNEN, W. & BINNEY, J. J., 1998; *Local stellar kinematics from HIPPARCOS data*. MNRAS, **298**, 387
- DRIMMEL, R. & SPERGEL, D. N., 2001; *Three-dimensional Structure of the Milky Way Disk : The Distribution of Stars and Dust beyond 0.35 R_⊙*. ApJ, **556**, 181
- DU, C., MA, J., WU, Z. & ZHOU, X., 2006; *Galactic structure studies from the Beijing-Arizona-Taiwan-Connecticut survey*. MNRAS, **372**, 1304
- DU, C., ZHOU, X., MA, J., BING-CHIH CHEN, A., YANG, Y., LI, J., WU, H., JIANG, Z. & CHEN, J., 2003; *Galactic structure studies with BATC star counts*. A&A, **407**, 541
- DU, C.-H., ZHOU, X., MA, J., SHI, J.-R., CHEN, A. B.-C., JIANG, Z.-J. & CHEN, J.-S., 2004; *The Metallicity Distribution of F/G Dwarfs Derived from BATC Survey Data*. AJ, **128**, 2265
- DURAND, S., ACKER, A. & ZIJLSTRA, A., 1998; *The kinematics of 867 galactic planetary nebulae*. A&AS, **132**, 13
- DWEK, E., ARENDT, R. G., HAUSER, M. G., KELLALL, T., LISSE, C. M., MOSELEY, S. H., SILVERBERG, R. F., SODROSKI, T. J. & WEILAND, J. L., 1995; *Morphology, near-infrared luminosity, and mass of the Galactic bulge from COBE DIRBE observations*. ApJ, **445**, 716
- ECKART, A. & GENZEL, R., 1998; *First Conclusive Evidence for a Massive Black Hole in the Center of the Milky Way*. Dans *Black Holes : Theory and Observation*, F. W. Hehl, C. Kiefer & R. J. K. Metzler, réds., tm. 514 de *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag
- EDVARDSSON, B., ANDERSEN, J., GUSTAFSSON, B., LAMBERT, D. L., NISSEN, P. E. & TOMKIN, J., 1993; *The Chemical Evolution of the Galactic Disk - Part One - Analysis and Results*. A&A, **275**, 101

- EGGEN, O. J., LYNDEN-BELL, D. & SANDAGE, A. R., 1962; *Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed*. ApJ, **136**, 748
- ELMEGREEN, B. G. & ELMEGREEN, D. M., 2006; *Observations of Thick Disks in the Hubble Space Telescope Ultra Deep Field*. ApJ, **650**, 644
- FAMAËY, B., JORISSEN, A., LURI, X., MAYOR, M., UDRY, S., DEJONGHE, H. & TURON, C., 2005; *Local kinematics of K and M giants from CORAVEL/Hipparcos/Tycho-2 data. Revisiting the concept of superclusters*. A&A, **430**, 165
- FEAST, M., 2000; *The local solar motion and the scale-length of the Galactic disc*. MNRAS, **313**, 596
- FELTZING, S., 2006; *Abundance structure of the Galactic disk*. Memorie della Societa Astronomica Italiana, **77**, 1103
- FREUDENREICH, H. T., 1998; *A COBE Model of the Galactic Bar and Disk*. ApJ, **492**, 495
- FUCHS, B., DETTBARN, C., JAHREISS, H. & WIELEN, R., 2001; *The Evolution of the Milky Way Monitored in the Solar Neighbourhood*. Dans *Dynamics of Star Clusters and the Milky Way*, S. Deiters, B. Fuchs, A. Just, R. Spurzem & R. Wielen, réds., tm. 228 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*
- FUHRMANN, K., 2004; *Nearby stars of the Galactic disk and halo. III*. Astronomische Nachrichten, **325**, 3
- FULBRIGHT, J. P., MCWILLIAM, A. & RICH, R. M., 2006; *Abundances of Baade's Window Giants from Keck HIRES Spectra. I. Stellar Parameters and [Fe/H] Values*. ApJ, **636**, 821
- , 2007; *Abundances of Baade's Window Giants from Keck HIRES Spectra. II. The Alpha and Light Odd Elements*. ApJ, **661**, 1152
- FUX, R., 1997; *3D self-consistent N-body barred models of the Milky Way. I. Stellar dynamics*. A&A, **327**, 983
- FUX, R. & MARTINET, L., 1994; *The disc scale length of the Galaxy*. A&A, **287**, L21
- GENZEL, R. & KARAS, V., 2007; *The Galactic Center*. Dans *IAU Symposium*, V. Karas & G. Matt, réds., tm. 238 de *IAU Symposium*
- GERHARD, O. E. & VIETRI, M., 1986; *The Peculiar Shape of the Inner Galactic Rotation Curve*. MNRAS, **223**, 377
- GILMORE, G., 1984; *New light on faint stars. VI - Structure and evolution of the Galactic spheroid*. MNRAS, **207**, 223
- GILMORE, G. & REID, N., 1983; *New light on faint stars. III - Galactic structure towards the South Pole and the Galactic thick disc*. MNRAS, **202**, 1025
- GILMORE, G., WYSE, R. F. G. & JONES, J. B., 1995; *A determination of the thick disk chemical abundance distribution : Implications for galaxy evolution*. AJ, **109**, 1095
- GILMORE, G., WYSE, R. F. G. & NORRIS, J. E., 2002; *Deciphering the Last Major Invasion of the Milky Way*. ApJ, **574**, L39
- GIRARD, T. M., KORCHAGIN, V. I., CASSETTI-DINESCU, D. I., VAN ALTENA, W. F., LÓPEZ, C. E. & MONET, D. G., 2006; *Velocity Shear of the Thick Disk from SPM3 Proper Motions at the South Galactic Pole*. AJ, **132**, 1768
- GOMEZ, A., GRENIER, S., UDRY, S. & HAYWOOD, M., 1997; *Kinematics of Disk Stars in the Solar Neighbourhood*. The First Results of Hipparcos and Tycho, 23rd meeting of the IAU, Joint Discussion 14, 25 August 1997, Kyoto, Japan, meeting abstract, **14**
- GOULD, A., BAHCALL, J. N. & FLYNN, C., 1996; *Disk M Dwarf Luminosity Function from Hubble Space Telescope Star Counts*. ApJ, **465**, 759
- , 1997; *M Dwarfs from Hubble Space Telescope Star Counts. III. The Groth Strip*. ApJ, **482**, 913
- GRATTON, R. G., CARRETTA, E., DESIDERA, S., LUCATELLO, S., MAZZEI, P. & BARBIERI, M., 2003; *Abundances for metal-poor stars with accurate parallaxes. II. alpha -elements in the halo*. A&A, **406**, 131
- GROENEWEGEN, M. A. T. & BLOMMAERT, J. A. D. L., 2005; *Mira variables in the OGLE bulge fields*. A&A, **443**, 143
- HAMMERSLEY, P. L., GARZÓN, F., MAHONEY, T. J., LÓPEZ-CORREDOIRA, M. & TORRES, M. A. P., 2000; *Detection of the old stellar component of the major Galactic bar*. MNRAS, **317**, L45
- HAYASHI, H. & CHIBA, M., 2006; *Dynamical Effects of Cold Dark Matter Subhalos on a Galactic Disk*. PASJ, **58**, 835
- HAYWOOD, M., 2001; *A revision of the solar neighbourhood metallicity distribution*. MNRAS, **325**, 1365
- IBATA, R. A., GILMORE, G. & IRWIN, M. J., 1995; *Sagittarius : the nearest dwarf galaxy*. MNRAS, **277**, 781
- IPSER, J. R. & SEMENZATO, R., 1985; *Effects of encounters between disk stars and a Galactic-halo population of heavy objects*. A&A, **149**, 408
- JENKINS, A. & BINNEY, J., 1990; *Spiral heating of galactic discs*. MNRAS, **245**, 305
- JURIC, M., IVEZIC, Z., BROOKS, A., LUPTON, R. H., SCHLEGEL, D., FINKBEINER, D., PADMANABHAN, N., BOND, N., ROCKOSI, C. M., KNAPP, G. R., GUNN, J. E., SUMI, T., SCHNEIDER, D., BARENTINE, J. C., BREWINGTON, H. J., BRINKMANN, J.,

- FUKUGITA, M., HARVANEK, M., KLEINMAN, S. J., KRZESINSKI, J., LONG, D., NEILSEN, E. H., JR., NITTA, A., SNEDDEN, S. A. & YORK, D. G., 2005; *The Milky Way Tomography with SDSS*. ArXiv Astrophysics e-prints
- KARAALI, S., 2006; *Parametrization of the Galactic structure by two exponentials*. *Astronomische Nachrichten*, **327**, 97
- KARAALI, S., BILIR, S. & HAMZAOĞLU, E., 2004; *A different approach for the estimation of Galactic model parameters*. *MNRAS*, **355**, 307
- KAWATA, D. & GIBSON, B. K., 2003; *GCD+ : a new chemodynamical approach to modelling supernovae and chemical enrichment in elliptical galaxies*. *MNRAS*, **340**, 908
- KENT, S. M., DAME, T. M. & FAZIO, G., 1991; *Galactic structure from the Spacelab infrared telescope. II - Luminosity models of the Milky Way*. *ApJ*, **378**, 131
- KOTONEVA, E., FLYNN, C., CHIAPPINI, C. & MATTEUCCI, F., 2002; *K dwarfs and the chemical evolution of the solar cylinder*. *MNRAS*, **336**, 879
- KROUPA, P., 2002; *Thickening of galactic discs through clustered star formation*. *MNRAS*, **330**, 707
- KUIJKEN, K. & RICH, R. M., 2002; *Hubble Space Telescope WFPC2 Proper Motions in Two Bulge Fields : Kinematics and Stellar Population of the Galactic Bulge*. *AJ*, **124**, 2054
- LACEY, C. G. & OSTRIKER, J. P., 1985; *Massive black holes in galactic halos ?* *ApJ*, **299**, 633
- LARSEN, J. A. & HUMPHREYS, R. M., 2003; *Fitting a Galactic Model to an All-Sky Survey*. *AJ*, **125**, 1958
- LAUNHARDT, R., ZYLKA, R. & MEZGER, P. G., 2002; *The nuclear bulge of the Galaxy. III. Large-scale physical characteristics of stars and interstellar matter*. *A&A*, **384**, 112
- LISZT, H. S. & BURTON, W. B., 1980; *The gas distribution in the central region of the Galaxy. III - A barlike model of the inner-Galaxy gas based on improved H I data*. *ApJ*, **236**, 779
- LO, K. Y., 1986; *The galactic center - Is it a massive black hole ?* *Science*, **233**, 1394
- LÓPEZ-CORREDOIRA, M., CABRERA-LAVERS, A., MAHONEY, T. J., HAMMERSLEY, P. L., GARZÓN, F. & GONZÁLEZ-FERNÁNDEZ, C., 2007; *The Long Bar in the Milky Way : Corroboration of an Old Hypothesis*. *AJ*, **133**, 154
- LOPEZ-CORREDOIRA, M., GARZON, F., HAMMERSLEY, P., MAHONEY, T. & CALBET, X., 1997; *The morphology and luminosity function of the Galactic bulge from TMGS star counts*. *MNRAS*, **292**, L15
- LÓPEZ-CORREDOIRA, M., HAMMERSLEY, P. L., GARZÓN, F., CABRERA-LAVERS, A., CASTRO-RODRÍGUEZ, N., SCHULTHEIS, M. & MAHONEY, T. J., 2001; *Searching for the in-plane Galactic bar and ring in DENIS*. *A&A*, **373**, 139
- LÓPEZ-CORREDOIRA, M., HAMMERSLEY, P. L., GARZÓN, F., SIMONNEAU, E. & MAHONEY, T. J., 2000; *Inversion of stellar statistics equation for the Galactic bulge*. *MNRAS*, **313**, 392
- MAJEWSKI, S. R., SKRUTSKIE, M. F., WEINBERG, M. D. & OSTHEIMER, J. C., 2003; *A Two Micron All Sky Survey View of the Sagittarius Dwarf Galaxy. I. Morphology of the Sagittarius Core and Tidal Arms*. *ApJ*, **599**, 1082
- MATSUMOTO, T., HAYAKAWA, S., KOIZUMI, H., MURAKAMI, H., UYAMA, K., YAMAGAMI, T. & THOMAS, J. A., 1982; *Balloon observation of the central bulge of our Galaxy in near infrared radiation*. Dans *The Galactic Center*, G. R. Riegler & R. D. Blandford, réds., tm. 83 de *American Institute of Physics Conference Series*
- MENDEZ, R. A. & VAN ALTENA, W. F., 1998; *A new optical reddening model for the solar neighborhood. Galactic structure through low-latitude starcounts from the Guide Star Catalogue*. *A&A*, **330**, 910
- MOORE, B., GHIGNA, S., GOVERNATO, F., LAKE, G., QUINN, T., STADEL, J. & TOZZI, P., 1999; *Dark Matter Substructure within Galactic Halos*. *ApJ*, **524**, L19
- MORRIS, M. & SERABYN, E., 1996; *The Galactic Center Environment*. *ARA&A*, **34**, 645
- MORRISON, H. L., 1993; *The local density of halo giants*. *AJ*, **106**, 578
- MOULD, J., 2005; *Red Thick Disks of Nearby Galaxies*. *AJ*, **129**, 698
- MULDER, W. A. & LIEM, B. T., 1986; *Construction of a global gas-dynamical model for our galaxy*. *A&A*, **157**, 148
- NAVARRO, J. F., FRENK, C. S. & WHITE, S. D. M., 1997; *A Universal Density Profile from Hierarchical Clustering*. *ApJ*, **490**, 493
- NAVARRO, J. F. & STEINMETZ, M., 1997; *The Effects of a Photoionizing Ultraviolet Background on the Formation of Disk Galaxies*. *ApJ*, **478**, 13
- NEWBERG, H. J. & YANNY, B., 2005; *The Halo of the Milky Way*. Dans *Astrometry in the Age of the Next Generation of Large Telescopes*, P. K. Seidelmann & A. K. B. Monet, réds., tm. 338 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*
- NG, Y. K., BERTELLI, G., CHIOSI, C. & BRESSAN, A., 1997; *Probing the Galaxy. I. The galactic structure towards the galactic pole*. *A&A*, **324**, 65

- NISHIYAMA, S., NAGATA, T., BABA, D., HABA, Y., KADOWAKI, R., KATO, D., KURITA, M., NAGASHIMA, C., NAGAYAMA, T., MURAI, Y., NAKAJIMA, Y., TAMURA, M., NAKAYA, H., SUGITANI, K., NAOI, T., MATSUNAGA, N., TANABÉ, T., KUSAKABE, N. & SATO, S., 2005; *A Distinct Structure inside the Galactic Bar*. ApJ, **621**, L105
- NISHIYAMA, S., NAGATA, T., SATO, S., KATO, D., NAGAYAMA, T., KUSAKABE, N., MATSUNAGA, N., NAOI, T., SUGITANI, K. & TAMURA, M., 2006; *The Distance to the Galactic Center Derived from Infrared Photometry of Bulge Red Clump Stars*. ApJ, **647**, 1093
- O'CONNELL, D. J. K., 1958; *Stellar populations*. Recherche Astronomique, **5**
- OJHA, D. K., 2001; *Radial scalelengths of the galactic thin and thick disc with 2MASS data*. MNRAS, **322**, 426
- OJHA, D. K., BIENAYMÉ, O., ROBIN, A. C., CRÉZÉ, M. & MOHAN, V., 1996; *Structure and kinematical properties of the Galaxy at intermediate galactic latitudes*. A&A, **311**, 456
- OJHA, D. K., BIENAYMÉ, O., ROBIN, A. C. & MOHAN, V., 1994; *A new UBV and proper motion survey in the anticentre direction at intermediate galactic latitude : Kinematics of the Galaxy's stellar populations*. A&A, **284**, 810
- ORTOLANI, S., RENZINI, A., GILMOZZI, R., MARCONI, G., BARBUY, B., BICA, E. & RICH, R. M., 1995; *Near Coeval Formation of the Galactic Bulge and Halo Inferred from Globular Cluster Ages*. Nature, **377**, 701
- PARENAGO, P. P., 1950; ... AZh, **27**, 150
- PETERS, III, W. L., 1975; *Models for the inner regions of the Galaxy. I*. ApJ, **195**, 617
- PHLEPS, S., DREPPER, S., MEISENHEIMER, K. & FUCHS, B., 2005; *Galactic structure from the Calar Alto Deep Imaging Survey (CADIS)*. A&A, **443**, 929
- PHLEPS, S., MEISENHEIMER, K., FUCHS, B. & WOLF, C., 2000; *CADIS deep star counts : Galactic structure and the stellar luminosity function*. A&A, **356**, 108
- PICAUD, S. & ROBIN, A. C., 2004; *3D outer bulge structure from near infrared star counts*. A&A, **428**, 891
- PLAUT, L., 1970; *Variable Stars in a Field Centred at $l = 00^{\circ} b_U = -100$ (Field 3 of the Palomar Groningen Variable Star Survey $\sim 1950 18^h 24^m 04^s$, $6 1950 = -330 58' 6$)*. A&A, **8**, 341
- , 1971; *Variable stars in a field centred at $l^{\text{II}} = 0^{\circ}$, $b^{\text{II}} = -10^{\circ}$ (field 3 of the Palomar-Groningen variable-star survey)*. A&AS, **4**, 75
- PORCEL, C., GARZON, F., JIMENEZ-VICENTE, J. & BATTANER, E., 1998; *The radial scale length of the Milky Way*. A&A, **330**, 136
- PRESS, W. H. & SCHECHTER, P., 1974; *Formation of Galaxies and Clusters of Galaxies by Self-Similar Gravitational Condensation*. ApJ, **187**, 425
- QUILLEN, A. C. & MINCHEV, I., 2005; *The Effect of Spiral Structure on the Stellar Velocity Distribution in the Solar Neighborhood*. AJ, **130**, 576
- QUINN, P. J., HERNQUIST, L. & FULLAGAR, D. P., 1993; *Heating of galactic disks by mergers*. ApJ, **403**, 74
- RATTENBURY, N. J., MAO, S., DEBATTISTA, V. P., SUMI, T., GERHARD, O. & DE LORENZI, F., 2007; *Proper motion dispersions of red clump giants in the galactic bulge : observations and model comparisons*. MNRAS, **378**, 1165
- REDDY, B. E., LAMBERT, D. L. & ALLENDE PRIETO, C., 2006; *Elemental abundance survey of the Galactic thick disc*. MNRAS, **367**, 1329
- REID, N. & MAJEWSKI, S. R., 1993; *Star counts redi-vivus. I - A new look at the galaxy at faint magnitudes*. ApJ, **409**, 635
- REYLÉ, C. & ROBIN, A. C., 2001; *Early galaxy evolution from deep wide field star counts. II. First estimate of the thick disc mass function*. A&A, **373**, 886
- RICH, R. M. & ORIGLIA, L., 2005; *The First Detailed Abundances for M Giants in Baade's Window from Infrared Spectroscopy*. ApJ, **634**, 1293
- RICH, R. M., ORIGLIA, L. & VALENTI, E., 2007a; *The First Detailed Abundances for M Giants in the Inner Bulge from Infrared Spectroscopy*. ApJ, **665**, L119
- RICH, R. M., REITZEL, D. B., HOWARD, C. D. & ZHAO, H., 2007b; *The Bulge Radial Velocity Assay : Techniques and a Rotation Curve*. ApJ, **658**, L29
- ROBIN, A. C., CRÉZÉ, M. & MOHAN, V., 1992; *The radial structure of the galactic disc*. A&A, **265**, 32
- ROBIN, A. C., HAYWOOD, M., CRÉZÉ, M., OJHA, D. K. & BIENAYMÉ, O., 1996; *The thick disc of the Galaxy : sequel of a merging event*. A&A, **305**, 125
- ROBIN, A. C., REYLÉ, C., DERRIÈRE, S. & PICAUD, S., 2003; *A synthetic view on structure and evolution of the Milky Way*. A&A, **409**, 523
- ROCHA-PINTO, H. J. & MACIEL, W. J., 1996; *The metallicity distribution of G dwarfs in the solar neighbourhood*. MNRAS, **279**, 447
- , 1998; *Consistency of the metallicity distributions of nearby F, G and K dwarfs*. A&A, **339**, 791

- RUPHY, S., ROBIN, A. C., EPCHEIN, N., COPET, E., BERTIN, E., FOUQUE, P. & GUGLIELMO, F., 1996; *New determination of the disc scale length and the radial cutoff in the anticenter with DENIS data.* A&A, **313**, L21
- SAMLAND, M., 2004; *A Model for the Formation of the Milky Way.* Publications of the Astronomical Society of Australia, **21**, 175
- SAMLAND, M. & GERHARD, O. E., 2003; *The formation of a disk galaxy within a growing dark halo.* A&A, **399**, 961
- SANDAGE, A., 1990; *On the formation and age of the Galaxy.* JRASC, **84**, 70
- SCHULTHEIS, M., GANESH, S., SIMON, G., OMONT, A., ALARD, C., BORSENBARGER, J., COPET, E., EPCHEIN, N., FOUQUÉ, P. & HABING, H., 1999; *Interstellar extinction towards the inner Galactic Bulge.* A&A, **349**, L69
- SEARLE, L. & ZINN, R., 1978; *Compositions of halo clusters and the formation of the galactic halo.* ApJ, **225**, 357
- SELLWOOD, J. A., 1993; *A Bar Model for the Galactic Bulge.* Dans *Back to the Galaxy*, S. S. Holt & F. Verter, réds., tm. 278 de *American Institute of Physics Conference Series*
- SELLWOOD, J. A. & CARLBERG, R. G., 1984; *Spiral instabilities provoked by accretion and star formation.* ApJ, **282**, 61
- SERABYN, E. & MORRIS, M., 1996; *Sustained star formation in the central stellar cluster of the Milky Way.* Nature, **382**, 602
- SEVENSTER, M., SAHA, P., VALLS-GABAUD, D. & FUX, R., 1999; *New constraints on a triaxial model of the Galaxy.* MNRAS, **307**, 584
- SIEGEL, M. H., MAJEWSKI, S. R., REID, I. N. & THOMPSON, I. B., 2002; *Star Counts Redivivus. IV. Density Laws through Photometric Parallaxes.* ApJ, **578**, 151
- SOUBIRAN, C., BIENAYMÉ, O. & SIEBERT, A., 2003; *Vertical distribution of Galactic disk stars. I. Kinematics and metallicity.* A&A, **398**, 141
- SOUBIRAN, C. & GIRARD, P., 2005; *Abundance trends in kinematical groups of the Milky Way's disk.* A&A, **438**, 139
- SPAGNA, A., LATTANZI, M. G., LASKER, B. M., MCLEAN, B. J., MASSONE, G. & LANTERI, L., 1996; *Galactic structure along the main meridional section of the Galaxy. I. The North Galactic Pole (N321) field.* A&A, **311**, 758
- SPERGEL, D. N., MALHOTRA, S. & BLITZ, L., 1996; *Towards a Three-Dimensional Model of the Galaxy.* Dans *Spiral Galaxies in the Near-IR, Proceedings of the ESO/MPA Workshop Held at Garching, Germany, 7-9 June 1995* edited by Dante Minniti and Hans-Walter Rix. Springer-Verlag Berlin Heidelberg New York. Also *ESO Astrophysics Symposia (European Southern Observatory)*, 1996., p.128, D. Minniti & H.-W. Rix, réds.
- SPITZER, L. J. & SCHWARZSCHILD, M., 1951; *The Possible Influence of Interstellar Clouds on Stellar Velocities.* ApJ, **114**, 385
- , 1953; *The Possible Influence of Interstellar Clouds on Stellar Velocities. II.* ApJ, **118**, 106
- SPRINGEL, V. & HERNQUIST, L., 2005; *Formation of a Spiral Galaxy in a Major Merger.* ApJ, **622**, L9
- STANEK, K. Z., 1996; *Extinction Map of Baade's Window.* ApJ, **460**, L37+
- STEINMETZ, M., 1996; *GRAPESPH : cosmological smoothed particle hydrodynamics simulations with the special-purpose hardware GRAPE.* MNRAS, **278**, 1005
- STEINMETZ, M. & NAVARRO, J. F., 1999; *The Cosmological Origin of the Tully-Fisher Relation.* ApJ, **513**, 555
- SUMI, T., WU, X., UDALSKI, A., SZYMAŃSKI, M., KUBIAK, M., PIETRZYŃSKI, G., SOSZYŃSKI, I., WOŹNIAK, P., ŻEBRUŃ, K., SZEWCZYK, O. & WYRZYKOWSKI, Ł., 2004; *The Optical Gravitational Lensing Experiment : catalogue of stellar proper motions in the OGLE-II Galactic bulge fields.* MNRAS, **348**, 1439
- TAYLOR, B. J. & CROXALL, K., 2005; *The widths and peak metallicities of thin-disc metallicity distributions for solar neighbourhood dwarfs and giants.* MNRAS, **357**, 967
- VALLENARI, A., PASETTO, S., BERTELLI, G., CHIOSI, C., SPAGNA, A. & LATTANZI, M., 2006; *Kinematics and stellar content of the Milky Way populations toward the North Galactic Pole.* A&A, **451**, 125
- VAN DEN BERGH, S. & HERBST, E., 1974; *Photometry of stars in the nuclear bulge of the Galaxy through a low absorption window at $l=0^{\circ}$, $b=-8^{\circ}$.* AJ, **79**, 603
- VAN DER KRUIT, P. C. & SEARLE, L., 1981; *Surface photometry of edge-on spiral galaxies. I - A model for the three-dimensional distribution of light in galactic disks.* A&A, **95**, 105
- VAN DER KRUIT, P. C. & SHOSTAK, G. S., 1982; *Studies of nearly face-on spiral galaxies. I - The velocity dispersion of the H I gas in NGC 3938.* A&A, **105**, 351

- WALLERSTEIN, G., IBEN, I. J., PARKER, P., BOESGAARD, A. M., HALE, G. M., CHAMPAGNE, A. E., BARNES, C. A., KÄPPELER, F., SMITH, V. V., HOFFMAN, R. D., TIMMES, F. X., SNEDEN, C., BOYD, R. N., MEYER, B. S. & LAMBERT, D. L., 1997; *Synthesis of the elements in stars : forty years of progress*. *Reviews of Modern Physics*, **69**, 995
- WEILAND, J. L., ARENDT, R. G., BERRIMAN, G. B., DWEK, E., FREUDENREICH, H. T., HAUSER, M. G., KELSALL, T., LISSE, C. M., MITRA, M., MOSELEY, S. H., ODEGARD, N. P., SILVERBERG, R. F., SODROSKI, T. J., SPIESMAN, W. J. & STEWEL, S. W., 1994; *COBE diffuse infrared background experiment observations of the galactic bulge*. *ApJ*, **425**, L81
- WHITE, S. D. M. & REES, M. J., 1978; *Core condensation in heavy halos - A two-stage theory for galaxy formation and clustering*. *MNRAS*, **183**, 341
- WIELEN, R., 1977; *The diffusion of stellar orbits derived from the observed age-dependence of the velocity dispersion*. *A&A*, **60**, 263
- YOUNG, P. J., 1976; *Tables of functions for a spherical galaxy obeying the 7-1/1 law in projection*. *AJ*, **81**, 807
- ZHAO, H., 2000; *Deprojection of light distributions of nearby systems : perspective effect and non-uniqueness*. *MNRAS*, **316**, 418
- ZHAO, H. S., 1996; *A steady-state dynamical model for the COBE-detected Galactic bar*. *MNRAS*, **283**, 149
- ZOCCALI, M., LECUREUR, A., BARBUY, B., HILL, V., RENZINI, A., MINNITI, D., MOMANY, Y., GÓMEZ, A. & ORTOLANI, S., 2006; *Oxygen abundances in the Galactic bulge : evidence for fast chemical enrichment*. *A&A*, **457**, L1
- ZOCCALI, M., RENZINI, A., ORTOLANI, S., GREGGIO, L., SAVIANE, I., CASSISI, S., REJKUBA, M., BARBUY, B., RICH, R. M. & BICA, E., 2003; *Age and metallicity distribution of the Galactic bulge from extensive optical and near-IR stellar photometry*. *A&A*, **399**, 931

Les échantillons

Pour étudier la cinématique des étoiles du disque galactique, nous avons analysé les histogrammes de comptage, de mouvements propres et de vitesses radiales. Pour les créer, nous avons sélectionné trois échantillons qui ont la propriété de ne contenir que des étoiles dont l'indice de couleur J-K est compris entre 0.5 et 0.7.

Le premier échantillon est constitué des étoiles situées dans un disque de 8 degrés de rayon autour des pôles galactiques nord et sud et ayant une magnitude m_K comprise entre 5 et 15.4. Les magnitudes dans le filtre K m_K de ces étoiles (extraite du catalogue Two-Micron All-Sky Survey (2MASS) Cutri *et al.* (2003)) ont permis de réaliser les histogrammes de comptage.

Le deuxième échantillon comprend des étoiles autour des pôles galactiques dans un disque de 16 degrés de rayon et ayant une magnitude m_K comprise entre 6 et 14. Leurs mouvements propres (extrait de L' USNO CCD Astrograph Catalog (UCAC2) Zacharias *et al.* (2004)) ont servi à créer les histogrammes de mouvements propres.

Pour le troisième échantillon, nous avons sélectionné 543 étoiles du catalogue RAdial Velocity Experiment (RAVE) Steinmetz *et al.* (2006), ayant une magnitude m_K de 8.5 à 11.5 dans un disque de rayon 15 degrés autour du pôle sud galactique. Nous l'avons complété avec 392 étoiles sélectionnées dans le catalogue TYCHO-II (Høg *et al.* 2000), sur une zone de 720 degrés carrés autour du pôle nord galactique et ayant un indice de couleur B-V entre 0.9 et 1.1. Ces étoiles ont des magnitudes plus brillantes que $m_K=8.5$. Elles ont été observées avec le spectrographe ELODIE et ont servi initialement à tester le potentiel galactique vertical (Soubiran *et al.* 2003, Siebert *et al.* 2003, Bienaymé *et al.* 2006). Les vitesses radiales du catalogue RAVE et des étoiles ELODIE ont abouti à la construction des histogrammes de vitesses radiales.

Dans le paragraphe 1, nous allons présenter les raisons qui ont amené au choix du filtre d'observation, de la position des champs d'observation et de la couleur des étoiles. Nous verrons ensuite dans le paragraphe 2 que la sélection en couleur des étoiles permet de fixer précisément la magnitude absolue des étoiles. Enfin, dans le paragraphe 3, les caractéristiques de chacun des échantillons seront examinées.

1 Sélections

Avant d'analyser l'ensemble des mouvements des étoiles du disque de la galaxie, il est nécessaire de tester notre modèle pour certaines étoiles et dans certaines directions. Nous verrons que la sélection en magnitude et en couleur, ainsi que la direction d'observation s'impose naturellement pour ce type d'étude.

1.1 CHOIX DU FILTRE

Pour mesurer la magnitude apparente des étoiles, il est d'usage d'utiliser des filtres. Ceux-ci ne laissent passer la lumière des étoiles que pour un intervalle de longueur d'onde spécifique. Il existe, par exemple, des filtres qui ne laissent passer la lumière que dans le bleu (le filtre B), dans le vert (le filtre V), dans le rouge (le filtre R), ... Il nous a donc fallu choisir un filtre dans lequel faire notre étude.

Dans le cadre de celle-ci, nous avons besoin de déterminer la distance des étoiles à l'observateur. Ceci est possible connaissant leur magnitude apparente ¹, par exemple dans le filtre V, par la relation suivante :

$$m_V = M_V + 5 \log d - 5 \quad (\text{II.1})$$

où m_V et M_V sont respectivement la magnitude apparente et absolue de l'étoile dans le filtre V et d sa distance exprimée en parsec.

Mais, ceci n'est vrai que si la luminosité de l'étoile n'est pas affectée sur son parcours. La présence de poussière entre l'étoile et l'observateur va diminuer sa luminosité apparente, en d'autres termes sa magnitude apparente. On appelle ce phénomène l'extinction. Ce qui modifie la relation II.1 de la manière suivante :

$$(m_V - A_V) - M_V = 5 \log d - 5 \quad (\text{II.2})$$

où A_V est la valeur de l'extinction pour le filtre V.

Dans l'infrarouge l'extinction est la plus faible. Nous avons donc choisi le filtre infrarouge K de 2MASS qui est centré à la longueur d'onde de $\lambda = 2.2 \mu m$. Une fois le filtre choisi, il faut définir la portion du ciel qui sera intéressante pour notre étude.

1.2 POSITION SUR LE CIEL

Nous avons sélectionné les étoiles en direction des pôles galactiques pour trois raisons.

Premièrement, dans cette direction, les mouvements propres μ_l et μ_b et la vitesse radiale V_r sont reliées par des transformations très simples aux vitesses cardinales U , V et W . En effet, lorsque l'on souhaite modéliser la cinématique des étoiles du disque de la galaxie, il est naturel de se placer dans le référentiel standard local (LSR). Son origine est un point imaginaire situé à la position du soleil et ayant une orbite circulaire dans le plan de la galaxie. Ces axes U , V et W sont orientés respectivement en direction du centre galactique, à la perpendiculaire du premier dans le sens de la rotation et dans la direction du pôle nord galactique.

Deuxièmement, cette direction d'observations permet de déterminer les propriétés cinématiques des étoiles du disque de la galaxie, en évitant le couplage avec d'autres paramètres tels que les échelles de densité, la distance du soleil au centre de la Galaxie R_0 , la vitesse circulaire au niveau du soleil V_0 , ...

Troisièmement, dans cette direction, l'extinction est faible. L'extinction est due à la présence de poussière entre l'étoile observée et nous. Pour modéliser la distribution de la poussière interstellaire dans la galaxie, Schlegel *et al.* (1998) et Drimmel & Spergel (2001) ont utilisé les observations dans l'infrarouge proche et lointain de COBE/DIRBE et IRAS/ISSA. Grâce à ces données, Drimmel *et al.* (2003) a calculé des cartes d'extinction A_V dans le filtre V de l'ensemble du ciel. Les valeurs de l'extinction en J (A_J) et en K (A_K) se déduisent de celle en V (A_V) par les relations

¹ La magnitude apparente d'une étoile est la luminosité d'une étoile vue de la terre mesurée sur une échelle logarithmique.

suivantes :

$$A_J = 0.282 A_V \quad (\text{II.3})$$

$$A_K = 0.112 A_V \quad (\text{II.4})$$

obtenue par Rieke & Lebofsky (1985). On peut voir sur la figure II.1 que l'extinction avec le filtre K en direction des pôles galactiques est faible. Elle est en moyenne de 0.006 magnitudes et atteint au maximum 0.04 pour les étoiles de notre échantillon photométrique ($|b| > 82^\circ$). De plus, les étoiles des échantillons de mouvements propres et de vitesses radiales sélectionnées selon leur couleur voient leur couleur modifier en moyenne de 0.009 magnitude et au maximum de 0.02 magnitudes.

Nous venons de voir l'intérêt que représentent les pôles galactiques comme direction d'observation. Mais, cette simple sélection en direction laisse encore un grand nombre d'étoiles avec des propriétés très diverses à étudier.

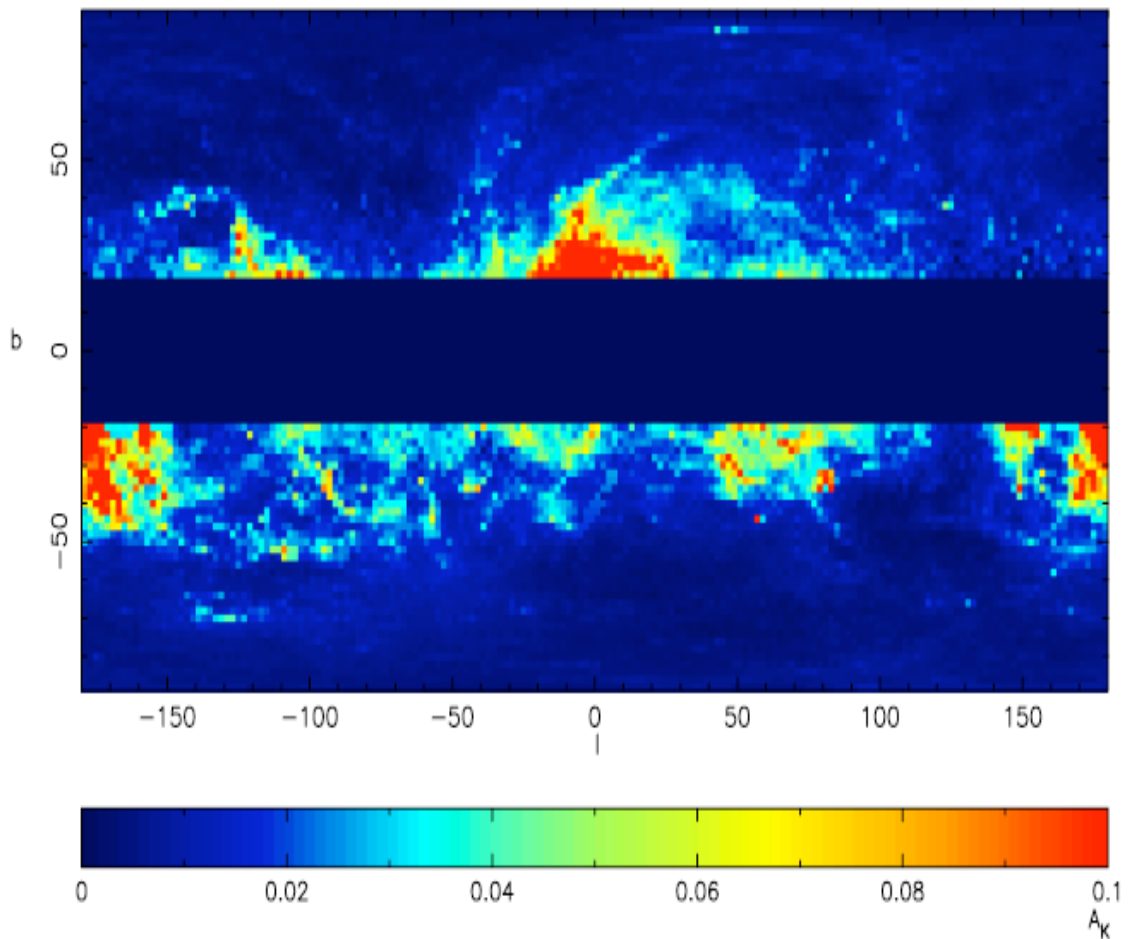


FIG. II.1 – Carte d'extinction en A_K en projection de Mercator réalisée à partir du modèle d'extinction de Drimmel et al. (2003). La direction du centre galactique est au centre de la carte. Chaque pixel représente 2° en latitude par 2° en longitude. Pour le disque galactique ($|b| < 20^\circ$), la valeur de l'extinction A_K a été mise à zéro. De même les zones avec une valeur de l'extinction A_K supérieure à 0.1 ont été ramenées à 0.1, pour permettre une meilleure visualisation des zones avec une faible extinction.

1.3 COULEUR

La différence de magnitude entre deux filtres, appelée indice de couleur, permet de distinguer les différents types d'étoiles. Ainsi, le diagramme couleur-magnitude ($m_K/J-K$) des pôles galactiques présente clairement trois pics à $J-K = 0.4, 0.6$ et 0.85 (fig. II.2). Le premier correspond à des étoiles naines (étoiles de la séquence principale) de type spectral G, le deuxième à des étoiles naines de type K et à des géantes du "clump", le troisième à des étoiles naines de type M et des géantes de la branche asymptotique. Nous avons sélectionné les étoiles ayant un indice de couleur $J-K = [0.5 - 0.7]$ pour deux raisons. La première est que les étoiles naines et géantes appartenant à cette sélection ont une magnitude absolue bien définie. Nous aurions pu étendre notre sélection en couleur jusqu'à $J-K = 0.8$ ou 0.9 pour essayer d'avoir plus d'étoiles géantes qui ont une magnitude absolue précise. Cependant, nous ne pourrions pas attribuer de magnitude absolue aux naines ayant cette couleur. En effet, le diagramme d'Hertzsprung-Russell (fig. II.3) montre qu'au-delà de $J-K=0.7$ la séquence principale prend une pente verticale. La deuxième raison du choix de notre sélection en couleur est que les étoiles naines et géantes ont des magnitudes absolues très différentes. L'écart entre naines et géantes représente 5 magnitudes, ce qui facilitera leur séparation. Il reste alors à définir précisément leur magnitude absolue.

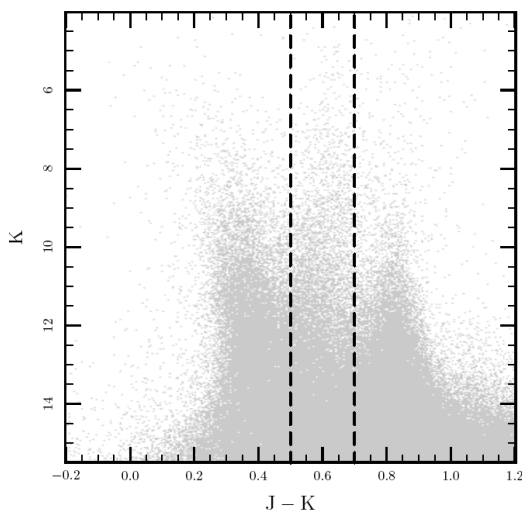


FIG. II.2 – Diagramme couleur-magnitude ($m_K/J-K$) des étoiles 2MASS dans la direction du pôle Nord galactique. Trois pics sont présents à $J-K = 0.35-0.6-0.85$. Nous avons sélectionné les étoiles dont la couleur est $J-K = [0.5-0.7]$ (lignes traits-tirées).

1.4 RÉCAPITULATIF DES SÉLECTIONS

L'ensemble des sélections que nous avons effectuées peut se résumer de la manière suivante. Pour éviter les problèmes d'extinction, nous avons choisi de sélectionner nos étoiles dans le filtre K de 2MASS. Pour faciliter l'étude des mouvements propres et des vitesses radiales, la direction des pôles galactiques est la plus indiquée. Cette région du ciel a de plus l'avantage de présenter une extinction négligeable. Enfin, nous avons sélectionné les étoiles de couleur $J-K=[0.5-0.7]$. Nos échantillons sont donc constitués principalement d'étoiles géantes du clump et de naines de type K. Pour connaître la distance de ces étoiles, il faut en plus connaître leur magnitude absolue, ce qui fait l'objet du paragraphe suivant.

2 Magnitudes absolues

La magnitude absolue d'une étoile est la magnitude qu'elle aurait si elle était placée à 10 parsecs de l'observateur. Cette magnitude absolue dépend du type spectral, mais aussi de la métallicité. Nous allons examiner la valeur et la précision que l'on peut affecter à la définition de la magnitude absolue des géantes et des naines.

2.1 LES GÉANTES

Tout d'abord, intéressons nous aux géantes. Celles appartenant à l'intervalle de couleur $J-K=[0.5-0.7]$ correspondent aux étoiles de type spectral G3 à K1 (Koornneef 1983a,b, Ducati *et al.* 2001). Elles sont appelées géantes du clump. En effet, elles correspondent à une concentration d'étoiles dans le diagramme de Hertzsprung-Russell qui ont une grande métallicité et un coeur qui brûle de l'Hélium (fig. II.3).

Alves (2000) a utilisé les géantes du clump ayant été observées par HIPPARCOS et les a cross-identifiées avec le catalogue 2MASS. Il a ainsi obtenu leur magnitude absolue dans le filtre K $M_K = -1.61$ avec une dispersion de ~ 0.22 . Mais, il est important de quantifier l'effet que pourrait avoir la métallicité sur la magnitude absolue. C'est pourquoi, Grocholski & Sarajedini (2002) ont étudié treize amas ouverts et deux amas globulaires. Ils n'ont pas trouvé de variation significative de la magnitude absolue en fonction de la métallicité $[Fe/H]$, pour des métallicités comprises entre -0.5 et 0.1. Cependant, pour une métallicité de $[Fe/H]=-0.76$, Sarajedini (2004) trouve que la magnitude absolue moyenne des géantes du clump descend à $M_K = -1.28$, ce qui représente une différence de 0.33 magnitudes. Pour des métallicités plus faibles que $[Fe/H] = -0.8$, les géantes du clump n'appartiennent plus à notre intervalle de couleur $J-K=[0.5,0.7]$.

Or, Norris *et al.* (1985) ont identifié une population d'étoiles avec une faible métallicité ($[Fe/H] < -1$) dans le disque épais, appelé disque épais faible en métaux (MWTM) (voir aussi Morrison *et al.* (1990)). Cette composante du disque épais est minoritaire. Bien que, Chiba & Beers (2000) trouvent que 30 % des étoiles avec une métallicité $[Fe/H]$ comprise entre -1 et -1.7 dex appartiennent au disque épais, les étoiles avec une métallicité inférieure à -1 dex ne représentent qu'1% des étoiles locales du disque épais (Martin & Morrison 1998).

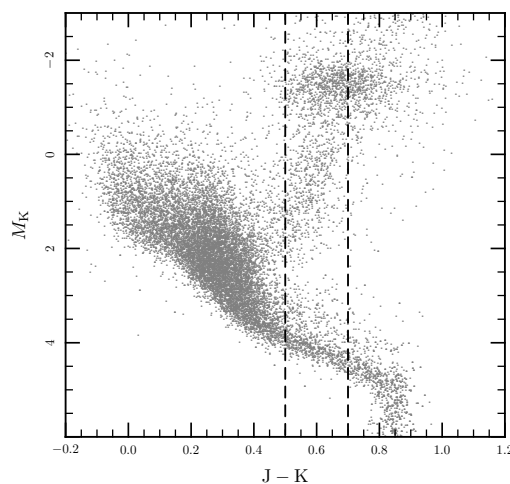


FIG. II.3 – Diagramme HR ($M_K/J-K$) des étoiles HIPPARCOS avec une parallaxe précise ($\sigma_\pi/\pi \leq 0.1$) cross-identifiées avec les étoiles du catalogue 2MASS. Les lignes verticales indiquent notre sélection en couleur ($J-K=[0.5-0.7]$). Les étoiles qui sont regroupées autour de magnitude absolue $M_K \sim -1.6$ et dans l'intervalle de couleur sélectionné sont ce que l'on appelle des géantes du clump.

Du fait de notre sélection en couleur ($J-K \in [0.5-0.7]$), nous ne modélisons pas le disque épais

faible en métaux avec les géantes. Cependant, cette composante du disque épais étant minoritaire, nous ne pensons pas que l'exclusion des géantes de faible métallicité biaise notre analyse des caractéristiques du disque épais.

2.2 LES NAINES

Maintenant, analysons le cas des naines. Dans l'intervalle de couleur $J-K=[0.5-0.7]$, elles ont un type spectral K3 à K7 (Koornneef 1983*a,b*, Ducati *et al.* 2001). Elles aussi ont une magnitude absolue qui dépend très peu de la métallicité et de la couleur.

Nous avons déterminé que leur magnitude absolue M_K est égale à 4.15 pour les étoiles observées par HIPPARCOS. Nous avons utilisé pour cela les données de couleur et magnitude fournies par Reid *et al.* (2007) (voir fig. II.4 dont les données sont sur le site internet de Reid : <http://www-int.stsci.edu/~inr/cmd.html>). Puis, à partir des isochrones de Padoue (Girardi *et al.* 2002), nous trouvons que la magnitude absolue varie de 0.2 magnitudes quand la couleur passe de 0.5 à 0.7 et qu'un changement de la métallicité de $\Delta[Fe/H]=0.6$ change la magnitude absolue de 0.5 magnitudes, en accord avec les propriétés observées des naines (Reid 1998, Kotoneva *et al.* 2002).

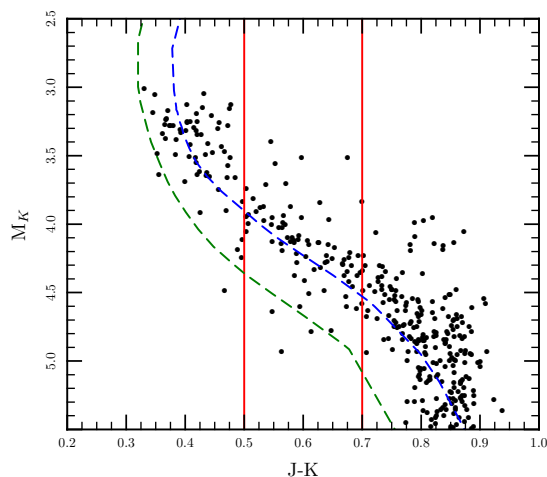


FIG. II.4 – Diagramme HR en $(M_K/J-K)$ pour les étoiles proches de la séquence principale. Les points correspondent aux données de Reid. Les droites rouges représentent notre coupure en couleur $J-K \in [0.5-0.7]$. Les courbes bleue et verte sont les isochrones de Padoue pour des métallicités de $[Fe/H]=0.0$ et $[Fe/H]=-0.7$ respectivement.

2.3 L'ÉCHANTILLON

Dans notre échantillon, nous avons principalement deux types d'étoiles les géantes du clump et les naines de type K. Il ressort de ce que nous venons de voir que la magnitude absolue des géantes est de $M_K = -1.61$ avec une dispersion de 0.3 et celle des naines de $M_K = 4.15$ avec une dispersion de $\sim 0.2-0.4$. Pour toutes ces mesures que ce soit de magnitude, de mouvements propres ou de vitesse radiale, nous allons examiner la valeur et l'impact qu'ont ces erreurs dans notre analyse.

3 Caractéristiques de nos échantillons

Les caractéristiques des échantillons de comptages, de mouvements propres et de vitesses radiales dépendent de chacun des catalogues utilisés pour les créer.

3.1 CATALOGUE PHOTOMÉTRIQUE

Les caractéristiques de l'échantillon pour les comptages dépendent des erreurs photométriques, de la séparation des étoiles et des galaxies et de la complétude en magnitude.

3.1.1 Les erreurs photométriques

L'erreur photométrique est l'erreur commise en mesurant la magnitude des étoiles. Pour notre échantillon toutes les données photométriques sont extraites du catalogue 2MASS.

Nous avons choisi d'étudier notre échantillon dans le filtre K. La précision photométrique dans ce filtre, pour les magnitudes m_K comprise entre 5 et 15.4 et notre sélection en couleur, est de 0.02 à 0.15 magnitudes. Cette erreur étant faible, elle n'introduit pas de biais dans l'étude de notre échantillon.

Mais, la précision en K n'est pas suffisante. Comme nous effectuons une sélection en couleur J-K, il faut connaître aussi celle en J. Pour les étoiles de magnitudes m_K comprises entre 5 et 15.4 et dans notre sélection en couleur, elle est de 0.02 à 0.08 magnitudes. Au total, l'erreur en couleur J-K n'est pas petite considérant la taille $\Delta(J-K) = 0.2$ de notre sélection (J-K = [0.5-0.7]). Ceci pourrait nous faire inclure d'autres types d'étoiles que ceux que nous souhaitons analyser.

Cependant, pour les étoiles de magnitude K plus grandes que 10, le pic des géantes du clump est clairement identifiable dans le diagramme couleur-magnitude (K/J-K) dans l'intervalle J-K=0.5-0.7 (fig. II.2). Ce pic disparaît seulement au delà de magnitude $m_K=11$ (fig. II.5). A plus faible magnitude les étoiles naines dominent. La couleur suffit donc pour sélectionner les étoiles de type K. En conséquence, nous pensons que notre sélection en couleur permet bien d'identifier le type d'étoiles voulues. Nous ne nous attendons pas à ce que cela biaise notre analyse de manière significative.

Les erreurs tant en magnitude qu'en couleur pour notre échantillon étant faibles, il ne sera pas nécessaire de les corriger. Mais cela ne suffit pas pour analyser correctement les comptages. Il faut aussi éviter la contamination par les galaxies.

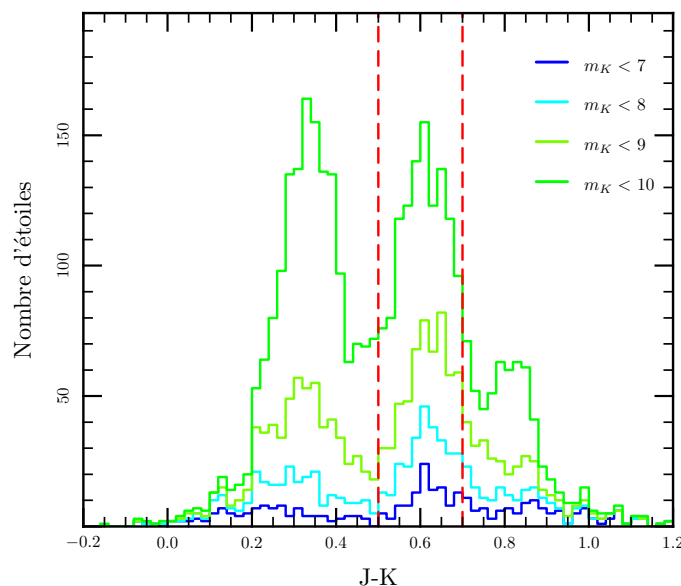


FIG. II.5 – Distribution en couleur (J-K) des étoiles situées dans un rayon de 8° autour du pôle nord galactique pour différentes magnitudes m_K limites. Le pic dans l'intervalle de couleur J-K [0.5-0.7] (trait-tiré rouge) correspondant aux géantes du clump reste visible jusqu'à magnitude $m_K = 11$. Au-delà, les naines dominent.

3.1.2 La séparation des étoiles et des galaxies

Aux magnitudes les plus faibles, il peut exister une confusion entre étoiles et galaxies. Pour des temps de pause courts, les galaxies peuvent sembler ponctuelles pour deux raisons. Soit, seul leur coeur est suffisamment brillant pour apparaître sur les images. Soit, elles sont intrinsèquement compactes.

Lors du traitement des images de 2MASS qui ont servi à créer le catalogue, une première classification des objets présents a déjà été effectuée. Il a été mis en place deux bases de données celle des sources ponctuelles (PSC) et celle des sources étendues (XSC). Nous n'avons utilisé que la partie source ponctuelle de 2MASS. Il est donc peu probable que des galaxies contaminent notre échantillon.

Même dans le cas où la discrimination entre étoiles et galaxies aurait laissé quelques galaxies dans notre échantillon, pour notre sélection en couleur, des comptages photométriques récents en J et K ont montré que la contribution des galaxies n'est sensible qu'à magnitude $m_K \gtrsim 16$ (fig. II.6 extraite de Iovino *et al.* (2005)).

La contamination par les galaxies doit donc être faible dans notre échantillon. Il reste à vérifier la complétude de notre échantillon.

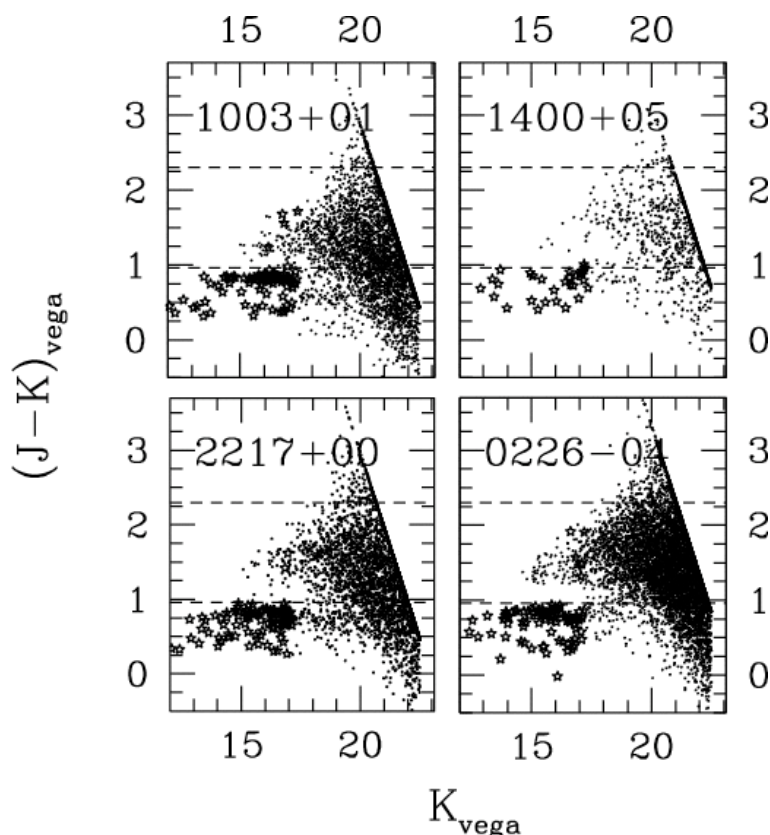


FIG. II.6 – Diagramme Couleur-Magnitude ($m_K/J-K$) pour quatre champs de vue différents. Les étoiles sont représentées par des symboles en forme d'étoiles, les galaxies par des points. On voit que sur l'intervalle de couleur $J-K=[0.5-0.7]$ la contribution des galaxies n'apparaît qu'à magnitude $m_K \gtrsim 16$. (figure n° 15 de Iovino *et al.* (2005))

3.1.3 La complétude en magnitude

On dit qu'un catalogue est complet en magnitude si toutes les étoiles à une certaine magnitude ont été mesurées. Le catalogue 2MASS dont est extrait notre échantillon est complet en magnitude K jusqu'à $m_K = 14.7$. Notre échantillon est donc complet au moins jusqu'à cette magnitude.

En réalité, la forme des histogrammes de comptage de notre échantillon (en direction des pôles galactiques et pour notre sélection en couleur) indique une limite minimum de complétude à $m_K \sim 15.4$ (fig. II.7).

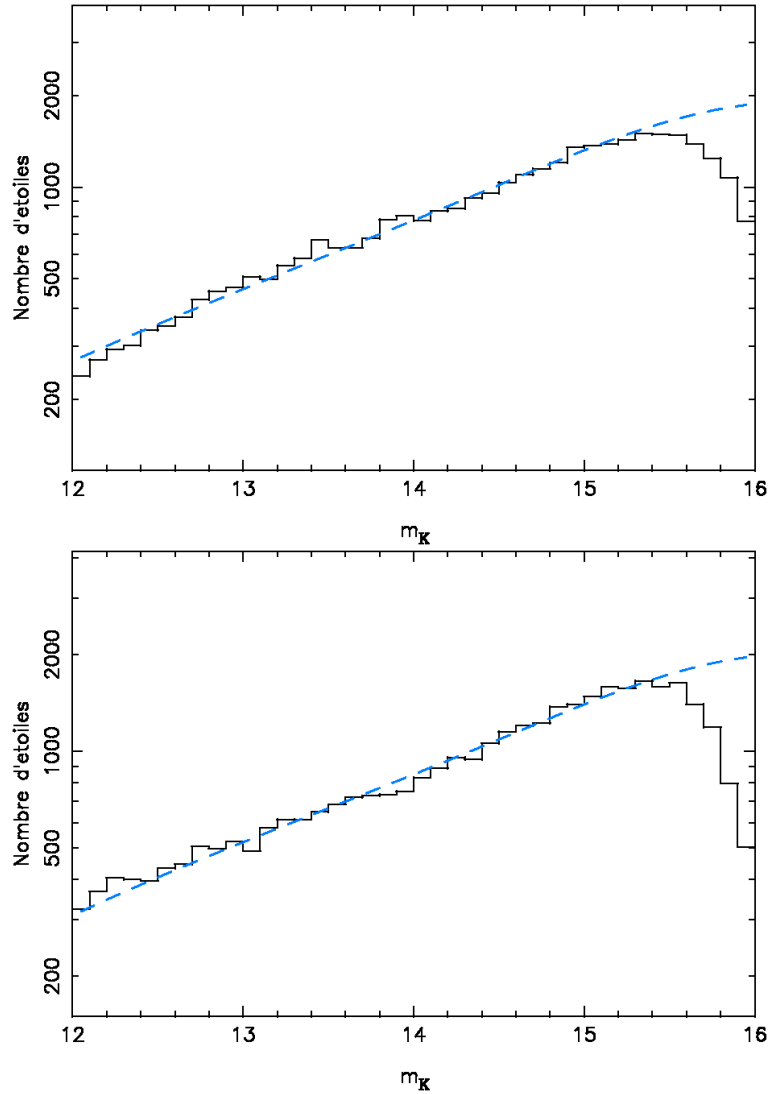


FIG. II.7 – Histogramme de comptage en direction du pôle nord (haut) et sud (bas) pour les magnitudes $m_K \in [12.0-16.0]$. La ligne bleu trait-tirée représente la prédiction pour les comptages de notre modèle. La comparaison des comptages avec notre modèle montre que l'échantillon est complet au moins jusqu'à magnitude $m_K \sim 15.4$.

3.1.4 Impact des erreurs sur l'analyse des comptages

Le choix du filtre K et de la direction des pôles galactiques, nous permet d'éviter d'avoir à corriger de l'extinction les comptages. Aux magnitudes faibles, nous nous sommes assurés qu'il n'y a pas de contamination par les galaxies. Enfin, nous avons vérifié la complétude des comptages jusqu'à notre magnitude limite $m_K = 15.4$. Les échantillons de mouvements propres et de vitesses radiales n'étant pas complets, nous avons appliqué un facteur de complétude. Ce facteur est le nombre d'étoiles dans l'intervalle de magnitude pour les mouvements propres ou les vitesses radiales divisé par le nombre d'étoiles pour le même intervalle dans le catalogue 2MASS. Voyons les caractéristiques des mouvements propres.

3.2 CARACTÉRISTIQUES DE L'ÉCHANTILLON POUR LES MOUVEMENTS PROPRES

Le mouvement propre d'une étoile est le déplacement apparent de l'étoile sur le fond du ciel. Il est souvent décomposé suivant les deux axes d'observation (l,b). Pour faire la mesure du mouvement propre d'une étoile, on va effectuer deux prises de vue à des époques différentes. Le décalage entre les positions aux deux époques est le mouvement propre. On comprend tout de suite les problèmes que l'on peut rencontrer lors de la mesure de mouvement propre. Il faut trouver dans le champ des étoiles qui n'ont pas bougé et qui serviront de références. Il faut donc s'assurer qu'il n'y ait pas de variation de la référence de champ à champ. Mais aussi, les prises de vue peuvent être sujettes à des distorsions qui créent des déplacements fictifs. On comprend pourquoi la mesure d'erreur des mouvements propres est très délicate. En plus de la prise en compte des erreurs déjà modélisées dans le catalogue UCAC2, nous allons également tester la précision des mouvements propres par rapport à un autre catalogue.

3.2.1 Les erreurs de l'UCAC

En direction du pôle nord galactique, l'erreur sur les mouvements propres de l' UCAC2 varie de 1 mas an^{-1} pour les étoiles les plus brillantes à 6 mas an^{-1} pour les étoiles de magnitude $m_K=14$. En direction du pôle sud galactique, la distribution des erreurs semble similaire à l'exception d'une petite fraction d'étoiles ayant des magnitudes m_K ente 11 et 14 pour lesquelles l'erreur varie entre 8 et 13 mas an^{-1} (voir fig. II.8). Cette différence dans la distribution des erreurs suivant la direction d'observation se traduit par un aplatissement du pic de la distribution des mouvements propres en direction du pôle sud galactique, aux magnitudes $m_K > 13$ (fig. II.10).

La précision des mouvements propres peut aussi être estimée à partir de la stabilité des pics des distributions des mouvements propres. En comparant 112 histogrammes de μ_U et μ_V pour différents intervalles de magnitude, nous trouvons une fluctuation qui ne dépasse pas 3 à 5 mas an^{-1} . Une illustration est donnée par les histogrammes de mouvements μ_U et μ_V pour des intervalles d'une magnitude des figures II.9 et II.10.

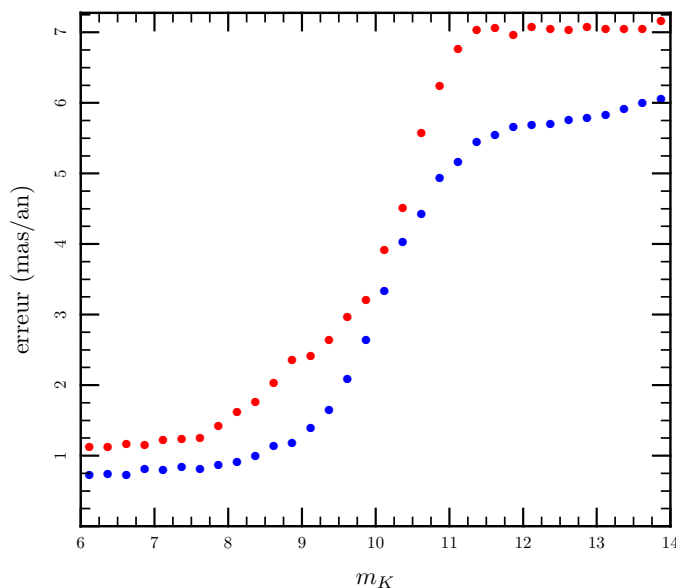


FIG. II.8 – Erreur moyenne des mouvements propres en fonction de la magnitude m_K . Les points bleus représentent les valeurs de l'erreur pour l'hémisphère nord et les points rouges pour l'hémisphère sud.

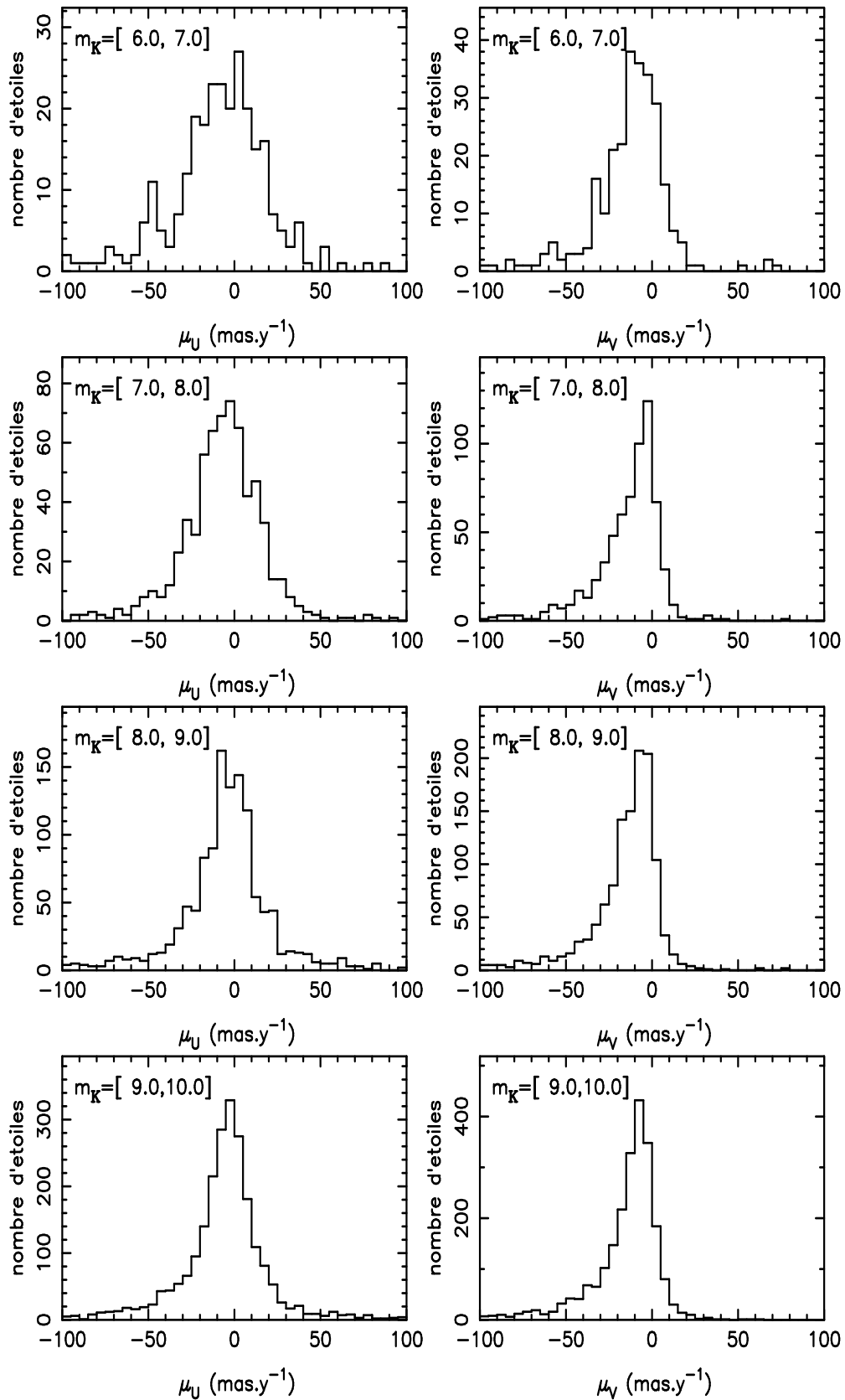


FIG. II.9 – Histogrammes des mouvements propres dans la direction du pôle Nord galactique avec respectivement μ_U et μ_V de gauche à droite pour les magnitudes 6 à 10.

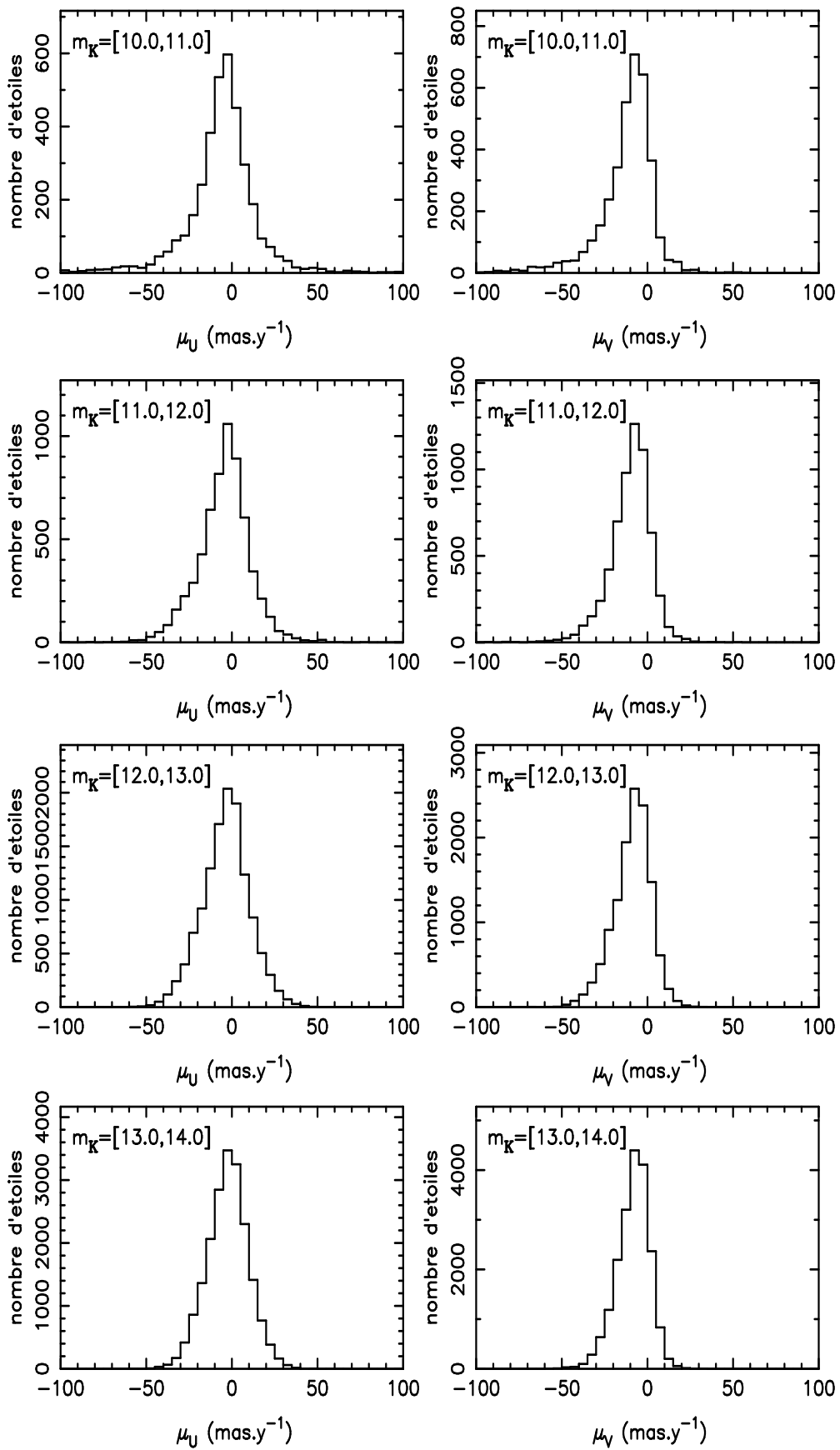


FIG. II.10 – Histogrammes des mouvements propres dans la direction du pôle Nord galactique avec respectivement μ_U et μ_V de gauche à droite pour les magnitudes 10 à 14.

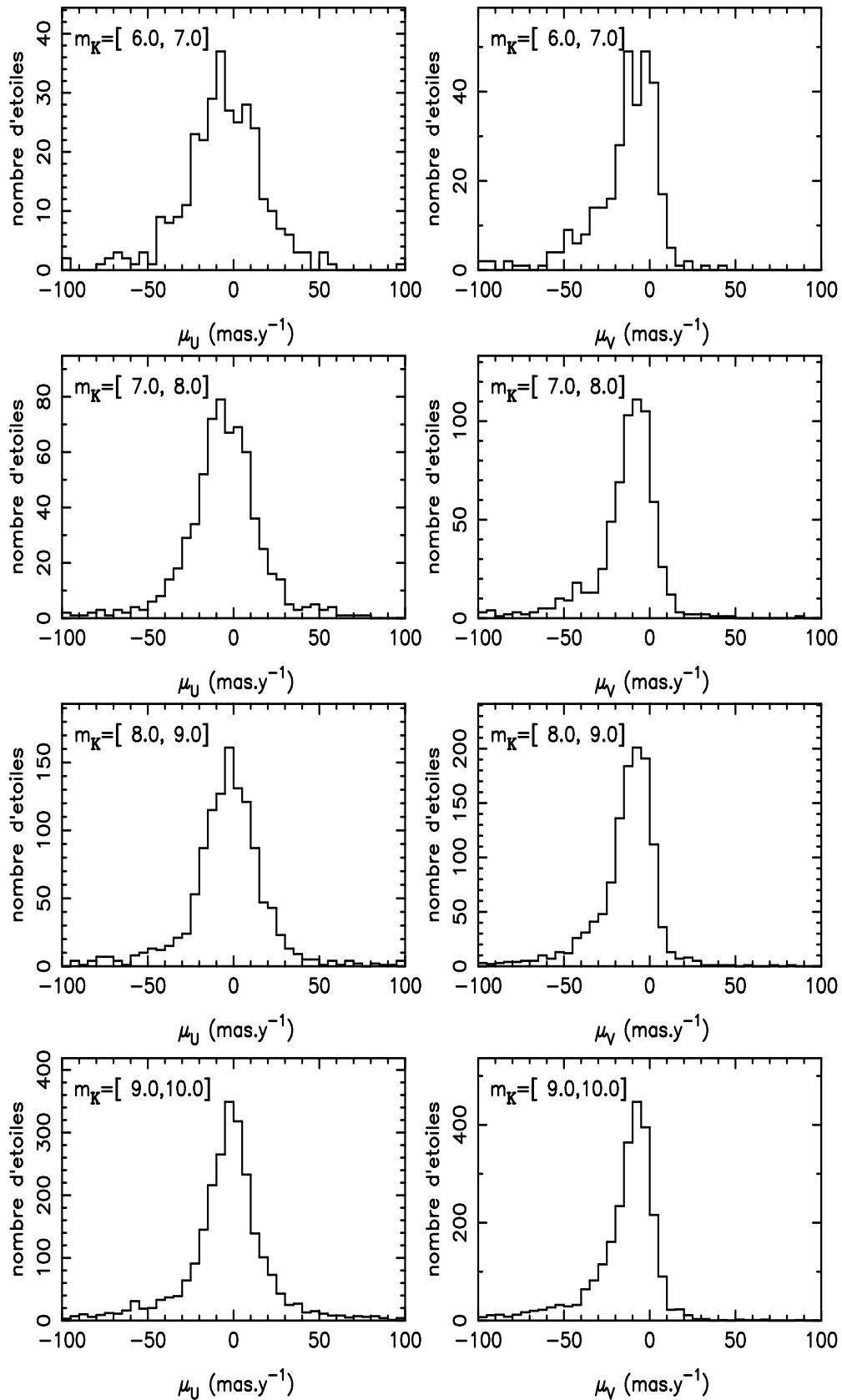


FIG. II.11 – Histogrammes des mouvements propres dans la direction du pôle Sud galactique avec respectivement μ_U et μ_V de gauche à droite pour les magnitudes 6 à 10.

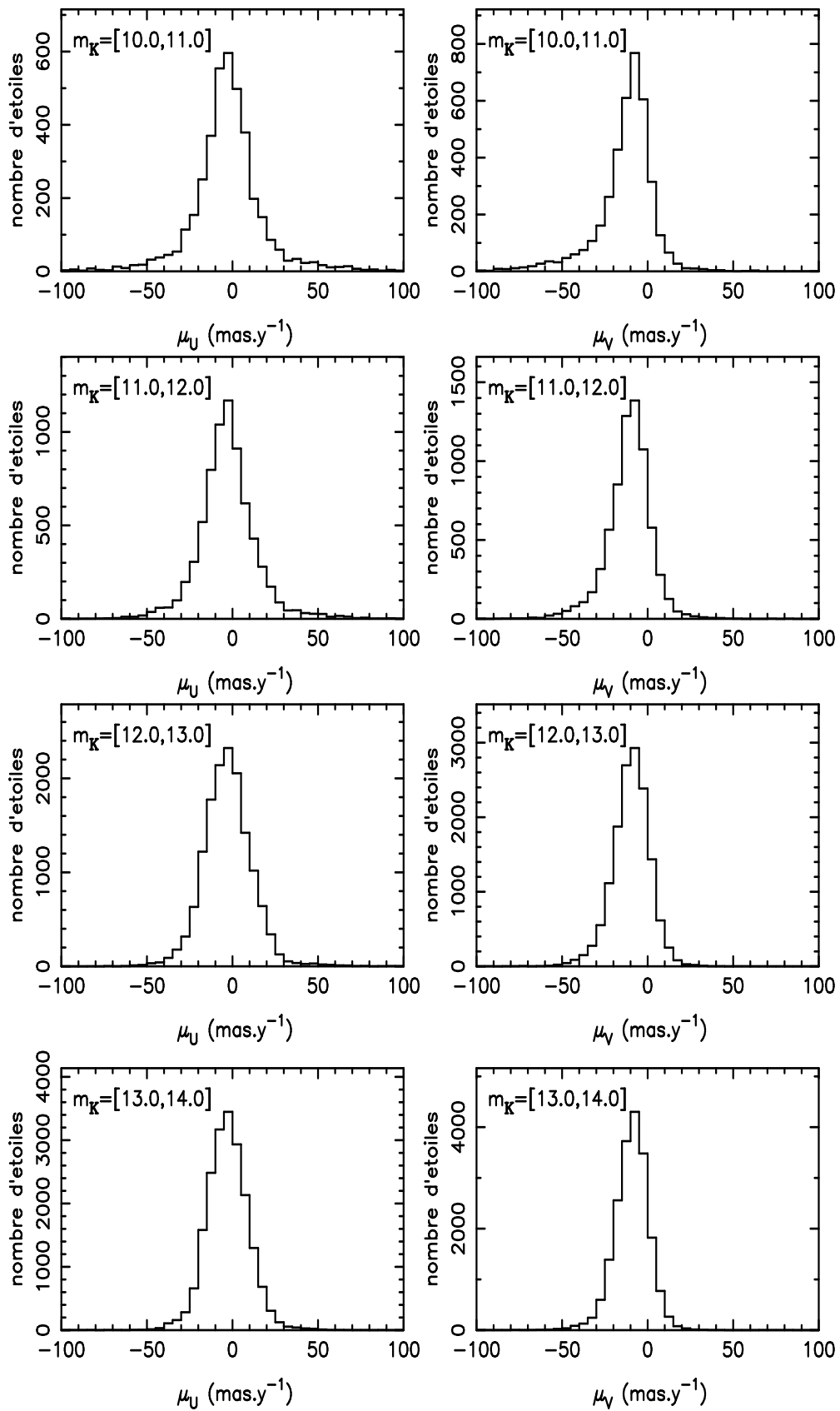


FIG. II.12 – Histogrammes des mouvements propres dans la direction du pôle Sud galactique avec respectivement μ_U et μ_V de gauche à droite pour les magnitudes 10 à 14.

3.2.2 Comparaison des mouvements propres de notre échantillon avec ceux de PM2000

Nous avons effectué un test complet pour comparer les mouvements propres de notre échantillon avec ceux du catalogue PM2000 (Ducourant *et al.* 2006) dans une zone de 8×16 degrés dans la direction $\alpha_{2000}=12\text{h}50\text{m}$, $\delta_{2000} = 14$ deg proche du pôle nord galactique.

Les mouvements propres du catalogue PM2000 sont plus précis que ceux de l'UCAC2. Ils présentent une erreur de 1 à 4 mas an^{-1} (fig. II.13). La différence moyenne entre les deux catalogues de mouvements propres en fonction des magnitudes et des coordonnées équatoriales ne montre pas de décalages significatifs, juste des fluctuations de l'ordre de $\sim 0.2 \text{ mas an}^{-1}$. Nous trouvons aussi que les dispersions de différences de mouvements propres sont de $\sim 2 \text{ mas an}^{-1}$ pour une magnitude $m_K < 10$, 4 mas an^{-1} avec $m_K=10-13$, et 6 mas an^{-1} avec $m_K=13-14$. Ces dispersions sont dominées par les erreurs de l'UCAC2.

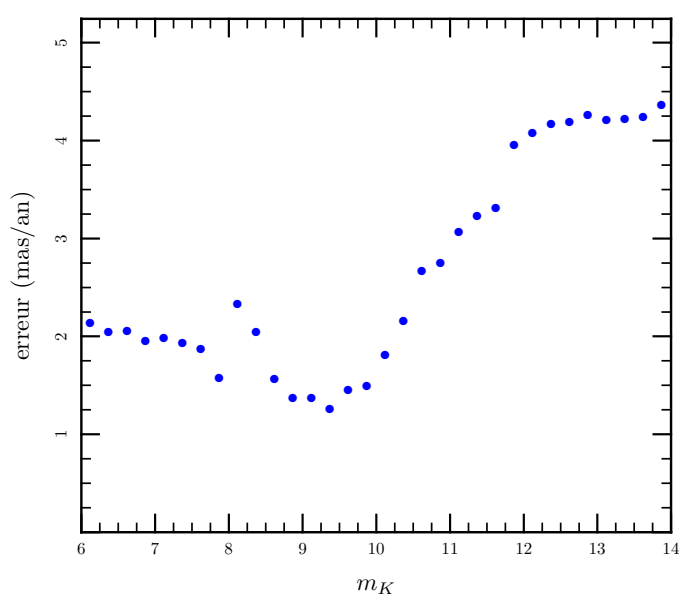


FIG. II.13 – Distribution des erreurs sur les mouvements propres du catalogue PM2000 en fonction de la magnitude m_K .

3.2.3 Impact des erreurs sur l'analyse des mouvements propres

En résumé, l'erreur sur les mouvements propres de notre échantillon d'étoiles est de 2 à 6 mas an^{-1} selon la magnitude des étoiles. Voyons maintenant, comment cette erreur affecte notre analyse.

Dans notre étude, nous modélisons chacune des populations du disque sous la forme d'une composante isotherme dont la caractéristique principale est sa dispersion de vitesse. Pour comprendre l'impact de l'erreur sur les mouvements propres (μ_l, μ_b) en terme de dispersion de vitesse (σ_U, σ_V), il faut d'abord convertir cette erreur sous forme d'erreur sur les vitesses. Cette conversion nécessite de connaître la distance des étoiles de l'échantillon. Notre échantillon en mouvements propres étant compris entre magnitude m_K 6 et 14, ces étoiles se situent environ entre 20 pc et 1 kpc. L'erreur de 2 à 6 mas an^{-1} sur les mouvements propres représente donc une erreur de 2 à 6 km s^{-1} en terme de vitesse à 200 pc et 10 à 30 km s^{-1} en terme de vitesse à 1 kpc. Il faut maintenant traduire l'erreur sur les vitesses en erreurs sur les dispersions. Prenons le cas du disque épais qui domine à 1 kpc pour lequel une valeur typique de dispersion σ_U est de 60 km s^{-1} . En ajoutant quadratiquement l'erreur sur la vitesse à la dispersion de vitesse, nous obtenons l'erreur sur la dispersion de vitesse. Ainsi, une dispersion réelle des mouvements propres de 60 km s^{-1} se

changerait en une dispersion apparente de 67 km s^{-1} . La dispersion apparente est seulement de 60.8 km s^{-1} , si les étoiles ont une précision de 2 mas an^{-1} .

Cet effet est faible pour les composantes du disque mince. En effet, ces étoiles étant proches, leur distribution de mouvement propre est large. Pour les composantes du disque épais, nous considérons que nous surestimons leur dispersion de vitesse σ_U de 5 à 10 %. Cependant, nous n'avons pas encore inclus les effets des erreurs des mouvements propres dans notre modèle.

L'erreur sur les mouvements propres n'a qu'un impact sur la détermination des dispersions de vitesses σ_U et σ_V et sur le rapport des axes de l'ellipsoïde σ_U/σ_W de chaque composante du disque. Mais, cela n'affecte pas la détermination des dispersions de vitesse σ_W qui, en pratique, est contrainte par les distributions de vitesses radiales observées. Cela n'a donc pas de conséquences sur notre décomposition cinématique du disque de la galaxie. Il reste à examiner l'erreur sur les vitesses radiales. Cet échantillon bien qu'il ne représente qu'un petit nombre d'étoiles est très important pour notre modèle.

3.3 CATALOGUE DE VITESSES RADIALES

L'échantillon de vitesses radiales joue un grand rôle pour contraindre les distributions de vitesses verticales des étoiles et la forme de l'ellipsoïde de vitesse. Il faut donc connaître les erreurs sur les vitesses radiales.

3.3.1 Les erreurs sur les vitesses radiales

La partie de notre échantillon de vitesses radiales en direction du pôle sud galactique est issue du catalogue RAVE (Steinmetz *et al.* 2006) et de mesures réalisées avec le spectrographe échelle ÉLODIE qui ont servi initialement à tester le potentiel galactique vertical (Soubiran *et al.* 2003, Siebert *et al.* 2003, Bienaymé *et al.* 2006).

RAVE est un ambitieux relevé spectroscopique auquel j'ai participé en réalisant des observations sur le télescope de 1.2 m (UK Schmidt Telescope) de l'observatoire Anglo-Australien (AAO) avec le spectrographe multi-objet 6df. Il a pour but de mesurer la vitesse radiale et les paramètres stellaires (température effective T_{eff} , métallicité $[Fe/H]$, la gravité $\log g$ et la vitesse de rotation V_{rot}) d'un million d'étoiles de l'hémisphère sud qui ont des magnitudes m_I comprises entre 9 et 12. Les spectres obtenus dans le cadre du projet RAVE couvre la région du triplet du Calcium Ca (8410-8795 Å) et ont une résolution spectrale de $R = 7500$. Le spectrographe multi-objet 6df permet d'obtenir une centaine de spectres pour des étoiles situées dans un champ de vue de 6° à chaque pause. Au cours de mon année passée en Australie (2005-2006), j'ai effectué 50 nuits d'observation et obtenus environ 20 000 spectres.

Grâce au travail de réduction des données de la collaboration de la première année d'observation (2003-2004), nous avons publié une première version du catalogue de vitesse radiale qui contient 24 748 mesures (Steinmetz *et al.* 2006). L'analyse de l'erreur interne du catalogue montre une précision moyenne de 2.3 km s^{-1} avec un pic à 1.7 km s^{-1} (fig. II.14 extraite de Steinmetz *et al.* (2006)). A cela s'ajoute une erreur de point zéro de 1 km s^{-1} .

La partie en direction du pôle nord vient d'un ensemble d'observations réalisées avec le spectrographe échelle ÉLODIE. Les spectres obtenus avec ÉLODIE couvre un intervalle de longueur d'onde entre 3850 et 6800 Å avec une résolution spectrale de $R = 42000$. Ses erreurs sont d'un ordre de grandeur plus précis ($\sim 300 \text{ m s}^{-1}$).

3.3.2 Impact des erreurs sur l'analyse des vitesses radiales

Les erreurs sur les vitesses radiales ($\leq 2 \text{ km s}^{-1}$) n'ont pas d'impact significatif sur la détermination des composantes stellaires de dispersion de vitesse verticale dans l'intervalle 10 à 50 km s^{-1} , mais le nombre réduit de vitesses radiales de notre échantillon en direction des pôles (environ 1000 étoiles) limite la précision obtenue en modélisant les dispersions de vitesse verticale.

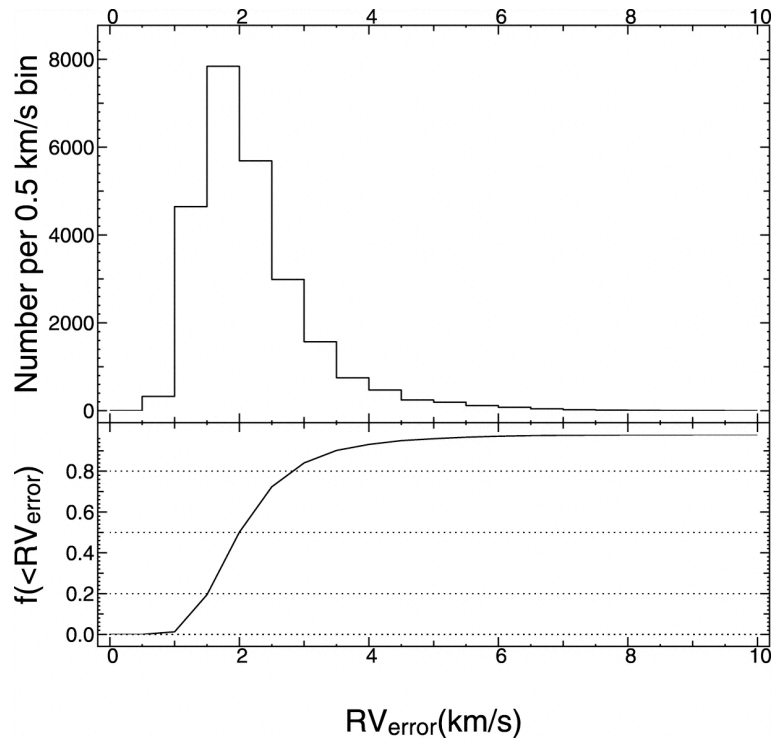


FIG. II.14 – Haut : Distribution de l'erreur interne sur les vitesses radiales de RAVE. L'erreur moyenne pour le catalogue est de 2.3 km s^{-1} .

Bas : Fraction des vitesses radiales de RAVE avec une erreur plus petite qu'une certaine valeur. Les lignes pointillées indiquent les limites à 20%, 50% et 80%.

3.4 RÉCAPITULATIF DE L'IMPACT DES ERREURS

Les erreurs en magnitude et en vitesse radiale étant faibles, elles n'ont pas avoir d'impact significatif sur la décomposition cinématique du disque de la galaxie. Pour ce qui est des erreurs sur les mouvements propres même si elles ne sont pas négligeables à faible magnitude, leur impact sur les résultats de notre analyse est réduit. Nous pensons qu'il n'affecte que les rapports de dispersions de vitesse. L'effet des erreurs de nos échantillons dépend aussi des méthodes d'analyse employées. Dans le chapitre suivant, la méthode d'inversion directe va être examinée. Puis, le modèle que nous avons développé ainsi que les résultats seront présentés.



Références

- ALVES, D. R., 2000; *K-Band Calibration of the Red Clump Luminosity*. *ApJ*, **539**, 732
- BIENAYMÉ, O., SOUBIRAN, C., MISHENINA, T. V., KOVTYUKH, V. V. & SIEBERT, A., 2006; *Vertical distribution of Galactic disk stars. III. The Galactic disk surface mass density from red clump giants*. *A&A*, **446**, 933
- CHIBA, M. & BEERS, T. C., 2000; *Kinematics of Metal-poor Stars in the Galaxy. III. Formation of the Stellar Halo and Thick Disk as Revealed from a Large Sample of Nonkinematically Selected Stars*. *AJ*, **119**, 2843
- CUTRI, R. M., SKRUTSKIE, M. F., VAN DYK, S., BEICHMAN, C. A., CARPENTER, J. M., CHESTER, T., CAMBRESY, L., EVANS, T., FOWLER, J., GIZIS, J., HOWARD, E., HUCHRA, J., JARRETT, T., KOPAN, E. L., KIRKPATRICK, J. D., LIGHT, R. M., MARSH, K. A., MCCALLON, H., SCHNEIDER, S., STIENING, R., SYKES, M., WEINBERG, M., WHEATON, W. A., WHEELLOCK, S. & ZACARIAS, N., 2003; *2MASS All Sky Catalog of point sources*. The IRSA 2MASS All-Sky Point Source Catalog, NASA/IPAC Infrared Science Archive
- DRIMMEL, R., CABRERA-LAVERS, A. & LÓPEZ-CORREDOIRA, M., 2003; *A three-dimensional Galactic extinction model*. *A&A*, **409**, 205
- DRIMMEL, R. & SPERGEL, D. N., 2001; *Three-dimensional Structure of the Milky Way Disk : The Distribution of Stars and Dust beyond 0.35 R_⊙*. *ApJ*, **556**, 181
- DUCATI, J. R., BEVILACQUA, C. M., REMBOLD, S. B. & RIBEIRO, D., 2001; *Intrinsic Colors of Stars in the Near-Infrared*. *ApJ*, **558**, 309
- DUCOURANT, C., LE CAMPION, J. F., RAPAPORT, M., CAMARGO, J. I. B., SOUBIRAN, C., PÉRIE, J. P., TEIXEIRA, R., DAIGNE, G., TRIAUD, A., RÉQUIÈME, Y., FRESNEAU, A. & COLIN, J., 2006; *The PM2000 Bordeaux proper motion catalogue (+11° ≤ δ ≤ +18°)*. *A&A*, **448**, 1235
- GIRARDI, L., BERTELLI, G., BRESSAN, A., CHIOSI, C., GROENEWEGEN, M. A. T., MARIGO, P., SALASNICH, B. & WEISS, A., 2002; *Theoretical isochrones in several photometric systems. I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets*. *A&A*, **391**, 195
- GROCHOLSKI, A. J. & SARAJEDINI, A., 2002; *WIYN Open Cluster Study. X. The K-Band Magnitude of the Red Clump as a Distance Indicator*. *AJ*, **123**, 1603
- HÖG, E., FABRICIUS, C., MAKAROV, V. V., URBAN, S., CORBIN, T., WYCOFF, G., BASTIAN, U., SCHWEKENDIEK, P. & WICENEC, A., 2000; *The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars*. *A&A*, **355**, L27
- IOVINO, A., MCCRACKEN, H. J., GARILLI, B., FOUCAUD, S., LE FÈVRE, O., MACCAGNI, D., SARACCO, P., BARDELLI, S., BUSARELLO, G., SCODEGGIO, M., ZANICHELLI, A., PAIORO, L., BOTTINI, D., LE BRUN, V., PICAT, J. P., SCARAMELLA, R., TRESSE, L., VETTOLANI, G., ADAMI, C., ARNABOLDI, M., ARNOUITS, S., BOLZONELLA, M., CAPPI, A., CHARLOT, S., CILIEGI, P., CONTINI, T., FRANZETTI, P., GAVIGNAUD, I., GUZZO, L., ILBERT, O., MARANO, B., MARINONI, C., MAZURE, A., MENEUX, B., MERIGHI, R., PALTANI, S., PELLÒ, R., POLLO, A., POZZETTI, L., RADOVICH, M., ZAMORANI, G., ZUCCA, E., BERTIN, E., BONDI, M., BONGIORNO, A., CUCCIATI, O., GREGORINI, L., MATHEZ, G., MELLIER, Y., MERLUZZI, P., RIPEPI, V. & RIZZO, D., 2005; *The VIRMOS deep imaging survey. IV. Near-infrared observations*. *A&A*, **442**, 423
- KOORNNEEF, J., 1983a; *Near infrared photometry. I - Homogenization of near-infrared data from southern bright stars*. *A&AS*, **51**, 489
- , 1983b; *Near-infrared photometry. II - Intrinsic colours and the absolute calibration from one to five micron*. *A&A*, **128**, 84
- KOTONEVA, E., FLYNN, C., CHIAPPINI, C. & MATTEUCCI, F., 2002; *K dwarfs and the chemical evolution of the solar cylinder*. *MNRAS*, **336**, 879
- MARTIN, J. C. & MORRISON, H. L., 1998; *A New Analysis of RR Lyrae Kinematics in the Solar Neighborhood*. *AJ*, **116**, 1724
- MORRISON, H. L., FLYNN, C. & FREEMAN, K. C., 1990; *Where does the disk stop and the halo begin? Kinematics in a rotation field*. *AJ*, **100**, 1191
- NORRIS, J., BESSELL, M. S. & PICKLES, A. J., 1985; *Population studies. I - The Bidelman-MacConnell 'weak-metal' stars*. *ApJS*, **58**, 463
- REID, I. N., CRUZ, K. L. & ALLEN, P. R., 2007; *Meeting the Cool Neighbors. XI. Beyond the NLTT Catalog*. *AJ*, **133**, 2825
- REID, N., 1998; *HIPPARCOS subdwarf parallaxes - Metal-rich clusters and the thick disk*. *AJ*, **115**, 204
- RIEKE, G. H. & LEBOSKY, M. J., 1985; *The interstellar extinction law from 1 to 13 microns*. *ApJ*, **288**, 618
- SARAJEDINI, A., 2004; *The 2MASS Color-Magnitude Diagram of the Globular Cluster Lyngå 7*. *AJ*, **128**, 1228

- SCHLEGEL, D. J., FINKBEINER, D. P. & DAVIS, M., 1998; *Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds*. ApJ, **500**, 525
- SIEBERT, A., BIENAYMÉ, O. & SOUBIRAN, C., 2003; *Vertical distribution of Galactic disk stars. II. The surface mass density in the Galactic plane*. A&A, **399**, 531
- SOUBIRAN, C., BIENAYMÉ, O. & SIEBERT, A., 2003; *Vertical distribution of Galactic disk stars. I. Kinematics and metallicity*. A&A, **398**, 141
- STEINMETZ, M., ZWITTER, T., SIEBERT, A., WATSON, F. G., FREEMAN, K. C., MUNARI, U., CAMPBELL, R., WILLIAMS, M., SEABROKE, G. M., WYSE, R. F. G., PARKER, Q. A., BIENAYMÉ, O., ROESER, S., GIBSON, B. K., GILMORE, G., GREBEL, E. K., HELMI, A., NAVARRO, J. F., BURTON, D., CASS, C. J. P., DAWE, J. A., FIEGERT, K., HARTLEY, M., RUSSELL, K. S., SAUNDERS, W., ENKE, H., BAILIN, J., BINNEY, J., BLAND-HAWTHORN, J., BOECHE, C., DEHNEN, W., EISENSTEIN, D. J., EVANS, N. W., FIORUCCI, M., FULBRIGHT, J. P., GERHARD, O., JAUREGI, U., KELZ, A., MIJOVIĆ, L., MINCHEV, I., PARMENTIER, G., PEÑARRUBIA, J., QUILLEN, A. C., READ, M. A., RUCHTI, G., SCHOLZ, R.-D., SIVIERO, A., SMITH, M. C., SORDO, R., VELTZ, L., VIDRIH, S., VON BERLEPSCH, R., BOYLE, B. J. & SCHILBACH, E., 2006; *The Radial Velocity Experiment (RAVE) : First Data Release*. AJ, **132**, 1645
- ZACHARIAS, N., URBAN, S. E., ZACHARIAS, M. I., WYCOFF, G. L., HALL, D. M., MONET, D. G. & RAFFERTY, T. J., 2004; *The Second US Naval Observatory CCD Astrograph Catalog (UCAC2)*. AJ, **127**, 3043

L'inversion

Lorsque l'on analyse le disque de la galaxie, on distingue habituellement deux populations le disque mince et le disque épais. Ces deux populations paraissent de nature différente. On les distingue habituellement par le fait qu'elles n'ont pas la même répartition en densité. J'ai voulu tester s'il en était de même du point de vue cinématique. Pour cela, il faut connaître le nombre de populations cinématiques présentes dans le disque et voir si ces populations sont bien distinctes ou s'il existe une continuité cinématique entre elles.

Pour caractériser cinématiquement le disque, nous nous sommes intéressés aux mouvements des étoiles qui le constituent. Le mouvement des étoiles se décompose en deux contributions la vitesse transverse qui est lié au mouvement apparent des étoiles sur le ciel, appelé mouvement propre et la vitesse selon la ligne de visée, appelé vitesse radiale. Dans la direction des pôles galactiques, ces composantes sont alignées avec les vitesses cardinales U , V et W . Nous ne nous sommes intéressé qu'aux mouvements des étoiles suivant la direction U , pour éviter d'avoir à tenir compte du courant asymétrique. Une méthode d'inversion directe a été appliquée sur ces mouvements pour obtenir une décomposition cinématique du disque. Des simulations pour tester la capacité de ma méthode d'inversion à rendre compte de continuité ou discontinuité des composantes cinématiques ont été réalisées.

1 Préparation de l'échantillon

Pour réaliser cette étude, l'échantillon d'étoiles pour l'analyse des mouvements propres a été employé. Il comprend les étoiles autour des pôles Nord et Sud galactiques, ayant une magnitude m_K comprise entre 6 et 15 et dont les valeurs des mouvements propres sont extraites de l'UCAC2 (Zacharias *et al.* 2004). De plus, nous n'avons considéré que les étoiles situées dans un disque de 8 degrés de rayon autour du pôle nord galactique pour que la vitesse dans la direction du centre galactique U ne soit pas contaminée par la vitesse de rotation de la galaxie. Au total, cet échantillon comprend 24552 étoiles.

Pour transformer les mouvements propres d'une étoile en vitesse, il est nécessaire de connaître sa position sur le ciel (l, b) , ses mouvements propres (μ_l, μ_b) , sa vitesse radiale V_r et sa distance d . Pour l'échantillon d'étoiles pour l'analyse des mouvements propres, nous disposons déjà de leur position et de leurs mouvements propres. En revanche, ni leur vitesse radiale, ni leur distance n'est connue.

Nous avons supposé nulle la vitesse radiale des étoiles de l'échantillon, ce qui ne fait pas commettre une erreur trop grande sur la détermination de la vitesse dans la direction U . En effet, en

direction des pôles galactiques, la projection de la vitesse radiale sur la direction U est presque nulle.

Quant à la distance des étoiles z_{phot} , elle est déterminée à partir de la magnitude apparente m_K de la manière suivante :

$$z_{phot} = 10^{(m_K - M_K + 5)/5} \quad (III.1)$$

où M_K est la magnitude absolue des étoiles. La magnitude absolue de nos étoiles est inconnue. En effet, l'échantillon contient des étoiles naines et des géantes.

Cependant, les étoiles géantes et les étoiles naines ont des magnitudes absolues très différentes. Si l'on suppose que toutes les étoiles de l'échantillon sont des naines¹, les étoiles géantes se trouvent alors toutes situées à une distance inférieure à 300 pc.

La magnitude absolue des naines dépend de la couleur. Nous avons donc déterminé une relation entre la magnitude absolue et la couleur à partir des diagrammes couleur-magnitude dont les données sont sur le site internet de Reid (<http://www-int.stsci.edu/~inr/cmd.html>). Nous avons obtenu :

$$M_K = 2.33 (J - K) + 2.75 \quad (III.2)$$

où $J - K$ est l'indice de couleur des étoiles.

Enfin, comme nous l'avons vu dans le chapitre II, la magnitude apparente des étoiles situées près des pôles galactique subit une extinction A_K inférieure à 0.05 et la couleur de l'ordre de 0.01. On peut donc estimer que l'erreur sur la distance $\delta d/d$ est inférieure à 5%.

Pour transformer les mouvements propres en vitesse, on va se placer dans le Référentiel Standard Local qui a pour origine le soleil et pour direction : le centre galactique, le pôle nord galactique et la perpendiculaire aux deux précédentes orientée dans le sens de rotation de la galaxie. Dans ce référentiel, une étoile a une vitesse U , V et W suivant ces trois directions respectivement. Les mouvements propres près du pôle correspondent aux vitesses U et V projetées sur le ciel.

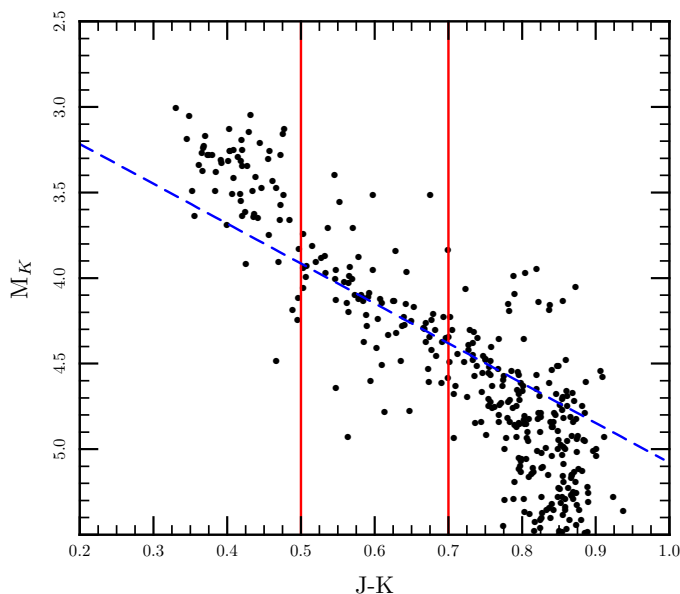


FIG. III.1 – Diagrammes HR ($M_K, J-K$) en vue de la détermination de la magnitude absolue des naines en fonction de la couleur. Les lignes rouges indiquent notre coupure en couleur $J - K \in [0.5-0.7]$. La droite trait-tirée bleue correspond à la relation entre la magnitude absolue et la couleur que j'ai obtenue grâce aux données de Reid.

¹ On calcule la distance de toutes les étoiles avec la magnitude absolue des étoiles naines

2 Inversion directe

Nous avons utilisé l'échantillon de mouvements propres pour constituer des histogrammes du nombre d'étoiles en fonction de la vitesse U pour quatre intervalles de distances entre 0 et 400 pc, entre 400 et 800 pc, au-delà 800 pc et au-delà 1 000 pc. L'échantillon des étoiles situées entre 0 et 400 pc comprend 6 758 étoiles, entre 400 et 800 pc 10 007 étoiles, au-delà 800 pc 7 787 étoiles et au-delà 1 000 pc 3 724 étoiles.

Puis, nous avons effectué une décomposition en gaussienne de ces histogrammes. En effet, la distribution de vitesse des étoiles locales est depuis fort longtemps modélisée par des gaussiennes Schwarzschild (1907, 1908). Bien que la dispersion de vitesse d'un système auto-gravitant à l'équilibre ne puisse pas être représenté par une gaussienne (Fricke 1952), pour des dispersions de vitesse correspondant aux populations du disque de la galaxie, elles représentent une bonne approximation qui permet de caractériser la cinématique des étoiles (Shu 1969, Villumsen & Binney 1985). La distribution de vitesse s'écrit donc sous la forme d'une somme de populations gaussiennes de dispersion de vitesse σ_i :

$$f(U) = \sum_i \rho_i \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma_i} \exp\left(-\frac{U^2}{2\sigma_i^2}\right) \quad (\text{III.3})$$

où ρ_i est la densité de chaque population i .

La minimisation de la fonction χ^2 entre la somme des populations gaussiennes et les observations auquel a été ajouté un poids qui impose un lissage a été obtenue à l'aide du logiciel MINUIT (James 2004). Le lissage permet d'obtenir une décomposition qui ne présente pas une forêt de pics. Ce lissage est basé sur la dérivée première des valeurs ρ_i des gaussiennes qui ajustent les observations. Les histogrammes ont été ajustés à l'aide de la somme de 50 gaussiennes. La décomposition comprenait 50 paramètres libres, correspondant au poids de chaque populations stellaires.

3 Résultats

Il semble exister trois pics dans les différentes décompositions que nous avons réalisées (fig. III.2 et III.3). Le premier correspondant à une dispersion de vitesse σ_U compris entre 0 et 10 km s⁻¹ pourrait être la contribution des géantes. Le calcul de la vitesse des étoiles géantes est faussé par le fait que l'on a attribué à celles-ci une distance plus petite qu'en réalité. Ainsi, les étoiles géantes présentent des vitesses faibles et donc une dispersion en vitesse faible. Le deuxième pic correspondant à une dispersion de vitesse σ_U compris entre 20 et 50 km s⁻¹ paraît assez cohérent avec la valeur attendue pour le disque mince et le troisième avec une dispersion de vitesse comprise entre 80 et 100 km s⁻¹ pourrait être la marque du disque épais. Enfin, il ne semble pas possible de mettre en évidence les étoiles du halo galactique. Ceci peut s'expliquer par le trop petit nombre d'étoiles ayant une grande vitesse ($U > 100$ km s⁻¹) dans mon échantillon.

De plus, le choix de découper mon échantillon à différentes hauteurs au-dessus du disque met en évidence le changement en proportion entre les étoiles du disque mince et celles du disque épais. Pour une hauteur au-dessus du plan z de 0 à 200 pc, il n'y a presque que des étoiles géantes, le nombre des étoiles naines à cette distance est petit (fig. III.2). En effet, les étoiles géantes sont en réalité à une distance réelle comprise entre 0 et 1 kpc. Pour z compris entre 200 et 400 pc, la contribution des étoiles géantes devient très petite. Les géantes encore présentes dans cet intervalle sont situées très loin du plan. Ce sont les étoiles naines du disque mince qui dominent la décomposition cinématique (fig. III.3). Enfin, au-delà de 800 ou 1000 pc, on voit clairement les contributions du disque mince et du disque épais. La contribution d'étoiles du halo explique peut-être la largeur du pic correspondant à des dispersions de vitesse σ_U comprises entre 70 et 110 km s⁻¹.

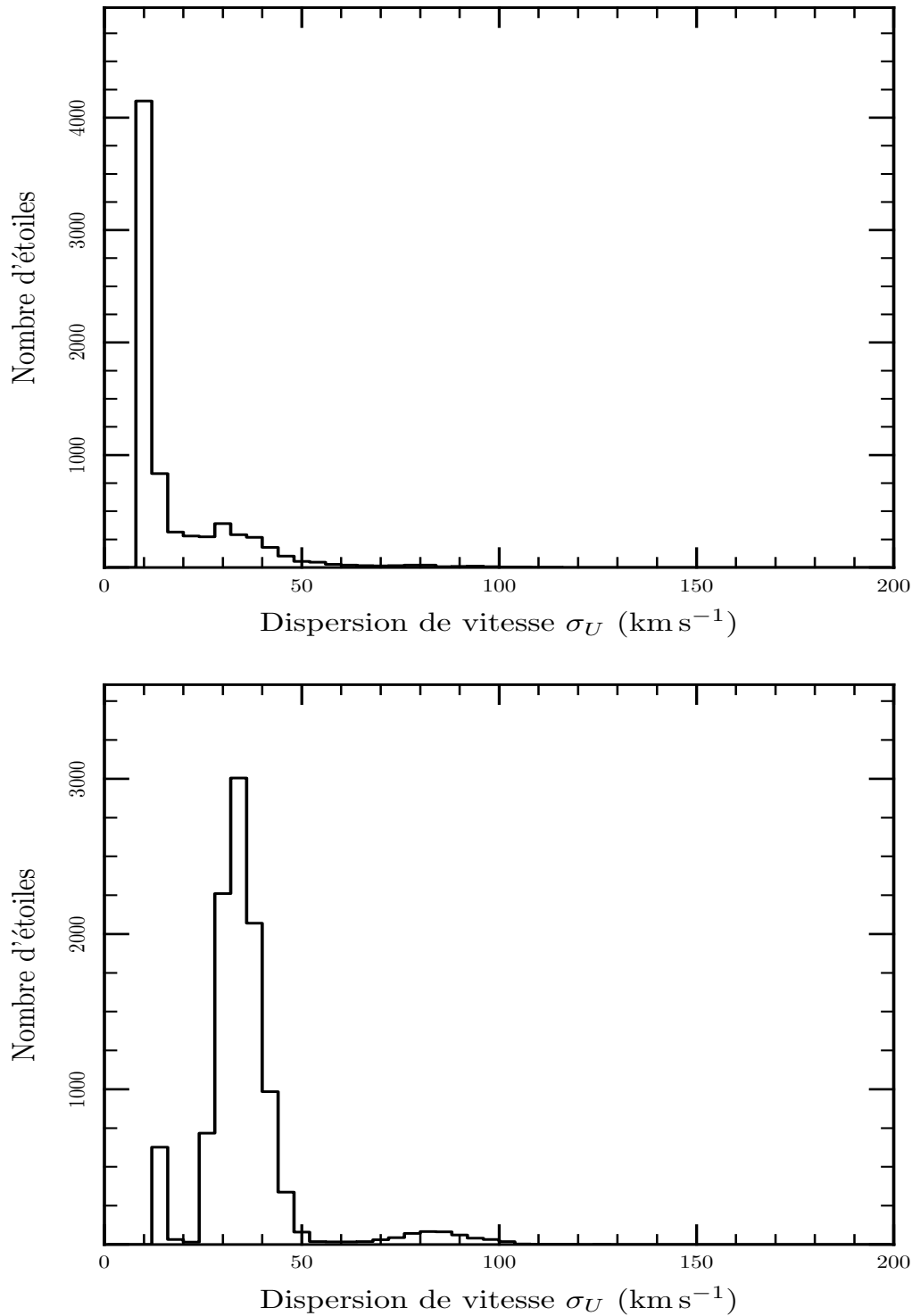


FIG. III.2 – Décomposition cinématique de la vitesse U des étoiles pour différentes hauteurs au-dessus du disque :

Haut : Décomposition cinématique pour les étoiles entre 0 et 400 pc. On distingue un pic à $\sigma_U = 12 \text{ km s}^{-1}$ et un autre plus large entre 20 et 50 km s^{-1} .

Bas : Décomposition cinématique pour les étoiles entre 400 et 800 pc. On distingue un pic faible à $\sigma_U = 16 \text{ km s}^{-1}$, un pic important entre 25 et 50 km s^{-1} et un pic très faible entre 70 et 100 km s^{-1} .

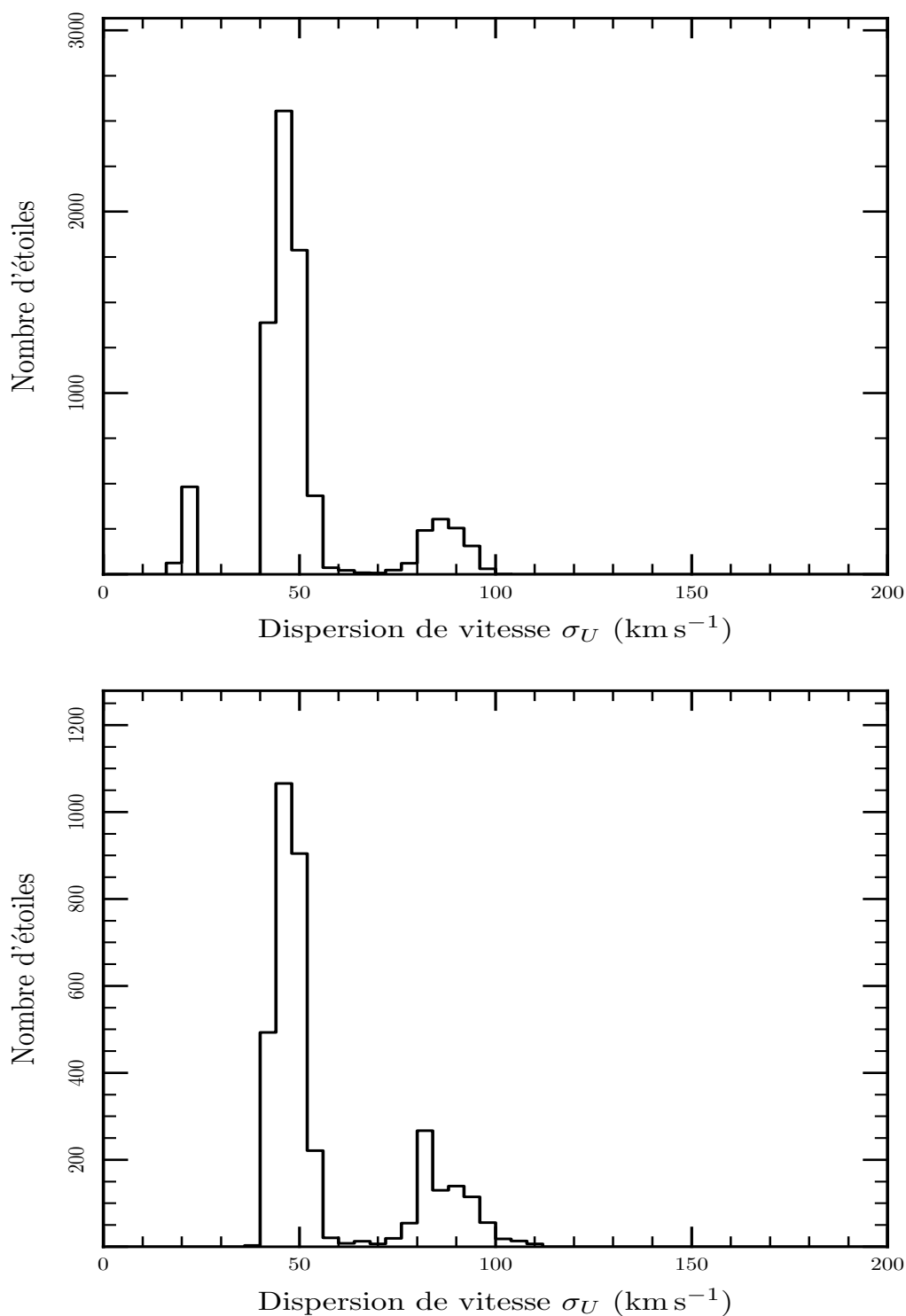


FIG. III.3 – Décomposition cinématique de la vitesse U des étoiles pour différentes hauteurs au-dessus du disque :

Haut : Décomposition cinématique pour les étoiles au-delà de 800pc. On distingue un pic faible à $\sigma_U = 20 \text{ km s}^{-1}$, un pic important entre 40 et 54 km s^{-1} et un pic large entre 80 et 96 km s^{-1} .

Bas : Décomposition cinématique pour les étoiles au-delà de 1000pc. On distingue un pic important à σ_U compris entre 40 et 54 km s^{-1} et un pic large entre 76 et 104 km s^{-1} .

4 Biais de la méthode

Nous avons obtenu un résultat qui est peut-être biaisé par la méthode d'inversion. C'est pourquoi, des histogrammes simulés ont été réalisés et ont été décomposés par la méthode d'inversion. La comparaison entre les paramètres d'entrée des histogrammes simulés et le résultat obtenu par l'inversion nous permet de tirer un certain nombre de conclusions quand à la taille des intervalles des histogrammes, le nombre minimum d'étoiles pour distinguer de manière efficace une population et l'effet d'un mélange de populations.

4.1 EFFET DE LA TAILLE DES INTERVALLES DE L'HISTOGRAMME

Des histogrammes de vitesse pour 500 000 étoiles avec une dispersion de vitesse de $\sigma = 30 \text{ km s}^{-1}$ ont été simulés. Ces histogrammes représentent le nombre d'étoiles ayant une vitesse comprise entre -100 et 100 km s^{-1} . Pour chaque histogramme, différentes tailles d'intervalle ont été définies : 2, 4 et 8 km s^{-1} . L'inversion de ces histogrammes simulés a été effectuée (voir fig. III.4 et III.5).

Nous remarquons que le choix de la taille de l'intervalle des histogrammes change le résultat de l'inversion. Le choix d'un intervalle trop petit induit une instabilité dans la décomposition (forêt de pics voir fig. III.4). Si au contraire, l'intervalle est trop grand, la décomposition présente un pic élargi (graphe du bas de la fig. III.5). Nous pensons que notre choix de taille d'intervalle a été correct. Il ne semble pas y avoir d'effet d'instabilité ou d'élargissement trop important dans les décompositions obtenues (fig. III.2 et III.3).

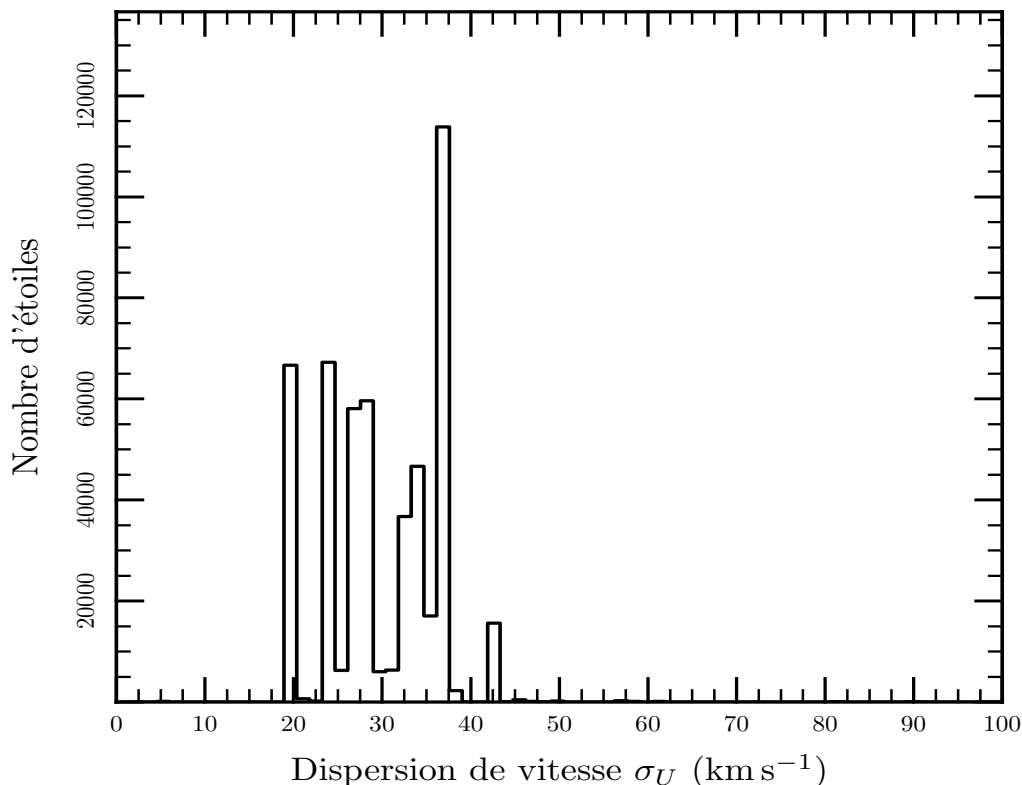


FIG. III.4 – Décomposition cinématique d'histogrammes simulés de vitesse pour une taille d'intervalle de 2 km s^{-1} . L'inversion est instable. La décomposition présente une "forêt" de pics.

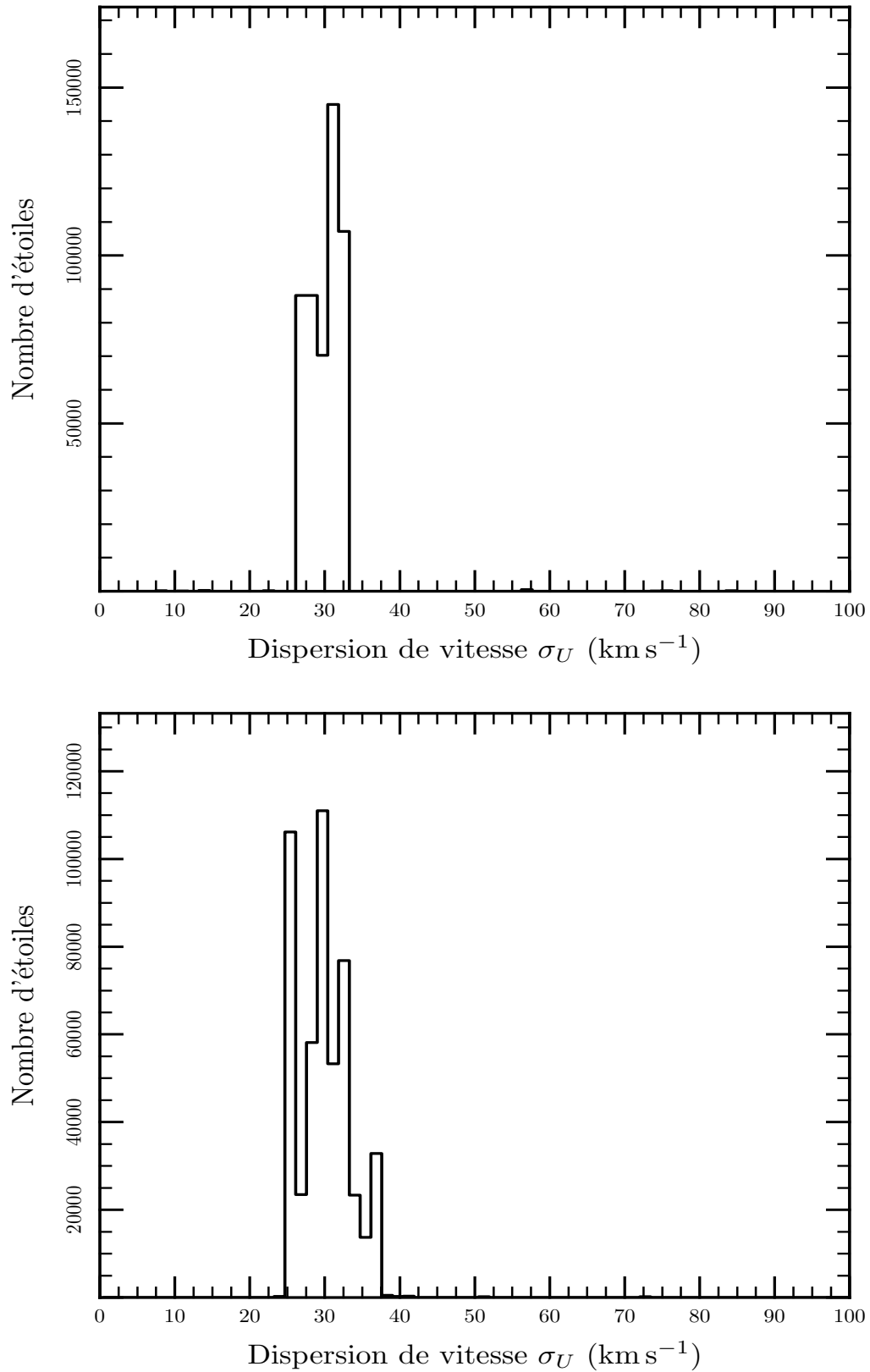


FIG. III.5 – Décomposition cinématique d’histogrammes simulés de vitesse pour des tailles d’intervalle de 4 (haut) et 8 km s^{-1} (bas). La décomposition correspondant à un intervalle de 8 km s^{-1} présente un pic élargi.

4.2 EFFET DU NOMBRE D'ÉTOILES

Des histogrammes simulés de vitesse en changeant le nombre total d'étoiles ont également été réalisés. Ces histogrammes correspondent à une population avec une dispersion de vitesse de $\sigma_U = 30 \text{ km s}^{-1}$ et représentent le nombre d'étoiles ayant une vitesse comprise entre -100 et 100 km s^{-1} . Les inversions de ces histogrammes ont été effectuées (voir fig. III.6 et III.7).

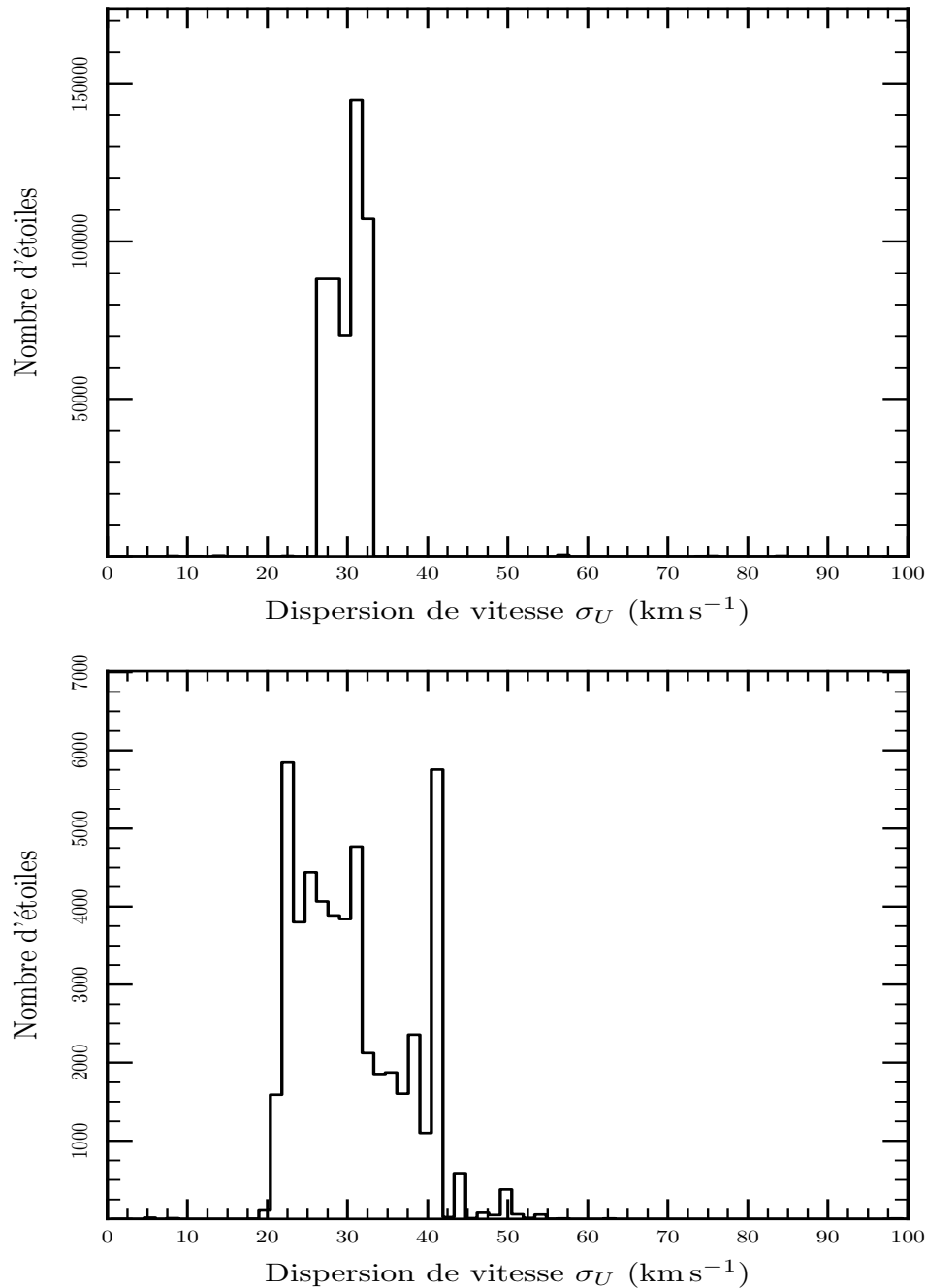


FIG. III.6 – Décomposition cinématique d'histogrammes simulés de vitesse pour 500 000 (haut) et 50 000 (bas) étoiles. La décomposition correspondant à une population de 50 000 étoiles présente un pic élargi.

Le nombre d'étoiles présentes dans l'histogramme a un impact très important sur la décomposition cinématique obtenue. Quand le nombre d'étoiles de la population simulée diminue, le pic dans la décomposition commence par s'élargir (graphe du bas de la fig. III.6), puis va apparaître une population "fantôme" à très petite dispersion de vitesse créant un décalage du pic de la "vraie population" (fig. III.7). Donc quand une population n'est pas suffisamment représentée en termes de nombre d'étoiles, elle peut ne pas apparaître (pas de pic), mais seulement se manifester par l'élargissement du pic correspondant à une autre population. Comme par exemple, on peut le supposer pour les échantillons au-delà de 800 et surtout de 1000 pc (fig. III.3).

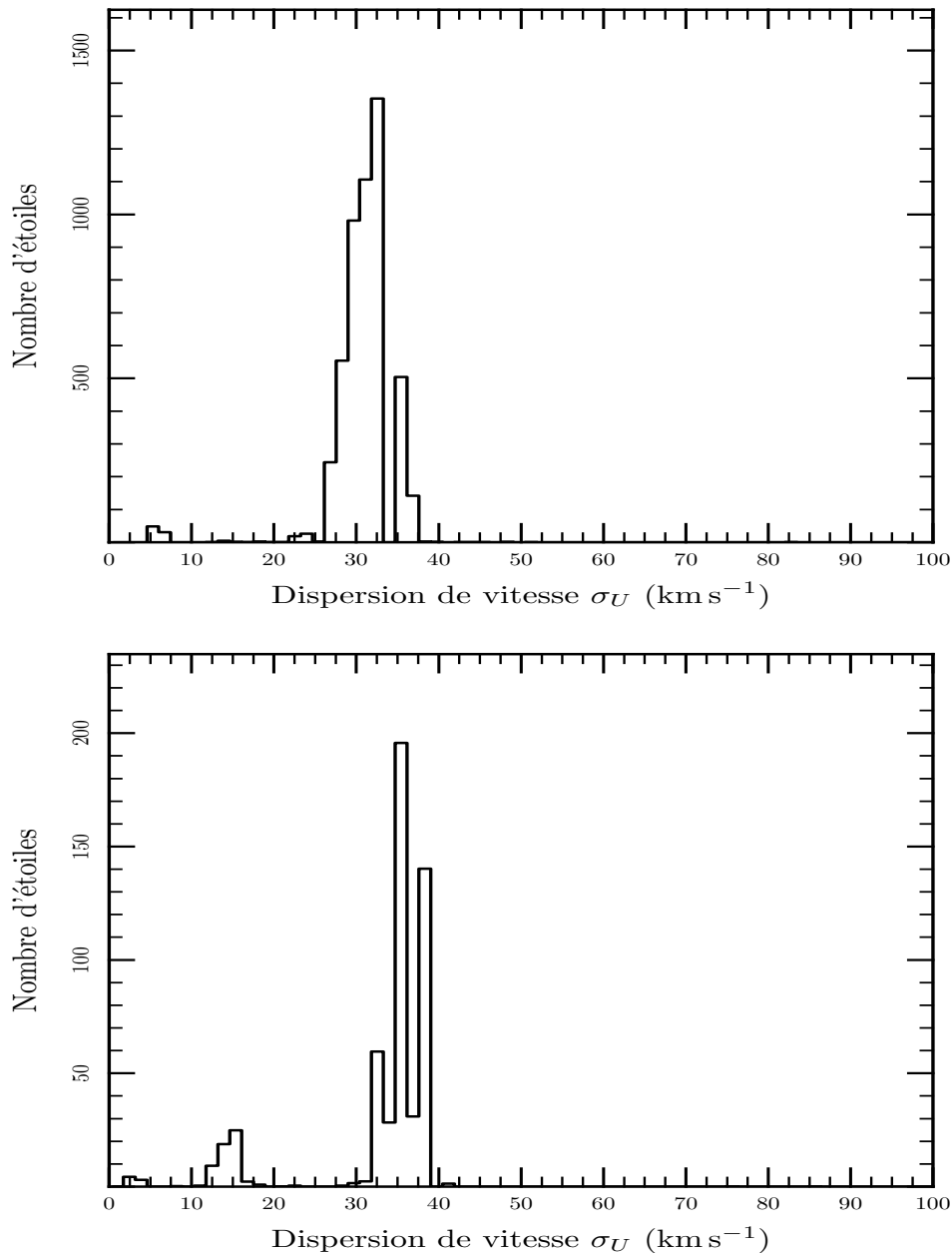


FIG. III.7 – Décomposition cinématique d'histogrammes simulés de vitesse pour 5 000 (haut) et 500 (bas) étoiles. Le faible nombre d'étoiles de la population crée un pic "fantôme" pour $\sigma_U = 5$ (haut) et 14 km s^{-1} et décale le "vrai" pic à 32 et 35 km s^{-1} .

4.3 SÉPARATION DE DEUX POPULATIONS

Enfin, il paraît intéressant de comprendre comment se comporte la méthode d'inversion avec un mélange de deux populations. Des histogrammes de vitesse représentant deux populations avec des dispersions de vitesse différentes ont été simulés. Ce test avait pour but de mettre en évidence l'effet de l'écart entre les dispersions de vitesse des deux populations. De plus, la situation où les deux populations ne comptent pas le même nombre d'étoiles a aussi été envisagée. Les inversions de ces histogrammes simulés ont été effectuées (fig. III.8, III.9 et III.10). Pour le détail des paramètres d'entrée des populations simulées, on se référera au tableau III.1.

Le résultat de l'inversion de deux populations semble assez aléatoire. Pour des populations ayant des dispersions de vitesse proche, l'inversion n'est pas capable de les distinguer (ou de manière marginale) (fig. III.8) ou si elle les distingue elle va leur attribuer une dispersion de vitesse différentes de la leur (fig. III.9). Enfin, même si il est difficile d'en tirer de conclusions la comparaison des simulations D et E ne semble pas montrer d'effet particulier par rapport aux différences en nombre de deux populations (fig. III.10). La séparation de population ne semble pas être réalisée correctement par cette méthode. En attribuant des dispersions de vitesse décalées, elle pourrait fausser les conclusions quant à la séparation réelle ou non de deux populations.

Nom de la simulation	σ_1	n_1	σ_2	n_2
Simulation A	30	500 000	35	500 000
Simulation B	30	500 000	40	500 000
Simulation C	30	500 000	50	500 000
Simulation D	30	500 000	70	500 000
Simulation E	30	500 000	70	30 000

TAB. III.1 – Tableau des valeurs d'entrée des populations simulées

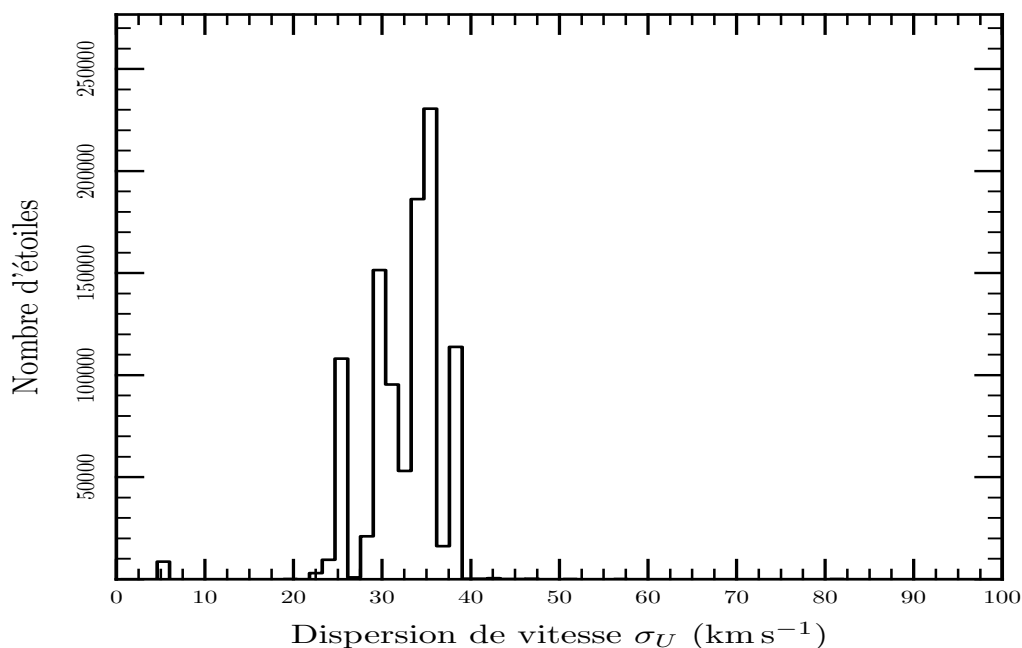


FIG. III.8 – Décomposition cinématique de la simulation A. On ne distingue qu'un pic élargi en σ_U compris entre 25 et 40 km s^{-1} .

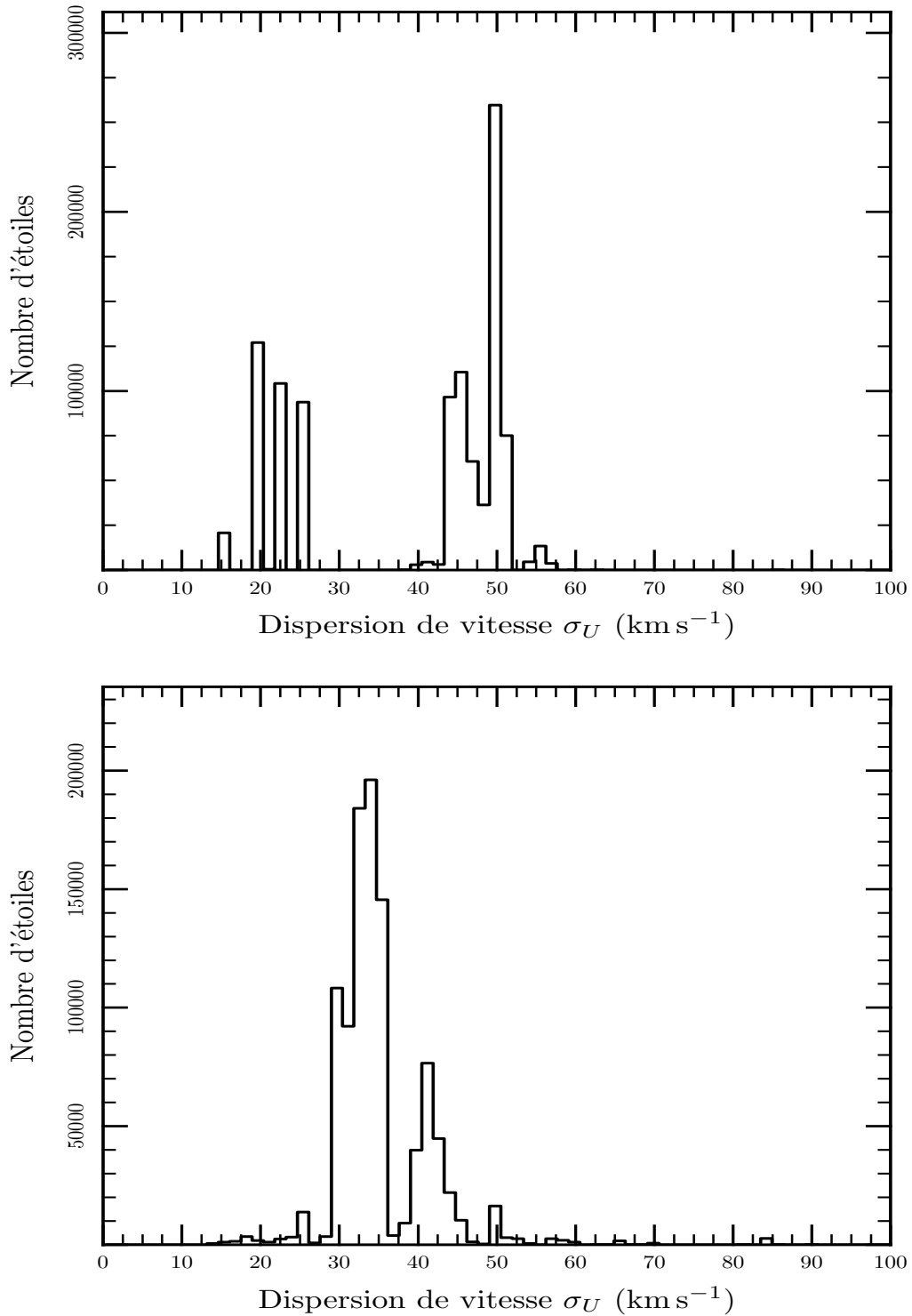


FIG. III.9 – Décomposition cinématique des simulations B et C. On distingue 2 pics pour $\sigma_U = 24$ et de 44 à 52 km s⁻¹ pour la simulation B et pour $\sigma_U = 34$ et de 41 km s⁻¹ pour la simulation C.

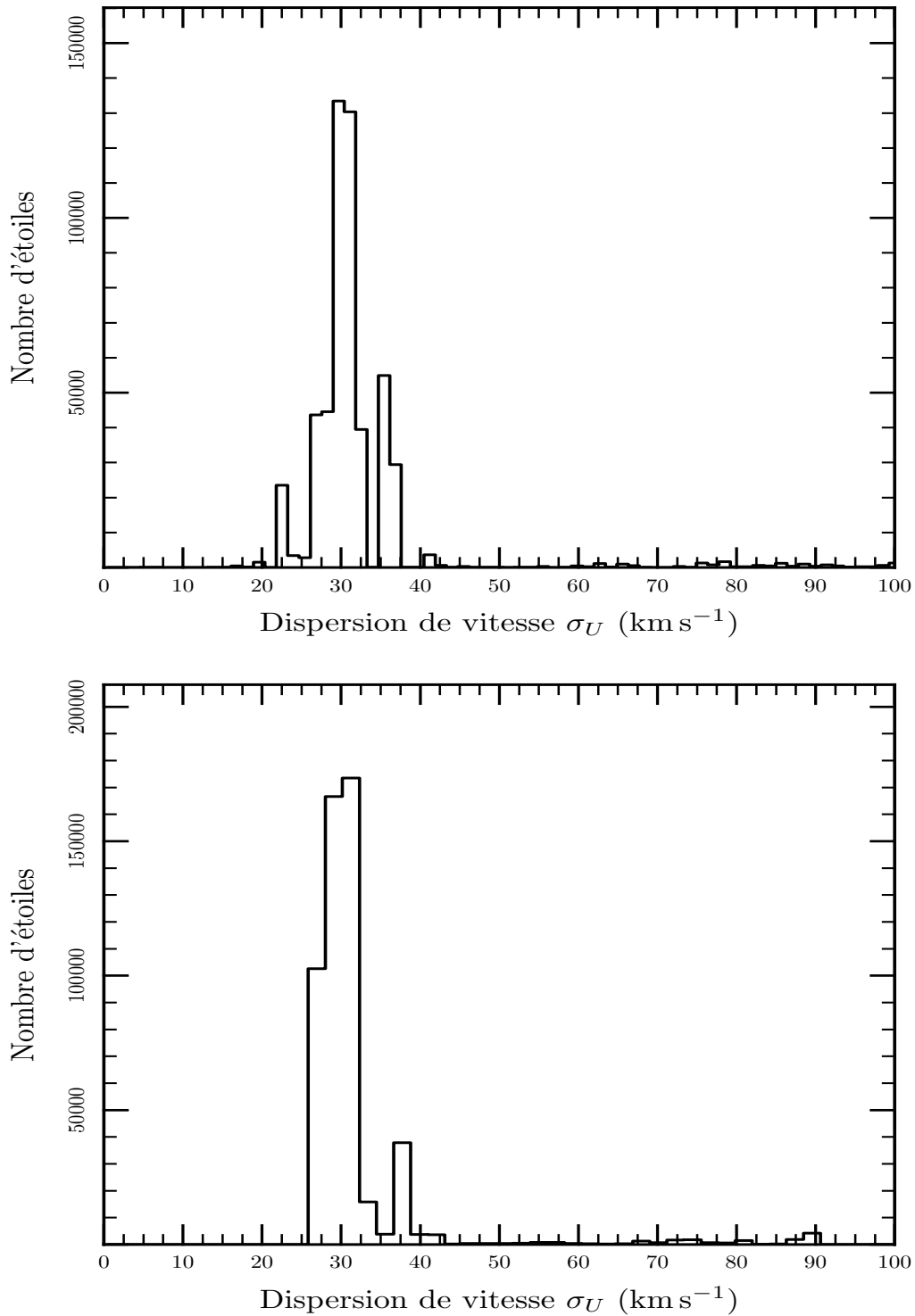


FIG. III.10 – Décomposition cinématique des simulations D et E. On distingue 2 pics pour $\sigma_U = 30$ et de 35 km s^{-1} pour la simulation D et idem pour la simulation E.

5 Conclusions pour l'inversion

Cette méthode semble montrer une claire séparation entre le disque mince (σ_U compris entre 20 et 50 km s⁻¹) et le disque épais (σ_U compris entre 70 et 100 km s⁻¹). Cependant, ce résultat pourrait souffrir de biais liés à la méthode d'inversion qui a tendance à créer des séparations entre les populations qu'elles soient réelles ou non. De plus, nous avons été confronté au problème de non complétude de l'échantillon de mouvements propres. Nous avons donc développé une autre approche qui est la reproduction des observations par un modèle cinématique de la galaxie.



Références

- FRICKE, W., 1952; *Dynamische Begründung der Geschwindigkeitsverteilung im Sternsystem*. *Astronomische Nachrichten*, **280**, 193
- JAMES, F., 2004; *MINUIT Tutorial from "1972 CERN Computing and Data Processing School"*. CERN
- SCHWARZSCHILD, K., 1907; *Akad. Wissenschaft. Göttingen Nach.*, 614
- , 1908; *Akad. Wissenschaft. Göttingen Nach.*, 191
- SHU, F. H., 1969; *Models of Partially Relaxed Stellar Disks*. *ApJ*, **158**, 505
- VILLUMSEN, J. V. & BINNEY, J., 1985; *Stellar distribution functions for galactic disks*. *ApJ*, **295**, 388
- ZACHARIAS, N., URBAN, S. E., ZACHARIAS, M. I., WYCOFF, G. L., HALL, D. M., MONET, D. G. & RAFFERTY, T. J., 2004; *The Second US Naval Observatory CCD Astrograph Catalog (UCAC2)*. *AJ*, **127**, 3043

Le modèle cigal

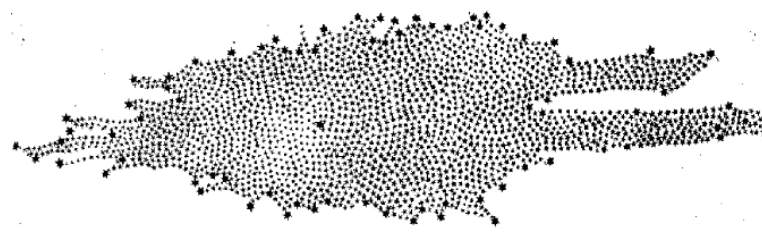


FIG. IV.1 – Forme de la galaxie telle que déduite des comptages d'étoiles par William Herschel en 1785. Le soleil est représenté par une étoile en gras au centre.

1 Introduction

Le but de notre modèle est d'analyser les structures du disque de la galaxie. Pour cela, nous avons ajusté les comptages, les mouvements propres et les vitesses radiales des étoiles situées dans les directions des pôles galactiques.

Cette démarche s'inscrit dans une longue histoire. En effet, dans les années 1780, William Herschel tenta de déterminer la forme de la Voie Lactée et la position du soleil en son sein, en utilisant des comptages. Il divisa la voûte céleste en une multitude de zones et compta le nombre d'étoiles à une magnitude donnée. Ne connaissant pas la distance des étoiles, il supposa que toutes les étoiles avaient la même luminosité. Il en conclut que la galaxie est un disque dont le soleil se trouve au centre (voir fig. IV.1). Kapteyn refit le même type d'étude, mais cette fois en tenant compte de la luminosité des étoiles. Il obtint l'image d'une petite galaxie elliptique d'environ 15 kiloparsecs de diamètre avec le Soleil situé près du centre (Kapteyn & van Rhijn 1920).

En 1898, Von Seeliger a introduit l'équation de la statistique stellaire :

$$A(m_\lambda, l, b) = \int_0^\infty \Phi(M_\lambda) \rho(r, l, b) r^2 dr \quad (\text{IV.1})$$

où $A(m_\lambda, l, b) dm dl d(\sin b)$ est le nombre d'étoiles qui ont une magnitude comprise entre m et $m + dm$ pour le filtre λ , $\Phi(M_\lambda)$ la fonction de luminosité dans la même filtre et $\rho(r, l, b)$ la densité d'étoile en r et dans la direction (l, b) .

Elle permet de déterminer de manière statistique la répartition des étoiles dans la galaxie. Cependant, cette équation ne peut pas en générale être résolue ou inversée.

Ce n'est que dans les années 80 que les observations jusqu'à des magnitudes faibles ($m_K > 20$) et l'accroissement de la puissance de calcul ont permis le développement de modèles globaux

des populations stellaires de la galaxie pour décrire les comptages. L'analyse des observations de l'ensemble du ciel a permis d'obtenir la densité d'étoile $\rho(r)$ et la fonction de luminosité (Bahcall & Soneira 1980, 1981a,b). Il est à noter aussi le travail très intéressant de Gilmore et Reid sur la détermination de la densité stellaire dans le voisinage solaire (Gilmore 1981, Reid 1982, Gilmore & Reid 1983, Gilmore 1984). Tous ces modèles décrivent le disque de la galaxie sous la forme d'une somme d'exponentielles comme cela avait été fait pour les galaxies spirales extérieures.

Nous avons choisi une approche différente. Nous avons développé un modèle gravitationnellement auto-cohérent, composé de composantes isothermes comme Pritchett (1983), Bahcall (1984) et Robin & Crézé (1986). La partie cinématique de notre modèle est largement inspirée des travaux de Ratnatunga *et al.* (1989), Casertano *et al.* (1990), Gould (2003). Enfin, la cohérence dynamique est assurée de la même façon que par Bienaymé *et al.* (1987), Robin *et al.* (2003, 2004). Notre travail peut aussi se comparer à des travaux récents comme ceux de Girardi *et al.* (2005) et Vallenari *et al.* (2006).

2 Description globale

Nous modélisons le disque galactique par un ensemble de 20 composantes stellaires. Chaque composante stellaire est un ensemble d'étoiles décrit par une fonction de distribution. Elle est construite à partir de trois fonctions. La première donne la densité d'étoiles en fonction de la hauteur au-dessus du plan la densité ρ_i . La deuxième décrit le mouvement des étoiles, autrement dit, la distribution cinématique f_i . Enfin la dernière donne la répartition des étoiles suivant leur magnitude absolue, appelée, fonction de luminosité ϕ_{ik} .

Nous définissons $\mathcal{N}(z, V_R, V_\phi, V_z; M)$ comme étant la densité d'étoiles dans l'espace position galactique - vitesse - magnitude absolue :

$$\mathcal{N} = \sum_{ik} \rho_i(z) f_i(V_R, V_\phi, V_z) \phi_{ik}(M) \quad (\text{IV.2})$$

L'indice i indique le numéro de la composante cinématique considérée. L'indice k correspond à un type d'étoiles (une valeur de magnitude absolue) utilisées pour modéliser la fonction de luminosité.

À partir de ce modèle, nous appliquons l'équation de la statistique stellaire généralisée :

$$A(m, \mu_l, \mu_b, V_r) = \int N(z, V_R, V_\phi, V_z; M) z^2 \omega dz \quad (\text{IV.3})$$

Cette équation donne le nombre d'étoiles A en fonction de la magnitude apparente m , des mouvements propres (μ_l, μ_b) et de la vitesse radiale V_r . En intégrant la fonction A suivant certaines variables, on obtient les distributions marginales : $A(m)$, $A(m, \mu_l)$, $A(m, \mu_b)$, $A(m, V_R)$. Elles définissent la forme des comptages, des histogrammes de mouvements propres et de vitesses radiales. Dans le cas des pôles galactiques, nous définissons μ_U et μ_V comme les composantes des mouvements propres parallèles aux directions cardinales U et V des vitesses.

3 La densité et le potentiel vertical

Si on suppose que les distributions de densité sont stationnaires, la densité verticale $\rho_i(z)$ de chaque composante qui représente le disque est reliée à sa dispersion de vitesse $\sigma_{zz,i}$ par le potentiel gravitationnel vertical $\Phi(z)$ au niveau du soleil suivant la relation suivante :

$$\rho_i(z) = \exp(-\Phi(z)/\sigma_{zz,i}^2) \quad (\text{IV.4})$$

Ce type d'expression a été introduit par Oort (1922). Elle assure l'auto-cohérence dynamique de notre modèle.

On peut définir le potentiel gravitationnel vertical au niveau du soleil $\Phi(z)$ par l'expression proposé Kuijken & Gilmore (1989) qui s'écrit de la manière suivante :

$$\Phi(z) = 2\pi G \left(\Sigma_0 \left(\sqrt{z^2 + D^2} - D \right) + \rho_{\text{eff}} z^2 \right) \quad (\text{IV.5})$$

où Σ_0 est la densité de surface du disque, D l'échelle de hauteur du potentiel et ρ_{eff} la densité locale du halo. Ce potentiel comporte deux contributions : la densité surfacique du disque Σ_0 qui prédomine à faible hauteur au-dessus du plan du disque ($z \ll D$) et la densité locale du halo ρ_{eff} dont la force de rappel ne se fait sentir qu'à grande distance ($z \gg D$). Nous avons utilisé pour le potentiel les valeurs de Bienaymé *et al.* (2006). La valeur de Σ_0 que nous avons utilisée est très similaire à celle de Kuijken & Gilmore (1989) et de Holmberg & Flynn (2004).

Paramètres	Valeurs
Σ_0	$48 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$
D	800pc
ρ_{eff}	$0.07 M_{\odot} \text{pc}^{-3}$

TAB. IV.1 – Valeurs du potentiel vertical galactique que nous avons utilisées.

4 Les distributions cinématiques

La distribution de vitesse des étoiles locales est depuis fort longtemps modélisée par des gaussiennes (Schwarzschild 1907, 1908). Aussi pour notre modèle, nous avons choisi de décrire la cinématique du disque par un système d'ellipsoïdes de vitesse gaussiennes à 3 dimensions. Les ellipsoïdes de vitesse sont inclinés d'un angle δ suivant le plan galactique méridien. Hori & Liu (1963) ont montré qu'avec un potentiel de Stäckel cette inclinaison dépend de la position de la façon suivante :

$$\tan 2\delta = \frac{2rz}{r^2 - z^2 + z_0^2} \quad (\text{IV.6})$$

où z_0 est le foyer du système de coordonnées sphéroïdales définissant le potentiel de Stäckel le mieux ajusté. Nous avons adopté la valeur de $z_0 = 6.0 \text{ Kpc}$ obtenu par Bienaymé (1999).

Il faut ensuite projeter ces ellipsoïdes dans le système de coordonnées de l'observateur (r, l, b) avec les vecteurs unitaires \vec{u}_r dans la direction d'observation, \vec{u}_l et \vec{u}_b dans la direction des longitudes et des latitudes croissantes. Pour cela, on effectue d'abord une rotation pour passer du repère défini par les axes de l'ellipsoïde $(\vec{e}_1, \vec{e}_2, \vec{e}_3)$ au repère de coordonnées cylindriques $(\vec{U}, \vec{V}, \vec{W})$ avec U positif dans la direction du centre galactique, V dans le sens de rotation du disque de la galaxie et W vers le pôle nord galactique. Puis, on projette l'ellipsoïde sur les coordonnées de l'observateur (r, l, b) .

Ratnatunga *et al.* (1989) ont montré que si l'on prend l'expression générale de l'ellipsoïde des vitesses :

$$f(a_1, a_2, a_3) = C \exp \left(-\frac{(a_1 - \bar{a}_1)^2}{2\sigma_1^2} - \frac{(a_2 - \bar{a}_2)^2}{2\sigma_2^2} - \frac{(a_3 - \bar{a}_3)^2}{2\sigma_3^2} \right) \quad (\text{IV.7})$$

avec $C = 1/[(8\pi^3)^{1/2} \sigma_1 \sigma_2 \sigma_3]$, on peut réécrire l'équation IV.7 sous la forme :

$$f(\mathbf{a}) = C \exp(-Q) \quad (\text{IV.8})$$

où

$$Q = (\mathbf{a} - \bar{\mathbf{a}})^t \Gamma (\mathbf{a} - \bar{\mathbf{a}}). \quad (\text{IV.9})$$

avec

$$\mathbf{a} = \begin{pmatrix} a_1 \\ a_2 \\ a_3 \end{pmatrix} \quad \text{et} \quad \Gamma = \begin{pmatrix} 1/2\sigma_1^2 & 0 & 0 \\ 0 & 1/2\sigma_2^2 & 0 \\ 0 & 0 & 1/2\sigma_3^2 \end{pmatrix}.$$

La rotation des coordonnées (1,2,3) vers les coordonnées (U, V, W) par la matrice de transformation T qui s'écrit :

$$T = \begin{pmatrix} \cos \delta \cos \phi & -\cos \delta \sin \phi & \sin \delta \\ \sin \phi & \cos \phi & 0 \\ -\sin \delta \cos \phi & \sin \delta \sin \phi & 0 \end{pmatrix}. \quad (\text{IV.10})$$

où δ est l'inclinaison de l'ellipsoïde et ϕ est l'angle entre l'axe 1 de l'ellipsoïde et la droite joignant le soleil au centre galactique. On obtient ϕ par une simple relation trigonométrique :

$$R_{\odot}^2 + R^2 - 2R_{\odot}R \cos \phi = (d \cos b)^2 \quad (\text{IV.11})$$

Dans ce nouveau système de coordonnées, Q devient :

$$Q = (\mathbf{b} - \bar{\mathbf{b}})^t T T^t (\mathbf{b} - \bar{\mathbf{b}}). \quad (\text{IV.12})$$

avec le vecteur \mathbf{b} correspondant au vecteur \mathbf{a} mais dans le système de coordonnées (U, V, W). On refait de même pour passer du système de coordonnées (U, V, W) à celui de coordonnées (r, l, b) via la matrice S :

$$S = \frac{1}{R} \begin{pmatrix} (R_{\odot} \cos l - d \cos b) \cos b & R_{\odot} \sin l \cos b & R \sin b \\ -R_{\odot} \sin l & (R_{\odot} \cos l - d \cos b) & 0 \\ -(R_{\odot} \cos l - d \cos b) \sin b & -R_{\odot} \sin l \sin b & R \cos b \end{pmatrix}. \quad (\text{IV.13})$$

Dans ce nouveau système de coordonnées, Q devient :

$$Q = (\mathbf{v} - \bar{\mathbf{v}})^t S T T^t S^t (\mathbf{v} - \bar{\mathbf{v}}). \quad (\text{IV.14})$$

avec le vecteur $\mathbf{v}=(v_r, v_l, v_b)$ dans les coordonnées (r, l, b).

Les ellipsoïdes sont caractérisés par leur dispersion de vitesse σ_W qui est comprise entre 3.5 et 70 km s^{-1} . La dispersion de vitesse suivant U est déduite de celle suivant W par le rapport σ_U/σ_W laissé libre pour chaque composante. De même, la dispersion de vitesse suivant V est déduite de celle de U par le rapport σ_U/σ_V laissé libre, mais identique pour toutes les composantes. Pour simplifier, nous supposons le rapport σ_U/σ_V constant, même si cette hypothèse n'a été démontré que pour des populations stellaires froides (Bienaymé & Séchaud 1997).

Les ellipsoïdes sont aussi caractérisés par une vitesse moyenne ($\langle U \rangle, \langle V \rangle, \langle W \rangle$) et par une dispersion de vitesse ($\sigma_{RR}, \sigma_{\phi\phi}, \sigma_{zz}$) suivant les directions cardinales du référentiel de coordonnées galactiques.

Le mouvement moyen se fait relativement au référentiel standard local (LSR). Nous avons supposé que la vitesse moyenne est nulle suivant la direction radiale et verticale. Nous obtenons ainsi les relations suivantes :

$$\langle U \rangle = -U_{\odot} \quad (\text{IV.15})$$

$$\langle V \rangle = -V_{\odot} - V_{\text{asym}} \quad (\text{IV.16})$$

$$\langle W \rangle = -W_{\odot}. \quad (\text{IV.17})$$

où U_{\odot}, V_{\odot} et W_{\odot} sont la vitesse du soleil suivant les trois directions cardinales et V_{asym} le courant asymétrique.

Pour simplifier, nous avons choisi de lier par une relation empirique le courant asymétrique V_{asym} et la dispersion de vitesse radiale σ_{RR} (Mihalas & Binney 1981). Elle s'écrit sous la forme :

$$V_{\text{asym}} = \sigma_{RR}^2 / k_a. \quad (\text{IV.18})$$

5 Les fonctions de luminosité

La fonction de luminosité de chaque composante ϕ_i est modélisée par différents types d'étoiles définies par leur magnitude absolue M_k et une certaine dispersion σ_M :

$$\phi_i(M) = \sum_{k=1,n} \phi_{ik}(M) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma_M} \sum_{k=1,n} c_{ik} e^{-\frac{1}{2}\left(\frac{M-M_k}{\sigma_M}\right)^2} \quad (\text{IV.19})$$

où c_{ik} est la densité pour chaque type d'étoiles (indice k) de chaque composante du disque stellaire (indice i).

Nous avons choisi de modéliser la fonction de luminosité par quatre types d'étoiles. Celles que nous appellerons dans la suite :

- 'les géantes' ($k=1$) des étoiles de magnitude absolue $M_K=-1.61$ qui correspondent à des étoiles de la branche horizontale des géantes (ce sont des étoiles qui brûlent leur hélium),
- deux types de 'sous-géantes' ($k=2-3$) avec des magnitudes absolues respectivement de $M_K=-0.89$ et $M_K=-0.17$ qui sont des étoiles de la première branche des géantes (fusion de l'hydrogène en coquille)
- et enfin 'les naines' ($k=4$) avec une magnitude absolue de $M_K=4.15$ qui sont des étoiles de la séquence principale (transforme l'hydrogène en hélium).

Nous avons adopté une faible dispersion autour de la magnitude absolue typique de ces étoiles de $\sigma_M = 0.25$. En effet la magnitude absolue des naines et des géantes ne varie que très peu dans notre intervalle de couleur (cf. chap. II).

Lors de nos premières tentatives d'ajustement de notre modèle aux données, nous nous sommes heurtés à des résultats irréalistes où toutes les étoiles n'étaient que d'un seul type (soit que des naines, soit que des géantes). Aussi, pour obtenir une fonction de luminosité réaliste, nous avons ajouté des contraintes à notre procédure de minimisation. Pour chaque composante cinématique i , nous avons imposé que les proportions entre chaque type d'étoiles ne dépassent pas les valeurs locales.

Pour cela nous avons déterminé la fonction de luminosité locale sur laquelle nous avons ajusté quatre gaussiennes correspondant à chaque type d'étoiles. Pour de plus amples détails sur la manière dont nous avons obtenu la fonction de luminosité locale, on se référera au paragraphe 5.

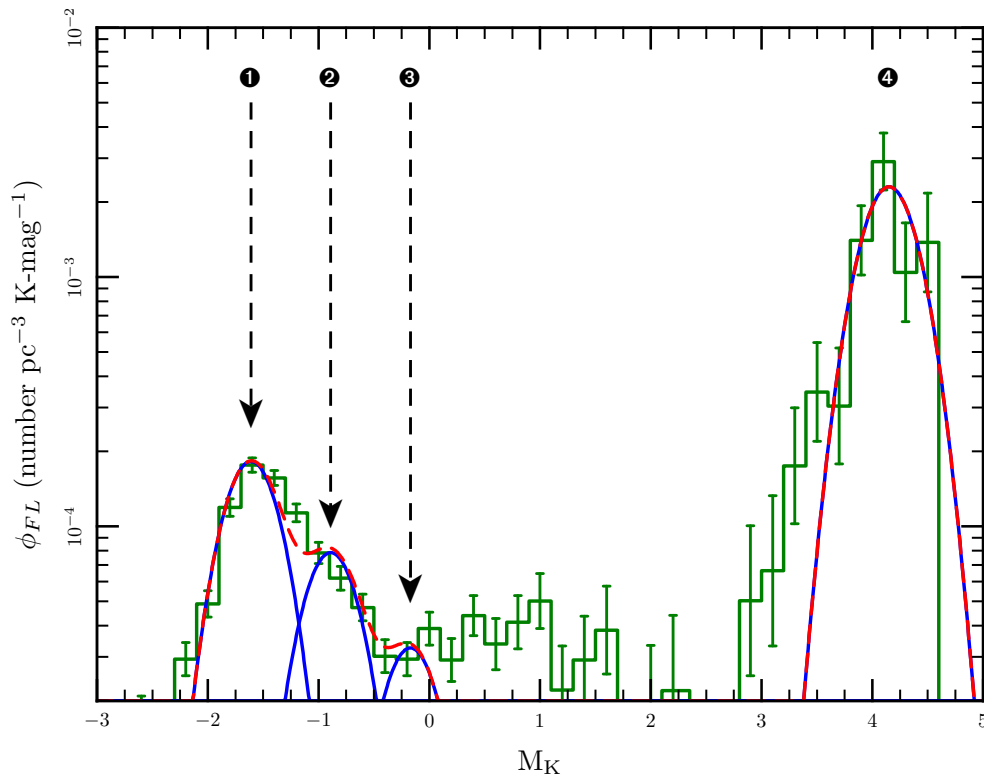


FIG. IV.2 – Fonction de luminosité locale : l'histogramme vert avec les barres d'erreur correspond à la fonction de luminosité locale que nous avons déterminée à partir des étoiles proches. La ligne trait-tirée rouge est un ajustement de cette fonction de luminosité avec quatre gaussiennes (représentées en bleu) qui correspondent aux étoiles géantes (1), aux sous-géantes (2) et (3) et aux naines (4).

Nous avons obtenu un ratio de la densité des naines ($k=4$) sur celle des géantes ($k=1$) de 12.0, de la densité des géantes sur celle des sous-géantes ($k=2$) de 2.3 et que la densité des sous-géantes ($k=2$) est supérieure à celle des sous-géantes ($k=3$).

Nous avons donc imposé pour chaque composante cinématique i les conditions suivantes :

$$\frac{c_{i,4}}{c_{i,1}} > 10 \quad (\text{IV.20})$$

$$\frac{c_{i,1}}{c_{i,2}} > 2 \quad (\text{IV.21})$$

$$c_{i,2} > c_{i,3}. \quad (\text{IV.22})$$

6 Les paramètres du modèle

Nous modélisons le disque de la galaxie par une somme de 20 composantes stellaires représentées chacune par une fonction de distribution. Celle-ci est le produit de la densité verticale d'étoiles, de la distribution cinématique et de la fonction de luminosité. Nous nous sommes d'abord assurés de l'auto-cohérence dynamique. Puis, nous avons explicité l'ensemble des termes qui gouvernent la distribution cinématique. Enfin, nous avons examiné la fonction de luminosité locale qui va permettre d'ajouter des contraintes à la fonction de luminosité globale. Ce modèle est très complexe et comporte beaucoup de paramètres libres dont la liste est donnée dans le tableau IV.2.

type de paramètre	symbole	nombre
Densité de chaque type d'étoiles ($i=4$) de chaque composante ($k=20$)	c_{ik}	4*20
Rapport des axes de l'ellipsoïde	$(\sigma_U/\sigma_W)_i$ σ_U/σ_V	20 1
Vitesse du soleil	U_\odot, V_\odot et W_\odot	3
Hauteur du soleil au dessus du plan galactique	z_\odot	1
Coefficient entre courant asymétrique et dispersion de vitesse	k_a	1

TAB. IV.2 – Liste des paramètres libres du modèle



Références

- BAHCALL, J. N., 1984; *The distribution of stars perpendicular to galactic disk*. ApJ, **276**, 156
- BAHCALL, J. N. & SONEIRA, R. M., 1980; *The universe at faint magnitudes. I - Models for the galaxy and the predicted star counts*. ApJS, **44**, 73
- , 1981a; *Predicted star counts in selected fields and photometric bands Applications to galactic structure, the disk luminosity function, and the detection of a massive halo*. ApJS, **47**, 357
- , 1981b; *The distribution of stars to $V = 16$ th magnitude near the north galactic pole - Normalization, clustering properties, and counts in various bands*. ApJ, **246**, 122
- BIENAYMÉ, O., 1999; *The local stellar velocity distribution of the Galaxy. Galactic structure and potential*. A&A, **341**, 86
- BIENAYMÉ, O., ROBIN, A. C. & CRÉZÉ, M., 1987; *The mass density in our Galaxy*. A&A, **180**, 94
- BIENAYMÉ, O. & SÉCHAUD, N., 1997; *Stellar kinematics in the solar neighbourhood and the disc scale lengths of the Galaxy*. A&A, **323**, 781
- BIENAYMÉ, O., SOUBIRAN, C., MISHENINA, T. V., KOVTYUKH, V. V. & SIEBERT, A., 2006; *Vertical distribution of Galactic disk stars. III. The Galactic disk surface mass density from red clump giants*. A&A, **446**, 933
- CASERTANO, S., RATNATUNGA, K. U. & BAHCALL, J. N., 1990; *Kinematic modeling of the galaxy. II - Two samples of high proper motion stars*. ApJ, **357**, 435
- GILMORE, G., 1981; *The significance of deep star counts for models of the Galaxy and the surface density of faint quasars*. MNRAS, **195**, 183
- , 1984; *New light on faint stars. VI - Structure and evolution of the Galactic spheroid*. MNRAS, **207**, 223
- GILMORE, G. & REID, N., 1983; *New light on faint stars. III - Galactic structure towards the South Pole and the Galactic thick disc*. MNRAS, **202**, 1025
- GIRARDI, L., GROENEWEGEN, M. A. T., HATZIMINAOGLOU, E. & DA COSTA, L., 2005; *Star counts in the Galaxy. Simulating from very deep to very shallow photometric surveys with the TRILEGAL code*. A&A, **436**, 895
- GOULD, A., 2003; *Stellar Halo Parameters from 4588 Subdwarfs*. ApJ, **583**, 765
- HOLMBERG, J. & FLYNN, C., 2004; *The local surface density of disc matter mapped by Hipparcos*. MNRAS, **352**, 440
- HORI, G. & LIU, T. P., 1963; *The Velocity Ellipsoid and a Suggestion for the Bottlinger Diagram Based on an Approximate Shmidt Potential*. PASJ, **15**, 100
- KAPTEYN, J. C. & VAN RHIJN, P. J., 1920; *On the Distribution of the Stars in Space Especially in the High Galactic Latitudes*. ApJ, **52**, 23
- KUIJKEN, K. & GILMORE, G., 1989; *The Mass Distribution in the Galactic Disc - Part Two - Determination of the Surface Mass Density of the Galactic Disc Near the Sun*. MNRAS, **239**, 605
- MIHALAS, D. & BINNEY, J., 1981; *Galactic astronomy : Structure and kinematics /2nd edition/*. San Francisco, CA, W. H. Freeman and Co., 1981. 608 p.
- OORT, J. H., 1922; *Some peculiarities in the motion of stars of high velocity*. Bull. Astron. Inst. Netherlands, **1**, 133
- PRITCHET, C., 1983; *Application of star count data to studies of galactic structure*. AJ, **88**, 1476
- RATNATUNGA, K. U., BAHCALL, J. N. & CASERTANO, S., 1989; *Kinematic modeling of the Galaxy. I - The Yale Bright Star Catalogue*. ApJ, **339**, 106
- REID, N., 1982; *New light on faint stars. I - The luminosity function in the solar neighbourhood*. MNRAS, **201**, 51
- ROBIN, A. & CRÉZÉ, M., 1986; *Stellar populations in the Milky Way - A synthetic model*. A&A, **157**, 71
- ROBIN, A. C., REYLÉ, C., DERRIÈRE, S. & PICAUD, S., 2003; *A synthetic view on structure and evolution of the Milky Way*. A&A, **409**, 523
- , 2004; *Erratum : A synthetic view on structure and evolution of the Milky Way*. A&A, **416**, 157
- SCHWARZSCHILD, K., 1907; Akad. Wissenschaft. Göttingen Nach., 614
- , 1908; Akad. Wissenschaft. Göttingen Nach., 191
- VALLENARI, A., PASETTO, S., BERTELLI, G., CHIOSI, C., SPAGNA, A. & LATTANZI, M., 2006; *Kinematics and stellar content of the Milky Way populations toward the North Galactic Pole*. A&A, **451**, 125

Résultats du modèle cigal

En ajustant notre modèle du disque de la galaxie aux histogrammes de comptages, de mouvements propres et de vitesses radiales qui comprennent respectivement 22 050, 105 170 et 935 étoiles, nous avons pu séparer les étoiles naines des étoiles géantes et trouver les détails de la cinématique des populations stellaires. Nous avons également déterminé la fonction de distribution cinématique locale. Elle montre directement qu'il existe un large fossé entre les propriétés du disque mince et du disque épais.

1 Ajustement du modèle aux observations

Les 105 paramètres libres de notre modèle ont été ajustés grâce à une procédure de minimisation d'une fonction χ^2 qui traduit l'écart entre le modèle et les observations de comptage, de mouvements propres et de vitesses radiales. La minimisation a été réalisée avec le logiciel MINUIT (James 2004). La fonction χ^2 donne un poids égal à chacun des quatre types de données. Ce qui donne plus de poids à la vitesse radiale bien que sa contribution en nombre d'étoiles est de deux ordres de grandeur plus faible que pour les comptages et les mouvements propres. Elle s'écrit de la manière suivante :

$$\chi^2 = \sum_k \left(\frac{1}{4} \sum_i \frac{(n_{mod,i} - n_{obs,i})^2}{(n_{obs,i} + 1)} \right)_k \quad (V.1)$$

n_{obs} et n_{mod} sont les nombres d'étoiles observées et prédites par le modèle. Les indices de sommation i et k correspondent respectivement aux différents intervalles des histogrammes et aux types de données (= les comptages en magnitude m_K , les mouvements propres μ_U , les mouvements propres μ_V et les vitesses radiales V_r).

Ajuster un modèle avec autant de paramètres libres pose le problème de l'unicité de la solution et de la robustesse de nos conclusions. Pour cela, nous avons exploré largement l'espace des paramètres, en ajustant des sous-échantillons de nos observations et en ne faisant varier que certains paramètres les autres étant fixés.

Nous avons dû fixer la vitesse du soleil V_\odot selon la direction V et imposé des limites aux rapports d'axes de l'ellipsoïde :

- Pour le disque mince ($\sigma_W \leq 25 \text{ km s}^{-1}$), $\sigma_U/\sigma_W > 1.5$

- Pour le disque épais ($\sigma_W > 30 \text{ km s}^{-1}$), $\sigma_U/\sigma_W > 1.1$.

Globalement, l'accord entre les observations et notre meilleur modèle est bon pour l'ensemble des directions, magnitudes et types de données étudiées au cours de notre étude (voir les fig. V.1, V.6, V.2, V.3, V.4 et V.5). Cependant, nous avons noté quelques différences qui requièrent les remarques suivantes.

1.1 LES COMPTAGES

Nous avons ajusté les comptages stellaires de magnitudes 5.0 à 15.4 (fig. V.1). Nous nous sommes intéressés aux étoiles situées dans un disque de 8 degrés de rayon autour des pôles nord et sud galactiques. Globalement, nous obtenons un bon accord entre le modèle et les observations. Cependant, on peut noter qu'à la magnitude $m_K = 10$, il semble y avoir un léger désaccord qui est plus évident en direction du pôle nord qu'au pôle sud galactique. Nous verrons dans le paragraphe 2 qu'il s'agit du signe de la transition entre étoiles naines et géantes. On peut aussi remarquer une sorte de plateau dans les comptages aux magnitudes [13.5 – 14.5]. Nous verrons dans la suite paragraphe 3 qu'il s'agit du signe de la transition entre le disque mince et le disque épais.

1.2 LES HISTOGRAMMES DE MOUVEMENTS PROPRES

Nous avons aussi ajusté les histogrammes de mouvements propres μ_U et μ_V dans les directions des pôle Nord et Sud galactiques par pas de 1 magnitude entre les magnitudes 6 et 9 et par pas de 0.2 magnitude entre les magnitudes 9 et 14 (fig. V.2 et V.3). Pour les mouvements propres, l'accord entre les observations et le modèle est bon, bien que moins satisfaisant que pour les comptages et pour les vitesses radiales. En dessous de la magnitude $m_K = 10$, la forme du pic des histogrammes pour le mouvement propre μ_U n'est pas bien reproduite ni dans la direction du pôle nord galactique ni au sud. Nous n'avons pu établir la source de cet écart entre les histogrammes et le modèle. Il est peut-être le fruit d'une trop grande simplification de nos hypothèses (gaussiannité des distributions de vitesse dans les directions U et V , linéarité de la relation définissant le courant asymétrique, constance du rapport des axes de l'ellipsoïde σ_U/σ_V , ...). Mais, il est aussi possible que cette différence soit simplement due à l'impact des erreurs sur les mouvements propres.

Les histogrammes de mouvements propres pour les magnitudes les plus brillantes $m_K < 7$ (fig. V.2 et V.4) semblent montrer des sous-structures. Ces fluctuations sont proches d'un niveau de bruit poissonien et donc marginalement significatives. Une de ces sous-structures pourrait correspondre au courant d'Hercule ($\bar{U} = -42 \text{ km s}^{-1}$ et $\bar{V} = -52 \text{ km s}^{-1}$, Famaey *et al.* (2005)).

Les ailes des histogrammes de mouvement propre μ_U à magnitudes plus faibles que $m_K = 11$ montrent des écarts qui expliquent la valeur importante du χ^2 obtenu. Cependant, il faut noter que l'ajustement s'est fait sur des histogrammes correspondant à des pas en magnitude plus faibles 0.2 au lieu de 1 comme représenté sur les figures V.2, V.3, V.4 et V.5. De plus, de petites différences existent entre les histogrammes dans les directions des pôles nord et sud galactiques. Ces différences peuvent être dues à des décalages entre les mouvements propres des pôles nord et sud galactiques.

De même, les histogrammes de mouvement propre μ_V à magnitudes plus faibles que $m_K = 11$ présentent un écart au niveau des ailes. Dans ce cas, le courant asymétrique est un paramètre supplémentaire de l'ajustement qui influence la forme de la partie négative des histogrammes (fig. V.3 et V.5). Cependant, nous pensons que les différences présentes entre le modèle et les données ne remettent pas en cause notre détermination du courant asymétrique. En effet, il n'est que marginalement corrélé aux autres paramètres du modèle.

1.3 LES HISTOGRAMMES DE VITESSES RADIALES

Même si nous n'avons que peu d'étoiles (2×500 étoiles) pour lesquelles nous disposons de la mesure de la vitesse radiale, nous constatons un bon accord entre les histogrammes de vitesses

radiales et le modèle pour les pôles nord des magnitudes m_K 5.5 à 8.5 et sud des magnitudes m_K 8.5 à 11.5 (fig. V.6).

Toutes ces remarques à propos des différences entre les observations et le modèle, nous indiquent de nouvelles directions de recherche à explorer. Nous pensons étendre cette étude du disque galactique à l'ensemble des directions galactiques.

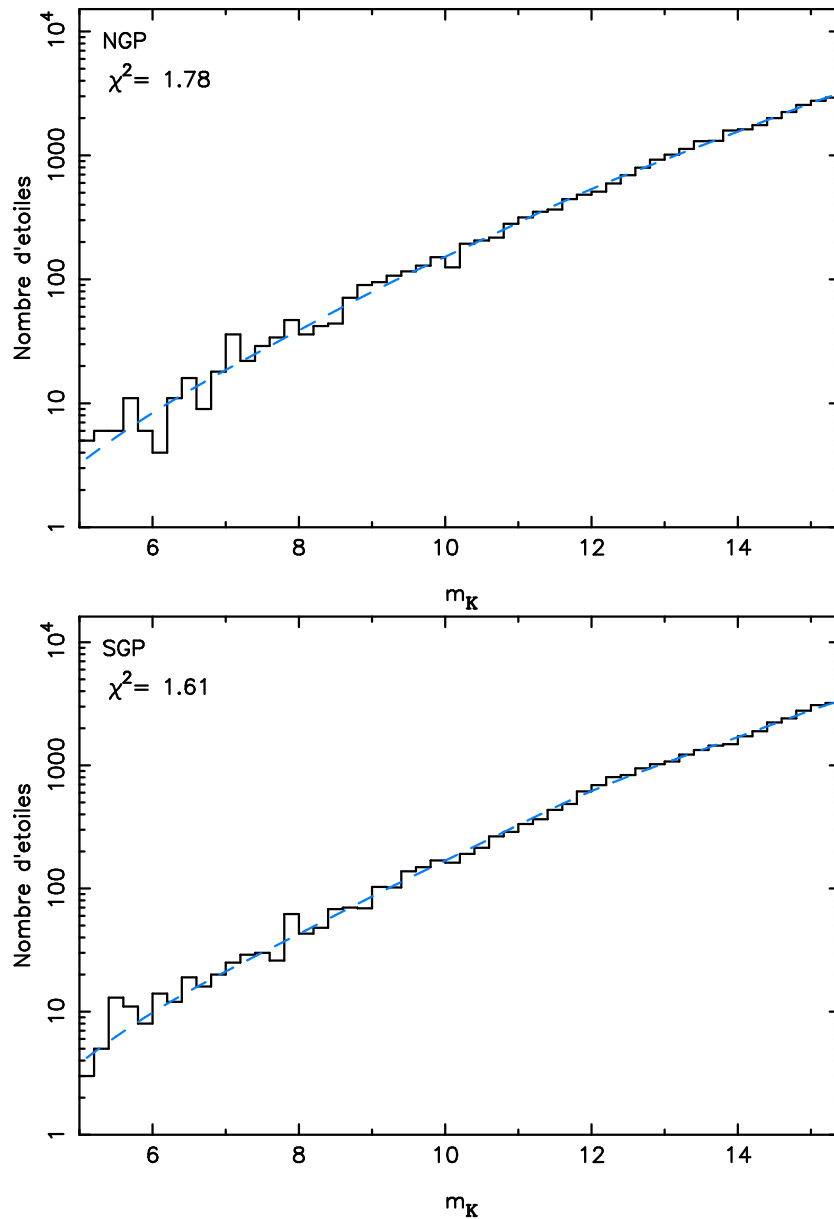


FIG. V.1 – Comparaison entre les histogrammes de comptages dans la direction du pôle Nord (haut) et Sud (bas) galactique et le modèle (ligne trait-tirée bleu clair).

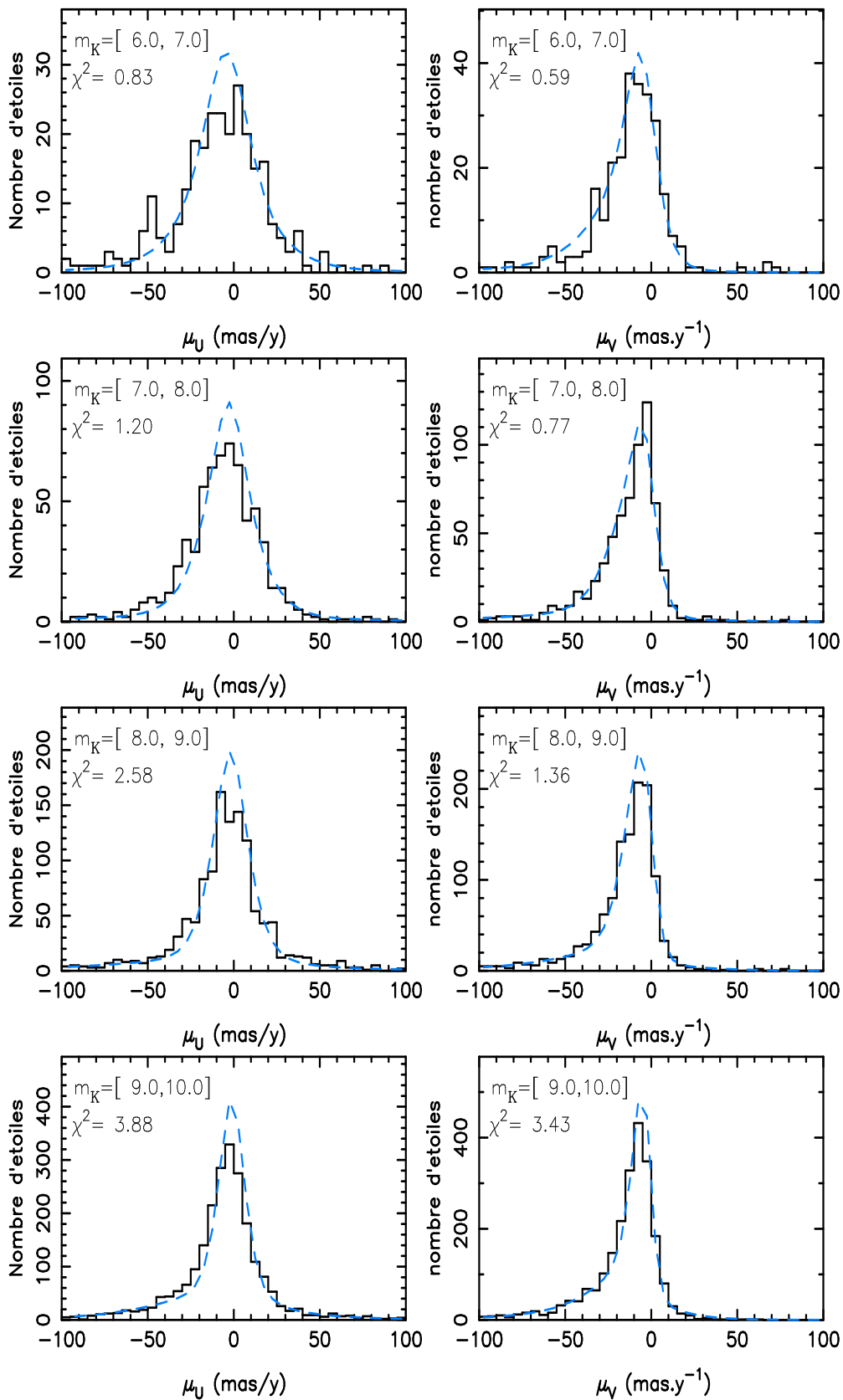


FIG. V.2 – Comparaison entre les histogrammes de mouvements propres dans la direction du pôle Nord galactique avec respectivement μ_U et μ_V de gauche à droite et le modèle (ligne trait-tirée bleu clair) pour les magnitudes m_K 6 à 10.

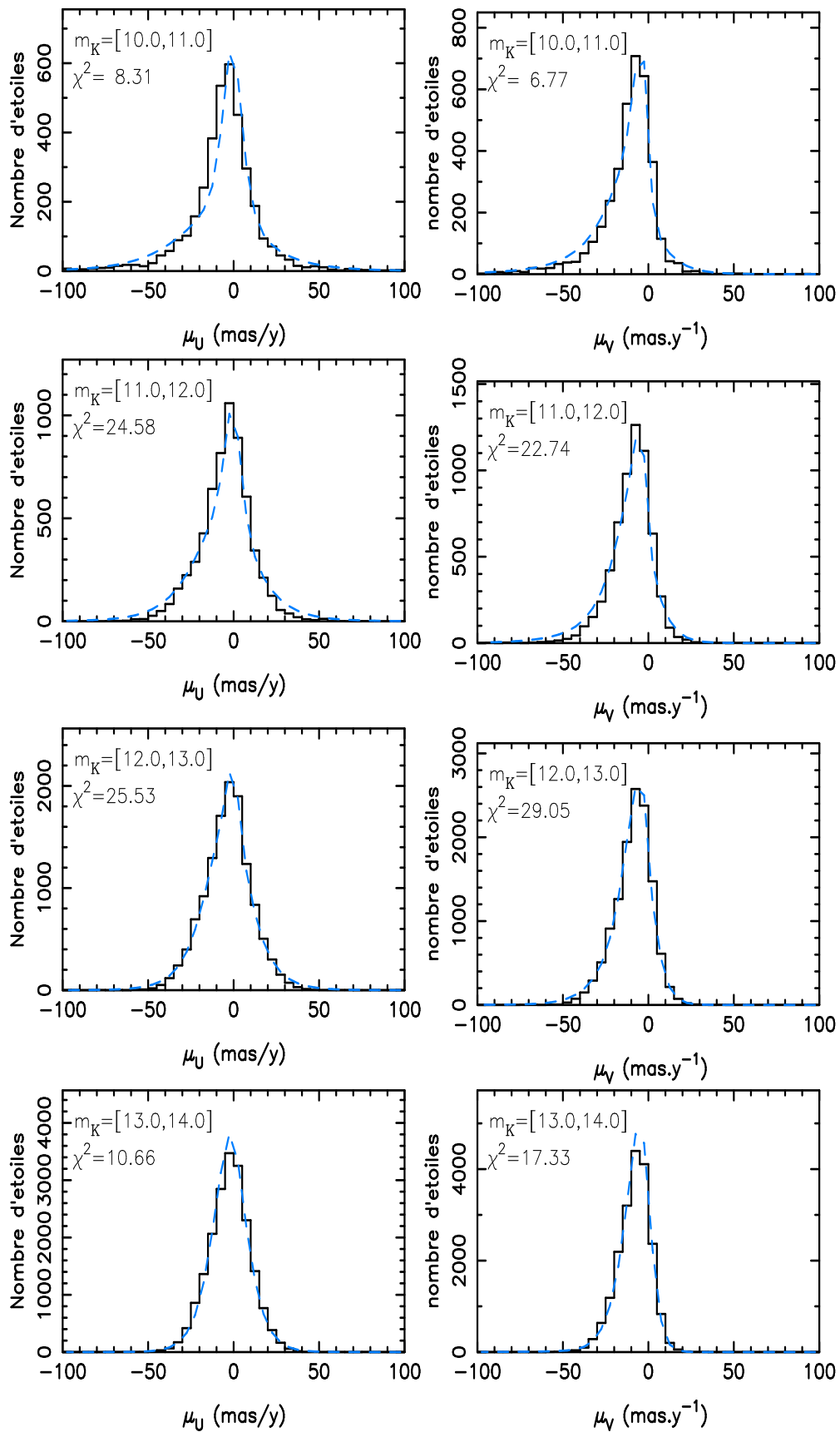


FIG. V.3 – Comparaison entre les histogrammes de mouvements propres dans la direction du pôle Nord galactique avec respectivement μ_U et μ_V de gauche à droite et le modèle (ligne trait-tirée bleu clair) pour les magnitudes m_K 10 à 14.

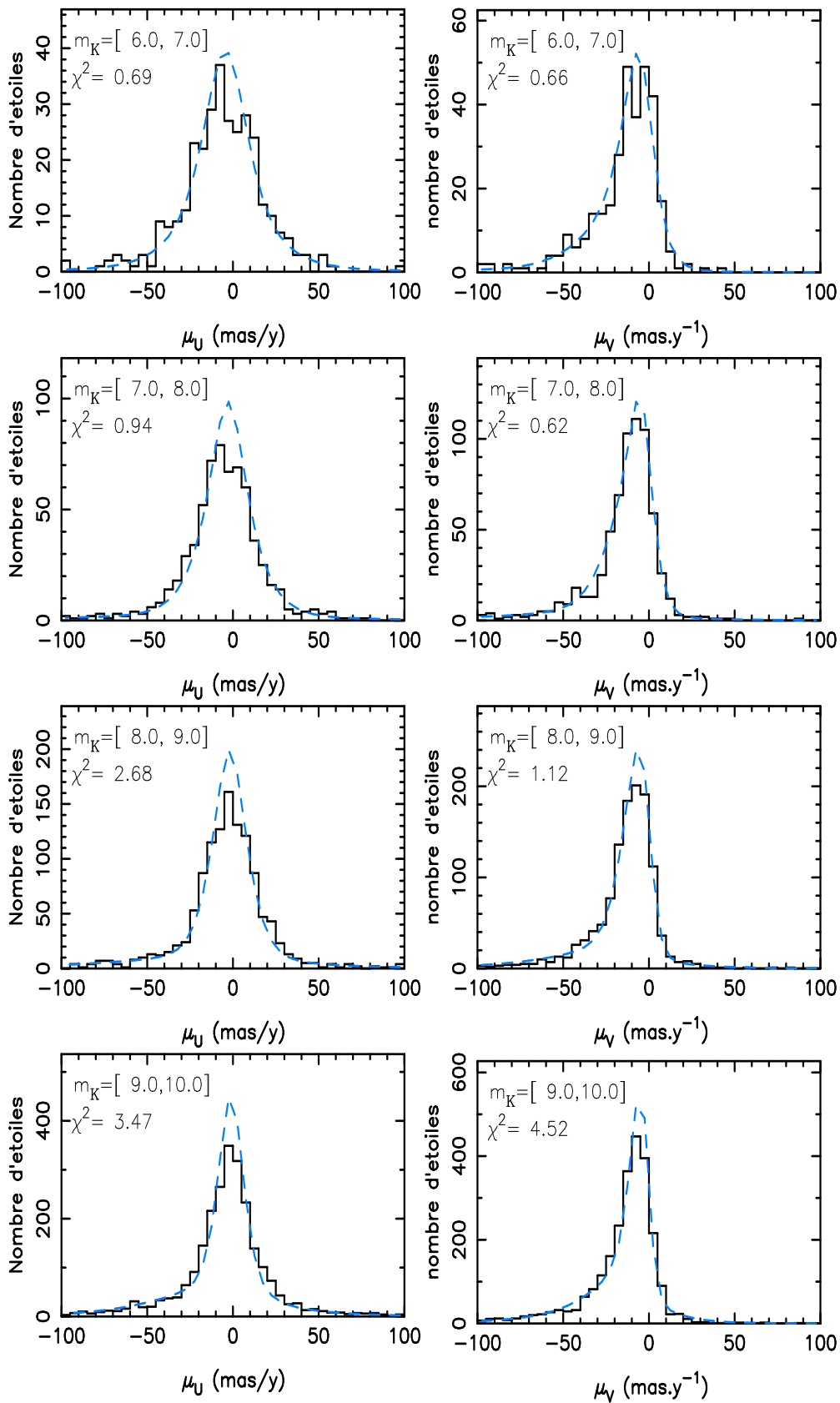


FIG. V.4 – Comparaison entre les histogrammes de mouvements propres dans la direction du pôle Sud galactique avec respectivement μ_U et μ_V de gauche à droite et le modèle (ligne trait-tirée bleu clair) pour les magnitudes m_K 6 à 10.

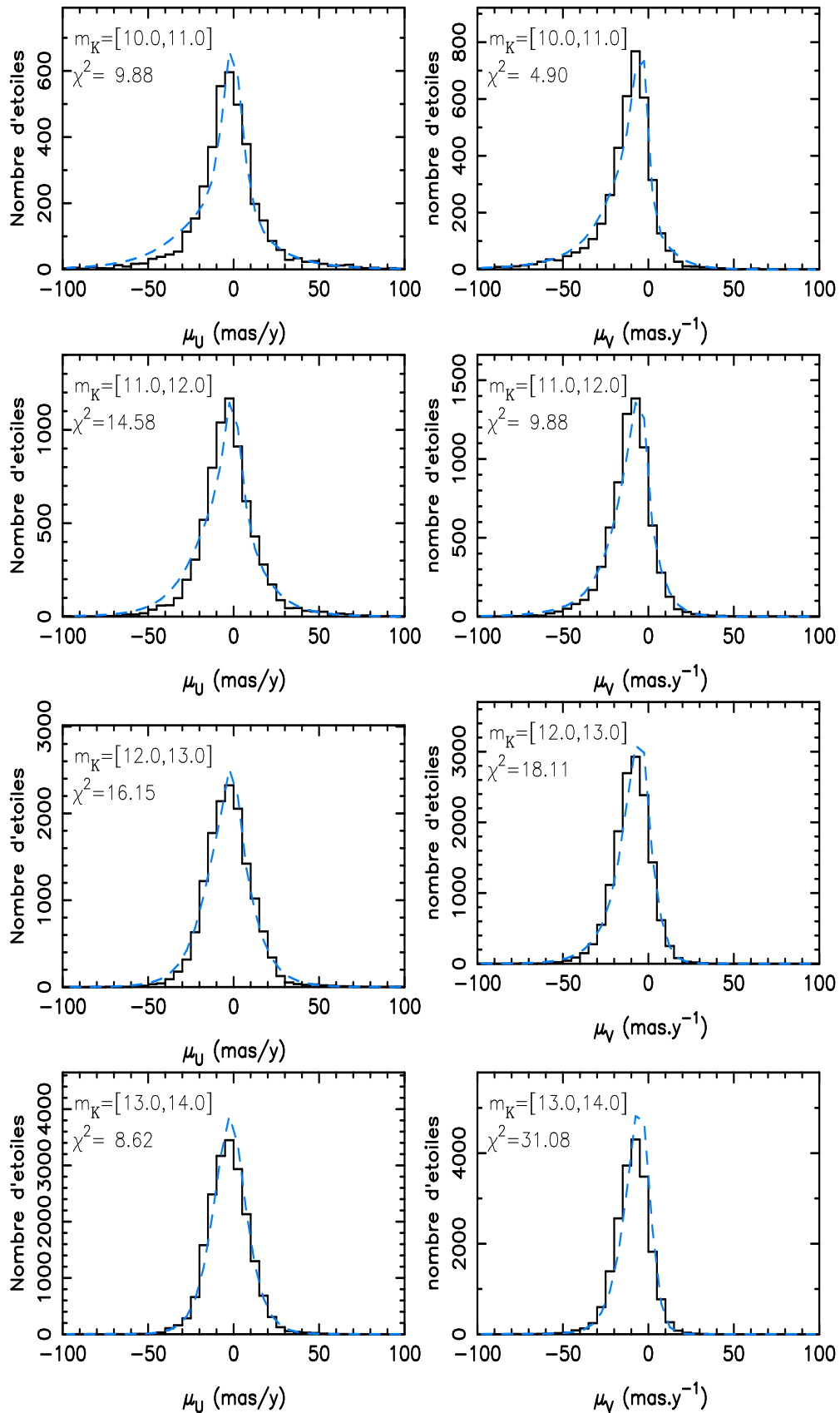


FIG. V.5 – Comparaison entre les histogrammes de mouvements propres dans la direction du pôle Sud galactique avec respectivement μ_U et μ_V de gauche à droite et le modèle (ligne trait-tirée bleu clair) pour les magnitudes m_K 10 à 14.

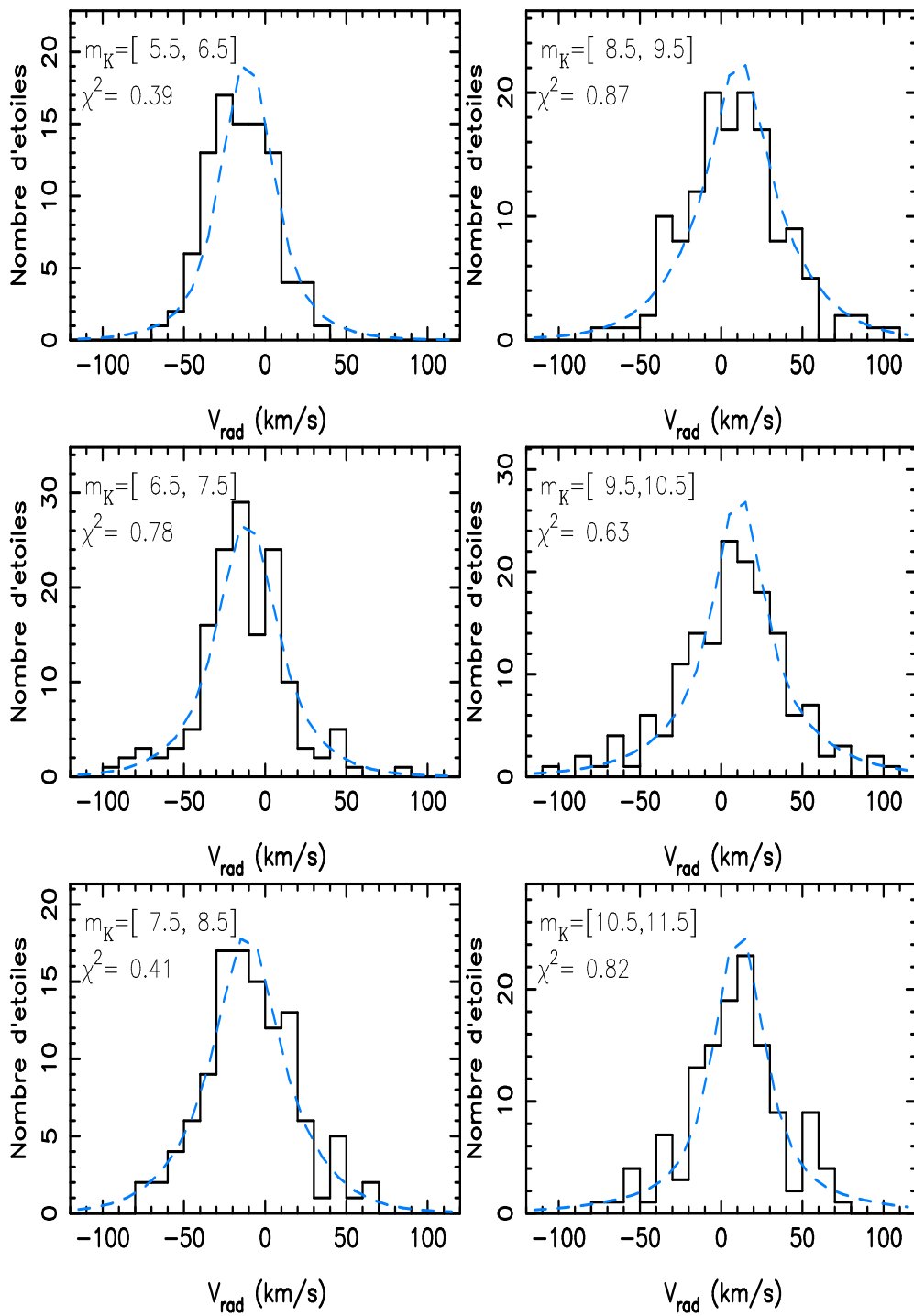


FIG. V.6 – Comparaison entre les histogrammes de vitesses radiales dans la direction du pôle Nord galactique pour les magnitudes m_K 5.5 à 8.5 (colonne de gauche) et pôle Sud galactique pour les magnitudes m_K 8.5 à 11.5 (colonne de droite) et le modèle (ligne trait-tirée bleu clair).

2 Séparation naines-géantes

Avec notre modèle, nous pouvons établir les quantités respectives de naines et de géantes. En effet, comme nous l'avons souligné dans le paragraphe 2, la magnitude absolue des géantes est très différente de celle des naines (6 magnitudes de différence) pour notre sélection en couleur $J - K \in [0.5 - 0.7]$. De plus, les naines et les géantes se distinguent aussi par leurs mouvements propres. Le mouvement propre d'une naine est 14 fois plus petit que celui d'une géante ayant la même magnitude apparente et la même vitesse. Grâce à notre meilleur modèle, nous avons établi la contribution de chaque type d'étoiles pour les comptages (fig. V.7), les mouvements propres (fig. V.8, V.9, V.10 et V.11) et les vitesses radiales (fig. V.12 et V.13).

Dans la direction des pôles la plupart des étoiles brillantes sont des géantes. A $m_K = 7.2$ seulement 10 % des étoiles sont des naines. A $m_K = 9.6$, la proportion de géantes n'est plus que 50 %. Ceci est en contradiction avec les travaux de Cabrera-Lavers *et al.* (2005) qui estiment qu'à magnitude $m_K < 10$, les géantes représentent encore 90 % des étoiles. Or, Cabrera-Lavers *et al.* (2005) se basent sur le modèle de Wainscoat *et al.* (1992) qui suppose un disque avec une échelle de hauteur de 270 pc pour les géantes et 325 pc pour les naines. Avec notre modèle, nous trouvons une échelle de hauteur de 225 pc pour les géantes comme pour les naines. Ceci explique pourquoi nous trouvons plus de naines aux magnitudes brillantes ($m_K < 10$).

Aux magnitudes les plus faibles, les étoiles naines dominent. A magnitude $m_K = 11.6$, les naines représentent 80 % des étoiles pour seulement 10 % de géantes. La transition 50 % - 50 % entre les géantes - sous-géantes et les naines se produit à magnitude $m_K = 10.1$. Ceci est un résultat robuste de notre étude et dépend faiblement des magnitudes absolues adoptées pour les naines et les géantes. Un autre test serait de vérifier pour un intervalle de couleur plus large que le résultat reste le même.

Les spectres de RAVE apportent une confirmation de la répartition des étoiles suivant leur type. En effet, les spectres RAVE permettent de déterminer les paramètres stellaires comme la température effective T_{eff} , la métallicité $[Fe/H]$, la vitesse de rotation V_{rot} et aussi la gravité de surface $\log(g)$. Avec ces données, nous avons défini les étoiles géantes comme celles ayant un $\log(g) < 3$ et les étoiles naines celles avec un $\log(g) > 4$. La figure V.13 montre que notre meilleur modèle est en bon accord avec la quantité de géantes et de naines observées par RAVE.

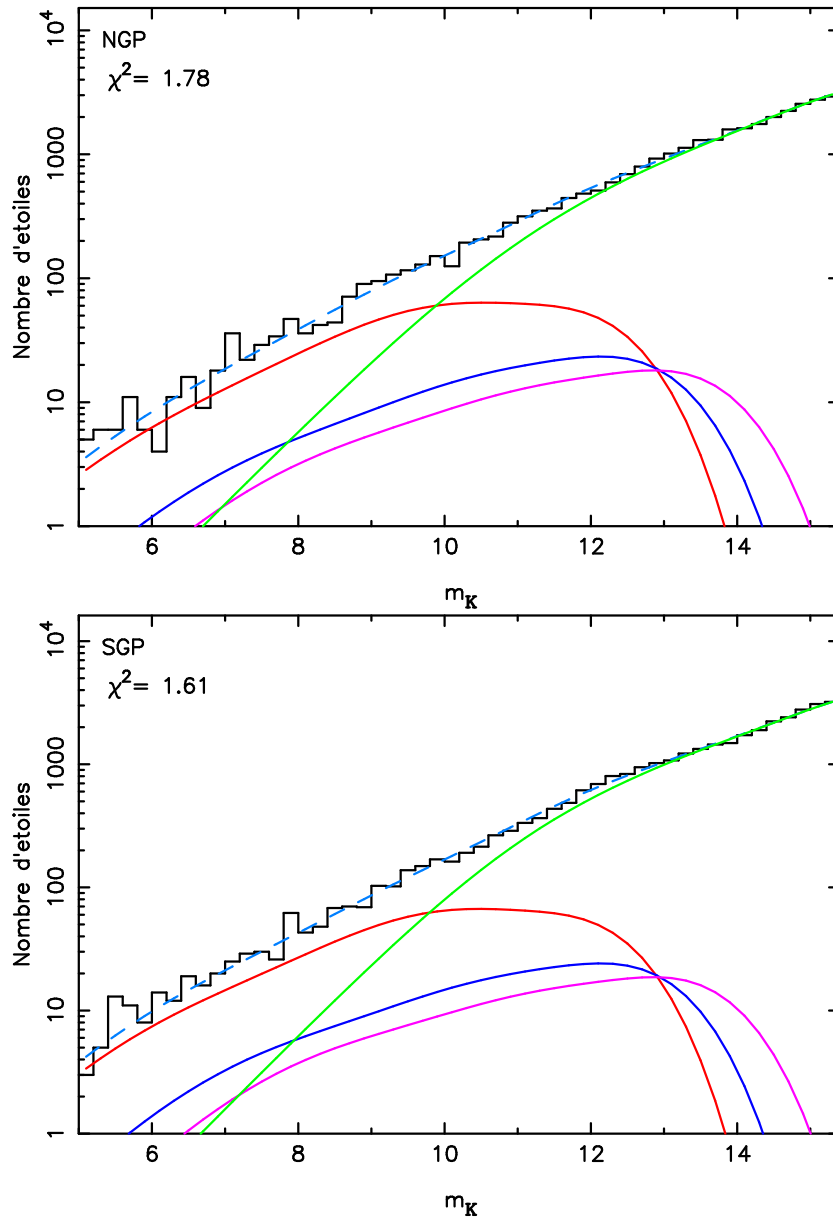


FIG. V.7 – Contribution de chaque type d'étoiles tel qu'il est défini par le modèle pour les comptages dans la direction des pôles Nord (haut) et Sud (bas) galactiques. Le modèle de l'ensemble des étoiles est la courbe bleu clair. La contribution des géantes, des sous-géantes 1 et 2 et de naines est représentée par les courbes respectivement rouge, bleu foncé, violet et vert.

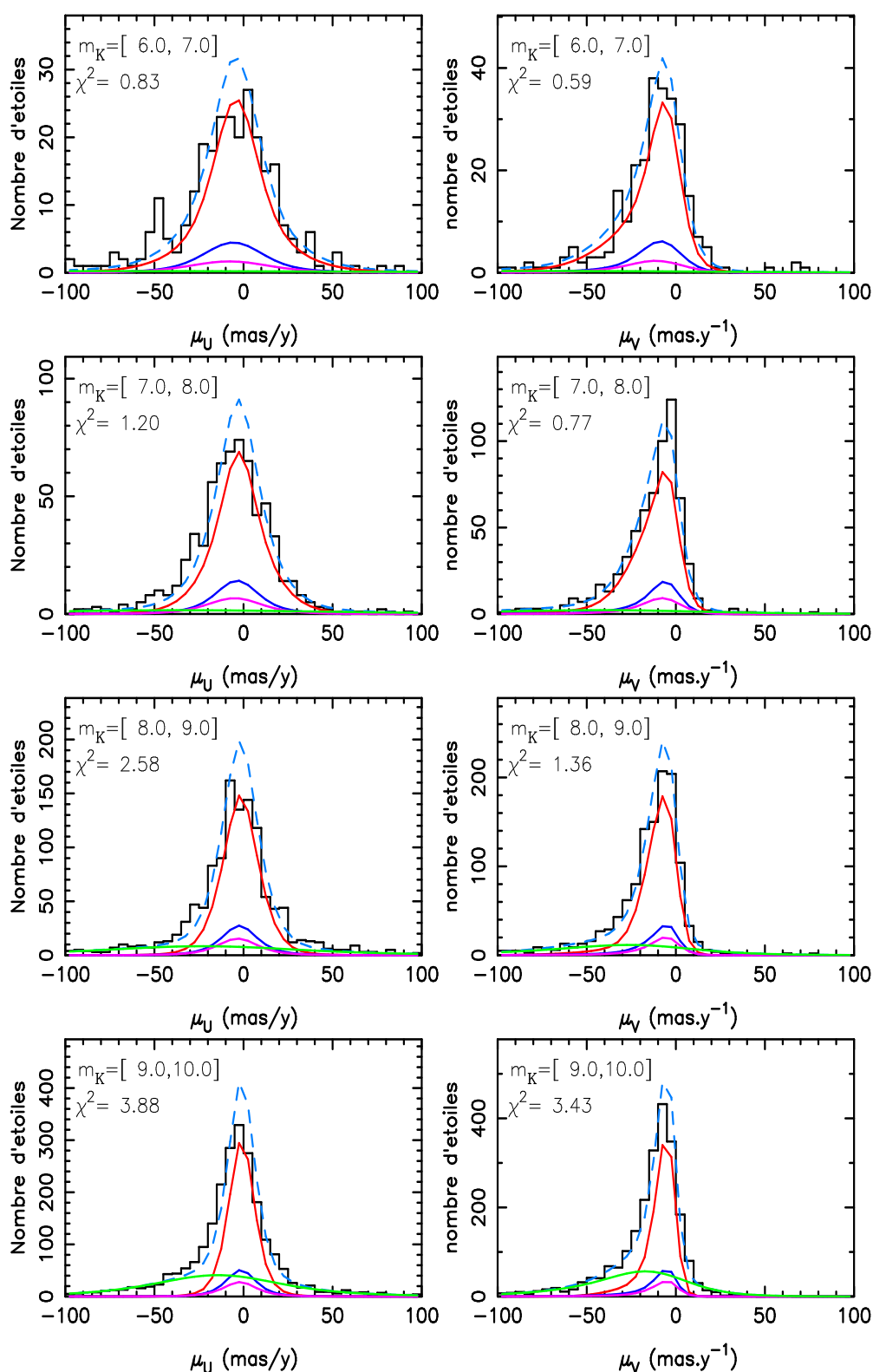


FIG. V.8 – Contribution de chaque type d'étoiles pour chaque histogramme de mouvements propres dans la direction du pôle Nord galactique avec respectivement μ_U et μ_V de gauche à droite, pour les magnitudes m_K 6 à 10. Le modèle de l'ensemble des étoiles correspond à la ligne bleu clair. La contribution des géantes, des sous-géantes 1 et 2 et de naines est représentée par les courbes respectivement rouge, bleu foncé, violet et vert.

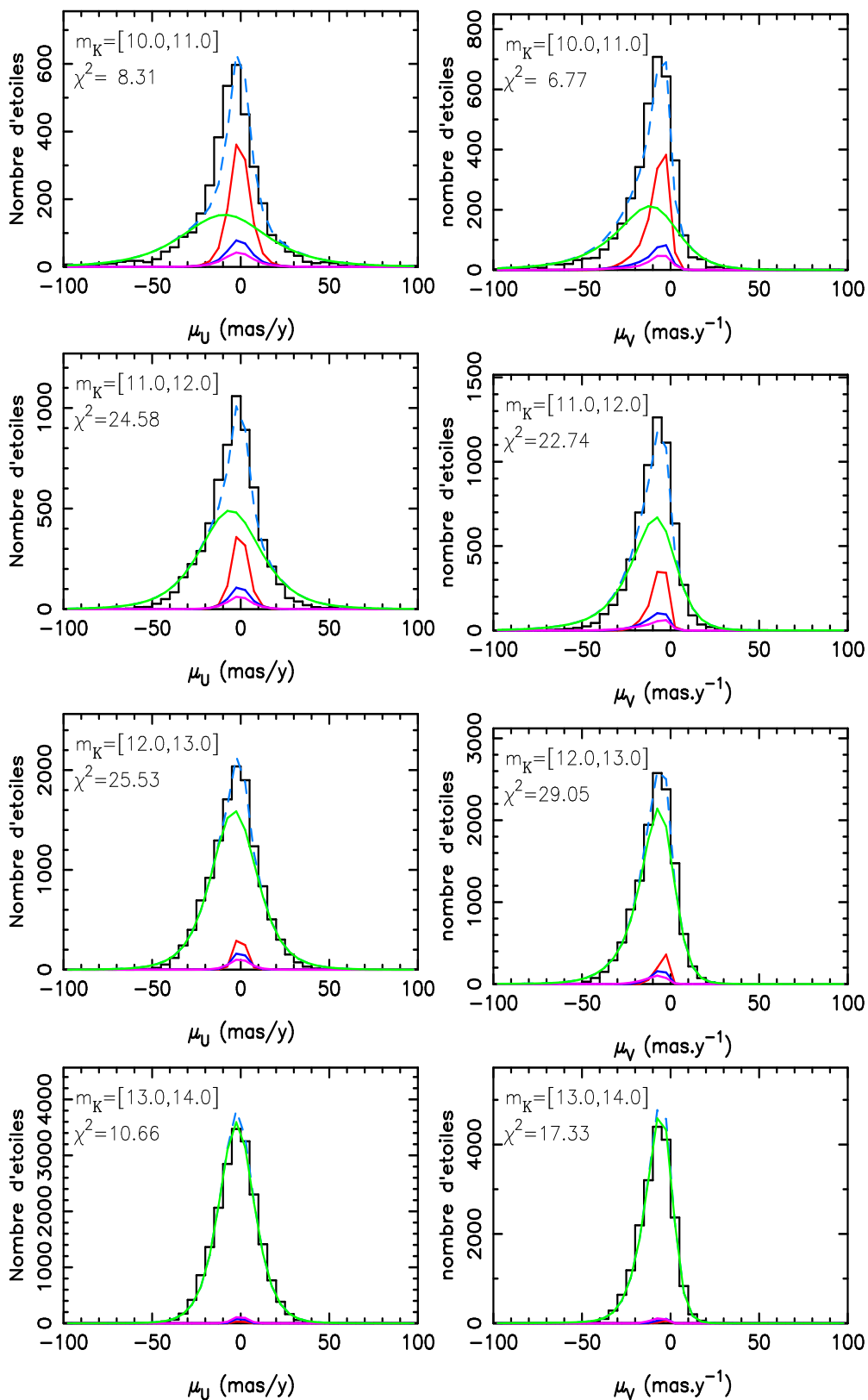


FIG. V.9 – Contribution de chaque type d'étoiles pour chaque histogramme de mouvements propres dans la direction du pôle Nord galactique avec respectivement μ_U et μ_V de gauche à droite, pour les magnitudes m_K 10 à 14. Le modèle de l'ensemble des étoiles correspond à la ligne bleu clair. La contribution des géantes, des sous-géantes 1 et 2 et de naines est représentée par les courbes respectivement rouge, bleu foncé, violet et vert

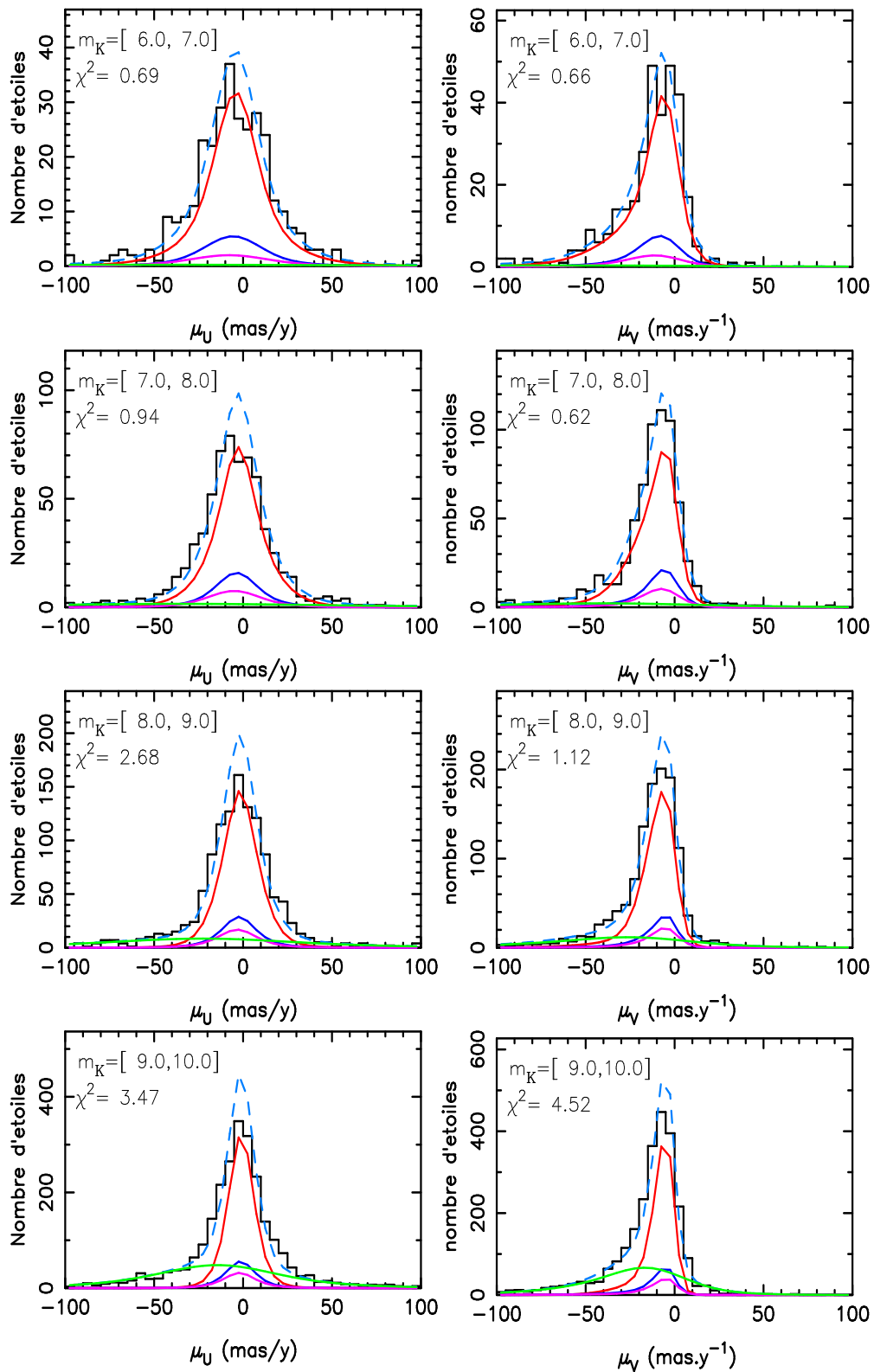


FIG. V.10 – Contribution de chaque type d'étoiles pour chaque histogramme de mouvements propres dans la direction du pôle Sud galactique avec respectivement μ_U et μ_V de gauche à droite, pour les magnitudes m_K 6 à 10. Le modèle de l'ensemble des étoiles correspond à la ligne bleu clair. La contribution des géantes, des sous-géantes 1 et 2 et de naines est représentée par les courbes respectivement rouge, bleu foncé, violet et vert.

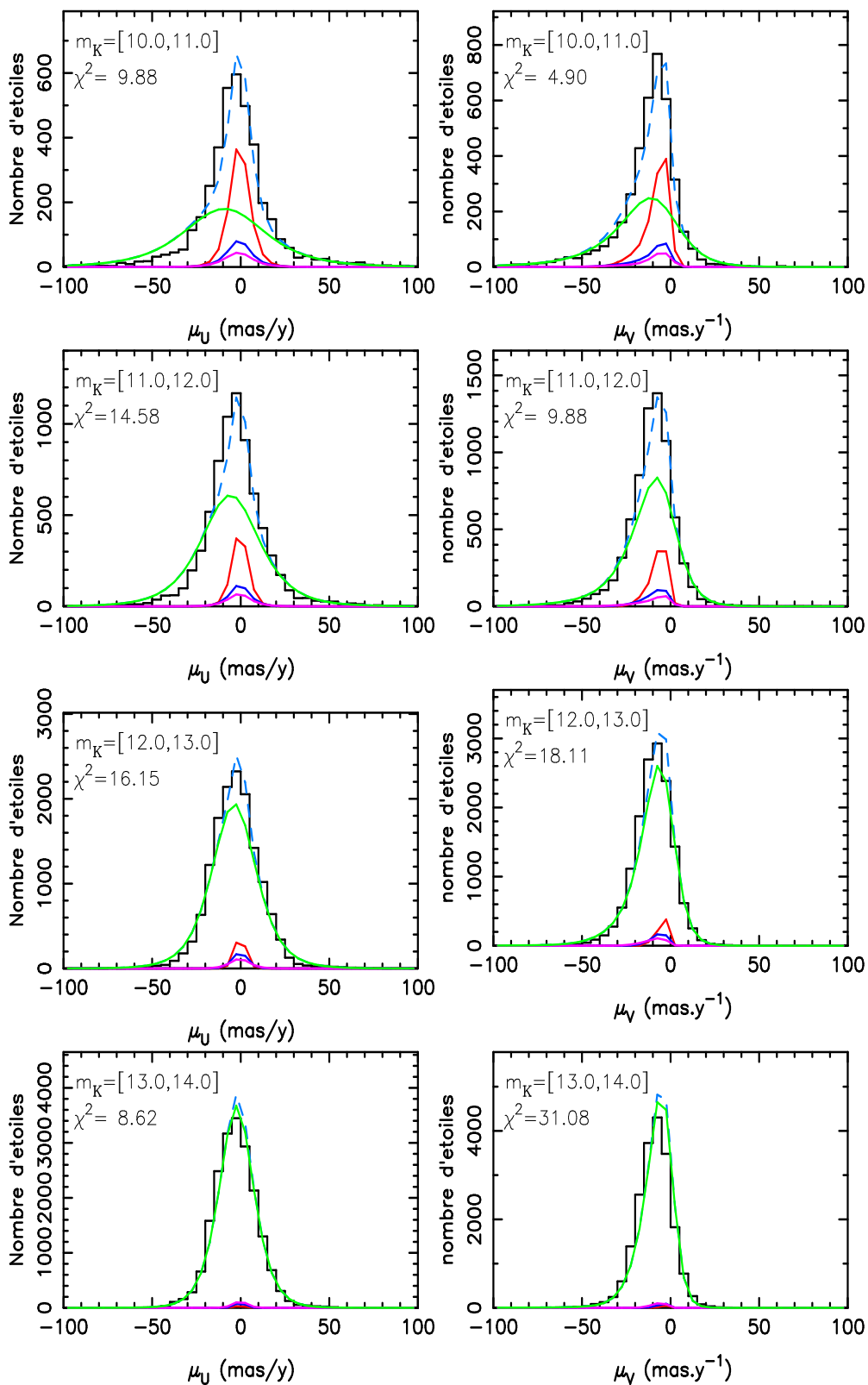


FIG. V.11 – Contribution de chaque type d'étoiles pour chaque histogramme de mouvements propres dans la direction de pôle Sud galactique avec respectivement μ_U et μ_V de gauche à droite, pour les magnitudes m_K 10 à 14. Le modèle de l'ensemble des étoiles correspond à la ligne bleu clair. La contribution des géantes, des sous-géantes 1 et 2 et de naines est représentée par les courbes respectivement rouge, bleu foncé, violet et vert

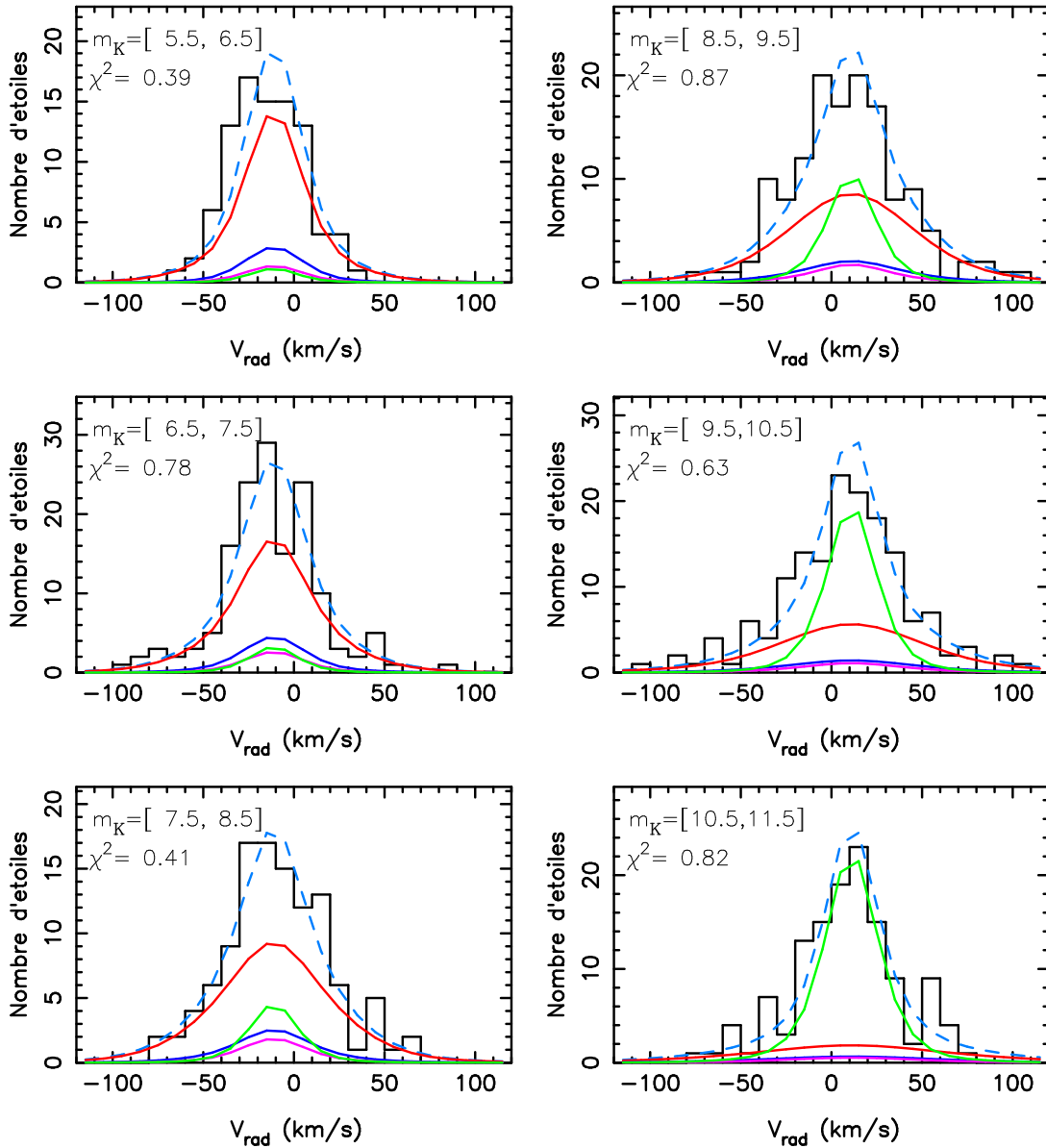


FIG. V.12 – Colonne de gauche : Contribution de chaque type d'étoiles pour chaque histogramme de vitesses radiales en direction du pôle nord galactique, pour les magnitudes m_K 5.5 à 8.5. Colonne de droite : Contribution de chaque type d'étoiles pour chaque histogramme de vitesses radiales en direction du pôle sud galactique, pour les magnitudes m_K 8.5 à 11.5. Le modèle de l'ensemble des étoiles correspond à la ligne bleu clair. La contribution de chaque type d'étoiles pour les vitesses radiales telle qu'elle est déterminée par le modèle. Les géantes sont représentées par la courbe rouge les sous-géantes par les courbes bleu foncé et violette et les naines par la courbe verte.

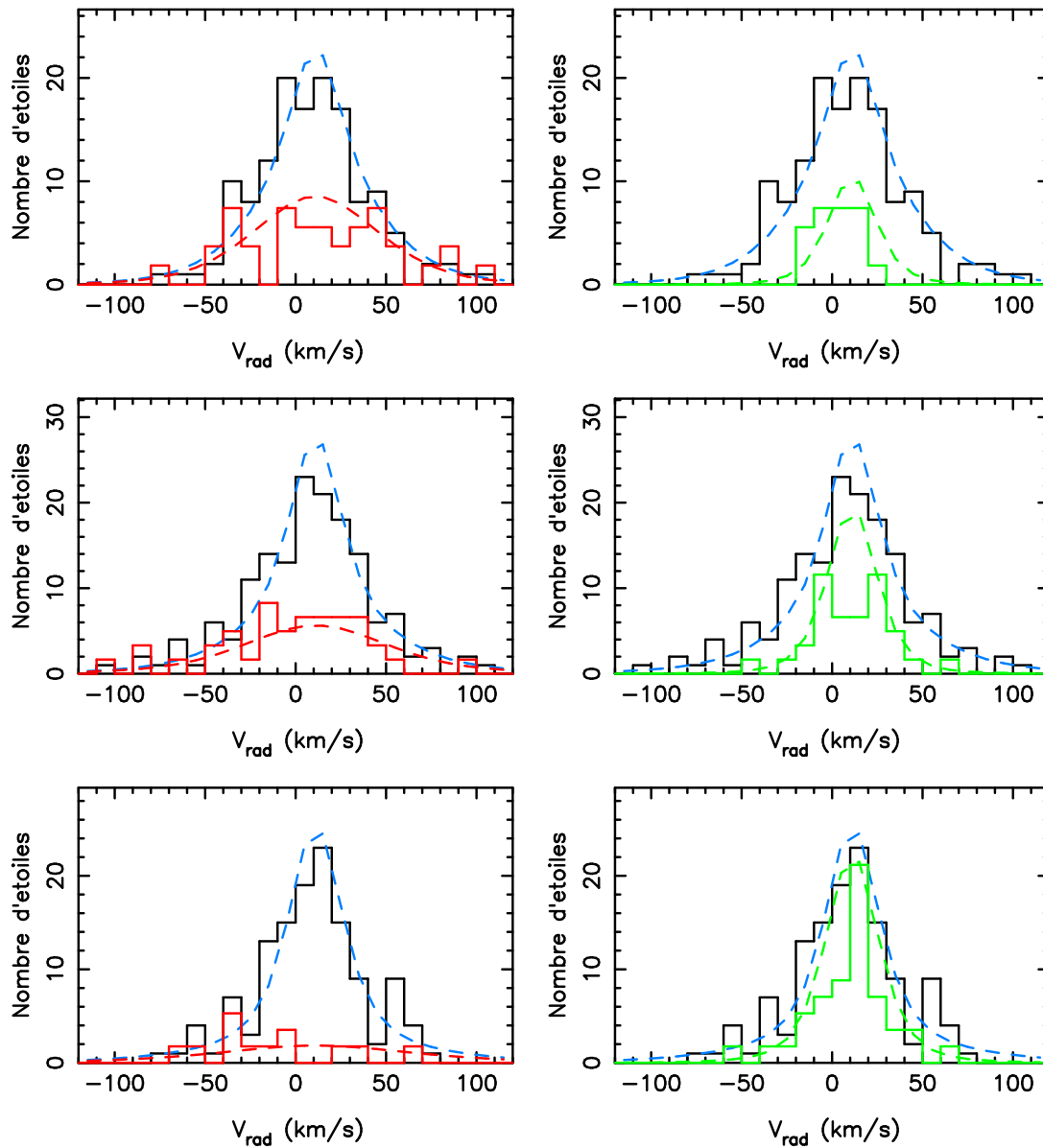


FIG. V.13 – Comparaison entre les histogrammes de vitesses radiales en direction du pôle sud galactique et le modèle (ligne bleu clair), pour les magnitudes m_K 8.5 à 11.5.

Chaque graphe contient en plus :

Colonne de gauche : L'histogramme de vitesses radiales des géantes (histogramme rouge) et leur contribution telle qu'elle est déterminée par le modèle (courbe rouge).

Colonne de droite : L'histogramme de vitesses radiales des naines (histogramme vert) et leur contribution telle qu'elle est déterminée par le modèle (courbe verte).

3 Décomposition cinématique

3.1 CONTRIBUTIONS CINÉMATIQUES

La décomposition cinématique qui ajuste le mieux l'ensemble des observations (comptages, mouvements propres et vitesses radiales) présente principalement trois structures (fig. V.14). Nous identifions le disque mince comme les composantes avec une dispersion en vitesse verticale σ_W entre $10\text{-}25 \text{ km s}^{-1}$ (première structure) et le disque épais entre $30\text{-}45 \text{ km s}^{-1}$ (deuxième structure). Les dernières composantes non nulles à environ $\sigma_W \sim 65 \text{ km s}^{-1}$ (troisième structure) sont nécessaires pour ajuster les comptages aux magnitudes les plus faibles ($m_K \sim 15$). Ces dernières composantes ne résultent pas de l'ajustement des histogrammes de mouvements propres qui malheureusement s'arrête à la magnitude $m_K \sim 14$. C'est pourquoi, nous ne pouvons établir la nature exacte de cette dernière composante. On peut émettre deux hypothèses il s'agit soit d'une deuxième composante du disque épais, soit tout simplement du halo. Un test possible, si nous disposions de l'information cinématique, serait d'examiner la valeur du courant asymétrique. En effet s'il s'agit d'une seconde composante du disque épais, la valeur du courant asymétrique serait proche de celle du disque épais. Alors que dans le cas du halo, cette valeur serait différente (plus grande).

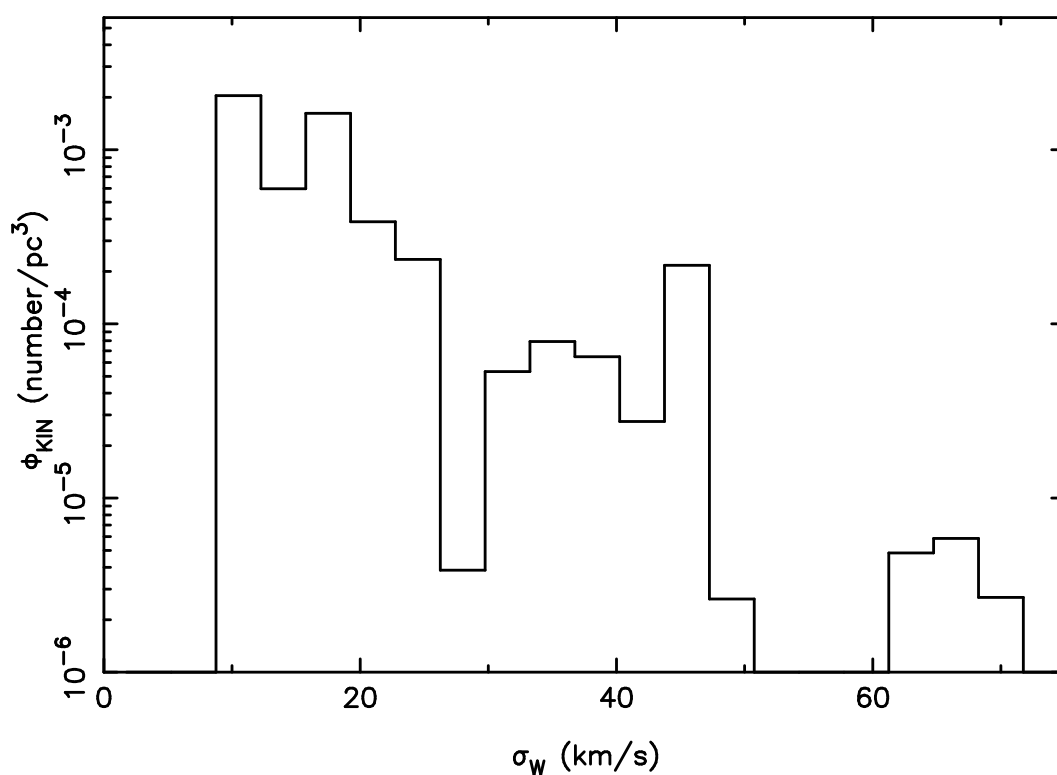


FIG. V.14 – Distribution cinématique correspondant au modèle qui ajuste le mieux l'ensemble des données

L'interprétation cinématique des comptages (fig. V.15) est un peu compliquée. En effet, on a à la fois les deux groupes cinématiques (disque mince et disque épais), mais aussi les différents types d'étoiles (principalement les géantes et les naines). Aux magnitudes les plus brillantes m_K [5-10], nous avons vu que les géantes dominent les comptages. Comme le montre la figure V.15, les géantes peuvent être divisées en deux groupes les géantes du disque mince pour les magnitudes $m_K = [5-7]$ et les géantes du disque épais $m_K = [7-10]$. Pour les magnitudes plus faibles m_K [10-15], on a cette fois-ci une majorité de naines. Les naines du disque mince dominent les comptages aux magnitudes m_K 10 à 13.5. Au delà de la magnitude $m_K = 13.5$, il ne reste pratiquement plus que les naines du disque épais.

La complétude du catalogue 2MASS pour notre sélection en couleur J-K = [0.5-0.7] s'arrête à la magnitude $m_K = 15.4$. Par conséquent, les observations ne rendent pas compte de l'ensemble du disque épais pour les naines. De même, du fait de notre coupure en couleur, une partie des géantes de faible métallicité est exclue. Ces deux remarques expliquent en partie pourquoi, nous sommes prudents quant à la nature de la troisième composante cinématique $\sigma_W \sim 65 \text{ km s}^{-1}$. Elle est présente sous forme de géantes entre les magnitudes m_K 7.5 à 13.5 et de naines aux magnitudes $m_K > 11$. Cependant, elle reste très inférieure en nombre aux autres composantes cinématiques.

La compréhension des comptages nous guide dans l'interprétation des histogrammes de vitesses radiales et mouvements propres. Cette fois-ci, chaque histogramme correspond à un intervalle de magnitudes et donc à une proportion de naines et de géantes. On peut donc regarder globalement les composantes cinématiques (disque mince et disque épais).

Pour les vitesses radiales (fig. V.16), la contribution du disque épais augmente entre les magnitudes $m_K = [5.5-9.5]$, puis diminue entre les magnitudes $m_K = [9.5-11.5]$. Jusqu'à magnitude $m_K = 9.5$, les géantes dominent. On passe donc du disque mince au disque épais. Mais au delà de $m_K = 9.5$, les naines deviennent majoritaires, on revient au disque mince.

Le même effet est visible pour les mouvements propres (fig. V.17, V.18, V.19 et V.20) entre magnitude $m_K = [6.0-12.0]$. Au delà de la magnitude $m_K = 12$, la contribution du disque épais augmente à nouveau. En effet, les naines sont suffisamment éloignées pour sonder le disque épais. La troisième composante cinématique ($\sigma_W \sim 65 \text{ km s}^{-1}$) n'est visible qu'à magnitude $m_K \sim 10$, où elle complète la contribution du disque épais.

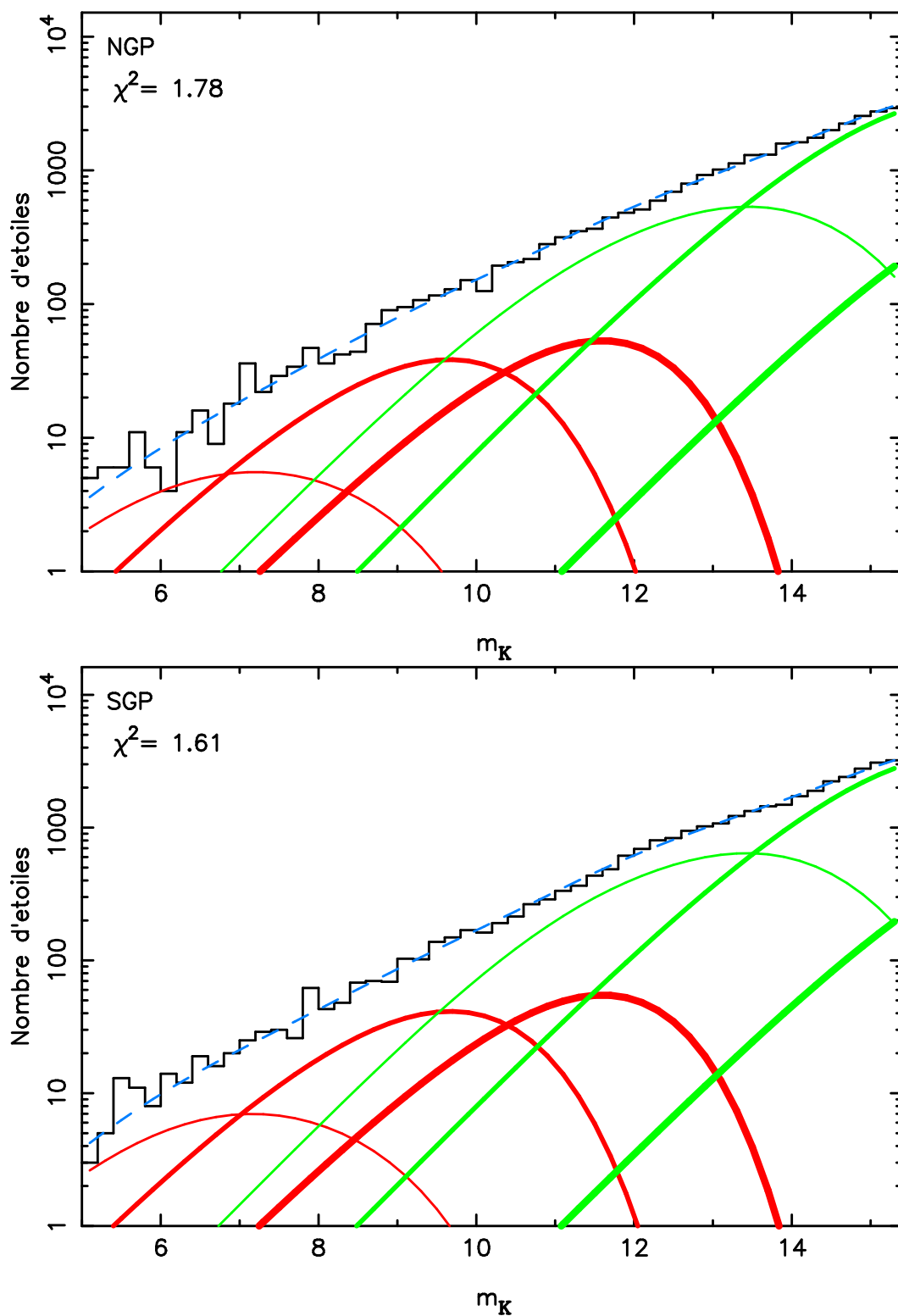


FIG. V.15 – Contributions du disque mince (lignes fines continues bleu clair), du disque épais (lignes moyennement épaisses continues) et de la troisième composante (lignes très épaisses continues) par types d'étoiles (les géantes sont en rouge, les naines en vert) pour les histogrammes de comptages dans la direction des pôles Nord (haut) et Sud (bas) galactiques. Le modèle complet est représenté une ligne pointillée bleu clair.

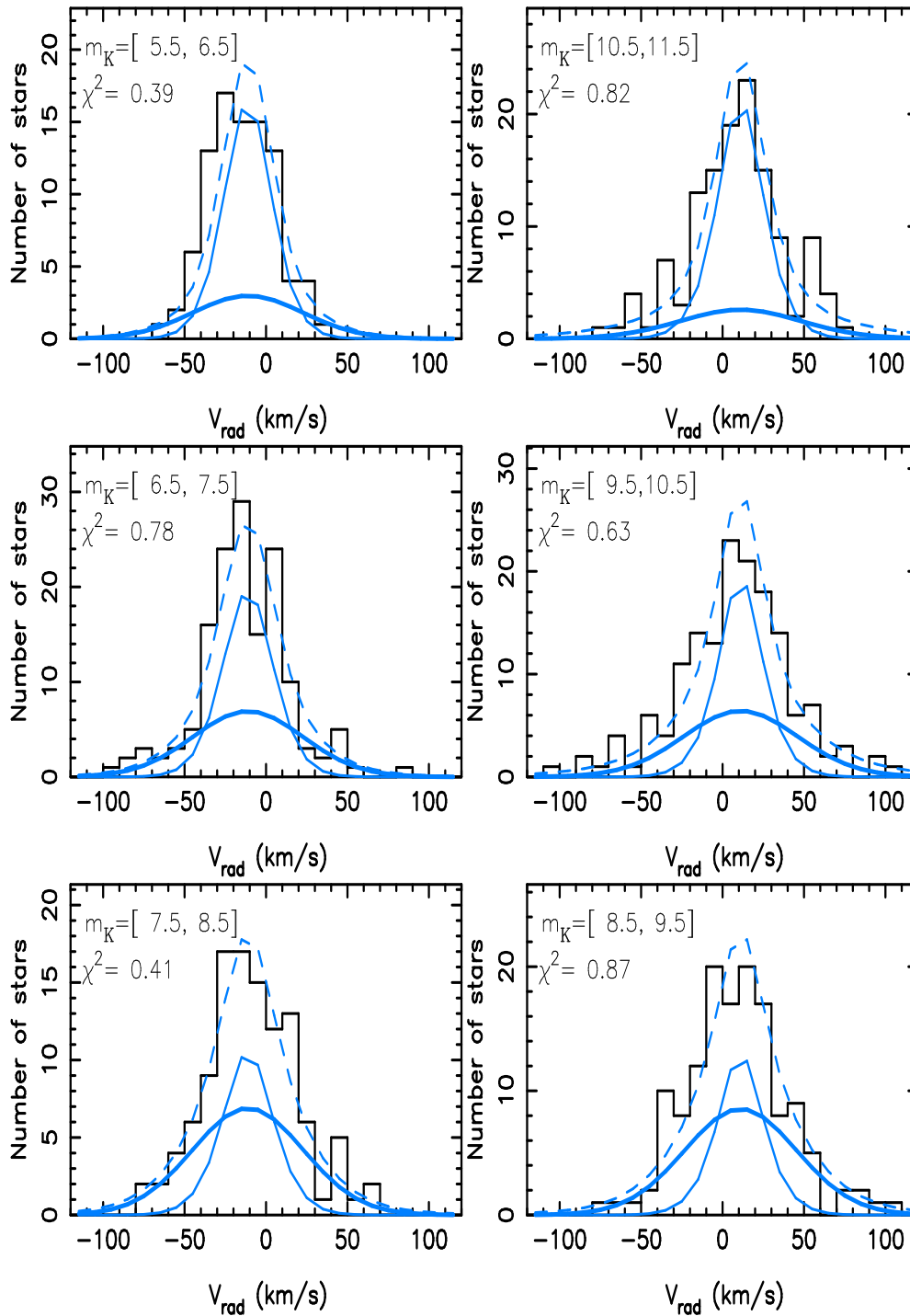


FIG. V.16 – Contributions du disque mince (lignes fines continues bleu clair) et du disque épais (lignes épaisses continues bleu clair) aux histogrammes de vitesses radiales dans la direction du pôle Nord galactique pour les magnitudes m_K 5.5 à 8.5 (colonne de gauche) et pôle Sud galactique pour les magnitudes m_K 11.5 à 8.5 (colonne de droite). Le modèle complet est représenté par une ligne pointillée bleu clair. La troisième composante cinématique n'est pas représentée.

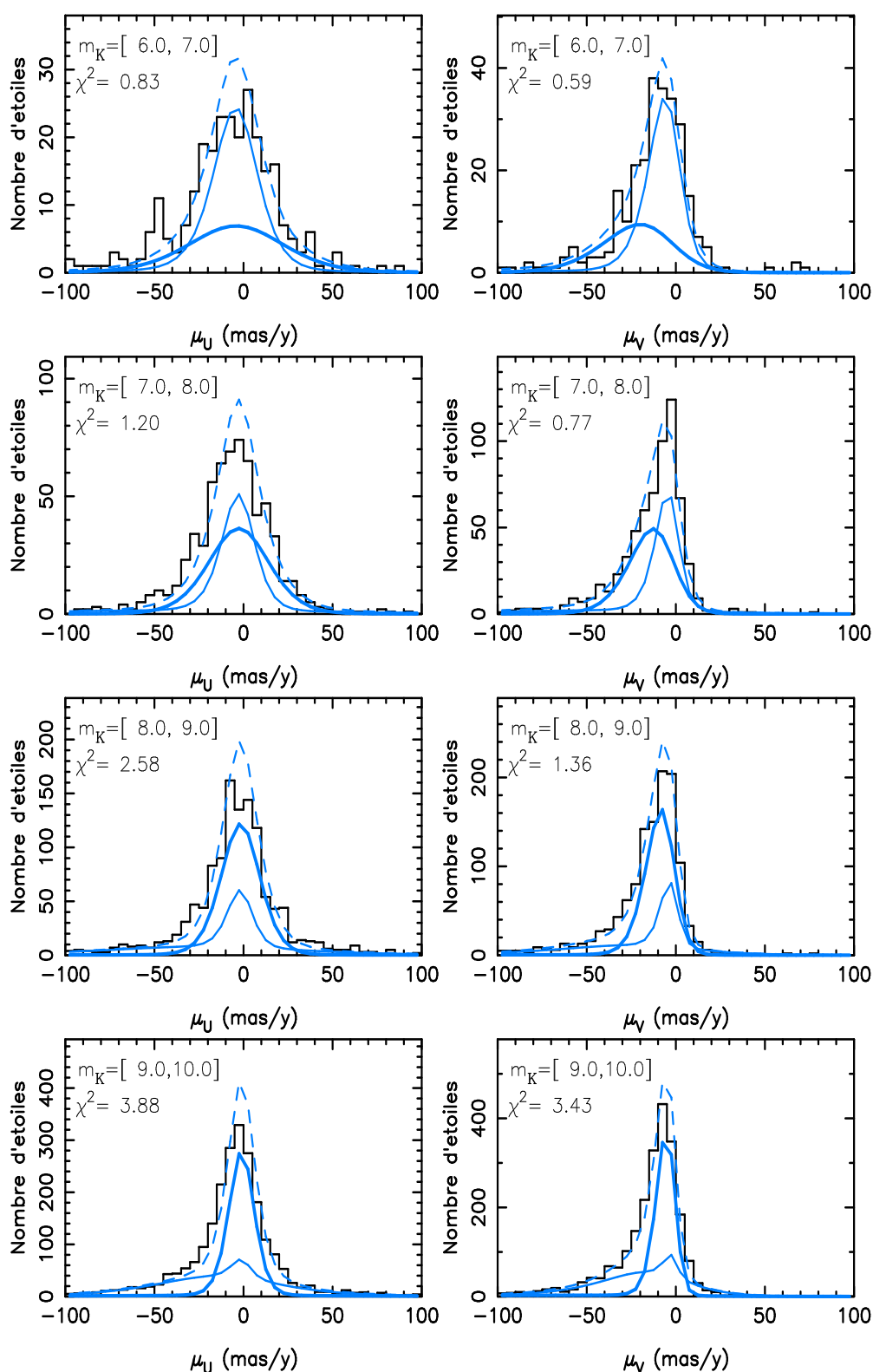


FIG. V.17 – Contributions du disque mince (lignes fines continues bleu clair) et du disque épais (lignes épaisses continues bleu clair) aux histogrammes de mouvements propres dans la direction du pôle Nord galactique avec respectivement μ_U et μ_V de gauche à droite pour les magnitudes 6 à 10. Le modèle est représenté par une ligne pointillée bleu clair. La troisième composante cinématique n'est pas représentée.

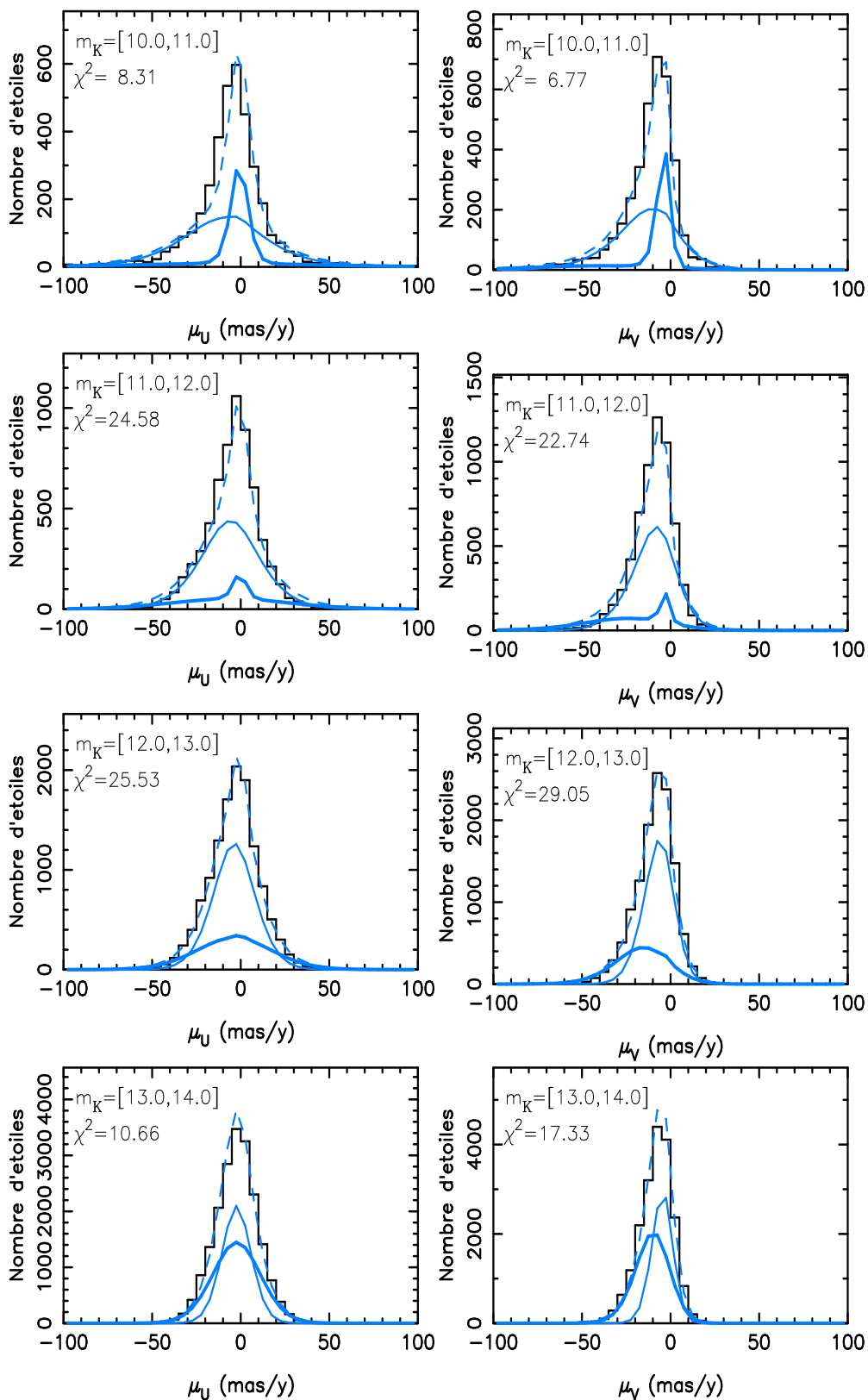


FIG. V.18 – Contributions du disque mince (lignes fines continues bleu clair) et du disque épais (lignes épaisses continues bleu clair) aux histogrammes de mouvements propres dans la direction du pôle Nord galactique avec respectivement μ_U et μ_V de gauche à droite pour les magnitudes 10 à 14. Le modèle est représenté par une ligne pointillée bleu clair. La troisième composante cinématique n'est pas représentée.

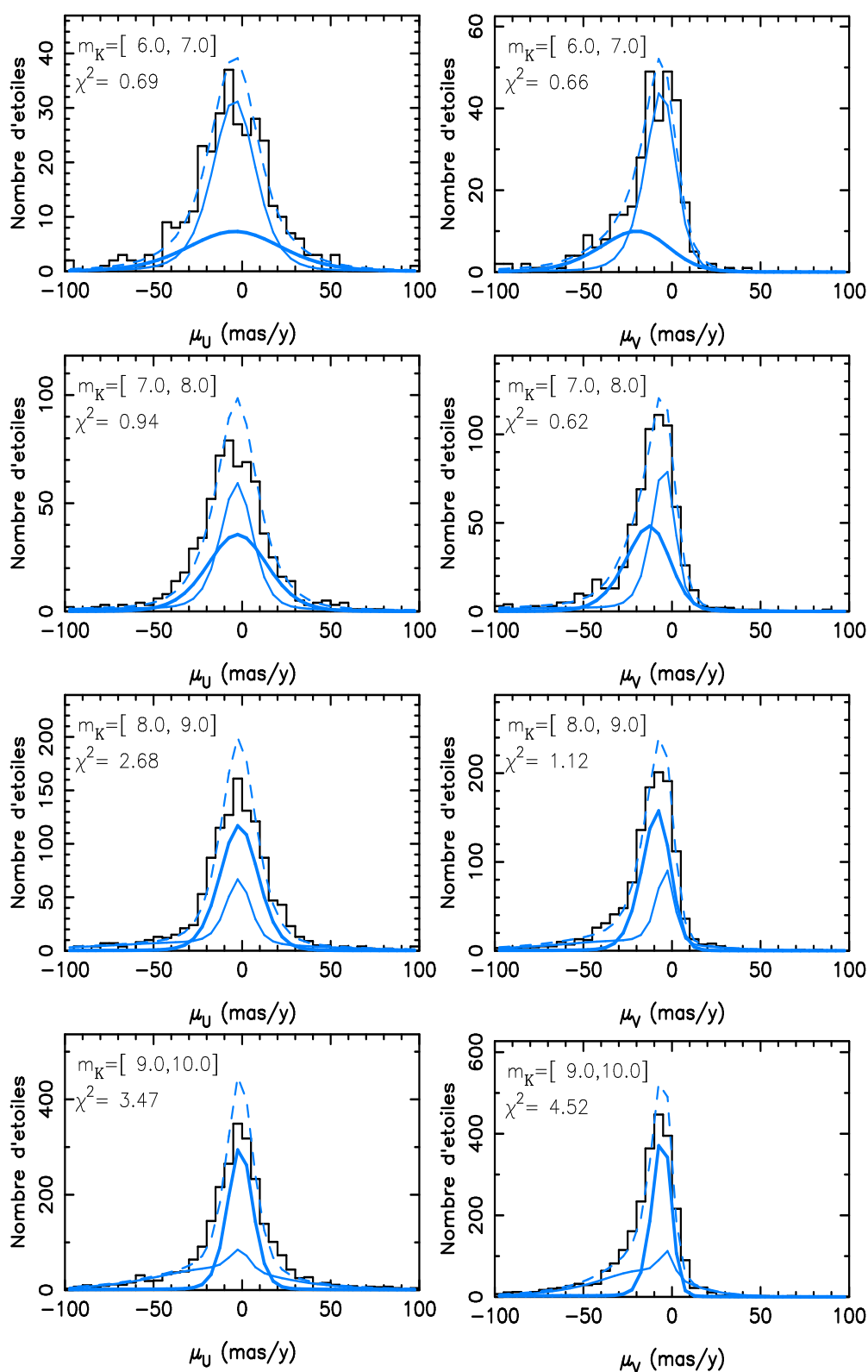


FIG. V.19 – Contributions du disque mince (lignes fines continues bleu clair) et du disque épais (lignes épaisses continues bleu clair) aux histogrammes de mouvements propres dans la direction du pôle Sud galactique avec respectivement μ_U et μ_V de gauche à droite pour les magnitudes 6 à 10. Le modèle est représenté par une ligne pointillée bleu clair. La troisième composante cinématique n'est pas représentée.

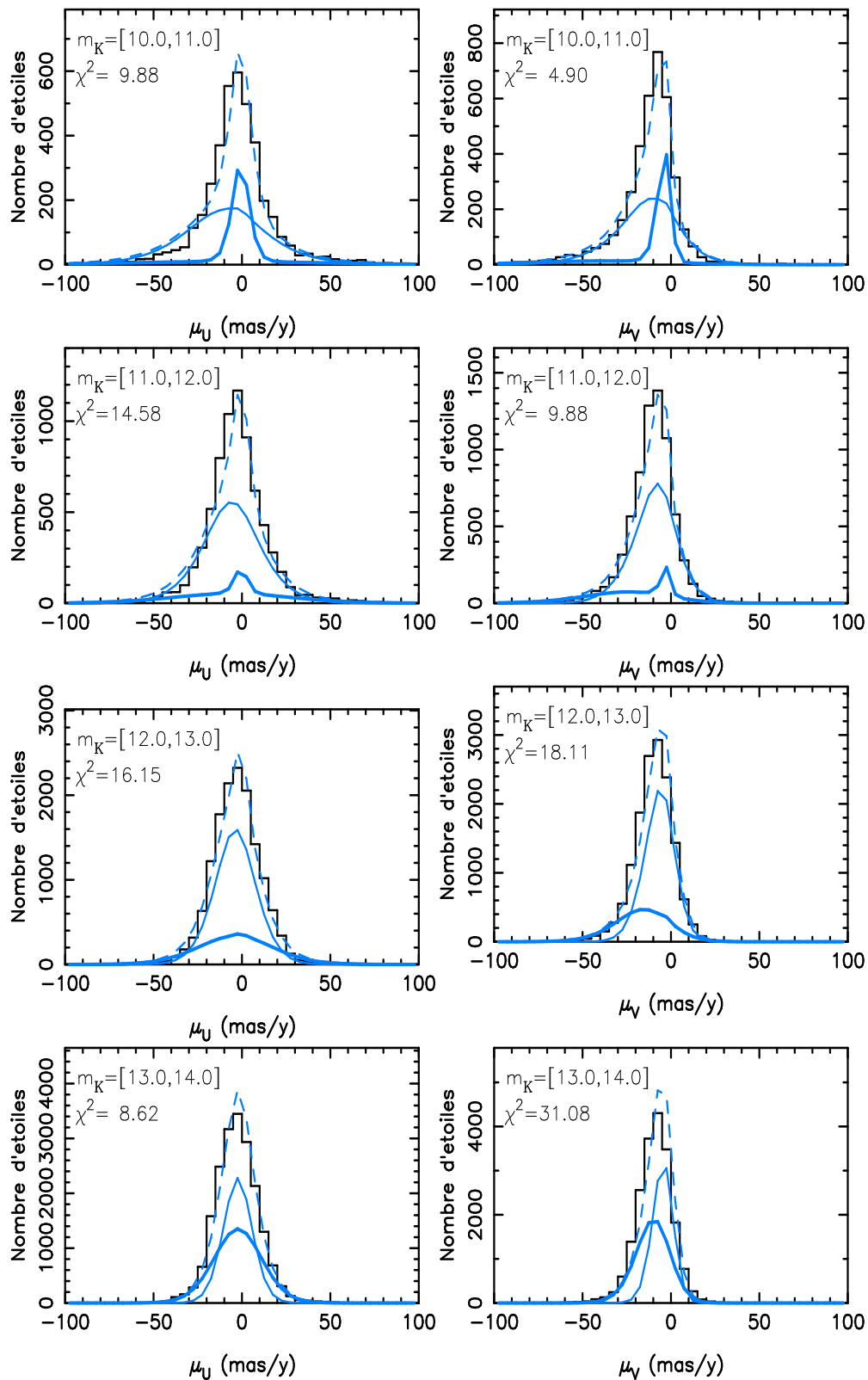


FIG. V.20 – Contributions du disque mince (lignes fines continues bleu clair) et du disque épais (lignes épaisses continues bleu clair) aux histogrammes de mouvements propres dans la direction du pôle Nord (2 colonnes de gauche) et Sud (2 colonnes de droites) galactique avec respectivement μ_U et μ_V de gauche à droite pour les magnitudes 10 à 14. Le modèle est représenté par une ligne pointillée bleu clair. La troisième composante cinématique n'est pas représentée.

3.2 TESTS SUR LA DISCONTINUITÉ DES COMPOSANTES CINÉMATIQUES

Sur la décomposition cinématique de notre meilleur modèle, nous identifions le disque mince comme les composantes avec une dispersion de vitesse $\sigma_w \in [10-25] \text{ km s}^{-1}$ et le disque épais comme les composantes avec une dispersion de vitesse $\sigma_w \in [30-45] \text{ km s}^{-1}$ (tab. V.1). Cette décomposition montre clairement une discontinuité cinématique entre disque mince et disque épais.

n°	σ_w, i (km s^{-1})	$\phi_{kin,i}$	erreur absolue	erreur en %
1	3,5	0,00	–	–
2	7,0	0,00	–	–
3	10,5	2044,13	720,50	35,25
4	14,0	596,69	493,81	82,76
5	17,5	1618,79	169,57	10,48
6	21,0	385,76	92,03	23,86
7	24,5	234,53	54,72	23,33
8	28,0	3,85	35,10	>100
9	31,5	53,21	33,09	62,19
10	35,0	79,16	30,73	38,82
11	38,5	64,71	63,76	98,53
12	42,0	27,49	66,31	>100
13	45,5	216,96	44,07	20,32
14	49,0	2,63	39,19	>100
15	52,5	0,38	0,08	21,05
16	56,0	0,04	0,04	100,00
17	59,5	0,29	0,11	37,93
18	63,0	4,83	31,72	>100
19	66,5	5,86	30,88	>100
20	70,0	2,69	0,05	1,86

TAB. V.1 – Liste des valeurs des composantes cinématiques $\phi_{kin,i}$ avec leur barre d'erreur absolue et relative en pourcentage.

Pour tester la robustesse de ce résultat nous avons effectué deux tests. Premièrement, nous avons imposé que la décomposition cinématique soit "continue" (fig. V.21). Pour cela, nous avons ajouté à notre procédure de minimisation un poids qui est fonction de l'écart entre les valeurs des composantes correspondant aux dispersions de vitesse entre 20 et 30 km s^{-1} . Dans ce cas, nous ne pouvons ajuster précisément les comptages, les mouvements propres et les vitesses radiales. Dans le tableau V.2, nous comparons la qualité d'ajustement entre notre meilleur modèle et un modèle où nous avons imposé que la décomposition cinématique soit continue (fig. V.21). On constate que le modèle "continu" est systématiquement moins bien ajusté aux observations. En particulier pour les comptages, la valeur du χ^2 passe de 1.61 pour la décomposition "discontinue" à 3.40 pour la décomposition "continue" dans la direction du pôle sud galactique et de 1.78 à 2.03 au nord. Dans les deux cas, les comptages aux magnitudes m_K plus faibles que 12 sont mal reproduits. Pour les mouvements propres, la différence entre les deux modèles est moins marquée. Mais tous les désaccords déjà mentionnés au paragraphe 1 restent et sont même amplifiés par la décomposition continue.

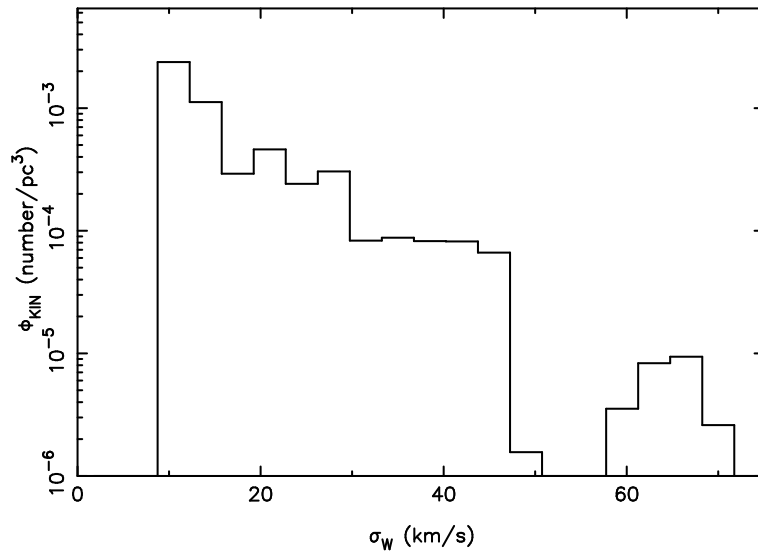


FIG. V.21 – Distribution cinématique correspondant au modèle où nous avons forcé les composantes cinématiques à ne pas présenter de creux entre $\sigma_W = 20$ et 30 km s^{-1} .

Type d'observation	Magnitude	NGP		SGP	
		χ^2 (1)	χ^2 (2)	χ^2 (1)	χ^2 (2)
Comptage	5.0-15.4	1.78	2.03	1.61	3.40
Mouvement propre μ_U	6.0-7.0	0.83	0.84	0.69	0.70
-	7.0-8.0	1.20	1.27	0.94	0.94
-	8.0-9.0	2.58	3.21	2.68	3.10
-	9.0-10.0	3.88	4.81	3.47	4.38
-	10.0-11.0	8.30	7.67	9.88	8.34
-	11.0-12.0	24.58	29.19	14.58	14.46
-	12.0-13.0	25.53	35.03	16.15	24.89
-	13.0-14.0	10.66	12.36	8.62	8.08
Mouvement propre μ_V	6.0-7.0	0.59	0.66	0.66	0.72
-	7.0-8.0	0.77	1.00	0.62	0.55
-	8.0-9.0	1.36	1.59	1.12	1.40
-	9.0-10.0	3.43	3.87	4.52	4.83
-	10.0-11.0	6.77	6.27	4.90	4.46
-	11.0-12.0	22.74	28.94	9.88	12.77
-	12.0-13.0	29.05	50.30	18.11	27.42
-	13.0-14.0	17.33	36.95	31.08	24.16
Vitesse radiale	5.5-6.5	0.39	0.63	-	-
-	6.5-7.5	0.78	1.14	-	-
-	7.5-8.5	0.41	0.52	-	-
-	8.5-9.5	-	-	0.87	0.81
-	9.5-10.5	-	-	0.63	0.68
-	10.5-11.5	-	-	0.82	0.85

TAB. V.2 – Comparaison de la qualité de l'ajustement χ^2 pour le modèle avec une décomposition montrant une discontinuité entre disque mince et disque épais (1) et celui sans discontinuité (2).

Deuxièmement, nous avons examiné les histogrammes de comptages en fonction de la distance $n(z)$ et non plus en fonction de la magnitude $n(m)$, comme précédemment. Pour faire cela, nous devons utiliser des distances photométriques z_{phot} calculées comme suit :

$$z_{phot} = 10^{(m_K - M_K + 5)/5} \quad (V.2)$$

où m_K est la magnitude apparente de l'étoile et M_K est sa magnitude absolue. Cette magnitude absolue dépend du type d'étoiles. Dans notre échantillon, nous avons principalement deux types d'étoiles : les géantes du clump et les naines de type K. Il n'est pas possible a priori de connaître le type d'une étoile connaissant sa magnitude apparente. Cependant, si l'on considère que toutes les étoiles sont d'un seul type, les étoiles de l'autre type sont projetées à une fausse distance. Si on suppose que toutes les étoiles sont des naines, les géantes se retrouvent regroupées à une distance inférieure à 200 pc. Dans l'autre cas, les naines sont placées au delà de 1500 pc. On peut ainsi établir les histogrammes de comptage des naines en fonction de la distance en direction des pôles nord et sud galactiques (fig. V.22) en excluant les étoiles entre 0 et 200 pc et ceux des géantes en excluant les étoiles au delà de 1500 pc. Cependant, le nombre de géantes de notre échantillon étant trop petit, il ne permet pas de tirer de conclusions claires de l'analyse de ces comptages. Aussi, nous n'examinerons que les comptages des naines.

Ils montrent un maximum bien défini à $z_{phot}=700$ pc en direction du pôle nord galactique et 500 pc au sud, puis un clair minimum à 0.9-1.1 kpc et enfin une nouvelle augmentation de la densité à plus grande distance. Si l'on superpose notre modèle à ces courbes. On interprète le pic comme le maximum en nombre des naines du disque mince, l'augmentation à grande distance comme la contribution du disque épais et le minimum comme le signe de la transition entre les deux. Ce minimum impose une discontinuité des composantes cinématiques que notre modèle reproduit imparfaitement. Deux raisons peuvent expliquer la difficulté de notre modèle à reproduire les données : soit le pas de notre décomposition cinématique n'est pas assez fin, soit au niveau de la transition les disques ne se comportent plus comme des composantes isothermes.

La magnitude absolue des étoiles naines dépend de la métallicité $[Fe/H]$ et de l'âge ce qui correspond à une dispersion de l'ordre de 0.5 magnitudes autour de la magnitude absolue moyenne. Examinons l'effet de la métallicité. Pour les naines du disque épais qui ont une métallicité plus petite, leur magnitude absolue peut être de 0.2 à 0.4 magnitudes plus faibles. Ceci conduit à une surestimation de 10 à 15 % de leur distance. Donc, la figure V.22 ne suffit pas à elle seule à démontrer l'existence d'un minimum franc entre le disque mince et le disque épais. Aussi, nous avons recalculé les distances photométriques en faisant varier régulièrement la magnitude absolue en fonction de la métallicité $M_K([Fe/H])$ entre le disque mince et le disque épais. Nous avons supposé que la métallicité $[Fe/H]$ varie de 0 à -0.7 dex et donc que la magnitude absolue M_K varie de 0.3 mag, ce qui donne :

$$M_K([Fe/H]) = M_{K,0} + 0.03 * (m_K - 5.0) \quad (V.3)$$

où $M_{K,0}$ est la magnitude absolue pour une métallicité typique du disque mince $M_{K,0} = 4.15$ et m_K la magnitude apparente.

Sur la figure V.23 ainsi produite, l'introduction d'un changement de la magnitude absolue en fonction de la métallicité a lissé les courbes précédentes et a décalé les maximums vers des z plus petits. Mais, un creux dans les comptages à $z \sim 1$ kpc reste visible. Ce minimum dans la distribution des étoiles apporte une preuve directe de la discontinuité entre les composantes avec une faible dispersion de vitesse ($\sigma_W=10-25 \text{ km s}^{-1}$) et les composantes avec une dispersion de vitesse plus grande ($\sigma_W=30-45.5 \text{ km s}^{-1}$).

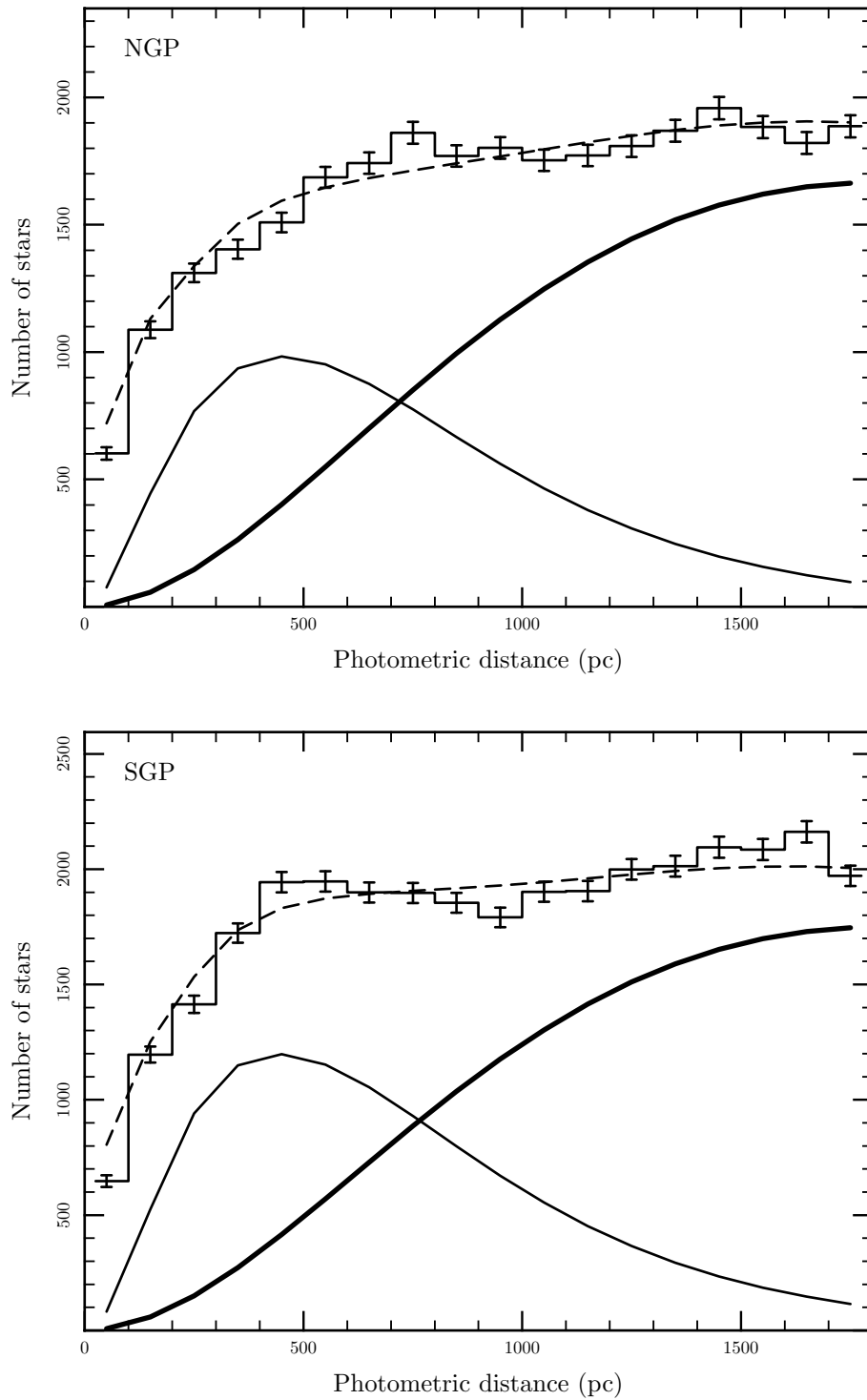


FIG. V.22 – Distribution verticale en nombre pour les étoiles naines en utilisant les distances photométriques pour les pôles nord (haut) et sud (bas) galactiques. Les histogrammes avec les barres d'erreurs sont les observations sur lesquelles on a superposé le modèle (ligne pointillée), ainsi que les contributions du disque mince (ligne continue fine) et du disque épais (ligne continue épaisse).

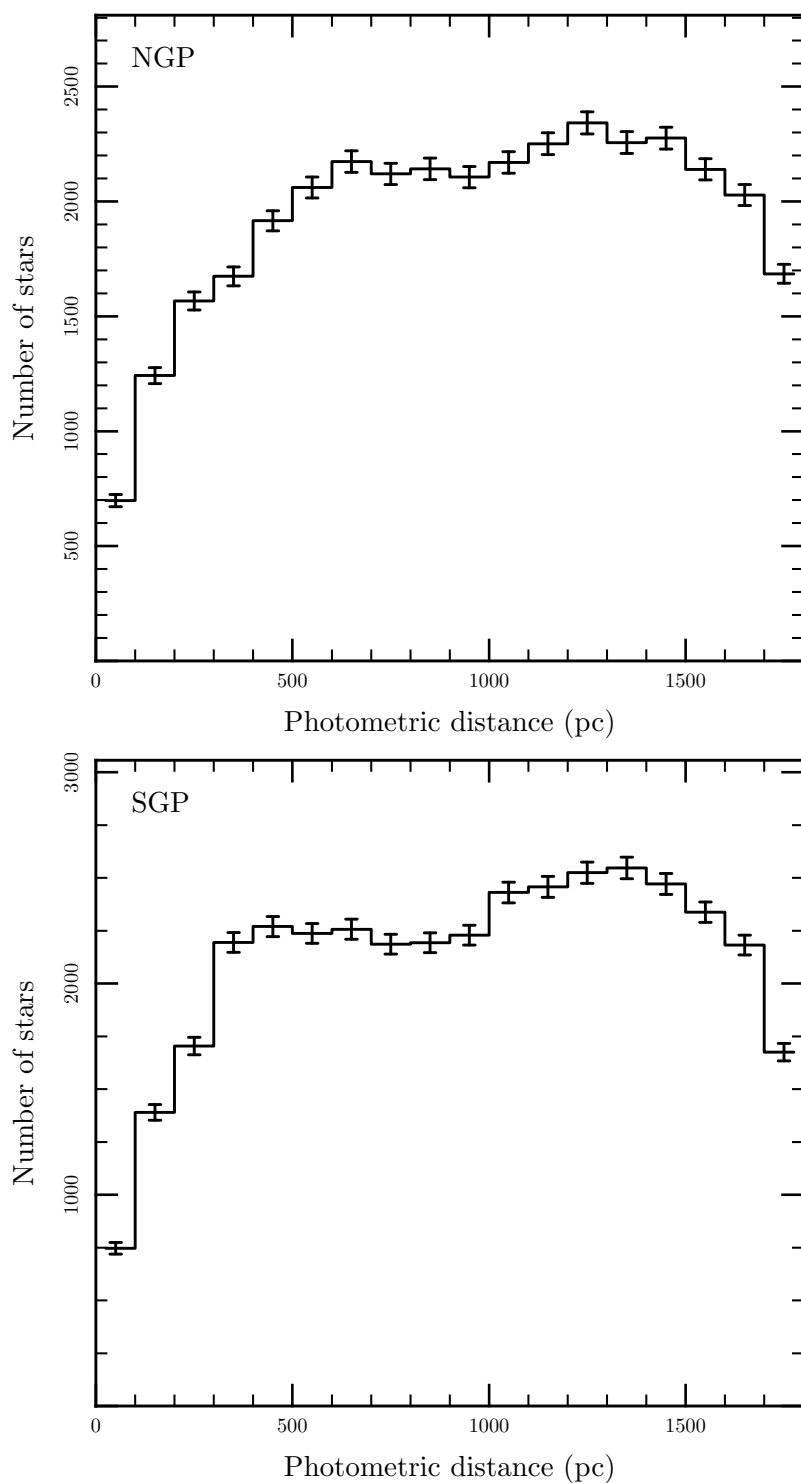


FIG. V.23 – Distribution verticale en nombre pour les étoiles naines en utilisant les distances photométriques avec une variation régulière de la métallicité $[Fe/H]$ entre les disques mince et épais pour les pôles Nord (haut) et Sud (bas) galactiques.

3.3 ÉCHELLES DE HAUTEUR

Comme nous l'avons vu au chapitre 2.1, la densité en étoile $\rho(R, z)$ des disques mince et épais peut être représentée par une double exponentielle fonction de la distance au centre de la galaxie R et de la hauteur au-dessus du plan z :

$$\rho_m(R, z) = \rho_{0,m} \exp\left(-\frac{|R-R_\odot|}{h_{R,m}}\right) \exp\left(-\frac{|z-z_\odot|}{h_{z,m}}\right) \quad (\text{V.4})$$

$$\rho_e(R, z) = \rho_{0,e} \exp\left(-\frac{|R-R_\odot|}{h_{R,e}}\right) \exp\left(-\frac{|z-z_\odot|}{h_{z,e}}\right) \quad (\text{V.5})$$

où ρ_\odot est la densité locale, R_\odot et z_\odot la distance au centre de la galaxie et la hauteur au dessus du plan de la galaxie du Soleil, h_R l'échelle de longueur et h_z l'échelle de hauteur¹. Dans un premier temps, nous avons fixé l'échelle de longueur à $h_R = 3$ kpc.

Pour déterminer l'échelle de hauteur, il suffit de tracer le logarithme de la distribution en densité d'étoiles en fonction de la hauteur au dessus du plan $\log(\rho(z))$. Pour tracer cette courbe, nous allons ajouter les contributions $\rho_i(z)$ de l'ensemble des composantes cinématiques qui se calculent de la manière suivante :

$$\rho_i(z) = \phi_{kin,i} \exp\left(-\frac{R-R_\odot}{h_{R,m}}\right) \exp\left(-\frac{\Phi(z)}{\sigma_{zz,i}^2}\right) \quad (\text{V.6})$$

où $\phi_{kin,i}$ est la densité locale de chaque composante cinématique défini par notre modèle (voir fig. V.14 et tab. V.1).

Le logarithme de la distribution en densité en fonction de la hauteur $\log(\rho(z))$ reproduit la forme bien connue en double exponentielle avec un changement de pente à $z=500-700$ pc (fig. V.24). Ce changement de pente est une manifestation de la transition entre le disque mince et le disque épais. En effet, cette caractéristique peut-être modélisée par deux composantes (le disque mince et le disque épais cf. Gilmore & Reid (1983)). Ceci est une indication de la discontinuité entre le disque mince et le disque épais dans notre galaxie. L'ajustement de la courbe $\log(\rho(z))$ de la figure V.24 donne une échelle de hauteur de 217 ± 15 pc pour le disque mince et 1064 ± 38 pc pour le disque épais.

Nous pouvons, en plus, déterminer l'échelle de hauteur des disque mince et épais séparément. Nous identifions le disque mince comme les composantes avec une dispersion verticale de vitesse σ_w plus petite que 25 km s^{-1} et le disque épais comme les composantes avec une dispersion verticale de vitesse entre 30 et 45.5 km s^{-1} . Avec ce choix, nous pouvons ajuster une exponentielle pour le disque mince. Nous obtenons une échelle de hauteur de 225 ± 10 pc si nous considérons la partie de la courbe qui correspond à des distances entre 200 et 800 pc. Pour le disque épais, nous obtenons 1048 ± 36 pc, si nous considérons la partie de la courbe qui correspond à des distances entre 0.2 et 1.5 kpc.

Les erreurs sur ces échelles de hauteur ont été calculées à partir de l'évaluation de l'erreur de chaque composante cinématique (tab. V.1). Nous avons tiré aléatoirement les valeurs des composantes. Puis, nous avons évalué la valeur des échelles de hauteur. Nous avons ainsi obtenu les erreurs sur l'échelle de hauteur du disque mince et du disque épais indépendamment et ensemble.

Il y a plus d'étoiles géantes du disque épais que du disque mince à des distances plus grandes que 500 pc ou ce qui est équivalent pour les étoiles de magnitude K supérieure à 7.0 . Au delà de magnitude 9 , la proportion de géantes par rapport à celle des sous-géantes et des naines décroît rapidement. A la magnitude 9.6 , les étoiles géantes ne représentent plus que la moitié des étoiles et leur distance est supérieure à 1.7 kpc. Aussi, nous devons être prudent dans l'analyse du disque épais avec les étoiles géantes du clump. Nous devons d'abord déterminer les contributions des sous-géantes et des naines. Nous obtenons une échelle de hauteur de 1048 ± 36 pc qui est en accord avec la valeur obtenue par Cabrera-Lavers *et al.* (2005) entre 1065 et 1216 pc. La situation est plus simple pour les naines qui dominent les comptages aux magnitudes $m_K > 11$ (c'est à dire des distances supérieures à 240 pc).

Pour des distances inférieures à 200 pc, la courbe V.24 n'est pas exponentielle. Ceci vient du fait que nous avons mis à zéro les composantes correspondant aux dispersions de vitesse les

¹ Les indices m et e indiquent qu'il s'agit d'une quantité du disque mince ou du disque épais.

plus faibles ($< 8 \text{ km s}^{-1}$). Malheureusement, cela nous empêche de comparer directement, notre estimation de la densité des disques minces et épais avec les valeurs de Cabrera-Lavers *et al.* (2005). Cependant, nous pouvons quand même estimer le rapport du nombre d'étoiles du disque mince et du disque épais. Nous obtenons un rapport de 8.7 % pour les étoiles naines.

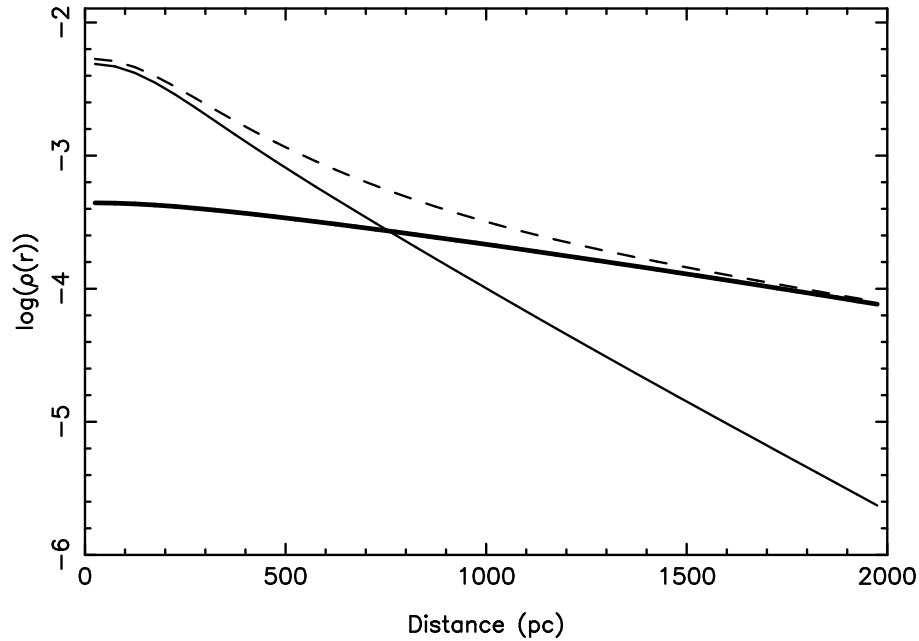


FIG. V.24 – Distribution en densité des étoiles en fonction de la distance au plan galactique pour l'ensemble des étoiles (ligne pointillée), pour le disque mince (ligne fine continue) et le disque épais (ligne épaisse continue). L'identification des contributions du disque mince et du disque épais est basée sur la décomposition cinématique de notre meilleur modèle.

4 Paramètres cinématiques

Baucoup des propriétés cinématiques stellaires obtenues avec notre modèle qui ajuste le mieux les observations sont compatibles avec des résultats obtenus précédemment. Nous allons faire la comparaison avec l'analyse des données d'HIPPARCOS (Dehnen & Binney 1998, Bienaymé 1999, Nordström *et al.* 2004, Cubarsi & Alcobé 2004, Famaey *et al.* 2005) ainsi qu'avec les résultats publiés avec les échantillons obtenus antérieurement utilisant une grande variété d'outils pour identifier les composantes du disque fin et du disque épais (Bartasiute 1994, Flynn & Morell 1997, Soubiran *et al.* 2003, Pauli *et al.* 2005). Nous allons examiner le courant asymétrique, les rapports d'axe de l'ellipsoïde et la vitesse du soleil.

4.1 COURANT ASYMÉTRIQUE

Le courant asymétrique V_{asym} est la tendance d'une population d'étoiles à avoir une vitesse de rotation moyenne autour du centre galactique en retard par rapport au référentiel standard local (LSR). Nous l'avons défini de la manière suivante :

$$V_{\text{asym}} = \sigma_{RR}^2 / k_a \quad (\text{V.7})$$

où σ_{RR} est la dispersion de vitesse radiale et k_a le coefficient de courant asymétrique qui est un paramètre de notre modèle. La détermination de ce dernier est hautement corrélé à V_{\odot} . En effet, nous n'ajustons pas les populations avec de petites dispersions de vitesse et de petit V_{asym} ². En

conséquence, la pente de la relation, V_{asym} versus σ_U , est moins bien contrainte. Pour améliorer la détermination de k_a , nous avons adopté la valeur de la vitesse du soleil suivant V obtenue par Dehnen & Binney (1998) et Bienaymé (1999) qui est $V_{\odot} = 5.2 \text{ km s}^{-1}$.

Ainsi, nous trouvons une valeur pour le coefficient de courant asymétrique de :

$$k_a = 76 \pm 4 \text{ kms}^{-1}.$$

Ce qui est en accord avec la valeur obtenue pour les étoiles proches d'HIPPARCOS de $80 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$ (Dehnen & Binney 1998).

Ce qui se traduit par un courant asymétrique de $V_{\text{asym}} = 33 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ par rapport au référentiel standard local pour le disque épais. Nous remarquons que cette valeur est proche de celle de Chiba & Beers (2000) et des autres estimations obtenues précédemment. Mais elle diffère des valeurs souvent mentionnées de $50\text{-}100 \text{ km s}^{-1}$ obtenues à partir d'échantillons 'pencil-beam'. Ces derniers sont peut-être plus affectés par les étoiles du groupe d'Arcturus qui dominent pour des valeurs de z plus grandes.

4.2 LES RAPPORTS D'AXES DE L'ELLIPSOÏDE

Avec notre meilleur modèle, nous obtenons une valeur de rapport des axes de l'ellipsoïde σ_U/σ_V (pris comme étant le même pour toutes les composantes) de :

$$\sigma_U/\sigma_V = 1.44 \pm 0.02.$$

Pour les rapports $(\sigma_U/\sigma_W)_i$, leurs valeurs sont significativement plus petites que celles publiées utilisant des échantillons locaux d'étoiles. Pour le disque mince, nous trouvons que σ_U/σ_W est compris entre 1.50 et 1.62, à comparer aux valeurs publiées qui donnent $\sigma_U/\sigma_W \sim 2$ par les auteurs utilisant les étoiles du catalogue HIPPARCOS (comme par exemple Dehnen & Binney (1998), Bienaymé (1999)). Pour le disque épais, nous obtenons $\sigma_U/\sigma_W=1.1$, au lieu de $\sim 1.5 - 1.7$ habituellement obtenu avec les étoiles locales du disque épais par les autres auteurs.

Bien qu'il n'y ait pas de raison dynamique qui empêche le rapport σ_U/σ_W de varier avec z , nous pensons que notre faible valeur de σ_U/σ_W du disque épais pour des z grands résulte d'un biais de notre modèle. En effet les parties externes de certains histogrammes de mouvements propres ne sont pas précisément ajustées. Ceci est peut-être la conséquence d'un choix incorrect du potentiel vertical ou, comme nous le pensons, plus probablement de la non-isothermalité des distributions de vitesse réelle. Cette suspicion est renforcée par le fait que l'ajustement de chaque histogramme de mouvements propres pris séparément avec un jeu de gaussiennes donne des valeurs plus larges pour σ_U/σ_W .

4.3 VITESSE ET POSITION DU SOLEIL

Nous obtenons pour le mouvement relatif du soleil par rapport au référentiel local standard (LSR) de :

$$U_{\odot} = 8.5 \pm 0.3 \text{ kms}^{-1}$$

et

$$W_{\odot} = 11.1 \pm 1.0 \text{ kms}^{-1}.$$

En supposant la symétrie entre les pôles nord et sud galactiques, la comparaison des comptages dans ces deux directions (fig. V.1 et V.22), nous a permis d'obtenir la valeur de la hauteur du soleil au dessus du plan du disque de la galaxie :

$$z_{\odot} = 20.0 \pm 2.0 \text{ pc}.$$

Nous avons pour cela supposé que le nord et le sud sont symétriques.

² nous n'ajustons pas les comptages stellaires pour des magnitudes $m_K < 6$

4.4 COMPARAISONS AVEC D'AUTRES MODÈLES

Nos résultats peuvent être directement comparés avec les récentes analyses de Vallenari *et al.* (2006) des populations stellaires en direction du pôle nord galactique en utilisant la photométrie en B, en V et en R et les mouvements propres des populations stellaires (Spagna *et al.* 1996). Leur modèle est dynamiquement cohérent mais basé sur des hypothèses très différentes des nôtres. Pour chaque population stellaire, ils supposent que dans le plan galactique σ_{zz}^2 est proportionnel à la densité stellaire ρ (van der Kruit & Searle 1982). Ils supposent aussi que chaque dispersion de vitesse, σ_{zz}^2 et $\sigma_{RR'}^2$, suit des lois exponentielles avec la même échelle de profil exponentielle que la densité surfacique de masse (Lewis & Freeman 1989). Vallenari *et al.* (2006) trouvent des propriétés du disque épais très proches de celles que nous avons obtenues. Ils obtiennent : $\sigma_W = 38 \pm 7 \text{ km s}^{-1}$, $\sigma_U/\sigma_V = 1.48$, $V_{\text{lag}} = 42 \pm 7 \text{ km s}^{-1}$, et pour l'échelle du disque épais 900 pc. Cependant, ils trouvent une valeur pour σ_U/σ_W de 1.9. Ils disent aussi qu' "ils ne trouvent pas de gradient de vitesse significatif dans le disque épais", impliquant que le disque épais doit être une composante isotherme.

5 Fonction de luminosité

Notre ajustement des comptages et de la cinématique des étoiles distantes contraint la fonction de luminosité que l'on peut comparer à la fonction de luminosité locale (fig. V.25).

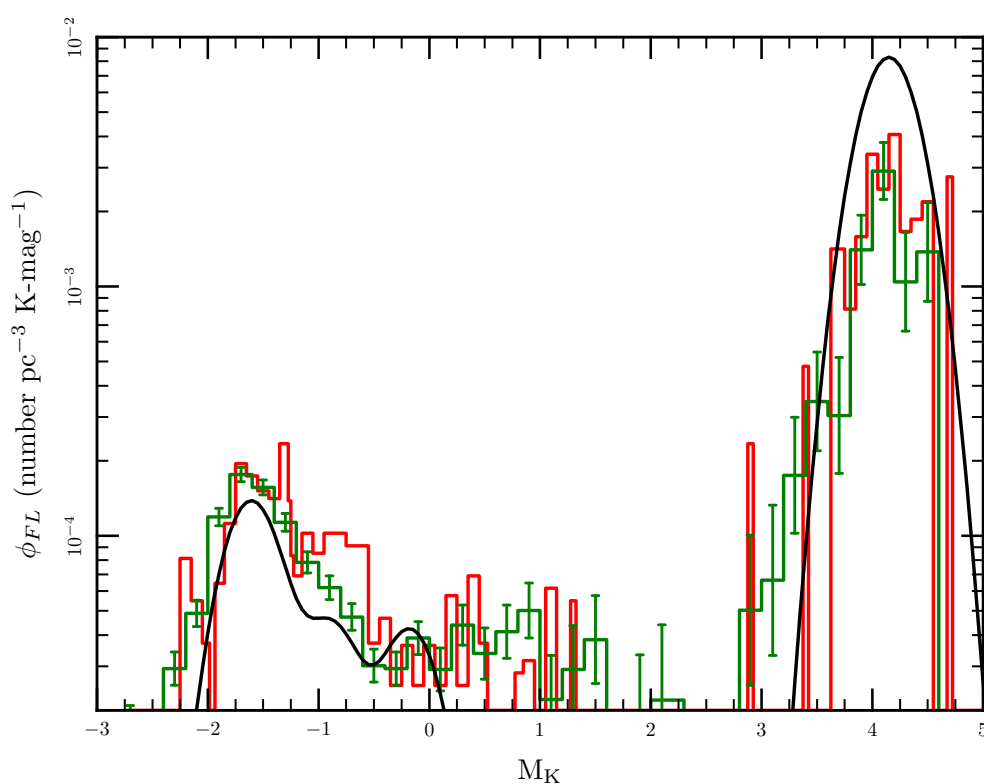


FIG. V.25 – Fonction de luminosité des étoiles de type spectral K. l'histogramme vert avec les barres correspond à notre détermination de la fonction de luminosité locale. Celui en rouge est celui déterminé par Cabrera-Lavers *et al.* (2005) recalé arbitrairement. La ligne continue est la fonction de luminosité obtenue pour notre meilleur modèle.

Pour déterminer la fonction de luminosité locale, il faut connaître précisément la magnitude

apparente en K et la distance des étoiles. Nous avons donc besoin du catalogue HIPPARCOS qui donne la distance des étoiles avec une erreur $\sigma_\pi/\pi < 10\%$ pour des étoiles situées à moins de 125 pc et d'un catalogue qui donne avec une bonne précision sur la magnitude en J et en K des étoiles. Bien que le catalogue 2MASS ait une grande précision photométrique comme nous l'avons vu au paragraphe 3.1, elle est moindre pour les étoiles qui correspondent à celles d'HIPPARCOS. En effet, les étoiles du catalogue HIPPARCOS sont des étoiles brillantes.

C'est pourquoi, Cabrera-Lavers *et al.* (2005) ont déterminé la fonction de luminosité locale en utilisant une cross-identification des étoiles d'HIPPARCOS avec celles d'MSX. Cependant, le catalogue MSX ne comporte pas de mesure de la magnitude en J et en K. Pour la magnitude en K m_K , ils l'ont estimé à partir de la magnitude de la bande A de MSX de la manière suivante :

$$m_K = A - 0.1 \quad (\text{V.8})$$

Pour la magnitude en J m_J qui sert à faire la sélection en couleur, ils ont transformé la sélection en J-K=[0.5-0.7] par une sélection en V-K=[2.3-2.9]. Or selon notre propre cross-identification d'HIPPARCOS-MSX et de 2MASS pour les étoiles non saturées leur sélection en V-K correspond principalement aux étoiles avec la couleur J-K entre 0.6 et 0.7 plutôt que entre 0.5-0.7 (fig. V.26).

Nous avons donc redéterminé la fonction de luminosité en cross-identifiant les catalogues 2MASS-HIPPARCOS pour lesquels nous n'avons gardé que les étoiles avec une magnitude $V < 7.3$ ou une distance $d < 125$ pc et utilisant une sélection en couleur V-K entre 2.0 et 2.6, qui correspond mieux à l'intervalle de couleur J-K = [0.5-0.7].

La comparaison de la fonction de luminosité déterminée avec notre modèle que ce soit avec la fonction de luminosité locale déterminée par Cabrera-Lavers *et al.* (2005) ou la nôtre (fig. V.25) donne un accord relativement satisfaisant sachant de plus que notre modélisation n'inclut pas les populations stellaires avec des petites dispersions de vitesses ($\sigma_W < 8 \text{ km s}^{-1}$).

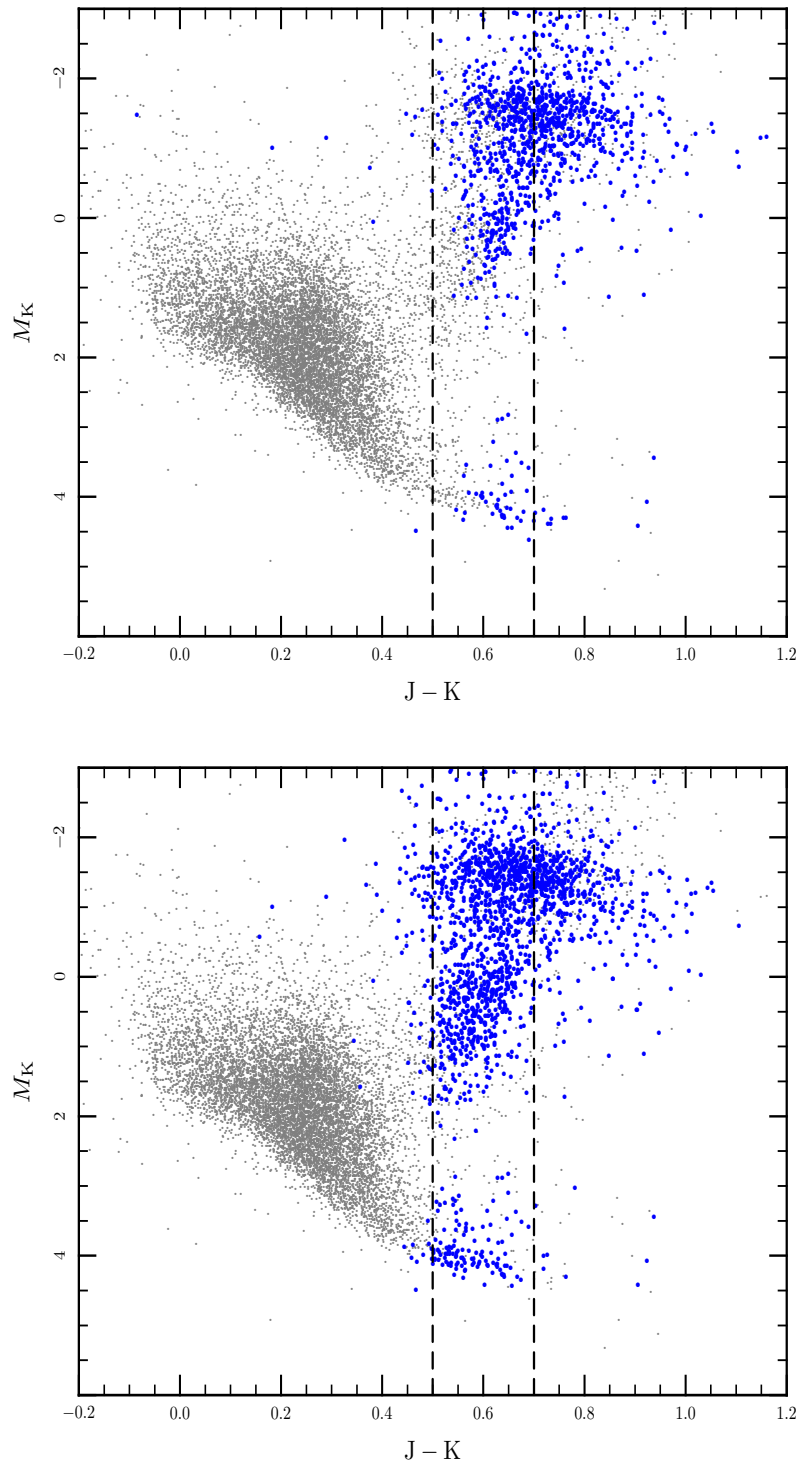


FIG. V.26 – Diagramme HR basé sur la cross-identification des étoiles des catalogues HIPPARCOS, MSX et 2MASS. Les points bleus correspondent aux étoiles sélectionnées par Cabrera et al. (2005) en $V-[8.3] \in [2.3-2.9]$ (haut) et aux étoiles sélectionnées en $V-K \in [2.0-2.6]$



Références

- BARTASIUTE, S., 1994; *The transition between stellar populations in the Galaxy*. *Baltic Astronomy*, **3**, 16
- BIENAYMÉ, O., 1999; *The local stellar velocity distribution of the Galaxy*. *Galactic structure and potential*. *A&A*, **341**, 86
- CABRERA-LAVERS, A., GARZÓN, F. & HAMMERSLEY, P. L., 2005; *The thick disc component of the Galaxy from near infrared colour-magnitude diagrams*. *A&A*, **433**, 173
- CHIBA, M. & BEERS, T. C., 2000; *Kinematics of Metal-poor Stars in the Galaxy. III. Formation of the Stellar Halo and Thick Disk as Revealed from a Large Sample of Nonkinematically Selected Stars*. *AJ*, **119**, 2843
- CUBARSI, R. & ALCOBÉ, S., 2004; *Cumulants and symmetries in a trivariate normal mixture. A qualitative study of the local velocity distribution*. *A&A*, **427**, 131
- DEHNEN, W. & BINNEY, J. J., 1998; *Local stellar kinematics from HIPPARCOS data*. *MNRAS*, **298**, 387
- FAMAËY, B., JORISSEN, A., LURI, X., MAYOR, M., UDRY, S., DEJONGHE, H. & TURON, C., 2005; *Local kinematics of K and M giants from CORAVEL/Hipparcos/Tycho-2 data. Revisiting the concept of superclusters*. *A&A*, **430**, 165
- FLYNN, C. & MORELL, O., 1997; *Metallicities and kinematics of G and K dwarfs*. *MNRAS*, **286**, 617
- GILMORE, G. & REID, N., 1983; *New light on faint stars. III - Galactic structure towards the South Pole and the Galactic thick disc*. *MNRAS*, **202**, 1025
- JAMES, F., 2004; *MINUIT Tutorial from "1972 CERN Computing and Data Processing School"*. CERN
- LEWIS, J. R. & FREEMAN, K. C., 1989; *Kinematics and chemical properties of the old disk of the Galaxy*. *AJ*, **97**, 139
- NORDSTRÖM, B., MAYOR, M., ANDERSEN, J., HOLMBERG, J., PONT, F., JØRGENSEN, B. R., OLSEN, E. H., UDRY, S. & MOWLAVI, N., 2004; *The Geneva-Copenhagen survey of the Solar neighbourhood. Ages, metallicities, and kinematic properties of ~ 14 000 F and G dwarfs*. *A&A*, **418**, 989
- PAULI, E.-M., HEBER, U., NAPIWOTZKI, R., ALTMANN, M. & ODENKIRCHEN, M., 2005; *3D-Kinematics of White Dwarfs from the SPY-Project*. Dans *14th European Workshop on White Dwarfs*, D. Koester & S. Moehler, réds., tm. 334 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*
- SOUBIRAN, C., BIENAYMÉ, O. & SIEBERT, A., 2003; *Vertical distribution of Galactic disk stars. I. Kinematics and metallicity*. *A&A*, **398**, 141
- SPAGNA, A., LATTANZI, M. G., LASKER, B. M., MCLEAN, B. J., MASSONE, G. & LANTERI, L., 1996; *Galactic structure along the main meridional section of the Galaxy. I. The North Galactic Pole (N321) field*. *A&A*, **311**, 758
- VALLENARI, A., PASETTO, S., BERTELLI, G., CHIOSI, C., SPAGNA, A. & LATTANZI, M., 2006; *Kinematics and stellar content of the Milky Way populations toward the North Galactic Pole*. *A&A*, **451**, 125
- VAN DER KRUIT, P. C. & SEARLE, L., 1982; *Surface photometry of edge-on spiral galaxies. IV - The distribution of light, colour, and mass in the disk and spheroid of NGC 7814*. *A&A*, **110**, 79
- WAINSCOAT, R. J., COHEN, M., VOLK, K., WALKER, H. J. & SCHWARTZ, D. E., 1992; *A model of the 8-25 micron point source infrared sky*. *ApJS*, **83**, 111

Conclusion

Le but de mon travail de thèse était d'améliorer la connaissance que nous avons de la structure du disque de la galaxie. Plus particulièrement, je visais l'objectif d'effectuer une décomposition cinématique du disque. Dans ce cadre, j'ai, d'abord, élaboré des échantillons, dont je vais rappeler les principaux intérêts pour mon étude. Je présenterai ensuite les résultats des deux méthodes d'analyse cinématique du disque que j'ai utilisées. J'en tirerai les conséquences pour les scénarios de formation de la galaxie. J'évoquerai enfin quelques pistes pour des études futures, ainsi que les projets qui devraient contribuer à améliorer notre connaissance de la galaxie et de son histoire.

1 Intérêts des échantillons

J'ai bénéficié du développement de grands relevés de mesures photométriques, de mouvements propres et de vitesses radiales des étoiles de la galaxie. Ces relevés sont de plus d'une grande précision. À partir de ceux-ci, j'ai constitué des échantillons qui m'ont servi pour mon étude du disque de la galaxie.

Pour la photométrie, j'ai choisi d'utiliser les magnitudes en K des étoiles. En effet, les magnitudes apparentes en infrarouge des étoiles sont moins affectées par le phénomène d'extinction. Il n'est pas nécessaire de corriger ces données avec un modèle de distribution spatiale de la poussière dans la galaxie. J'ai aussi effectué une sélection en couleur ($J-K=[0.5-0.7]$) pour ne garder que les étoiles de type spectral K. Ces étoiles qui peuvent être des étoiles de la séquence principale ou des étoiles géantes ont des magnitudes absolues bien définies et très différentes. Pour les naines, nous trouvons une magnitude absolue de $M_K = 4.15$ avec une dispersion de $\sim 0.2-0.4$. Les géantes ont une magnitude absolue de $M_K = -1.61$ avec une dispersion de 0.3. En outre, comme nous avons effectué une sélection en couleur, nous n'avons que des géantes du clump de métallicité plus grande que -0.8 dex dans nos échantillons.

Pour la cinématique, les pôles galactiques présentent l'avantage qu'ils simplifient l'analyse des mouvements des étoiles. En direction des pôles galactiques, il n'y pas de couplage avec d'autres paramètres galactiques tels que les échelles de densité, la distance du soleil au centre de la Galaxie R_0 , la vitesse circulaire au niveau du soleil V_0 Le choix du catalogue UCAC2 pour les mouvements propres permet d'avoir une bonne précision de l'ordre de 2 à 6 mas an^{-1} selon la magnitude des étoiles. De plus, l'effet de l'erreur sur les mouvements propres n'affecte pas notre analyse de la cinématique du disque. Enfin, pour les vitesses radiales, nous avons utilisé les données du catalogue RAVE qui présentent une très bonne précision de l'ordre du km s^{-1} combinées avec celles obtenues avec le spectrographe échelle ÉLODIE qui sont encore un ordre de grandeur plus précises. RAVE est un relevé en cours auquel j'ai pris part. Il a pour but de faire des mesures spectroscopiques de vitesses radiales, mais aussi de paramètres stellaires (température effective, métallicité, gravité de surface et vitesse de rotation) d'un million d'étoiles de l'hémisphère céleste Sud. J'ai en particulier réalisé des observations pour ce projet sur le télescope de 1.2 m (UK Schmidt Telescope) de l'observatoire Anglo-Australien (AAO) avec le spectrographe multi-objet 6df. Une première version de ce catalogue a été rendue publique en 2006. Une deuxième est en préparation pour début 2008.

2 Les méthodes et leurs résultats

J'ai utilisé deux méthodes différentes pour définir la décomposition cinématique du disque de la galaxie.

J'ai, d'abord, appliqué une méthode d'inversion directe sur les histogrammes de mouvements propres. La décomposition cinématique ainsi obtenue montre deux composantes bien distinctes : une avec une dispersion de vitesse σ_U comprise entre 40 et 60 km s⁻¹ et une deuxième avec une dispersion de vitesse σ_U comprise entre 80 et 100 km s⁻¹. J'identifie la première comme étant le disque mince et la seconde le disque épais. Cette décomposition cinématique montre une claire séparation entre les composantes cinématiques du disque mince et celles du disque épais. Cependant, j'ai conduit des simulations pour tester la robustesse de cette méthode. Il s'est avéré que la méthode présente un biais qui tend à regrouper les composantes et donc à créer des séparations qui n'existent peut-être pas ou du moins peut-être de manière moins prononcées.

J'ai, ensuite, développé un modèle combinant les comptages d'étoiles en magnitude obtenus à partir du catalogue 2MASS, avec les données sur les mouvements propres du catalogue UCAC2 et sur les vitesses radiales du catalogue RAVE. Ce modèle permet de mesurer la dispersion de vitesse dans les 3 directions U , V et W , mais aussi la densité des populations du disque. Mon modèle du disque galactique est un modèle dynamique auto-cohérent qui relie la densité d'étoiles à leur dispersion en vitesse via le potentiel gravitationnel. J'ai utilisé une large gamme de valeur de dispersion de vitesse verticale σ_W entre 3.5 et 70 km s⁻¹ par pas de 3.5 km s⁻¹. J'ai ajusté la densité d'étoiles de chaque type et de chaque dispersion, ce qui représente 80 paramètres libres, sur les histogrammes de comptages, de mouvements propres et de vitesses radiales observés. J'obtiens un bon accord entre mon modèle et les observations. Les quelques différences s'expliquent aisément. J'ai obtenu une manière statistique de séparer les différents types d'étoiles présents dans nos échantillons.

Mon modèle m'a, également, permis de réaliser pour la première fois une décomposition cinématique du disque galactique. On voit clairement trois composantes dans cette décomposition. Une première composante avec des dispersions de vitesse verticale σ_W comprises entre 10 et 25 km.s⁻¹, une deuxième avec des dispersions σ_W comprises entre 30 et 45 km s⁻¹ et une troisième avec $\sigma_W \sim 65$ km.s⁻¹. Je propose d'identifier les deux premières composantes au disque mince et au disque épais respectivement.

J'ai déterminé les échelles de hauteur du disque mince et du disque épais à partir de la distribution en densité d'étoiles en fonction de la hauteur au-dessus du plan ($\log \rho(z)$). Elle reproduit la forme bien connue en double exponentielle avec un changement de pente à $z=500-700$ pc. J'obtiens une échelle de hauteur de 217 ± 15 pc pour le disque mince et 1064 ± 38 pc pour le disque épais. Cependant, en me basant sur l'identification des composantes cinématiques, j'ai déterminé indépendamment et de manière unique les échelles de hauteur du disque mince et du disque épais. J'obtiens une valeur de 225 ± 10 pc pour le disque mince et de 1048 ± 36 pc pour le disque épais, ainsi qu'un rapport de densité locale entre le disque mince et le disque épais de 8.7 % pour les étoiles naines.

J'ai également déterminé beaucoup de propriétés cinématiques stellaires que j'ai obtenues grâce à notre modèle qui ajuste le mieux les observations. Pour le courant asymétrique par rapport au référentiel standard local pour le disque épais, j'ai trouvé une valeur de $V_{\text{asym}} = 33 \pm 2$ km s⁻¹. Pour les rapports d'axe de l'ellipsoïde, nous avons $\sigma_U/\sigma_V = 1.44 \pm 0.02$ et σ_U/σ_W compris entre 1.5 et 1.6 pour les composantes du disque mince et de l'ordre de 1.1 pour le disque épais. Enfin, nous déduisons une vitesse du soleil dans la direction U et W et une hauteur au dessus du plan galactique de $U_{\odot} = 8.5 \pm 0.3$ kms⁻¹, $W_{\odot} = 11.1 \pm 1.0$ kms⁻¹ et $z_{\odot} = 20.0 \pm 2.0$ pc respectivement. Toutes ces valeurs correspondent aux valeurs couramment publiées dans la littérature. Enfin, je retrouve la fonction de luminosité locale qui nous avait permis de mettre des contraintes sur les composantes.

3 Conséquences pour les scénarios de formation de la Voie Lactée

Les deux décompositions cinématiques du disque, que j'ai obtenues par inversion directe et par modélisation du disque, montrent qu'il existe une séparation claire entre les composantes cinématiques du disque mince et du disque épais. Ceci est un résultat important. En effet, il prouve que le disque mince et le disque épais sont deux composantes complètement distinctes.

Les scénarios qui envisagent la possibilité d'un disque mince initial qui aurait été « chauffé » par des nuages moléculaires ou par les bras spiraux de la galaxie sont exclus par mes résultats. D'autres mécanismes de formation du disque épais comme l'accrétion progressive d'étoiles venant de galaxies satellites ou le chauffage voire la création d'étoiles au moment de la rencontre entre une galaxie satellite importante et notre galaxie restent possibles.

4 Perspectives

Je ne me suis, pour l'instant, intéressé qu'aux étoiles en direction des pôles galactiques. L'étude des autres directions d'observation va permettre de déterminer les échelles de longueur en densité des disques mince et épais. Ces quantités sont encore très mal connues, en particulier pour le disque épais, où les estimations de l'échelle de longueur vont de 2.5 kpc pour Reylé & Robin (2001) à 4.7 kpc pour Larsen & Humphreys (2003). De plus, mon modèle offre aussi la possibilité d'étudier les échelles de longueur cinématiques des disques mince et épais (voir par exemple Bienaymé & Séchaud (1997)).

Pour faciliter la séparation des étoiles naines et des étoiles géantes, j'ai utilisé une sélection en couleur où il existe un grand écart entre leurs magnitudes absolues respectives. J'envisage de m'intéresser à d'autres sélections en couleur pour voir si je retrouve la même décomposition cinématique entre le disque mince et le disque épais que j'ai observée pour les étoiles de type spectral K. Des variations dues à l'âge et à la métallicité sont possibles. Comme l'ont montré Jahreiss *et al.* (1999), les géantes du clump et les 'vieilles' étoiles géantes de type spectral K par exemple n'ont pas les mêmes caractéristiques cinématiques.

Les prochaines versions du catalogue RAVE vont incorporer les mesures spectroscopiques non plus seulement de vitesses radiales, mais aussi des paramètres stellaires tels que la température effective T_{eff} , la métallicité $[Fe/H]$, la gravité de surface $\log g$ et la vitesse de rotation V_{rot} . L'information sur la métallicité est très intéressante. Elle permet de retracer l'histoire d'une population ou d'un groupe d'étoiles qui ont la même origine. Je pourrais regarder s'il existe un lien entre la décomposition cinématique du disque et la composition chimique des populations du disque.

À plus longue échéance, le satellite GAIA va renouveler radicalement notre vision de la galaxie. En effet, nous allons obtenir une carte en 3 dimensions de la galaxie. GAIA permettra de mesurer la position et la vitesse radiale de plus d'un milliard d'étoiles avec une précision de l'ordre de 20 μ as et pour les étoiles les plus brillantes leurs paramètres stellaires. Avec ce niveau de détail, nous pourrons retracer la formation et l'histoire de notre galaxie.



Références

- BIENAYMÉ, O. & SÉCHAUD, N., 1997; *Stellar kinematics in the solar neighbourhood and the disc scale lengths of the Galaxy*. *A&A*, **323**, 781
- JAHREISS, H., FUCHS, B. & WIELEN, R., 1999; *Nearby Stars and the History of the Galactic Disk*. *Ap&SS*, **265**, 247
- LARSEN, J. A. & HUMPHREYS, R. M., 2003; *Fitting a Galactic Model to an All-Sky Survey*. *AJ*, **125**, 1958
- REYLÉ, C. & ROBIN, A. C., 2001; *Early galaxy evolution from deep wide field star counts. II. First estimate of the thick disc mass function*. *A&A*, **373**, 886

Annexe A

Article
« The RAdial Velocity Experiment
(RAVE) :
First data release »

The Radial Velocity Experiment (RAVE) : First Data Release

M. Steinmetz, T. Zwitter, A. Siebert, F. G. Watson, K. C. Freeman, U. Munari, R. Campbell, M. Williams, G. M. Seabroke, R. F. G. Wyse, Q. A. Parker, O. Bienaymé, S. Roeser, B. K. Gibson, G. Gilmore, E. K. Grebel, A. Helmi, J. F. Navarro, D. Burton, C. J. P. Cass, J. A. Dawe, K. Fiegert, M. Hartley, K. S. Russell, W. Saunders, H. Enke, J. Bailin, J. Binney, J. Bland Hawthorn, C. Boeche, W. Dehnen, D. J. Eisenstein, N. W. Evans, M. Fiorucci, J. P. Fulbright, O. Gerhard, U. Jauregi, A. Kelz, L. Mijović, I. Minchev, G. Parmentier, J. Peñarrubia, A. C. Quillen, M. A. Read, G. Ruchti, R. D. Scholz, A. Siviero, M. C. Smith, R. Sordo, L. Veltz, S. Vidrih, R. von Berlepsch, B. J. Boyle, and E. Schilbach

The astronomical journal, 2006, Vol. 132, Pages 1645-1668

© 2006. The American Astronomical Society. All rights reserved. Printed in U.S.A.

Pages 116-140 : Annexe A

La publication présentée ici dans la thèse est soumise à des droits détenus par un éditeur commercial.

Pour les utilisateurs ULP, il est possible de consulter cette publication sur le site de l'éditeur :

<http://www.journals.uchicago.edu/doi/full/10.1086/506564>

La version imprimée de cette thèse peut être consultée à la bibliothèque ou dans un autre établissement via une demande de prêt entre bibliothèques (PEB) auprès de nos services :

<http://www-sicd.u-strasbg.fr/services/peb/>

Annexe B

Article
« Galactic kinematics with RAVE
data »

Galactic kinematics with RAVE data. I , The distribution of stars towards the Galactic poles

M. Steinmetz, T. Zwitter, A. Siebert, F. G. Watson, K. C. Freeman, U. Munari, R. Campbell, M. Williams, G. M. Seabroke, R. F. G. Wyse, Q. A. Parker, O. Bienaymé, S. Roeser, B. K. Gibson, G. Gilmore, E. K. Grebel, A. Helmi, J. F. Navarro, D. Burton, C. J. P. Cass, J. A. Dawe, K. Fiegert, M. Hartley, K. S. Russell, W. Saunders, H. Enke, J. Bailin, J. Binney, J. Bland Hawthorn, C. Boeche, W. Dehnen, D. J. Eisenstein, N. W. Evans, M. Fiorucci, J. P. Fulbright, O. Gerhard, U. Jauregi, A. Kelz, L. Mijović, I. Minchev, G. Parmentier, J. Peñarrubia, A. C. Quillen, M. A. Read, G. Ruchti, R. D. Scholz, A. Siviero, M. C. Smith, R. Sordo, L. Veltz, S. Vidrih, R. von Berlepsch, B. J. Boyle, and E. Schilbach

The Astronomy & astrophysics review, 2007

Pages 142-155 : Annexe B

La publication présentée ici dans la thèse est soumise à des droits détenus par un éditeur commercial.

Pour les utilisateurs ULP, il est possible de consulter cette publication sur le site de l'éditeur :

<http://springerlink.metapress.com/content/100506/>

La version imprimée de cette thèse peut être consultée à la bibliothèque ou dans un autre établissement via une demande de prêt entre bibliothèques (PEB) auprès de nos services :

<http://www-sicd.u-strasbg.fr/services/peb/>

Ma participation à RAVE

Présentation du projet

Le projet RAVE (RAAdial Velocity Experiment) est un ambitieux relevé spectroscopique qui a pour but de mesurer les vitesses radiales et d'estimer les paramètres stellaires (température effective T_{eff} , métallicité [M/H] et gravité de surface $\log g$ d'un million d'étoiles de l'hémisphère sud (Steinmetz et al. 2006 Steinmetz *et al.* (2006)). Ce projet fournira le meilleur catalogue de vitesses radiales de la décennie à venir. Notre compréhension de la formation et de l'évolution de de la Voie Lactée bénéficiera de cette grande masse de données.

Ma contribution à RAVE

Durant mon séjour en Australie qui a eu lieu lors de ma deuxième année de thèse, j'ai effectué des observations pour RAVE durant une semaine chaque mois.

Ces observations ont été réalisées grâce au spectrographe multi-objet 6df (Six Degree of Field of view) sur le télescope de Schmidt de 1.2 m (UKST) de l'observatoire Anglo-Australien (AAO) à l'observatoire de Siding Spring. Dans le cadre de ces missions d'observations, j'ai appris les techniques instrumentales nécessaires à l'acquisition des spectres de RAVE.

J'ai eu à préparer mes programmes d'observations. J'ai réalisé les différentes tâches qui sont liées à l'utilisation d'anciennes plaques photographiques sur lesquelles sont placées les fibres.

Il faut tout d'abord utilisé un logiciel de configuration automatique des plaques. Ce pendant, l'expertise de l'observateur est malgré tout nécessaire à la définition des meilleurs étoiles guides et dans certains cas à la réallocation de la position des fibres pour éviter des problèmes de différences trop grandes entre étoiles qui peuvent rendre les spectres finaux inutilisables du fait du chevauchement entre le spectre d'une étoile brillante sur le spectre d'une étoile faible.

Il faut ensuite actionné un robot qui va positionner les fibres sur les plaques photographiques. Là aussi, le rôle de l'observateur est important. Il doit vérifier que le processus se déroule correctement. En cas de problèmes comme par exemple la casse d'une fibre ou l'impossibilité de positionner une fibre suivant les tolérances imposées, Il doit immédiatement stopper le robot et intervenir soit sur la plaque soit sur le robot.

Il faut une fois la planque prête la charger et en fin de pose la décharger du télescope. Puis enfin, à l'aide du robot réinitialiser la planque en position l'ensemble des fibres sur le bord de la

plque.

J'ai également appris à positionner le télescope qui ne dispose pas de système de positionnement automatique. J'ai enfin utilisé le logiciel d'acquisition d'image qui permet de réaliser les images de calibrations (bias, flat, arc) et la prise des spectres.

J'ai également effectué un premier contrôle de qualité des spectres que j'ai obtenu grâce au logiciel 2dFdr qui avait initialement été développé pour le relevé en redshift des galaxies (2dF Galaxy Redshift Survey).

Du fait de mon expérience au télescope, j'ai participé à l'amélioration des procédures d'observation, en particulier à propos des images de calibration.

Réduction des observations RAVE

Une fois les observations obtenues à Siding Spring, elles sont envoyées à l'Observatoire Anglo-australien à Sydney. Une nouvelle vérification est effectuée sur la qualité des spectres pour détecter des champs impropres à l'utilisation dans le cadre du processus de réduction des observations RAVE. Elles sont ensuite transmises en Italie à des collaborateurs qui vont effectuer le prétraitement des spectres grâce à un script IRAF développé à cet effet. Enfin, elles arrivent à Postdam où est effectuée la mesure de vitesse radiale et l'estimation des paramètres stellaires.

