Formation et évolution des galaxies
Ecole CNRS de Goutelas XXV (2002)
Edité par A. Lançon, D. Egret et J.-L. Halbwachs

La Voie Lactée

Misha Haywood

GEPI, Observatoire de Paris-Meudon

Abstract. In the last ten years, we have been witnessing a rise of complexity in the description of the stellar populations of the Milky Way. This is illustrated among others by the discovery of large scale stellar streams in the galactic halo, the overlap of the properties of the galactic stellar populations, and the lack of simple correlations between the age of the stars and their chemical or kinematical characteristics. It seems that the discussion about the formation of the Galaxy has finally escaped the restricted alternatives of a monolithic or chaotic collapse for more exciting views. While it is apparent that a general scheme for the formation of the Galaxy is still to be assembled, and that our theories and models have difficulties to cope with the observational material, new interesting questions and needs have emerged, which shows that the study of our Galaxy is a lively field of research. In the following pages, we give a general sketch of the stellar populations of our Galaxy, focusing on aspects of galactic evolution.

Table des matières

1 Introduction

L'étude de notre Galaxie dans les 10 dernières années témoigne d'une augmentation de la complexité dans la description des populations stellaires et des mécanismes qui entrent en jeu lors de la formation et de l'évolution de la Galaxie. Une question aussi simple à poser que l'établissement d'une chronologie de la formation des populations stellaires dans la Galaxie impose de résoudre d'autres problèmes relativement complexes (par exemple : quel est le statut des étoiles du disque épais ? ou du halo ? Sont-elles des populations accrétées ? partiellement, totalement accrétées ? Comment mesurer l'âge des étoiles du bulbe ? etc). D'autres questions fondamentales manquent aujourd'hui cruellement de contraintes nouvelles, comme par exemple le problème de la formation du disque galactique, pour lequel l'information reste assez fragmentaire et, surtout, très locale. Certains éléments du puzzle peuvent même manquer complètement, comme l'hypothétique population III.

Ainsi, on doit considérer que si la quantité et la qualité de l'information sur la Voie Lactée ont significativement augmenté ces derniers dix ans, une vue plus globale de la façon dont notre Galaxie s'est formée tarde à émerger. On verra cependant que les motifs de satisfaction ne sont pas absents, au contraire. C'est le cas des avancées sur le problème de la quantité et la nature des MACHO dans le halo galactique, ou les perspectives offertes par l'arrivée d'instruments comme GIRAFFE, ou les relevés photométriques profonds sur de grandes surfaces angulaires. La contribution ci-dessous présente un état des lieux (non-exhaustif) de la recherche sur notre Galaxie.

1.1 Survol historique

En 1944, le concept empirique de population stellaire est introduit par W. Baade, comme l'aboutissement d'une série de découvertes dans notre Galaxie et ses voisines durant la première moitié du XXe siècle. Entre 1944 et les années 60, ce concept est nourri d'une part par la compréhension du fonctionnement du diagramme HR. Celle-ci repose sur des découvertes observationnelles, avec les premières séquences principales d'amas globulaires (Arp et al. 1952, 1953, et Sandage 1953[1]), mais aussi sur des concepts théoriques, avec l'introduction de l'âge comme paramètre fondamental. De premiers modèles stellaires et de premières comparaisons entre modèles et diagramme HR sont exploités par Hoyle &

[1]Leurs études portent sur M92 et M3, dont l'âge est estimé à 5×10^9 ans. La différence entre le diagramme HR de M92 ([Fe/H]=-2.29) et celui de M3 ([Fe/H]=-1.57) est correctement interprété par Sandage comme étant due à une différence de composition chimique. Sandage y voit l'indice d'une variation à l'intérieur de la population II.

Schwarzschild (1955) et Haselgrove & Hoyle (1956) – on pourra se rapporter à Sandage (1986) pour plus de détails sur cette époque héroïque. Dans le même temps, les questions de composition chimique avancent à grands pas avec, là aussi, la découverte observationnelle des étoiles déficientes, en 1951, par Chamberlain & Aller et de nucléosynthèse des éléments dans les étoiles en 1957, par Burbidge et al. Ces éléments viennent s'ajouter aux connaissances sur la cinématique des étoiles – étoiles à grande vitesse, et courant asymétrique (autrefois appelé "Stromberg velocity drift" ; Stromberg 1925), déjà bien connues à l'époque – et en partie à l'origine du concept des populations I & II.

Dans les années 60-70, les premiers scénarios pour expliquer la formation et l'évolution de la Galaxie apparaissent, avec en particulier les articles classiques de Eggen, Lynden-Bell & Sandage (1962 : ELS62), et plus tard Searle & Zin (1978 : SZ78). A la même époque, de nombreux articles explorent différents aspects de la formation galactique, avec en particulier les premières simulations numériques (Larson, 1976) et la mise en place des concepts de base de l'évolution chimique : le problème des naines G (van den Bergh 1962, Schmidt 1959), le modèle de boîte simple ("simple box model", Schmidt 1959, 1963, voir Pagel & Patchett 1975 pour des versions modifiées), le mécanisme d'accrétion gazeuse ("infall", Talbott & Arnett 1971).

On peut considérer que dans les années 80 et au début des années 90 se met en place une description 'standard' de la Galaxie, où l'existence et la nature des 4 populations stellaires (disque mince, disque épais, halo, bulbe) et leurs propriétés moyennes sont discutées. Cet effort s'accompagne du développement de modèles de comptages d'étoiles de la Galaxie. Cette description fournit un cadre de travail dans lequel sont étudiés les corrélations et gradients possibles des propriétés cinématiques et chimiques des étoiles, et leurs implications sur les scénarios de formation de la Galaxie, les articles de Eggen, Lynden-Bell & Sandage (1962) et Searle & Zinn (1978) fournissant toujours les deux pôles de cette discussion.

En 1994, la découverte de la galaxie du Sagittaire (Ibata et al.) inaugure l'identification de structures à grande échelle dans le halo galactique, et le contexte observationnel change sensiblement. L'arrivée du catalogue Hipparcos (1997) et l'accumulation de données spectroscopiques plus substantielles permettent des discussions plus approfondies de (l'absence de) corrélations de type âge-métallicité, métallicité-cinématique, gradients etc. Le concept de population stellaire devient ainsi plus difficile à manier, d'une part parce que les populations stellaires ont des caractéristiques cinématiques et chimiques qui se recouvrent, d'autre part parce que l'âge des étoiles d'une population stellaire n'est pas forcément l'âge de la mise en place de cette population dans la Galaxie ; on envisage qu'au moins une partie des populations les plus anciennes (halo, disque épais, bulbe) aient été accrétées.

Enfin, si la Galaxie a longtemps servi de référence pour l'étude de l'extragalactique (pour l'évolution chimique et spectrophotométrique des galaxies, en particulier) l'inverse devient également vrai. On notera, en particulier, la contrainte que commence à apporter l'observation de disques galactiques à des redshifts > 1 (Wyse, 2001) pour notre propre Galaxie, tout comme la comparaison entre l'histoire globale du taux de formation d'étoiles des galaxies (courbe de Madau) et celui mesuré dans la Voie Lactée (Hopkins et al. 2001).

1.2 Plan de cette présentation

Dans une première partie, je replace notre Galaxie dans le contexte des galaxies en général et je fais un bilan de son contenu (sections 2 et 3). Dans les sections suivantes (4 et 5), regroupées sous la thématique "modélisation", je décris les propriétés globales des populations stellaires galactiques et je présente les modèles de comptages d'étoiles. J'entre ensuite davantage dans le détail des problèmes liés à l'évolution galactique (sections 6, 7, 8 et 9). Dans une dernière partie, plus prospective, je décris enfin quelques-uns des thèmes qui me paraissent bien placés pour bénéficier des grands relevés et de GAIA (sections 10 et 11).

Outre les articles classiques cités ci-dessus et dans le reste de cette présentation, on peut se référer à Freeman & Bland-Hawthorn (2002). Les ouvrages de Binney & Merrifield (1999) et antérieurement de Mihalas & Binney (1980) restent des classiques.

2 La Voie Lactée comparée autres galaxies

Dans le cadre d'une École consacrée à l'évolution des galaxies, on peut se demander quelle place doit tenir la Voie Lactée, et plus spécifiquement, quel degré de généralité il convient d'attribuer à la connaissance acquise sur notre Galaxie. Une méthode pour répondre à cette question est de replacer notre Galaxie dans le contexte extragalactique et de voir comment elle se compare aux autres galaxies. Ce contexte a déja été évoqué dans Gilmore et al. (1989).

2.1 Le type Hubble de la Voie Lactée

Notre Galaxie est souvent présentée comme une galaxie spirale de type Hubble Sbc (Kerr, 1993). Deux critères importants pour identifier une galaxie à un type particulier dans le système de Hubble sont le rapport de luminosité bulbe/disque (B/D), et l'angle d'ouverture des bras ("pitch angle"). En raison de notre position dans le disque galactique (à environ 15 pc du plan galactique, à 8 kpc du centre galactique et 6 kpc du bord du disque galactique), nous n'avons pas de vue d'ensemble de la Galaxie, et notre vision est parcellaire à cause de la forte extinction dans le disque galactique. Ces deux paramètres sont donc très difficiles à mesurer pour notre Galaxie. Un certain nombre de structures, identifiées à des bras ou des parties de bras sont connues dans la Galaxie. Le Soleil se situerait entre les structures de Persée et du Cygne, en direction de l'anticentre, et vers l'intérieur de la Galaxie, celles du Sagittaire, de la Croix du Sud et de l'Écu. Le nombre de bras (2, 4 ?) auquel il faut attribuer ces structures n'est pas bien déterminé (Drimmel, 2000).

Vallée (1995) récapitule les mesures obtenues de l'angle d'ouverture en utilisant différentes méthodes. Ces mesures s'étalent entre 5 et 21°, ce qui correspond à peu près à ce qui est mesuré sur une galaxie de type Sbc (cf. Kennicutt, 1981). Dans le système révisé de Hubble, lancé par de Vaucouleurs dans les années 50, une galaxie de type Sbc (T=4), a un rapport de luminosité sphéroïde/totale Δm_I=1.85[2]. Cette dernière valeur ne correspond pas avec la valeur trouvée par de Vaucouleurs & Pence (1978) pour notre Galaxie (=1.17). Notons que ce rapport, dans le travail de de Vaucouleurs & Pence (1978) est dépendant de l'applatissement supposé du sphéroïde, et introduit une incertitude significative sur Δm_I, qu'il faut rajouter aux corrections d'extinction. Cependant, la couleur intégrée de la Galaxie (liée au rapport de luminosité bulbe/disque) $B - V = 0.53 \pm 0.05$ (de Vaucouleurs & Pence 1978) est en accord avec la couleur d'une galaxie de type Sbc chez Buta et al. (1994).

Un autre aspect à prendre en compte à propos du type de la Galaxie est la barre, soupçonnée depuis longtemps (Peters 1975, "it seems not unreasonable to consider that we live in a barred galaxy" ; Liszt & Burton 1980), mais mise en évidence à partir des densités stellaires seulement dans les années 90. On estime que les deux tiers des galaxies à disque sont modérément (SAB, 28%) ou fortement (37%) barrées (Buta, 1996). L'existence d'une barre dans la Galaxie n'est donc pas une surprise, mais ses paramètres sont mal mesurés.

En plus d'une barre, la présence d'un anneau (d'étoiles) dans le disque stellaire galactique a été récemment proposée (López-Corredoira et al., 2001) pour expliquer les comptages d'étoiles et le taux de microlensing en direction du centre galactique. En 1978, de Vaucouleurs & Pence proposaient (sur la base d'indices relativement faibles) d'attribuer à notre Galaxie le type SAB(r)bc, réunissant déjà ces quelques caractéristiques.

[2] $\Delta m_I = 2.5 Log(L_T/L_I)$; c'est la difference de magnitude dans la bande B entre la luminosité intégrée du bulbe en $r^{1/4}$ et la luminosité totale de la galaxie.

2.2 La Voie Lactée en tant que galaxie à disque

La taille des disques galactiques, et leurs relations possibles avec d'autres paramètres des galaxies sont étudiées à partir des échelles de longueur h_r, des échelles de hauteur h_z, de la taille du disque galactique R_c (ou rayon de coupure) et du rapport formé par $\mathrm{h}_r/\mathrm{R}_c$. On pense généralement que les valeurs de h_r et R_c, et la nature exponentielle des disques galactiques sont probablement liés aux mécanismes de formation des disques (voir par ex. Slyz et al. 2002). Au contraire, l'échelle de hauteur et le profil de densité des galaxies perpendiculairement au plan galactique proviennent de la diffusion des orbites des étoiles sur plusieurs millards d'années, par l'effet des irrégularités du potentiel galactique dans le disque.

(1) Le disque mince : Les échelles de longueur des disques de galaxies varient de moins de 1 kpc à plus de 10 kpc. L'étude d'échantillons complets montre que les galaxies les plus nombreuses sont les petites galaxies, avec de petites échelles de longueur (de Jong, 1996). Avec $h_r \approx 2.5\,\mathrm{kpc} \pm 0.5$, notre Galaxie a une échelle de longueur dans la moyenne.

Observationnellement, on constate que le rayon de coupure des disques est environ 3.6 ± 0.6 fois plus grand que l'échelle de longueur (Kregel et al. 2002). Avec un rayon d'environ 14 kpc pour le disque galactique, ce rapport R_c/h_r est de l'ordre de 6 pour notre Galaxie, apparement significativement plus grand que dans le cas général. Une suggestion a été faite (Pohlen et al. 2000) que R_c/h_r pourrait être une fonction de h_r. Les échantillons sont encore trop petits pour conclure sur ce chapitre.

(2) Le disque épais : Une autre caractéristique importante de notre Galaxie est la présence d'un disque épais. Comme pour d'autres populations stellaires dans la Galaxie, le disque épais pourrait être une population au moins partiellement accrétée, donc dépendante de l'histoire particulière des intéractions de notre Galaxie avec d'autres galaxies. Dans d'autres scénarios de formation (Burkert et al. 1992, Samland et al. 1997) le disque épais est une étape dans la formation des disques galactiques, peut-être de tous les disques. Quelle que soit l'explication, le caractère d'universalité ou non des disques épais est une contrainte importante, pour notre Galaxie et pour la formation des disques en général.

Certaines galaxies ne présentent pas de signatures manifestes d'un disque épais (Fry et al. 1999, Matthews et al. 1999). Il semblerait cependant que les disques épais soient relativement communs, quelle que soit la taille des galaxies (Dalcanton & Bernstein 2002), et en particulier sans corrélation évidente entre la taille des bulbes et la présence de disque épais. Il a été suggéré que les disques épais sont associés à l'existence d'un bulbe important dans les galaxies (Morrison, 1999), et que les disques épais sont moins fréquents dans les galaxies de type tardif (de Grijs & Peletier, 1997). Ces corrélations ne sont pas confirmées par l'étude de Dalcanton & Bernstein (2002).

3 La Voie Lactée : recensement global et local

3.1 Recensement global

Plusieurs estimations de la masse totale de la Galaxie existent, qui diffèrent par les méthodes utilisées, et les limites (de la Galaxie) adoptées ; les estimations sont donc souvent difficiles à comparer. Malgré tout, il semble y avoir une certaine convergence dans les ordres de grandeur. Quelques déterminations récentes : Garcia-Cole et al. (1999) trouvent une masse entre 2×10^{11} et $5 \times 10^{11}\,M_\odot$, à partir de l'analyse d'étoiles à grande vitesse au voisinage du Soleil, Wilkinson & Evans (1999) trouvent $5.4 \times 10^{11}\,M_\odot$ à moins de 50 kpc à partir des mouvements de galaxies satellites et amas globulaires. La masse totale à moins de 50 kpc en combinant différentes contraintes (satellites de la Galaxie, vitesse d'évasion, courbe de rotation) est calculée par Kochanek (1996) à $4.9 \pm 1.1\ 10^{11} M_\odot$. Une autre estimation, à 100 kpc donne une masse comprise entre 2.4 et $12.5\times\ 10^{11}\ M_\odot$ (Côté et al. 2000).

En intégrant les lois de densité utilisées pour les populations stellaires et en utilisant les normalisations mesurées au voisinage du Soleil (tableaux 1 et 2), on obtient environ $6\times\ 10^{10}\ M_\odot$ pour le disque mince (en adoptant une loi exponentielle d'échelle de longueur 2.5 kpc, et une densité surfacique de matière – stellaire et autres – au niveau du Soleil de $50\,M_\odot.pc^{-2}$ pour le disque). Le bulbe aurait une masse un peu moins importante, de 1.7-2.8 $\times\ 10^{10}\ M_\odot$ (Blum 1995) et la masse du halo serait environ dix fois moindre. La comparaison avec la masse totale évoquée ci-dessus donne une idée de l'importance de la matière noire.

3.2 Le voisinage solaire

Les tableaux 1 et 2 donnent les évaluations disponibles des différents types de matière au voisinage du Soleil. Malgré les difficultés pour arriver à mesurer correctement la fonction de luminosité, la densité stellaire reste de loin la mieux connue. La révision des parallaxes des objets proches par Hipparcos a un peu modifié cette estimation (à la baisse), mais l'ordre de grandeur reste le même. On notera que les étoiles M représentent une grosse partie de la masse stellaire locale et la très grande majorité des étoiles au voisinage du soleil (70%), et dans la Galaxie. Toutes les estimations actuelles de la densité d'étoiles dans la Galaxie sont basées sur l'extrapolation de leur détection à moins de 5.2 pc, distance maximum pour

Table 1 – Densités (volumique $M_{\odot}.pc^{-3}$ et surfacique $M_{\odot}.pc^{-2}$) au voisinage du soleil. (1) Crézé et al. (1998) (2) Jahreiss (1997) (3) Holberg et al. (2002) (4) Bienaymé et al. (1987) (5) Olling & Merrified (1998) (6) Kuijken & Gilmore (1991)

Densité volumique totale[1]		0.076 ± 0.015
Étoiles[2]		0.04
	Naines M[2] :	0.015
	Naines blanches[3] :	0.0034±0.0005
Matière noire[4]		0.008
Gaz[5] (HI+H_2)		9.2 + 1.8
Densité surfacique totale[6]		48 ± 9

Table 2 – Les populations stellaires : principales caractéristiques et propriétés moyennes.

	Disque mince	Disque épais	Halo	Bulbe
Densité locale (%)	85-95	2-10	<0.2	2-5 ?
Métallicité moyenne	0	-0.7 -0.8	-1.5	[-1.5,+0.5]
Rotation (km.s^{-1})	180-220	180	0	80

laquelle on est raisonablement certain d'avoir détecté toutes les étoiles[3]. Les estimations actuelles montrent qu'à l'intérieur d'une sphère de 10 pc autour du Soleil, 30% de systèmes restent encore à découvrir (Henry et al., 1997). Même si, grâce aux progrès réalisés avec les relevés dans le proche infrarouge (DENIS, 2MASS) et les recherches systématiques de compagnons le nombre d'étoiles proches a fortement augmenté dans les dernières années, un échantillon complet à moins de 10 pc reste encore à construire. Si on étend la distance limite à 25 pc du soleil, la fraction de systèmes restant à découvrir dépasse les 60%, le nombre total estimé devant atteindre 5500 systèmes, le nombre total connu étant de 2011 systèmes (Henry et al. 2002). Potentiellement, un relevé limité à K=14.3 comme 2MASS a la capacité de détecter les naines M les plus faibles jusqu'à une distance d'environ 60 pc. Le problème est donc bien de repérer ces objets parmi les millions d'autres aux mêmes magnitudes apparentes.

[3]La découverte en 2001 d'une nouvelle naine M à moins de 5.2 pc (Delfosse et al. 2001) doit relativiser cette affirmation.

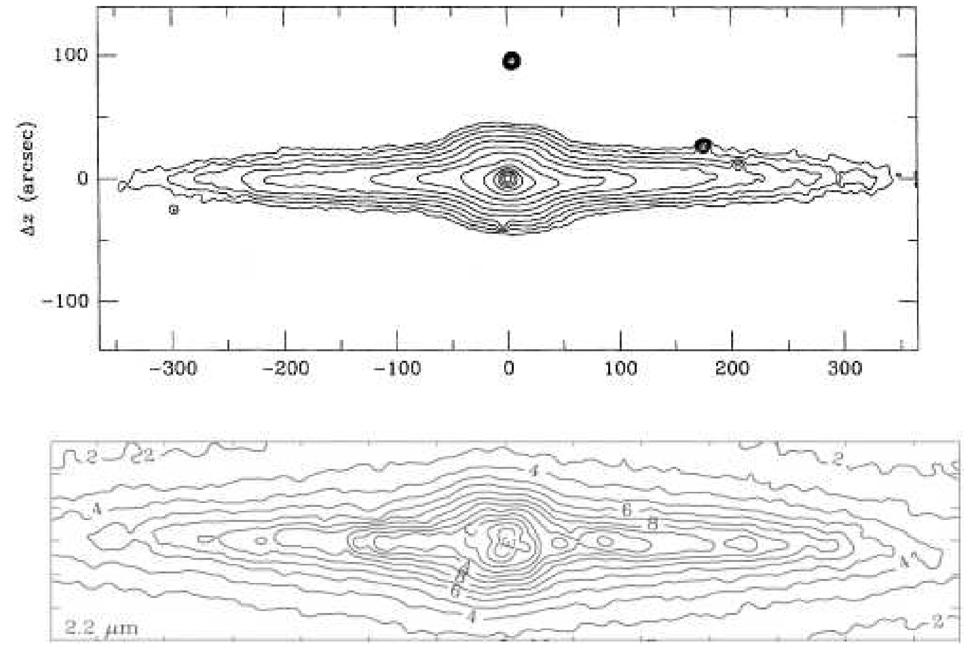

Figure 1 – Isophotes de NGC 4565 dans la bande K (Rice et al., 1996), et de la Galaxie obtenue par Dirbe dans la même bande Freudenreich (1998) (en bas). La contribution essentielle est celle d'étoiles géantes vieilles.

4 Modélisation : lois de densité

A l'époque de l'apparition des modèles de comptages d'étoiles, à la fin des années 70, la structure globale de certaines galaxies (en particulier NGC 891 et NGC 4565, souvent tenues pour jumelles de la Voie Lactée) était mieux connue que celle de la Voie Lactée. L'image comparée de notre Galaxie et NGC 4565 dans la bande K sur la Figure 1 illustre ce rapprochement. Les lois de densité utilisées dans les modèles de la Galaxie sont inspirées de ce qui est observé pour les autres galaxies. On doit souligner que jusqu'à récemment, l'information sur la forme globale de la Galaxie provenait essentiellement de relevés photométriques sur de petites surfaces du ciel, dans des directions privilégiées, et on ne connaît pas très bien le degré de précision de nos descriptions.

4.1 Les disques

La modélisation de la structure verticale du disque galactique est bien documentée. On peut se reporter en particulier à des classiques comme Binney & Tremaine (1997), Spitzer (1942), Camm (1952). On pense généralement que la structure verticale du disque galactique provient de l'évolution dynamique des étoiles dans le disque, sous la forme d'un "chauffage". Le mécanisme de chauffage invoqué est une suite de rencontres entre les étoiles et les perturbations locales du potentiel gravitationnel, qui dévient les étoiles de leur trajectoire et augmentent progressivement leur énergie. Plusieurs structures possibles responsables de ce chauffage ont été identifiées, il s'agit des nuages moléculaires géants (10^5 $M_\odot$), des ondes spirales, et éventuellement d'hypothétiques trous noirs massifs. Le chauffage en question se constate par l'augmentation[4] progressive, avec l'âge, de la dispersion de vitesse des étoiles du disque. Cette augmentation est illustrée sur la figure 2, pour un échantillon d'étoiles pour lesquelles la parallaxe a été mesurée par Hipparcos. La conséquence sur la répartition spatiale "verticale" des étoiles est un épaississement du disque galactique avec l'âge : grâce à une énergie cinétique augmentée, plus d'étoiles peuvent accéder à des distances plus grandes du plan galactique. Mathématiquement, Spitzer a montré en 1942 qu'une population isotherme (dans notre cas, une population dont la dispersion de vitesses σ_z ne dépend pas de z) autogravitante distribue ses étoiles en suivant une loi sech^2. De façon évidente, le disque galactique ne forme pas une population globalement isotherme, la relation âge-dispersion des vitesses en témoigne ; les étoiles les plus jeunes (confinées près du plan galactique) ont un σ_z plus petit que les étoiles les plus vieilles (qui dominent à plus grande distance du plan galactique). Malgré tout, le disque galactique, décrit par une somme de populations isothermes de σ_z différentes, est une bonne approximation de la réalité. Cette approximation a été utilisée pour décrire notre Galaxie par Bahcall (1984), Bienaymé et al. (1987), Haywood et al. (1997), et dans un contexte plus général par Dove & Thronson (1993) et Just et al. (1996). Une conséquence de cette différentiation de la densité des populations avec l'âge est que dans le plan galactique (et donc en particulier au voisinage du Soleil), les étoiles vieilles sont sous-représentées, ce qu'il faut prendre en compte lorsqu'on travaille sur des échantillons d'étoiles du voisinage solaire.

[4] autrefois constatée sous la forme de discontinuité de Parenago, où la dispersion des vitesses est donnée en fonction de la magnitude absolue. En raison de la variation rapide de la durée de vie des étoiles sur la séquence principale entre les magnitudes absolues 4 et 2, la variation, en fait progressive, de la dispersion des vitesses prend l'allure d'une discontinuité.

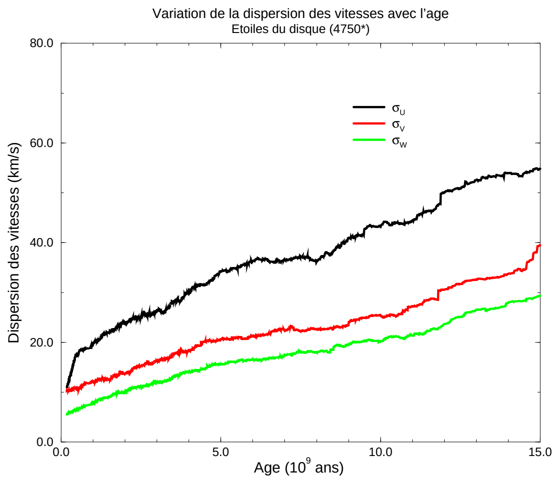

Figure 2 – Relation âge-dispersion des vitesses des étoiles dans le disque galactique. D'après une étude de Gómez et al, en préparation.

D'après ce modèle, la distribution des étoiles perpendiculairement au plan galactique est donc fonction à la fois de l'histoire dynamique et des variations du taux de formation d'étoiles (SFR). Haywood et al. (1997) et Just et al. (1996) montrent comment différentes histoires du SFR peuvent faire varier le profil vertical d'un disque, d'une loi en sech^2, lorsque le disque est dominé par un groupe d'âge, à une exponentielle, dans le cas d'un SFR constant ou qui augmente avec le temps. D'après ce qui précède, on pourrait espérer une corrélation entre le profil vertical et l'histoire du SFR des galaxies, qui n'est pas accessible. Cette corrélation pourrait être attendue entre le type Hubble des galaxies et le profil vertical. Toutefois, la seule étude de ma connaissance sur ce sujet (de Grijs et al., 1997) ne l'a pas détectée. On peut songer au moins à 2 raisons à cela. La première est que les observations dans le proche infrarouge sont nécessaires pour minimiser l'effet de l'extinction dans le plan galactique ; l'infrarouge proche est cependant surtout sensible aux populations vieilles. La deuxième raison est que l'estimation de la densité doit passer par un facteur de conversion masse/luminosité, qui varie évidemment avec la distance au plan galactique.

4.2 Le halo

Les lois de densité adoptées pour le halo et le bulbe s'inspirent elles aussi de l'observation des composantes sphéroïdales des bulbes de galaxies spirales ou des galaxies elliptiques. Le profil de luminosité de de Vaucou-

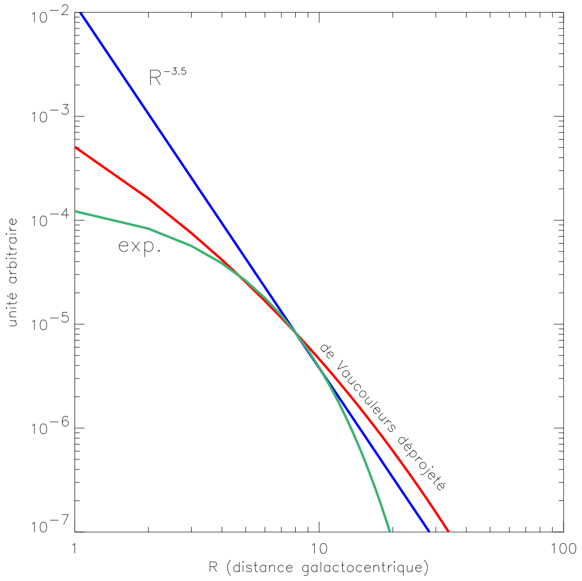

Figure 3 – Les variations de densité des lois exponentielle, de de Vaucouleurs, et de puissance.

leurs, déprojeté pour rendre compte de la densité stellaire sous-jacente a été utilisé par Bahcall & Soneira (1980). Differentes lois de puissance ont également été utilisées (Pritchet 1983, Bienaymé et al. 1987), ainsi que des lois exponentielles. Un exemple de ces lois est donné sur la figure 3, où les densités ont été normalisées au voisinage du Soleil. La forte variation de ces lois vers le centre galactique reflète simplement que pendant longtemps, les contraintes sur les comptages d'étoiles vers l'intérieur de la Galaxie, et en particulier le passage entre le halo et le bulbe galactique, sont restées quasi-inexistantes pour les premiers modèles, qui de fait ne modélisaient pas le bulbe comme composante individuelle. Indépendemment des modèles de comptages d'étoiles, différentes estimations de la loi de densité du halo stellaire existent, faites à partir de RR Lyrae (cf Wetterer & McGraw, 1996), où d'étoiles de la branche horizontale. Les échantillons peuvent être décrits par une densité en loi de puissance avec $\rho \propto \mathrm{R}^{\alpha}$ et -3.0< α <-3.5, selon les études. Notons que des inhomogénéités ont été détectées dans les échantillons utilisés d'étoiles de la branche horizontale (Sommer-Larsen & Christensen 1987, Doinidis & Beers, 1989) et de RR Lyrae (Ivezić et al. 2000).

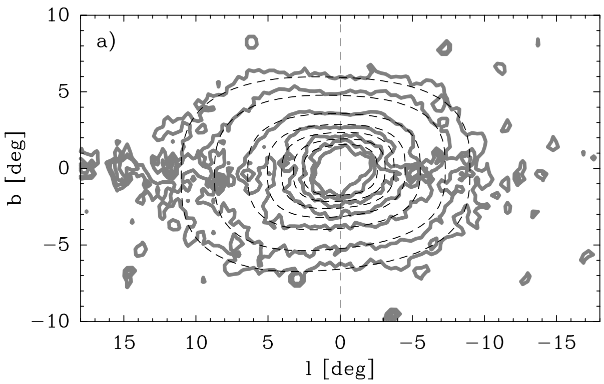

Figure 4 – L'asymétrie mise en évidence, une fois soustraite la constribution du disque à la luminosité de surface mesuré par Dirbe en direction du bulbe galactique, dans la bande à 2.2μm.

4.3 Le bulbe et la barre

La Galaxie possède un bulbe triaxial, qui parfois est appelé barre, mais que l'on peut utilement distinguer d'une barre, par souci de ne pas mélanger ces deux structures, puisqu'il semblerait que les deux coexistent dans la Galaxie. Comme mentionné ci-dessus, on soupçonne depuis longtemps que la Galaxie est "barrée", du moins au sens où elle possède un bulbe triaxial. Cette structure a été mise en évidence sur une carte à 2.4μm (sensible essentiellement aux géantes vieilles) par Blitz & Spergel (1991). La modélisation du bulbe galactique s'est poursuivie sur les données COBE jusqu'à aujourd'hui (Freudenreich, 1998 ; Launhardt et al. 2002), et des comptages d'étoiles (López-Corredoira et al. 1997, López-Corredoira et al. 2001), entre autres. La triaxialité du bulbe est illustrée par la figure 4, qui montre l'asymétrie des contours et la différence de taille entre les longitudes positives et négatives dans la bande à 2.2μm. Les différentes analyses des cartes photométriques produites par DIRBE donnent des rapports d'axes semblables, de l'ordre de 3 :1 :0.6, et un angle par rapport à la ligne de visée de l'ordre de 15 à 20°, avec des résultats un peu différents avec les comptages d'étoiles (3 :1.6 :0.1, 12°, López-Corredoira et al., 1997)

5 Modélisation : comptages d'étoiles et populations stellaires

Des modèles adaptés à l'analyse de comptages stellaires sont utilisés depuis plus d'une vingtaine d'années. Ces modèles peuvent être divisés (un peu artificiellement) en deux types : les modèles de comptages d'étoiles et les modèles de synthèse de populations stellaires.

5.1 Sur l'art de compter les étoiles

Les modèles de comptages d'étoiles ont pour objectif d'étudier les étoiles dans la Galaxie en faisant l'hypothèse d'un modèle de leur répartition spatiale. Les modèles sont basés sur l'équation de la statistique stellaire :

$$\mathrm{d}N(m,c,l,b) = \Omega \sum_i \left(\int_0 \Phi_i(M = m - 5log(r) - 5 + A_m,\, c)\, \rho_i(r)\, \mathrm{d}r \right) \quad (1)$$

où m et c sont respectivement la magnitude apparente et la couleur ; l et b la direction galactique ; Ω l'angle solide ; r la distance au Soleil ; Φ_i la fonction de luminosité de la population i ; $\rho_i(r)$ sa densité à la position l, b, r ; A_m l'absorption dans la bande photométrique de m. La sommation s'effectue sur les différentes populations stellaires.

Les modèles de comptages d'étoiles sont construits pour pouvoir estimer le nombre d'étoiles dans notre Galaxie en fonction de paramètres observables comme la magnitude apparente, la couleur, les mouvements propres, etc. Ces modèles peuvent être utilisés à différentes fins, parmi lesquelles on peut noter :

- l'étude de la structure galactique, sans devoir passer par la résolution de l'équation de la statistique stellaire (voir les exemples ci-dessous),
- la synthèse de l'information obtenue sur la Galaxie à différentes longueur d'onde, différentes échelles (voisinage solaire, et au-delà du kpc), et par différents types de données (photométriques, spectroscopiques, cinématiques),
- l'évaluation des biais possibles dans les échantillons observés,
- l'évaluation *a priori* du nombre d'étoiles détectables (pour définir les spécificités techniques) et des types de ces étoiles (pour définir les intérêts scientifiques) dans le cadre d'une mission satellite, comme par exemple pour GAIA.

5.2 Les modèles de comptages d'étoiles

Les modèles de comptages d'étoiles sont des outils construits en combinant des fonctions de luminosités empiriques et des lois de densité pour chaque population stellaire. La plupart des modèles publiés fonctionnent de cette façon, en intégrant ensuite à l'aide de l'équation 1 la contribution d'étoiles de différentes magnitudes aux différentes distances. C'est le cas, en particulier, de Bahcall & Soneira (1980), Yoshii et al. (1987), Reid & Majewski (1993), avec une description cinématique (sous la forme d'ellipsoïde des vitesses) dans Méndez & van Altena (1996), Chen (1997).

L'avantage essentiel de ces modèles est leur simplicité, le nombre (relativement) modéré de paramètres libres, et leur relatif succès dans la description de la Galaxie. Leurs défauts principaux ont été largement commentés, notamment à l'époque de la mise en évidence du disque épais (1980-1990) : il s'agit d'une part de la non-unicité des solutions dans la description des données de comptages d'étoiles, d'autre part d'une relative circularité de la démarche. Par exemple, les échelles de hauteur sont mesurées par l'utilisation de parallaxes photométriques, et ne sont souvent utilisées dans les modèles que pour confirmer que l'on retrouve bien par une démarche directe ce qui était obtenu par une méthode inverse (la méthode des parallaxes photométriques est une inversion de l'équation de la statistique stellaire ; on simplifie l'inversion en faisant l'hypothèse que le diagramme HR se résume à une séquence principale).

Une belle illustration de l'utilisation des modèles de comptages d'étoiles est fournie par Robin et al. (1992 a,b), où les auteurs montrent que les comptages dans le plan galactique en direction de l'anticentre permettent de mesurer non seulement l'échelle de longueur du disque mince galactique, mais également le rayon de coupure[5].

Un exemple des limites atteintes par ces modèles est donné dans Chen et al. (2002). Chen et al. ajustent un de ces modèles aux données du "Sloan Digital Sky Survey" (SDSS) en direction des pôles sur une surface de 278 deg^2, avec des comptages en couleur $g^* - r^*$ jusqu'à la magnitude $g^* < 21$. Malgré un échantillon d'une importance sans précédent, et bien que l'on "voie" pour la première fois la population du disque épais apparaître clairement dans les comptages observés (cf. fig. 5), un ajustement du modèle aux données est incapable de mesurer l'échelle de hauteur avec précision. La dégénérescence entre la densité locale et l'échelle de hauteur de cette population, qui est un problème classique des modèles de comptages d'étoiles, persiste (cf. fig. 9 dans Chen et al.).

Une idée qui aura été à la base de la construction des modèles de comptage d'étoiles est de prendre avantage de notre meilleure connaissance de la Voie Lactée au voisinage du soleil (e.g la fonction de luminosité, la proportion des différentes populations, la cinématique, ... etc.) et de projetter cette information en faisant l'hypothèse de lois générales sur la distribution de la matière dans les galaxies (e.g les lois de densité), ou en utilisant des résultats théoriques. En restant entièrement empiriques, ces types de modèles perdent la flexibilité nécessaire pour intégrer réellement toute la connaissance que nous avons du voisinage solaire, et son amélioration progressive (en particulier avec les résultats Hipparcos). Par exemple, dans ces modèles, la distribution verticale de densité des géantes est faite à l'aide d'une seule échelle de hauteur, ce qui

[5]Le modèle utilisé par Robin et al. n'est pas un modèle de comptage d'étoiles, tel que defini ici ; c'est un modèle de synthèse de populations stellaire (cf. ci-après), mais l'utilisation faite dans ce cas est la même que pour un modèle de comptage d'étoiles.

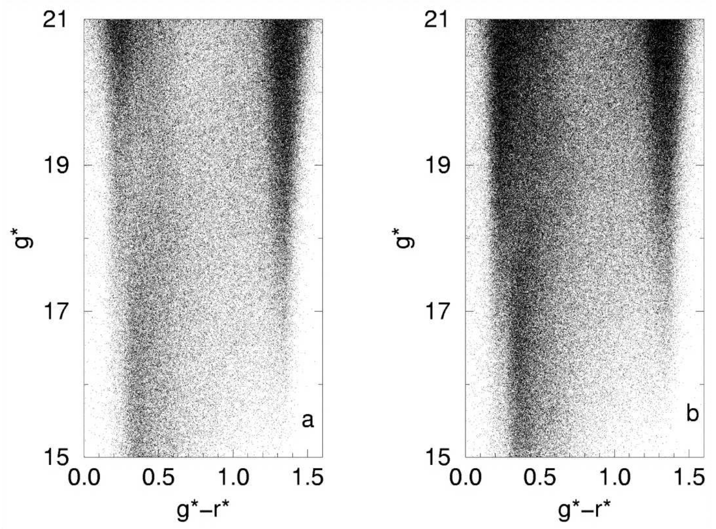

Figure 5 – Chen et al. (2002). Comptages SDSS aux pôles. Ces comptages montrent assez clairement le disque épais comme une composante séparée, à $g' < 19$ et $g' - r' < 0.5$.

ne peut pas être une description précise, parce que la classe des géantes regroupe aussi bien des étoiles jeunes (moins de 1 Gyr) que des étoiles vieilles (plus de 5 Gyr). La même remarque est valable pour les étoiles de la séquence principale ou les naines blanches.

Pour résumer, on peut dire que les modèles de comptages d'étoiles sont essentiellement descriptifs, utiles dans le cas des deux derniers items mentionnés ci-dessus, c'est-à-dire l'étude des biais des échantillons, la prédiction des nombres et dans une certaines mesure des types d'étoiles à une certaine magnitude, dans une direction donnée.

5.3 Modèles de synthèse de populations stellaires

La Galaxie au voisinage du Soleil est connue avec beaucoup plus de détails que la description donnée dans les modèles de comptages d'étoiles, en particulier sur les aspects d'évolution. Dans les modèles de comptage d'étoiles, on ne connaît pas la distance individuelle des étoiles, mais on se donne comme objectif de reproduire statistiquement la répartition des étoiles dans la Galaxie. Les modèles de synthèse fonctionnent de la même façon, mais étendent cette démarche à l'âge des étoiles. Dans la Galaxie, toutes les observables (metallicités, vitesses, positions, etc.) sont, d'une façon ou d'une autre une fonction de l'âge des étoiles, et témoignent de l'évolution galactique. L'idée est donc d'essayer de retrouver (statistiquement) la distribution d'âge des étoiles qui est sous-jacente dans les observables. En pratique, cela revient à faire l'hypothèse de relations d'évolution, *i.e.* de relations entre l'âge des étoiles et leur propriétés cinématiques (relation âge-dispersion des vitesses), chimiques (relation âge-métallicité), photométriques (diagramme HR), et de positions dans la Voie Lactée, puis de voir comment ces propriétés se comparent avec les observations. On pourra se reporter à Haywood et al. (1997) pour des exemples d'utilisation.

6 Evolution : introduction

Nos vues sur la formation et l'évolution de la Galaxie - et certains de nos outils, comme par exemple les modèles de synthèse de populations stellaires - sont basées sur l'idée qu'il existe des relations d'évolution (simples), c'est-à-dire qu'au moins quelques propriétés (spatiales, cinématiques, chimiques) des étoiles sont corrélées avec l'âge. Cette idée s'accompagne souvent de l'hypothèse qu'il en est de même pour les structures formées par ces étoiles (le disque, le halo, le bulbe), c'est à dire quelles se sont formées suivant une séquence d'évolution (halo - bulbe - disque épais - disque mince, ou bulbe - halo - disque épais - disque mince, etc.). Depuis quelques années, l'examen d'échantillons plus complets et plus détaillés du voisinage solaire nous montre que ces relations d'évolution sont, pour le moins, difficiles à mettre en évidence. D'autre part, la mise en évidence de l'activité des processus d'accrétion dans la Galaxie suggère qu'une ou plusieurs populations stellaires galactiques pourraient être partiellement ou totalement accrétées. Ces deux aspects, qui sont discutés ci-dessous, rendent plus difficile la mise en place d'un schéma global de la formation de notre Galaxie.

7 Evolution : le disque

Idéalement, on souhaiterait mesurer la relation d'évolution la plus générale possible, qui serait une fonction de répartition des étoiles dans un espace comprenant l'âge, la masse, les rapports d'abondance, les indices cinématiques (U,V,W), la position dans la Galaxie. Concrètement, cette fonction est impossible à mesurer, essentiellement parce qu'on ne connaît pas, en général, la distance des étoiles, d'où le recours aux modèles de synthèse évoqués ci-dessus. Dans le cas plus restreint du voisinage solaire cependant, les distances d'un petit nombre d'étoiles sont connues avec une assez bonne précision, grâce à Hipparcos, et permettent d'étudier avec plus de détail les relations d'évolution.

7.1 IMF & SFR

Dans la plupart des modèles d'évolution de galaxies, le résultat des processus de formation stellaire sont représentés par une fonction (appelée "stellar creation function" par Miller & Scalo, 1979), qui se décompose en une fonction initiale de la masse des étoiles, ou IMF, $\Phi(m)$, et une fonction du temps, le SFR, $\Psi(t)$. Cette séparation en 2 fonctions indépendantes est une nécessité imposée par l'évolution stellaire : on ne peut avoir l'information temporelle sur les étoiles massives, et on manque l'information sur la masse si on doit se restreindre aux étoiles dont l'âge est mesurable et potentiellement assez grand pour permettre de mesurer l'histoire du SFR sur quelques milliards d'années (parce que ces étoiles n'occupent qu'un interval de masse très restreint : 0.9-1.5 $\mathrm{M}_{\odot}$). Ce formalisme (et les contraintes de l'évolution stellaire) transforme donc la description d'un processus compliqué (la formation stellaire) en une constante (l'IMF) et une relation d'évolution "simple" : la variation de la masse totale d'étoiles formées en fonction du temps, sans distinction de type d'étoiles, de masse, de métallicité, etc. : le SFR.

La Fonction de Masse Initiale. Suivant cette modélisation, la formation stellaire est (classiquement, voir Scalo 1986) divisée en 3 régimes différents.

• Le temps de vie des étoiles massives implique qu'elles ne témoignent que de l'histoire du SFR sur une très courte durée. En assimilant ce SFR à un SFR "instantané", on peut faire l'approximation que la fonction de luminosité des étoiles massives reflète uniquement l'IMF. La mesure de l'IMF des étoiles massives, modélisée par une loi de puissance de la forme $\frac{dN}{dm} \propto m^{-\alpha}$ (où m est la masse) donne des pentes qui sont variables. Massey et al. (1995) trouvent α=2.1 pour les associations OB de la galaxie (m> $7M_{\odot}$), mais il semblerait que l'IMF d'étoiles OB de champ soit beaucoup plus grande (α=3-4).

• Le deuxième régime est celui des étoiles de masse intermédiaire (progéniteurs des naines blanches). La distribution des étoiles dans le diagramme HR rend difficile la mesure combinée du SFR et l'IMF sur cet intervalle de masse. Il n'existe donc pas de mesure précise de l'IMF sur cet intervalle. Ce qui peut être tenu pour acquis cependant, c'est la rupture de l'IMF entre les étoiles de petites masses et les étoiles intermédiaires. Aucun modèle ne permet de reproduire correctement la statistique du diagramme HR en prolongeant le même régime des petites masses au-delà de $1M_{\odot}$. La plupart des études concernant cette partie de l'IMF trouvent une pente entre la valeur de Salpeter $\alpha = 2.35$ et $\alpha = 3.5$.

• Le dernier régime est celui des étoiles de petite masse, pour lesquelles le temps de vie sur la séquence principale est supérieur à l'âge du disque ($m <$ 0.9-1.0 $\mathrm{M}_{\odot}$). Pour ces étoiles, l'évolution dans le diagramme

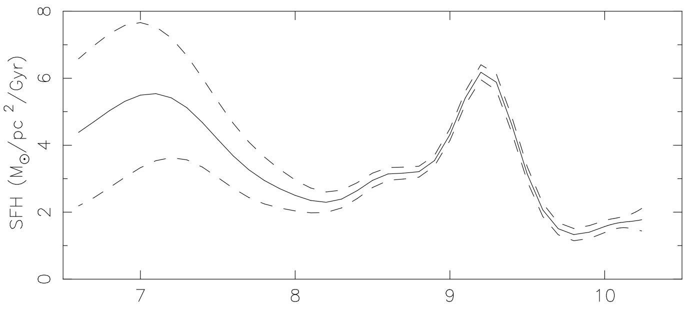

Figure 6 – Vergely et al. (2002). La variation du SFR, mesurée par inversion du diagramme HR Hipparcos. L'abscisse est en Log(Age).

HR n'est pas sensible, et il est possible de mesurer la distribution initiale des masses directement à partir de la fonction de luminosité, en utilisant la dérivée de la relation masse-luminosité. L'étude de cette partie de l'IMF montre que la loi de puissance est sans doute une excellente représentation de l'IMF. Les structures dans la fonction de luminosité sont entièrement causées par la forme de la relation masse-magnitude (Mazzitelli, 1972). La forme non-linéaire de la relation masse-magnitude est provoquée par l'opacité due à l'apparition de l'ion H^- (à 0.6 $M_\odot$) et de H_2 (à 0.3 $M_\odot$). La plus grande incertitude est donc causée par l'incomplétude des recensements d'étoiles de petite masse et de la binarité. Des estimations récentes donnent $\alpha = 1.05$ (Reid & Gizis, 1997) sur l'intervalle [0.1, 1.0] $M_\odot$.

Le Taux de Formation d'Étoiles. L'échantillon d'étoiles le plus adéquat pour mesurer l'histoire du SFR au voisinage du soleil est le diagramme HR fourni par le catalogue Hipparcos. Deux études récentes partent de ces données pour aboutir à la conclusion que le SFR semble avoir augmenté, et que la pente de l'IMF pour les étoiles de masse intermédiaire est assez importante ($\alpha > 3$). La première étude, de Bertelli & Nasi (2000), est basée sur la comparaison entre un diagramme HR synthétique et le diagramme HR observé. L'étude montre que les meilleurs modèles ont un SFR qui augmente, avec une pente d'IMF de Salpeter ($\alpha = 2.35$), mais des ajustements aussi bons sont obtenus avec une pente plus importante ($\alpha = 3.35$). Parce que l'échantillon sélectionné par les auteurs est limité à 50 pc, la densité des étoiles les plus vieilles, dispersées sur des distances plus grandes du plan galactique, est sous-estimée. Les auteurs ne corrigent pas cet effet, pas plus qu'ils ne prennent en compte les effets de métallicité des étoiles, ou ceux provoqués par les binaires (sans doute moins importants), de telle manière qu'il est difficile de savoir si leur résultat est robuste.

La deuxième étude, Vergely et al. (2002), est basée sur une méthode inverse, par laquelle les auteurs obtiennent l'histoire du SFR à partir de l'inversion du diagramme HR. Leur échantillon est beaucoup plus important, et limité par la magnitude de complétude du catalogue Hipparcos pour les objets avec une parallaxe plus grande que 5 mas. Les auteurs n'utilisent pas non plus l'information sur la métallicité - souvent non disponible - mais résolvent l'inversion en cherchant la relation âge-métallicité qui offre la meilleure solution. La contrepartie est de devoir faire l'hypothèse de l'IMF qui dans leur cas est prise à $\alpha = 3$. La figure 6 donne le résultat obtenu par Vergely et al. (2002) (leur figure 7), qui montre l'augmentation du SFR jusqu'à un maximum, situé il y à 1 à 2 Gyrs. Compte-tenu du manque de résolution qu'impose l'évolution stellaire (et qu'illustre bien l'axe en log(âge)), on peut cependant se demander si un résultat équivalent n'eut pas été obtenu avec un SFR constant + une bouffée de formation d'étoiles à [1-2]Gyrs (cf. Hernandez et al., 2000, pour un travail dans ce sens).

Bien que les résultats de Vergely et al. (2002) et Bertelli & Nasi (2000) aient l'air qualitativement en accord (voir aussi Haywood et al. 1997, qui va dans le même sens), et obtenus à partir des mêmes modèles stellaires, ils ne sont pas entièrement cohérents. Avec des pentes d'IMF similaires, Bertelli & Nasi (2000) trouvent une variation du SFH de 2.5, et Vergely et al. (2002) une variation d'un facteur 6. Le résultat de Bertelli & Nasi (2000) est cependant une surestimation, puisque, comme mentionné ci-dessus, ils ne tiennent pas compte de l'échelle de hauteur des étoiles les plus anciennes. Plus probablement, le résultat de Bertelli & Nasi (2000) est proche d'un SFR constant, alors que Vergely et al. (2002) montre réellement un SFR croissant. Il n'y a pas de raison évidente à cette différence, qui peut être caché aussi bien dans les hypothèses (sur la métallicité par exemple) que dans la différence entre les échantillons choisis.

Nous concluons qu'une augmentation du SFR il y a 1 à 2 Gyrs semble être confirmée par plusieurs études, la tendance générale du SFR restant assez incertaine, et que l'impact exact de la corrélation avec l'IMF sur les résultats doit être évaluée.

7.2 La relation âge-métallicité

Dans le schéma le plus simpliste que l'on puisse imaginer sur l'évolution chimique moyenne du disque galactique, les générations successives d'étoiles rejettent le produit de la nucléosynthèse dans le milieu interstellaire, par l'intermédiaire des supernovae, nébuleuses planétaires et vents stellaires. La composante gazeuse du disque s'enrichit ainsi progressivement en métaux. Dans un tel scenario, on s'attend naturellement

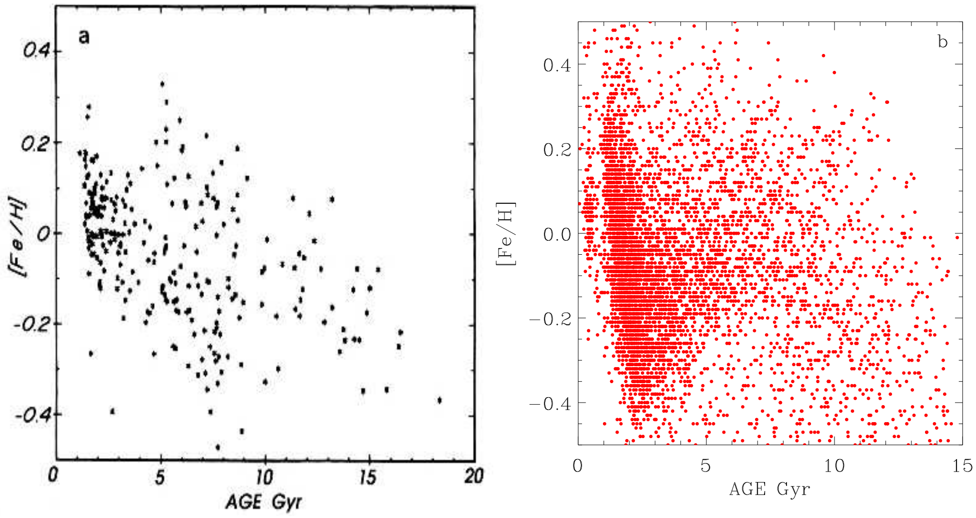

Figure 7 – (a) La relation âge-métallicité de Carlberg et a. (1985) et (b) celle de Feltzing et al. (2001).

à une corrélation entre l'âge et la métallicité moyenne des étoiles formées dans le disque.

Bien que cette attente semble être assez raisonnable, l'expérience montre qu'il est plutôt difficile de détecter ne serait-ce qu'une tendance générale dans la variation de la métallicité avec l'âge. La première étude importante à ce sujet est celle de Twarog (1980). Se basant sur un échantillon d'étoiles F, Twarog (1980) obtient une relation âge-métallicité manifestant assez clairement le scénario décrit à l'instant. L'échantillon de Twarog (1980), revu par Carlberg et al. (1985), est montré sur la figure 7 a, où l'idée d'une "relation" entre l'âge et la métallicité devient moins évidente (la façon de présenter les données dans l'article de Twarog (1980) étant pour beaucoup dans l'idée qu'il existait une telle relation). Un graphique, un peu identique à celui de Carlberg et al. (1985), fut obtenu en 1992 par Edvardsson et al., qui renforça l'idée qu'à tous les âges, l'intervalle qui sépare les étoiles les plus et les moins enrichies en métaux est important. Une version plus récente du problème, à partir d'âges obtenus avec les parallaxes Hipparcos, a été publiée par Feltzing et al. (2001) (fig. 7 b). Mise à part l'échelle des âges, étirée dans l'étude de Carlberg et al. (1985), les deux graphiques présentent un air de famille. Mais le résultat de Feltzing et al. (2001) montre des structures qui sont difficiles à expliquer. C'est le cas de la très large dispersion des étoiles de moins de 3 milliards d'années, de même que la variation de la métallicité, qui *en moyenne*, augmente entre 15 et 7 Gyrs, puis diminue pour les étoiles plus jeunes (entre 3 et 5 Gyrs). On notera que ces études ne donnent pas une mesure quantitative de la dispersion réelle de la métallicité en fonction de l'âge, mais simplement une idée de l'intervalle de métallicité à un âge donné.

8 Evolution : le disque épais

Population aux propriétés globalement intermédiaires entre le disque et le halo, le disque épais est difficile à caractériser parce qu'il offre peu de contraste avec le disque mince. Représentant moins de 10% des étoiles au voisinage du Soleil, ses caractéristiques obligent à utiliser le plus grand nombre de critères possibles (métallicité, cinématique, position dans le diagramme HR), pour essayer de construire un échantillon d'étoiles du disque épais. Ces exigences rendent donc difficile une étude du disque épais au voisinage du Soleil. Une grande partie des études sur cette population sont basées sur des échantillons *in situ*, c'est à dire loin du plan galactique, là où les modèles de comptage d'étoiles nous prédisent qu'il est majoritaire.

8.1 Où situer le disque épais dans un schéma d'évolution ?

(1) L'âge du disque épais

Le disque épais est une population vieille : on peut s'en rendre compte en sélectionnant des étoiles du turn-off à quelques centaines de parsec du plan galactique, là où il est sensé être dominant (c'est sa définition). En traçant, pour un tel échantillon, la métallicité en fonction de la couleur (Unavane, Wyse, Gilmore, 1996), on note que toutes les étoiles sélectionnées sont plus rouges (plus vieilles) que des turn-off d'isochrones de 10 à 14 Gyr. Le disque épais est-il aussi vieux que le halo ? Il n'y a pas pour l'instant (à ma connaissance) d'étude pour les étoiles du voisinage solaire, pour lesquelles, de toute façon, les données sont extrêmement limitées. Une étude des âges relatifs d'amas globulaires montre (Liu & Chaboyer, 2000) qu'un amas comme 47 Tuc (souvent pris comme représentatif de la composante "disque" des amas globulaires, mais évidemment pas nécessairement lié au disque épais) a un âge qui n'est pas significativement différent d'amas globulaires classés dans le halo interne.

(2) La métallicité

La métallicité moyenne du disque épais est de l'ordre de [Fe/H]=-0.7, mais plusieurs études affirment que le disque épais a une métallicité qui s'étend au-delà de [Fe/H]=-1 (Morrison et al. 1990, Beers & Sommer-Larsen 1995, Nissen & Schuster 1997, Fuhrmann 1998, Bonifacio et al. 1999, Chiba & Beers 2000). Beers et al. (2002) trouvent dans leur échantillon des étoiles que la vitesse de rotation permettrait de classer comme disque épais jusqu'à une métallicité de [Fe/H]=-2.35. Les études des rapports d'abondance d'éléments α du disque épais montrent que le disque épais possède des abondances distinctes de celles du disque mince et du halo : le disque épais est significativement plus enrichi en éléments α, à métallicité donnée, que des étoiles du disque, si on sépare ces deux populations sur la base de leur cinématique (Prochaska et al. 2000, Gratton et al. 2000, Fuhrmann 1998).

(3) La cinématique

Dans une étude récente, Gilmore et al. (2002) trouvent un écart entre les vitesses radiales d'un modèle et des observations dans deux champs différents (à l=270 et b=-45 et +33), pour des étoiles à V>18, alors que l'accord est satisfaisant à V<18. Orienté contre la rotation galactique, le désaccord dans ces directions montre que les étoiles du modèle tournent trop vite par rapport à ce qu'indiquent les données. Gilmore et al. proposent d'expliquer cette différence par un disque épais fait d'une composante accrétée (tournant moins rapidement) et une composante d'origine (plus rapide). À V>18, le halo représente cependant une proportion importante des étoiles, et l'analyse de Gilmore et al. à ce sujet est un peu trop succinte pour véritablement convaincre. Des données beaucoup plus extensives sont nécessaires.

8.2 Les origines possibles du disque épais

Trois types de scénarios sont évoqués pour expliquer la formation du disque épais : (1) la formation par étapes du disque, dont le disque épais constituerait la première étape et le disque mince la deuxième (Burkert, Truran, & Hensler 1992), (2) la formation par réchauffement du disque mince suite à un évenement d'accrétion (Quinn, P., & Goodman 1986, Quinn et al. 1993, Walker et al. 1996, Velázquez & White 1999), (3) la cannibalisation d'une galaxie satellite lors d'un évenement d'accrétion (Statler, 1988) . La réalité est peut-être une combinaison de plusieurs de ces solutions, mais aucun argument ne permet pour l'instant de trancher. Les résultats observationnels évoqués ci-dessus favorisent-ils un scénario particulier ? Le résultat de Gilmore et al. eut été plus convainquant si les observations avaient révelé une asymétrie entre les champs des hémisphères nord et sud. Les résultats des mesures des rapports d'abondances sont plus intéressants : ils montrent indubitablement qu'il y a une différence entre l'évolution chimique du disque épais, et celles du halo et du disque mince. Le niveau d'enrichissement en éléments α est souvent pris comme un indicateur de la durée de l'activité de formation d'étoiles d'un système. Un système dont l'activité de formation d'étoiles est bloquée depuis plusieurs milliards d'années, ou dont l'activité de formation d'étoiles est faible, est sous-abondant en éléments α. C'est ce qui est attendu pour les galaxies naines (Gilmore & Wyse, 1991), et c'est ce qui semble ressortir des premières mesures des rapports d'abondances de ces éléments dans Draco, Sextans, et Ursa Minor d'après Shetrone et al. (2001) – qui trouvent $0.02 < [\alpha/\mathrm{Fe}] < 0.13$ contre environ 0.28 dex dans le halo, pour des étoiles de métallicité similaire. Clairement, ces indices, confrontés aux résultats de la mesure des éléments α surabondants dans le disque épais, sont difficiles à rassembler dans le cadre du scénario de formation du disque épais par accrétion d'une naine sphéroïdale.

Les auteurs cités ci-dessus ont évidement fait le rapprochement entre la surabondance en éléments α (et en oxygène) dans la population du disque épais et celle constatée pour les étoiles du bulbe, aussi bien pour des échantillons *in situ* (McWilliam & Rich, 1994) que pour les échantillons locaux d'étoiles vieilles riches en métaux, dont l'origine est attribuée au bulbe ou au disque interne (Pompeïa et al, 2002). Ce rapprochement est malheureusement limité, parce que les ressemblances s'arrètent là : la population locale riche en métaux et vieille étudiée par Grenon (1999) a une échelle de hauteur très petite, difficilement compatible avec le disque “épais” ; elle possède une signature cinématique visible par l'asymétrie constatée de la distribution des vitesses U (avec un mouvement global moyen vers l'extérieur de la Galaxie). Observationnellement, le paysage actuel est donc complexe, et les différents éléments évoqués sont tous trop fragmentaires pour conclure.

9 Evolution : le halo stellaire

9.1 Un halo monolithique

La relation métallicité-excentricité. Une relation d'évolution classique dans l'étude du halo est celle qui relie l'excentricité des orbites des étoiles à leur métallicité. Elle fut introduite une première fois en 1962 (ELS62), sous la forme d'une corrélation (forte) entre l'excentricité et l'excès de couleur δ(U-B) (qui est une mesure de la métallicité, et que les auteurs assimilèrent, pour leur démonstration, à une mesure de l'âge des étoiles). Pour ces auteurs, une contraction lente de la protogalaxie signifiait un mouvement radial du gaz négligeable par rapport au mouvement de rotation (environ 2×10^8 ans). Dans ce cas, les étoiles formées à partir de ce gaz se trouveraient sur des orbites circulaires, et on ne pourrait alors expliquer la présence d'orbites très radiales. De cet argument, et de l'absence d'étoiles pauvres en métaux avec de faibles excentricités, ELS62 concluent que le halo galactique s'est nécessairement formé sur

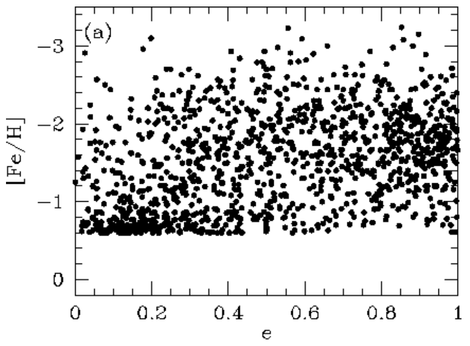

Figure 8 – Une version moderne de la "corrélation" excentricité-excès de U-B sous la forme excentricité-[Fe/H], d'après Chiba & Beers. Chiba & Beers (2000) estiment que même à [Fe/H]< -2.2, 20% des étoiles de leur échantillon possède une excentricité inférieure à 0.4.

un temps relativement court ($< 2 \times 10^8$ ans). De la nature de la relation entre δ(U-B) et l'excentricité, peu dispersée, on déduira par la suite que la contraction et l'enrichissement du milieu interstellaire se sont produits de façon synchrone dans toute la Galaxie, d'où un effondrement dit "monolithique" de la Galaxie.

En 1970 déjà, ce schéma était contesté par Bond, qui montrait qu'il n'y a que peu ou pas du tout de corrélation entre l'indice Strömgren δm_1 (autre indicateur de métallicité) et l'excentricité, pour des étoiles qui auraient une métallicité de l'ordre de [Fe/H]=-1 et plus. D'après son échantillon, Bond concluait que les étoiles avec [Fe/H]> -1 ont une excentricité ≤ 0.1, ce qui ressemble beaucoup à ce que l'on connaît aujourd'hui sous le nom de disque épais. Le travail d'ELS62 est donc rapidement battu en brèche, aussi bien d'un point de vue observationnel (Bond) qu'argumentatif : Isobe (1974) parvient, à partir des données de ELS62, à la conclusion que le halo peut s'être formé sur une durée relativement longue de $\approx$ 1Gyr. La valeur de l'article de ELS62 est évidemment que l'effondrement monolithique est devenu un paradigme dans l'étude de la formation galactique. Lorsqu'on compare une version moderne de la corrélation entre métallicité et excentricité, figure 8, avec celle obtenue par ELS62, on ne peut qu'être étonné de l'excellente corrélation de l'étude de ELS62[6].

[6]Comme l'ont noté Chiba & Beers, il y a une reminiscence apparente de la corrélation ELS62 sur la figure 8, sous la forme d'une concentration à [Fe/H]=-1.7 et e=0.9.

9.2 Un halo interne et un halo externe, ou pas de halo du tout

Le travail de Searle & Zinn (1978), sur la base d'une analyse d'amas globulaires, propose la formation du halo externe à partir de la contraction, sur un mode chaotique, de fragments protogalactiques. Outre cet aspect bien connu de leur travail, SZ78 introduisent la notion de halo interne ("internal", "low" ou "flat"), intérne au rayon solaire, dont ils proposent qu'il se forme sur une durée de l'ordre de 10^8 ans (comme proposé par ELS62), et de halo extérieur ("external", "high", ou "spherical"), qui se forme sur un mode chaotique. La référence à ces deux composantes du halo a été adoptée plusieurs fois dans d'autres études : Kinman et al. (1994) distinguent, à partir d'un échantillon d'étoiles bleues de la branche horizontale, les halos sphérique (externe) et applati (interne), représentant respectivement 20 et 80% de la densité locale du halo. Cette dualité est également soulignée par Chiba & Beers (2001), pour qui le halo a un applatissement de 0.65 à moins de 15 kpc du centre galactique, et est sphérique au-delà de 20 kpc.

Ces résultats, additionnés à ceux du disque épais, donnent l'impression d'un raffinement dans la description qui malheureusement ne repose pas sur des bases solides. Pour ne prendre qu'un exemple, on peut se poser la question de savoir quelle différence réelle il y a entre le disque épais de faible métallicité ([Fe/H]< -1) et le halo interne. En principe, la différence réside dans la différence de courant asymétrique entre le disque épais et le halo. Cependant, en prenant les résultats obtenus par Gilmore et al. (2002, cf. ci-dessus) au pied de la lettre, le disque épais a une composante dont la rotation est faible, proche de celle du halo. Quelle différence *réelle* pourrait-on alors voir entre le disque épais de faible métallicité et le halo interne ? Pour rajouter un peu à cette confusion, on doit mentionner l'étude de Fuhrmann (2002) qui étudie une par une les étoiles classées étoiles du halo par la cinématique ou la métallicité dans une sphère de 50 pc autour du Soleil et avec $M_V < 6$ (de manière à assurer la complétude de son échantillon ; notons que c'est un échantillon local, donc dominé par les étoiles du halo interne). L'échantillon ainsi selectionné ne contient que 4 étoiles, ce qui, bien sûr, est le point faible de l'étude, mais Fuhrmann met en évidence de façon assez suggestive que parmi ces 4 étoiles, 2 pourraient facilement être classées étoiles du disque épais (l'une est sous-métallique mais possède une cinématique de disque épais ; l'autre est cinématiquement du halo mais avec [Fe/H]$=-0.78$), la troisième possède un rapport [Mg/Fe] atypique dans le halo et qui pourrait impliquer une origine extragactique. Il ne reste guère que la quatrième étoile qui pourrait être classée étoile du halo, parce qu'elle possède à la fois une métallicité et une cinématique du halo, mais dont Fuhrmann se demande malicieusement si, statistiquement, il ne serait pas autant justifié de la classer dans la queue de distribution du disque épais.

9.3 Les courants stellaires dans le halo

En raison de la convergence qualitative entre les idées développées par Searle & Zinn (1978) sur la construction du halo externe et le scénario de formation hiérarchique des galaxies développé par la cosmologie (voir B. Guiderdoni, chap. 1 des présents compte-rendus de Goutelas), la détection de courants stellaires à grande échelle dans le halo fait l'objet d'un intérêt assez vif. L'étude quantitative de l'importance des courants stellaires dans le halo de notre Galaxie et de M31 (Ibata et al. 1994), aussi bien observationnelle que théorique, ne fait que commencer. Nous faisons le point sur ces détections, qui complèteront la description du halo galactique donnée ci-dessus.

Le courant magellanique. Le courant magellanique HI a été découvert par Wannier & Wrixon (1972). Mathewson, Cleary & Murray (1974) ont prolongé l'étude précédente et attribué au courant son nom. Les tentatives faites pour déceler une composante stellaire des étoiles de champ liées au courant de gaz HI ont pour l'instant échoué[7] (Brueck & Hawkins 1983, Weinberg & Nikolaev 2001, Ibata et al. 2002).

La galaxie du Sagittaire. La galaxie du Sagittaire (Sgr) se trouve à 15°du bulbe galactique (le centre de Sgr se trouve approximativement à b=-14), occupant une surface totale de 22×8 degrés (Ibata et al. 1997), à une distance de 25 kpc du Soleil, c'est-à-dire probablement non loin du bord opposé du disque galactique. Les déterminations photométriques de sa métallicité moyenne vont de [Fe/H]=-0.5 ± 0.2. (Cole, 2001) à -1.58 (Marconi et al., 1998), en passant par [Fe/H]=-1.1 (Mateo et al., 1995), souvent avec une dispersion assez grande. Les estimations spectroscopiques, encore assez parcellaires, trouvent une métallicité plus grande (Bonifacio et al. 2000 : deux géantes à [Fe/H]=-0.21 et -0.28). L'intervalle assez large de métallicité est confirmé à partir de spectroscopie haute résolution sur 16 géantes avec $-1.6 <$ [Fe/H] < -0.1 (Smecker-Hane & McWilliam, astro-ph/0205411).

La survivance de la galaxie du Sagittaire après 15 Gyr pose un problème compte tenu de son orbite actuelle. L'orbite aurait une période de moins de 1 Gyr, avec un apocentre à environ 60 kpc et un pericentre à moins de 20 kpc. Cette orbite implique que, sur une période de Hubble, la galaxie est déjà passée 10 à 20 fois à son péricentre. Compte tenu des

[7] Voir Palma et al. (2002) pour l'association possible des Nuages de Magellan avec des amas globulaires et d'autres naines satellites de la Voie Lactée, Draco et Ursa Minor.

forces de marée en jeu, on doit considérer que Sgr aurait déjà dû être dissoute dans la Galaxie. Les 2 alternatives suivantes ont été proposées pour expliquer la survivance de Sgr : ou bien son halo de matière noire est suffisamment dense pour expliquer la cohésion de l'ensemble, ou bien Sgr a changé d'orbite, passant d'une orbite moins soumise aux effets de marée à l'orbite actuelle. La perturbation responsable de ce changement brutal d'orbite pourrait être une rencontre avec le LMC (Zhao, 1998).

Les structures liées à la galaxie du Sagittaire. L'orbite calculée de la Galaxie du Sagittaire est une orbite polaire, dont la trace peut-être détectée grâce aux débris qui lui sont arrachés par les effets de marée. De fait, ces débris sont omniprésents sur la sphère céleste, et il y a plétore de candidats. Parmi les étoiles de champ, les restes de Sgr ont été retrouvés dans les données du SDSS sur des RR Lyrae (à l=340 et b=60, Ivezić et al. 2000 ; dans une direction similaire, voir également Dohm-Palmer et al. 2001) ; une surdensité d'étoiles du turn-off est aussi détectée dans cette direction (Newberg et al., 2002), et à l'opposé sur la sphère céleste (l=167, b=-54 ; voir aussi Yanny et al. 2000 et Dinescu et al. 2002) ; les géantes carbonnées ont été exploitées par Ibata et al (2001).

Sgr possède 4 amas globulaires (M54, Ter 8, Arp 2, et Ter 7), et on peut supposer que d'autres amas globulaires de cette galaxie sont aujourd'hui éparpillés dans la Voie Lactée. Les candidats potentiels sont nombreux, sur la base de l'alignement avec l'orbite de Sgr, et parfois de la mesure des composantes de vitesse (Pal 12 à l=30, b=-47, à 19.5 kpc, Dinescu et al. 2000 et Martinez Delgado et al. 2002 ; NGC 5634 à l=342, b=49, à 27 kpc, Bellazini et al. 2002).

Les queues de marée associées aux amas globulaires. Les amas globulaires ne sont pas exempts des effets de marée. Des queues de marée ont été suggérées sur la base d'écarts détectés au profil de luminosité de King (Grillmair et al. 1996[8], Lehmann & Scholz 1997). Ces queues de marée sont clairement mises en évidence dans plusieurs amas par Léon et al. (2000). La figure 9 montre à titre d'exemple la queue de marée de l'amas globulaire Pal 5 détectée sur les données du SDSS (Odenkirchen et al. 2002, astro-ph/0209555).

10 Perspectives : grands relevés photométriques

La venue des relevés systématiques marque la fin de la découverte de la Galaxie par “sondages” : la plupart des projets de relevés s'étendent sur plusieurs milliers de degrés carrés, comme c'est déjà le cas pour DENIS

[8] Amas de M31

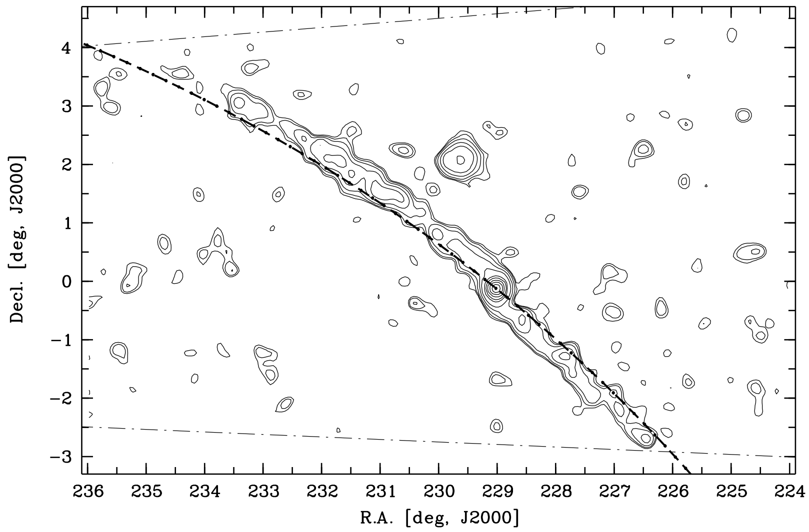

Figure 9 – La queue de marée autour de l'amas globulaire Pal 5, détectée dans les données du SDSS (Odenkirchen et al. 2002).

ou 2MASS, ou le SDSS. Ces grands relevés photométriques ont démontré leur efficacité sur 2 aspects : l'étude de la structure galactique, et le recensement. Le recensement des objets les plus faibles en magnitude exige de faire appel à des relevés profonds du ciel, et sur de grandes surfaces angulaires, soit parce que ce sont des objets rares (étoiles du halo), soit parce qu'ils sont proches mais répartis sur toute la sphère (naines M, naines brunes). Dans les dix prochaines années, un certain nombre de projets de relevés photométriques sont prévus : relevés dans l'infrarouge proche (JHK) jusqu'à K=20-21 (VISTA, UKIDSS), ou dans le visible, jusqu'à V=24-26 (SDSS, MEGAPRIME, VISTA). J'évoque ci-dessous quelques-uns des thèmes que ces ensembles de données permettront d'aborder.

10.1 Naines M et Naines brunes

Une étoile du bas de la séquence principale a une magnitude absolue K$\simeq$10. Potentiellement, des relevés de deuxième génération dans l'infrarouge proche comme VISTA (K$\geq$20.5) pourront les détecter jusqu'à une distance de 1 kpc. Pour des étoiles de type K/M0, cette distance s'étend jusqu'à 6 kpc du Soleil, dans les zones "moyennement" absorbées ($A_{\rm V}$ <10), c'est-à-dire dans la direction de l'anticentre jusqu'au bord du disque et vers le centre jusqu'à la jonction entre le disque et le bulbe. Les relevés dans l'infrarouge proche seront un outil très puissant pour

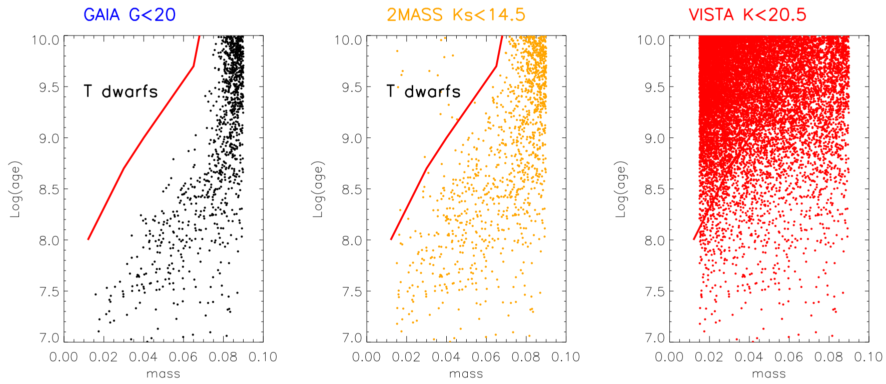

Figure 10 – Type de naines brunes attendues dans des relevés comme GAIA, 2MASS ou VISTA. Moins les naines brunes sont massives, plus vite elles se refroidissent et “disparaissent” dans le domaines des naines brunes de type T, devenant difficilement accessibles pour un relevé comme GAIA, ou 2MASS, même à quelques parsec du Soleil. Au contraire, VISTA permettrait d'étudier les naines brunes les plus vieilles.

explorer la structure du disque galactique, en particulier la structure de la barre, le contraste de densité bras/interbras et le bord du disque galactique. Dans un cas comme dans l'autre (naines M à moins de 1 kpc ou naines K/M0), l'identification de ces objets sera un problème important, et seule la distance photométrique pourra être évaluée. L'utilisation des modèles de synthèse de populations stellaires sera indispensable.

Les naines brunes bénéficieront elles aussi des relevés profonds dans l'infrarouge proche. Les naines brunes sont des objets qui refroidissent rapidement et perdent plusieurs magnitudes en moins de 1 milliard d'années. Pour illustrer le gain que l'on peut envisager pour l'étude des naines brunes à partir de relevevés profonds comme VISTA, une simulation faite à partir d'un modèle de la Galaxie, figure 10, montre le type de naines brunes détectables pour différents relevés. La simulation a été faite en supposant une densité spatiale uniforme de naines brunes au voisinage du Soleil. La simulation montre qu'un satellite comme GAIA pourra détecter un bon nombre de naines brunes de type spectral L (magnitude absolue K approximativement comprise entre 10 et 13), mais aucune naine brune de type T (naines brunes pour lesquelles $M_K > 13$). Un relevé de type 2MASS (JHK) détecte quelques-uns de ces objets (voir Burgasser et al. 1999), alors qu'un relevé de type VISTA, dans les mêmes bandes JHK mais limité à K=20.5, pourrait détecter tous les types de naines brunes.

Fonction de luminosité du halo. La fonction de luminosité du halo peut être étudiée avec des relevés profonds comme le SDSS de façon relativement directe. L'observation en direction des pôles galactiques permet de "sortir" rapidement du disque galactique, donc d'éliminer les étoiles proches ; en même temps, la densité d'étoiles diminue rapidement avec la distance au plan galactique. Par la combinaison de ces deux effets, la dispersion en distance des objets observés n'est pas grande. En conséquence, regarder plus profond en magnitude apparente revient dans ce cas à descendre plus bas le long de la séquence principale des populations que l'on observe. Ceci est illustré sur la figure 11, qui montre un diagramme (V, V-I) pour une simulation de la Galaxie en direction des pôles. Pour le halo stellaire galactique, la distribution des masses sous-jacente en direction des pôles est illustrée par les deux histogrammes qui montrent qu'une sélection appropriée des couleurs et magnitudes permet d'échantillonner deux intervalles de masse très différents. Autrement dit, à l'aide d'un modèle de synthèse de populations stellaires, la distribution des magnitudes aux pôles galactiques fournit une mesure de la fonction de masse initiale des étoiles du halo stellaire.

10.2 Naines blanches, matière noire ?

On l'a vu en section 3, l'estimation de la densité locale de la matière noire du halo est de 0.008-0.01 $M_{\odot}.\mathrm{pc}^{-3}$, soit 1/4 de la masse d'étoiles détectée. Les relevés de microlentilles MACHO et EROS estiment, d'après le taux d'événements de microlentille, que la proportion possible de MACHO constitue 20% du halo de matière sombre (Alcock et al., 2000). Les caractéristiques des évenements permettent d'exclure les naines brunes. Les étoiles de séquence principale de petites masses ne sont pas détectées en quantité suffisante (Bahcall et al. 1994). Les seuls candidats semblant satisfaire aux conditions sont les naines blanches. La masse typique d'une naine blanche étant de l'ordre de 0.6 $M_{\odot}$, une estimation rapide donne environ 30 à 40 naines blanches dans un rayon de 10 pc autour du Soleil, si le halo de matière noire est entièrement constitué de naines blanches. De nombreux articles sont parus sur ce sujet dans les dernières années, sur la nature exacte des naines blanches détectées dans des relevés profonds. Sans entrer dans les détails de la controverse, disons simplement que les objets détectés actuellement sont proposés par Oppenheimer et al. (2001) comme étant les naines blanches du halo sombre, alors que pour d'autres, elles ne sont que les naines blanches du disque épais. L'issue de cette discussion devrait trouver sa solution rapidement dans les relevés profonds. Dans la distribution couleur-magnitude apparente du paragraphe précédent (Fig. 11), les naines blanches apparaîtraient à la même magnitude que les naines M du disque épais,

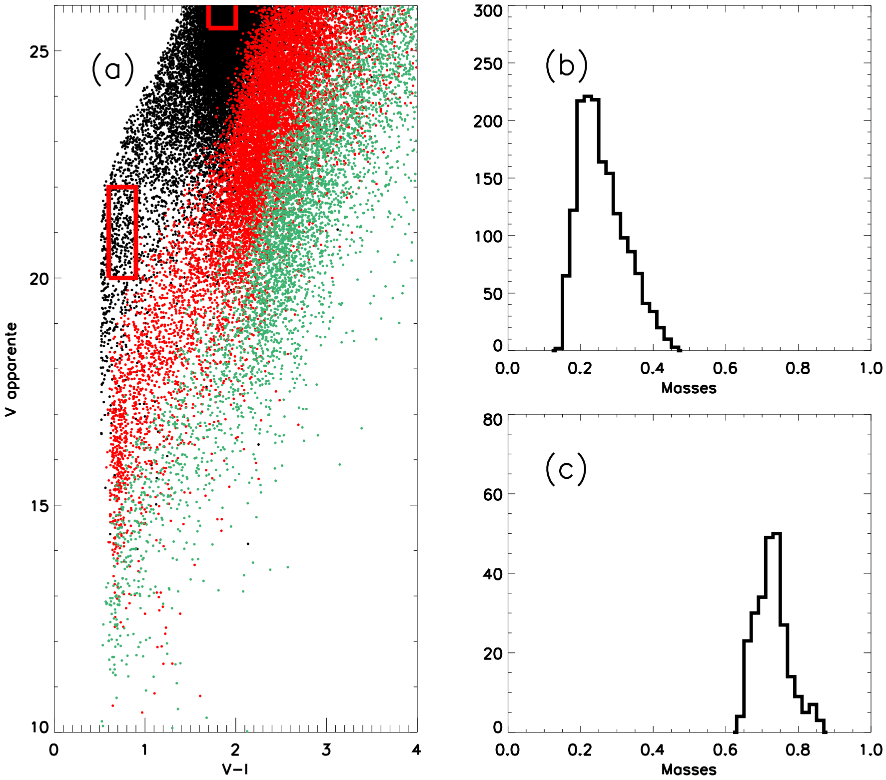

Figure 11 – (a) Simulation de comptages (V, V-I) aux pôles. Chaque niveaux de gris représente une population différente, respectivement, de gauche à droite, le halo, le disque épais, le disque mince. En (b) et (c), les distributions des masses des étoiles sélectionnées en couleur et magnitudes apparentes sur la figure (a).

mais à des couleurs V-I<1.0. Si elles existent en nombre, elles devraient donc être visibles facilement dans ce type de relevés.

11 Perspectives : GAIA

11.1 Caractéristiques de la mission

GAIA[9] est une mission ("Cornerstone") astrométrique de l'Agence Spatiale Européenne, dont la motivation principale est de comprendre comment la Galaxie s'est formée et a évolué. Elle est prévue pour être lancée en 2009-2010, pour une durée de 6 ans. L'objectif observationnel de GAIA est la mesure des parallaxes, mouvements propres, magnitudes apparentes en bandes intermédiaires et bandes larges de toutes les étoiles jusqu'à la magnitude V$\simeq$21, ce qui représente plus de 1 milliard d'étoiles – une fraction non négligeable de la Galaxie. En plus de ces paramètres astrométriques et photométriques, GAIA mesurera les vitesses radiales jusqu'à (au moins) une magnitude apparente V$\simeq$17.

La précision des paramètres astrométriques (parallaxes et mouvements propres) est fonction de la magnitude, l'objectif étant, pour une étoile de type solaire, d'atteindre 10 μas à V=15, et environ 150 μas à V=20. Ainsi, pour des étoiles de type F et G, qui représentent la plus grande partie du catalogue GAIA, la distance jusqu'à 3 kpc sera mesurée à mieux que 10%. La précision sur les mouvements propres permettra de déduire les vitesses transverses avec une précision de 1km.s^{-1} jusqu'à une distance de 20 kpc.

11.2 L'âge des étoiles

La mesure de l'âge d'un très grand nombre d'étoiles sera une retombée majeure de la mission GAIA, pour différentes raisons que l'on peut rappeler ici.

• La très grande majorité des étoiles GAIA sont des étoiles F et G de la séquence principale, donc des étoiles "datables".

• Le catalogue GAIA représentera la réalisation la plus complète (au sens où *tous* les types d'étoiles seront représentés) et la plus homogène (1 milliards d'objets mesurés avec le même instrument dans 4 bandes larges et un système à bandes intermédiaires), d'un système photométrique optimisé pour mesurer les paramètres atmosphériques des étoiles.

• Les missions d'astérosismologie établiront un ensemble d'étoiles standards pour lesquelles l'âge sera déterminé à mieux que 1% par des

[9] Les caractéristiques de la mission peuvent être trouvées dans le "Concept and Technology Study report" publié par l'ESA en 2000. Différents aspects des objectifs scientifiques sont décrits dans les compte-rendus de l'École des Houches, 2001.

méthodes indépendantes du traditionnel ajustement par isochrone ; on s'attend à ce que les étoiles dans la sphère GAIA aient une détermination absolue de l'âge à quelques pourcents près.

Pour l'ensemble des étoiles F et G à moins de 3 kpc, cela représente plusieurs dizaines de millions d'étoiles disponibles pour étudier dans le détail l'évolution d'une galaxie spirale type comme la Voie Lactée.

11.3 L'évolution galactique

Avec la mesure des paramètres astrométriques, des vitesses radiales et des paramètres atmosphériques, l'ensemble des étoiles F et G jusqu'à la magnitude V=16-17 permettra de mesurer la fonction de distribution $\Phi(r,z,$ âge, U, V, W, [Fe/H]$)$ pour ces quelques dizaines de millions d'étoiles, sur une base spatiale de 6 kpc, de l'intérieur vers l'extérieur de la Galaxie. Pour quelques-unes de ces étoiles, la mise en route récente de l'instrument multifibres GIRAFFE sur le VLT permettra une analyse spectroscopique détaillée.

La détermination de cette fonction apportera des contraintes extrêmement détaillées pour les modèles d'évolution dynamique et chimique de la Galaxie, concernant en particulier :

- les mélanges radiaux dans le disque galactique dûs aux phénomènes de diffusion et de variation du moment angulaire,
- l'éventuel gradient radial de la distribution d'âge des étoiles vers le centre et l'anticentre galactique,
- le gradient radial des abondances des différents éléments par rapport au fer en fonction de l'âge.

11.4 Structure du halo galactique

Une étoile située à 10kpc du Soleil et dont la vitesse transverse serait de 100 km.s^{-1} aurait un mouvement propre de 2 milliarcsec/an, ce qui est à peu près la précision accessible depuis le sol. En dehors de l'astrométrie spatiale, la cinématique des étoiles dans le halo externe, ou dans l'intérieur de la Galaxie, reste difficilement accessible sur les grandes surfaces angulaires qu'il est nécessaire d'observer pour cartographier ce type de structure. Si on peut s'attendre à ce que un certain nombre de courants dans le halo soient déctectés d'ici l'arrivée des données GAIA, la détection fine et la comparaison quantitative avec les scénarios de formation hiérarchique des halos exige d'avoir l'information cinématique. Les temps de mélange dans le halo interne sont beaucoup plus courts que dans le halo externe, et l'information spatiale sur la présence de courants stellaires n'est plus détectable depuis longtemps, alors que celle dans l'espace des phases perdure sur plusieurs milliards d'années. L'information cinématique permet de retrouver des structures dont le contraste de densité est 100 fois plus faible que celui des surdensités déctectées dans un relevé photométrique comme le SDSS (Harding et al. 2001, Ivezic et al. 2000).

Références

[1] Alcock, C. et al., 2000, ApJ 542, 281
[2] Arp, H.C., Baum, W.A., Sandage, A.R.,1953, AJ 58, 4
[3] Arp, H.C., Baum, W.A., Sandage, A.R., 1952, AJ 57, 4
[4] Bahcall, J.N., Flynn, C., Gould, A., Kirhakos, S., 1994, ApJ 435, L51
[5] Bahcall, J.N., Casertano, S.,& Ratnatunga, 1987, ApJ 320,515
[6] Bahcall, J.N., 1984, ApJ 276, 156
[7] Bahcall, J.N. & Soneira, R.M., 1980, ApJSS 44, 73
[8] Beers T.C. & Sommer-Larsen,J., 1995, ApJS 96, 175
[9] Bellazzini, M., Ferraro, F. R., Ibata, R. 2002 AJ 124, 915
[10] Bertelli G. & Nasi E., 2001, AJ 121, 1013
[11] Bienaymé O., Robin, A. C. ; Crézé, M., 1987, A&A 180, 94
[12] Binney, J., & Merrifiel, M., 1999, Galactic Astronomy
[13] Binney, J., & Tremaine, S., 1987, Galactic Dynamics
[14] Blitz, L., Spergel, D.N., 1991, ApJ 379, 631
[15] Blum, R.D. 1995,ApJ 444L, 89
[16] Bond 1970, ApJS 22, 117
[17] Bonifacio, P., Hill, V., Molaro, P., Pasquini, L., Di Marcantonio, P., Santin, P. 2000, A&A 359, 663
[18] Brueck, M. T. ; Hawkins, 1983, A&A 124, 216
[19] Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., Fowler, W. A., Hoyle, F., RvMP, 29, p. 547
[20] Burgasser, A.J. et al., 1999, ApJ 522, L65
[21] Burkert,A., Truran, J.W., & Hensler, G., 1992, ApJ 391, 651
[22] Buta, R., 1996, 'The Morphology of Barred Galaxies', ASP Conf. Ser. 91
[23] Buta R. ; Mitra, S., de Vaucouleurs, G., Corwin, H. G., Jr., 1994, AJ 107, 118
[24] Camm, G.L., 1952, MNRAS 112, 155
[25] Carlberg R. G., Dawson, P. C., Hsu, T., Vandenberg, D. A, 1985, ApJ 294, 674
[26] Chamberlain, J.W. & Aller, L.H., 1951, ApJ 114, 52
[27] Chen, B. et al. 2001, ApJ 553, 184
[28] Chen, B., 1997, ApJ 491, 181

[29] Chiba, M., & Beers, T.C., 2001, ApJ 549, 325
[30] Chiba, M., & Beers, T.C., 2000, AJ 119, 2843
[31] Cole A., 2001, ApJ 559, 17
[32] Côté, P., Mateo, M. ; Sargent, W. L. W. ; Olszewski, E. W. 2000, ApJ 537, L91
[33] Crézé, M., Chereul, E., Bienaymé, O., Pichon, C., 1998, A&A 329, 920
[34] Dalcanton, J.J., & Bernstein, R.A., 2002, AJ 124, 1328
[35] de Grijs, R. & Peletier, R., 1997, A&A 320, L20
[36] de Jong, R.S., 1996, A&A 313,45
[37] Delfosse et al. 2001, A&A, 366, L13
[38] Dinescu, D.I., et al., 2002, ApJ 575, 67
[39] Dinescu, L., Majewski, S.R., Girard, T.M. ; Cudworth, K.M., 2000, AJ 120, 1892
[40] Dohm-Palmer, R.C., et al., 2001, ApJ 555, 37
[41] Doinidis, S.P. & Beers, T.C, 1989, ApJ 340, 57
[42] Dove, H.A., & Thronson J.B.,1993, ApJ 411, 632
[43] Drimmel, R., 2000, A&A 358, 13
[44] Eggen, O.J., Lynden-Bell D. & Sandage, A.R., 1962, ApJ 136, 748 (ELS62)
[45] Feltzing, S., Holmberg, J., Hurley, J. R., 2001, A&A 377, 911
[46] Freeman, K., & Bland-Hawthorn, J., 2002, ARAA 40,487
[47] Freeman, K., 1970, ApJ 160, 811
[48] Freudenreich, H.T., 1998, ApJ 492,495
[49] Fry A.M., Morrison, H.L., Harding, P., Boroson, T.A., 1999, AJ, 118, 1209
[50] Fuhrmann, K., 2002, New A., 7, 161
[51] Fuhrmann, K., 1998, A&A 338, 161
[52] Gilmore, G., Wyse, R.F.G., Norris, J.E., 2002, ApJ 574, 39
[53] Gilmore, G., & Wyse, R.F.G., 1991, ApJ 367, 55
[54] Gilmore, G., King, I., van der Kruit, 1989, 'The Milky Way as a Galaxy', 19th Advanced Course of Swiss Soc. of Astrononmy & Astrophysics, Saas-Fee (Ed. : R. Buser, Geneva Observatory)
[55] Gratton, R. G., Carretta, E., Matteucci, F., Sneden, C., 2000, A&A 358, 671
[56] Grenon, M., 1999, Astrophysics and Space Science 265, 331
[57] Grillmair et al., 1996, AJ 111, 2293
[58] Haselgrove, C.B. & Hoyle, F., 1956, MNRAS 116, 527
[59] Haywood, M. ; Robin, A. C. ; Crézé, M., 1997, A&A 320, 440

[60] Henry T.J., Ianna, P.A., Kirkpatrick, J.D., Jahreiss, H., 1997, AJ 114, 388

[61] Henry T.J. ; Walkowicz, L.M., Barto, T.C., Golimowski, D.A., 2002, ApJ 123, 2002

[62] Hernandez X., Valls-Gabaud, D., Gilmore, G., 2000, MNRAS 316, 605

[63] Holberg, J. B. ; Oswalt, Terry D. ; Sion, E. M. 2002, ApJ 571, 512

[64] Hopkins, A. M., Irwin, M. J., Connolly, A. J., 2001, ApJ 558, 31

[65] Hoyle F. & Schwarzschild, M., 1955, ApJS, 2, 1

[66] Ibata, R.A., Lewis, G. F., Irwin, M. J., Cambrésy, L., 2002, MNRAS 332, 921

[67] Ibata, R.A., Lewis, G.F., Irwin, M. Totten, E., Quinn, T., 2001, ApJ 551, 294

[68] Ibata, R.A., Irwin, M., Lewis, G.F., Stolte, A., 2001, ApJ 547, 133

[69] Ibata, R.A., Wyse, R.F.G., Gilmore, G., Irwin, M.J., Suntzeff, N.B., 1997, AJ 113, 634

[70] Ibata, R.A., Gilmore, G., Irwin, M. J., 1994, Nature 370, 194

[71] Isobe, S., 1974, A&A 36, 333

[72] Ivezić, Z et al., 2000, AJ 120, 963

[73] Jahreiss, H. & Wielen, R., 1997, 'HIPPARCOS '97', ESA SP-402, Eds. Battrick, B., Perryman, M.A.C., Bernacca, P.L.

[74] Just A., Fuchs, B., Wielen, R., 1996, A&A 309, 715

[75] Kennicutt, R.C.,1981, AJ 86, 1847

[76] Kerr, F.J., 1993, dans 'Back to the Galaxy', Eds. Holt, S., & Verter, F., AIP Conf. Proc. (New York) 278, 3

[77] Kinman, T. D., Suntzeff, N. B., Kraft, R. P., 1994, AJ 108, 1722

[78] Kochanek, C.S., 1996,ApJ 457, 228

[79] Kregel, M., van der Kruit, P.C., de Grijs, R., 2002, MNRAS 334,646

[80] Kuijken, K. & Gilmore, G., 1991 ApJ 367 L9

[81] Kundu, A., et al., 2002, ApJ 576, 125

[82] Larson, R.B., 1976, MNRAS 176, 31

[83] Launhardt, R. ; Zylka, R. ; Mezger, P. G, 2002, A&A 384, 112

[84] Lehmann, I., & Scholz, R.D., 1997, A&A 320, 776

[85] Léon, S., Meylan, G., Combes, F., 2000, A&A 359, 907

[86] Liszt, H.S. & Burton, W.B.,1980, ApJ 236, 779

[87] Liu, W. & Chaboyer, B., 2000, ApJ 544, 818

[88] López-Corredoira, M., Garzon, F., Mahoney, T., Calbet, X., 1997, MNRAS 292, 15

[89] López-Corredoira et al., 2001, A&A 373, 139

[90] Marconi, G., Buonanno, R., Castellani, M., Iannicola, G., Molaro, P., Pasquini, L., Pulone, L., 1998, A&A 330, 453

[91] Martinez Delgado, D., Zinn, R.; Carrera, R., Gallart, C., 2002, ApJ 573, L19

[92] Massey , P., Johnson, K.E., Degioia-Eastwood, K., 1995, ApJ 454, 151

[93] Mateo, M., Udalski, A., Szymanski, M., Kaluzny, J., Kubiak, M., Krzeminski, W. , 1995, AJ 109, 588

[94] Mathewson, D. S., Cleary, M. N., Murray, J. D., 1974, ApJ 190, 291

[95] Matthews, L. D., Gallagher, J. S., van Driel, W., 1999, AJ 118, 2751

[96] Mazzitelli, I., 1972 Ap&SS 17, 378

[97] McWilliam, A. & Rich, R.M., 1994, ApJS 91, 749

[98] Méndez, R.A. & van Altena, W.F., 1996 AJ 112, 655

[99] Mihalas, D. & Binney, J., 1980, Galactic Astronomy

[100] Miller, G.E. & Scalo, J.M.,1979, ApJS 41, 513

[101] Morrison, H.L., 1999, Third Mt Stromlo Symposium, 'The galactic Halo', ASP Conf. Ser. 165, 174

[102] Morrison, H.L., Flynn, C., Freeman, K. C., 1990, AJ 100, 1191

[103] Narayan, C.A., & Jog, C.J., 2002, A&A 390, L35

[104] Newberg, H.J. et al., 2002, ApJ, 569, 245

[105] Nissen, P.E. & Schuster, W.J., 1997, A&A 326, 751

[106] Olling, R.P. & Merrified, M.R.,1998, MNRAS 297, 943

[107] Oppenheimer, B.R. et al., 2001, ApJ 550, 448

[108] Pagel, B.E.J, Patchett, B. E., 1975, MNRAS 172, 13

[109] Palma, C. Majewski, S.R., Johnston, K.V., 2002, ApJ 564, 736

[110] Peters, W. L., 1975, ApJ 195, 617

[111] Pohlen, M., Dettmar, R.-J., Lütticke, R., 2000, 357, L1

[112] Pompéia, L., Barbuy, B., Grenon, M., 2002, ApJ 566, 845

[113] Pritchet, C., 1983, AJ 88, 1476

[114] Prochaska, J.X., Naumov, S.O., Carney, B.W.; McWilliam, A.,Wolfe, A.M., 2000, AJ 120, 2513

[115] Quinn, P.J., & Goodman, J., 1986, ApJ, 309, 472

[116] Quinn, P.J., Hernquist, L., Fullagar, D. P. 1993, ApJ 403, 74

[117] Reid, I.N., & Gizis, J.E., 1997, AJ 113, 2246

[118] Reid, I.N., & Majewski, S.,1993, ApJ 409, 635

[119] Rice, W., Merrill, K.M., Gatley, I., Gillett, F. C., 1996, AJ 112, 114

[120] Robin, A.C., Crézé, M., Mohan, V., 1992 a, ApJ 400, 25

[121] Robin, A.C., Crézé, M., Mohan, V., 1992 b, A&A 265, 32

[122] Samland , M., Hensler, G., Theis, Ch., 1997, ApJ 476, 544
[123] Sandage, A.R., 1953, AJ 58, 61
[124] Sandage, A.R., 1986, ARAA 24, 421
[125] Scalo, J.M, 1986, Fundamentals of Cosmic Physics, Vol. 11, 1
[126] Schmidt M., 1963, ApJ 137, 758
[127] Schmidt M., 1959, ApJ 129, 243
[128] Searle, L. & Zinn, R.,1978, ApJ 225, 357 (SZ78)
[129] Shaw & Gilmore, G., 1990, MNRAS 242, 59
[130] Shetrone, M.D., Côté, P., Sargent, W. L. W., 2001, ApJ 548, 592
[131] Slyz, A.D., Devriendt, J.E.G., Silk, J., Burkert, A., 2002, MNRAS 333, 894
[132] Sommer-Larsen, J. & Christensen, P.R., 1987, MNRAS 225, 499
[133] Spitzer, L., 1942, ApJ 95, 329
[134] Statler, T., 1988, ApJ 331, 71
[135] Stromberg, G., 1925, ApJ 61, 363
[136] Twarog, B.A., 1980, ApJ 242, 242
[137] Unavane, M., Wyse, R.F.G., Gilmore, G., 1996, MNRAS 278, 727
[138] de Vaucouleurs, G., & Pence, W.D., 1978, AJ 83, 1163
[139] van den Bergh, S., 1962, AJ 67, 486
[140] Vallée, J.P., 1995, ApJ 454, 119
[141] Velázquez, H., & White, D.M.W., 1999, MNRAS 304, 254
[142] Vergely, J.-L., Köppen, J., Egret, D., Bienaymé, O., 2002, A&A 390, 917
[143] Walker, I. R., Mihos, J. C, & Hernquist, L., 1996, ApJ 460, 121
[144] Wannier, P., Wrixon, G. T, 1972, ApJ 173, 119
[145] Weinberg, M.D., Nikolaev, S., 2001, ApJ 548, 712
[146] Wetterer, C.J., & McGraw, J.T., 1996, AJ 112, 1046
[147] Wyse, R.F.G., 2001, dans 'Galaxy Disks and Disk Galaxie', Eds. Funes, J.G. & Corsini, E.M., ASP Conf. Ser. 230, 71
[148] Yanny, B., et al, 2000, ApJ 540, 825
[149] Yoshii, Y.,Ishida, K., Stobie, R.S., 1987, AJ 93, 323
[150] Zhao, H.S., 1998, ApJ 500, L149