

Travaux de recherche

présentés par

Céline Reylé

pour l'obtention de

L'Habilitation à Diriger des Recherches

Étude des populations stellaires de la Galaxie : formation stellaire et évolution galactique

Soutenue le 3 janvier 2006 devant le jury composé de :

| | | |
|-------------------|----------------------------|------------|
| Jérôme Bouvier | Observatoire de Grenoble | |
| Michel Crézé | Université Bretagne Sud | Rapporteur |
| Véronique Cayatte | Observatoire de Paris | |
| Françoise Crifo | Observatoire de Paris | Rapporteur |
| Rodrigo Ibata | Observatoire de Strasbourg | Rapporteur |
| Yveline Lebreton | Observatoire de Paris | |
| Annie Robin | Observatoire de Besançon | |

Table des matières

| | |
|--|-----------|
| Curriculum vitae | 4 |
| 1 Introduction | 13 |
| 2 Recherche de la matière noire baryonique | 15 |
| 2.1 Introduction | 15 |
| 2.2 Étude cinématique d'un échantillon de naines blanches | 16 |
| 2.2.1 Simulations | 16 |
| 2.2.2 Résultats | 16 |
| 2.3 Étude de la contribution des naines blanches au halo sombre | 18 |
| 2.3.1 L'échantillon stellaire | 18 |
| 2.3.2 Identification des naines blanches du halo | 18 |
| 2.3.3 Estimation de la fraction de naines blanches dans le halo sombre | 19 |
| 2.4 Conclusion | 20 |
| 3 Structure et fonction de masse initiale des populations anciennes de la Galaxie | 21 |
| 3.1 Introduction | 21 |
| 3.2 Étude du sphéroïde | 22 |
| 3.2.1 Loi de densité du sphéroïde | 22 |
| 3.2.2 Fonction de masse initiale du sphéroïde | 23 |
| 3.3 Étude du disque épais | 24 |
| 3.3.1 Loi de densité du disque épais | 24 |
| 3.3.2 Fonction de masse initiale du disque épais | 25 |
| 3.4 Conclusion | 27 |
| 4 Identification et caractérisation d'étoiles du voisinage solaire | 29 |
| 4.1 Introduction | 29 |
| 4.2 Recherche d'étoiles voisines | 30 |
| 4.2.1 Cross-identification de catalogues à grand-mouvement propre avec le relevé DENIS | 30 |
| 4.2.2 Détermination de la distance photométrique | 31 |
| 4.3 Suivi spectroscopique | 31 |
| 4.3.1 Classification spectrale | 32 |
| 4.3.2 Distances spectroscopiques des naines M | 35 |
| 4.4 Conclusion | 36 |

| | |
|---|-----------|
| 5 Perspectives | 37 |
| 5.1 Identification et caractérisation des naines blanches, naines rouges et naines brunes . | 37 |
| 5.1.1 Recherche de naines blanches, naines rouges et naines brunes dans le CFHTLS | 37 |
| 5.1.2 Suivi spectroscopique | 39 |
| 5.1.3 Modélisation des naines brunes pour l'interprétation de grands relevés | 40 |
| 5.2 Préparation de la mission Gaia | 41 |
| A Modélisation de la fluorescence de S₂ dans les comètes | 43 |
| A.1 Introduction | 43 |
| A.2 Description du modèle de fluorescence | 43 |
| A.3 Résultats | 44 |
| A.3.1 Spectres de fluorescence synthétiques | 44 |
| A.3.2 Fluorescence de S ₂ dans une colonne de la coma | 45 |
| A.3.3 Fluorescence de S ₂ à haute résolution spectrale | 46 |
| A.4 Conclusion | 47 |
| Bibliographie | 48 |
| Résumé | 53 |

Curriculum vitæ

Céline REYLÉ née LAFFONT

Née le 16 mars 73 à Rilleux-la-Pape (69)

Nationalité française

Mariée, 2 enfants

6 rue de la distillerie

25110 Dammartin les Templiers

Tél : 03 81 60 15 50

Observatoire de Besançon, BP 1615

25010 Besançon Cedex

Tél/fax : 03 81 66 69 35/44

E-mail : celine@obs-besancon.fr

Études

- 1992** UNIVERSITÉ DE BESANÇON. DEUG DE MATHÉMATIQUES.
▷ *Mention Bien.*
- 1993** UNIVERSITÉ DE BESANÇON. LICENCE DE PHYSIQUE.
▷ *Mention Bien.*
- 1994** UNIVERSITÉ DE BESANÇON. MAÎTRISE DE PHYSIQUE.
▷ *Mention Bien.*
- 1995** UNIVERSITÉ PARIS VI. DEA ASTRONOMIE ET TECHNIQUES SPATIALES.
▷ *Mention Très Bien, rang 1/20.*
- 1998** UNIVERSITÉ DE PARIS VI. THÈSE DE DOCTORAT.
▷ *Mention Très Honorable avec félicitations du jury.*

Fonctions professionnelles

- 1997** SOUTHWEST RESEARCH INSTITUTE, SAN ANTONIO (TEXAS, USA).
Stage pré-doctoral
- 1998-1999** OBSERVATOIRE DE BESANÇON.
Attachée temporaire d'enseignement et de recherche
- 1999-2001** OBSERVATOIRE DE BESANÇON.
Post-doctorante CNES
- 2001** OBSERVATOIRE DE GENÈVE.
Assistante post-doctorante
- Depuis décembre 2001** OBSERVATOIRE DE BESANÇON.
Astronome adjointe 2C

Équipe de recherche : Astrophysique des Grands Relevés, Laboratoire d'Astrophysique de l'Observatoire de Besançon, Université de Franche-Comté, UMR CNRS 6091

Enseignement à l'Université de Franche-Comté

- 1995-1996** DEUG SCIENCES DE LA VIE ET SCIENCES DE LA MATIÈRE 1^{RE} ANNÉE.
(Monitorat) TP d'électromagnétisme.
DEUG SCIENCES DE LA MATIÈRE 1^{RE} ANNÉE.
TP d'optique.
DEUG SCIENCES DE LA TERRE 2^E ANNÉE.
TP de thermodynamique.

| | |
|-------------------------------------|---|
| 1996-1998 (Monitorat) | DEUG SCIENCES DE LA TERRE 2 ^E ANNÉE. Cours de planétologie. TP de géonumérique : initiation au langage de programmation Quick Basic pour les calculs statistiques. |
| 1998-1999 (ATER) | DEUG SCIENCES DE LA TERRE 2 ^E ANNÉE. Cours de planétologie. PREMIER CYCLE D'ÉTUDES MÉDICALES 1 ^{RE} ANNÉE. TD de biophysique. |
| 2001-2003 (Astronome ad.) | MAÎTRISE PHYSIQUE, MATHÉMATIQUES, LICENCE PLURIDISCIPLINAIRE. Cours et TD d'astronomie. DEUG SCIENCES DE LA VIE 1 ^{RE} ANNÉE. TP d'optique. |
| 2001-2004 (Astronome ad.) | MAÎTRISE PHYSIQUE, MATHÉMATIQUES, LICENCE PLURIDISCIPLINAIRE. Cours et TD d'astronomie. DEUG SCIENCES DE LA VIE 1 ^{RE} ET 2 ^E ANNÉE. TP d'optique, TP de mécanique. |
| 2004-2005 (Astronome ad.) | LICENCE PHYSIQUE, MATHÉMATIQUES, CHIMIE 2 ^E ANNÉE. TP de dynamique des corps célestes. LICENCE PHYSIQUE, MATHÉMATIQUES, CHIMIE 1 ^{RE} ANNÉE. TP et TD d'optique, TP et TD d'électricité. LICENCE PHYSIQUE 3 ^E ANNÉE. Cours d'astrophysique. |
| 2005-2006 (Astronome ad.) | LICENCE PHYSIQUE 3 ^E ANNÉE. Cours d'astrophysique. |

J'ai également participé à l'élaboration d'un cours d'enseignement d'astronomie en ligne, module découverte, chapitre "Le Soleil et les étoiles" (<https://ael.obs-besancon.fr/CLcda7/>).

Encadrement d'étudiants

| | |
|---------------------------|--|
| 2000 (4 mois) | Stage de B. Bassang, étudiant en maîtrise de mathématiques, mention ingénierie mathématique de Besançon. Co-encadrement avec A. Robin. ▷ Réalisation d'un programme pour l'étude globale des données DENIS par des simulations du modèle de synthèse de populations stellaires de Besançon. |
| 2001 (1,5 mois) | Stage de C. Falvo, étudiant au magistère de physique d'Orsay, 1 ^{re} année. ▷ Recherche d'amas globulaires dans le plan de la Galaxie avec les données DENIS. |
| 2001 | Stage de N. Vautrety et G. Colléaux, étudiants en maîtrise de physique de Besançon. Co-encadrement avec A. Robin. ▷ Structure de la Galaxie d'après la distribution des étoiles dans le ciel. |
| 2003 (3 mois) | Stage de C. Ferrier, étudiante de la maîtrise de Sciences Physiques de Clermont-Ferrant. ▷ Détermination de la distance d'étoiles à grand mouvement propre. |
| 2003 (4 mois) | Stage de K. Aoubaïda, étudiante du DEA Astrophysique Analyse statistique de données. Co-encadrement avec A. Robin. ▷ Extinction et matière interstellaire dans la Galaxie. |
| 2004 (6 mois) | Stage de fin d'études d'école d'ingénieur de G. Debouzy, Université de Technologie de Belfort-Montbéliard. Co-encadrement avec A. Robin. ▷ Développement d'outils Java pour un modèle du contenu en étoiles de la Galaxie. |

- 2003-2006**
(3 ans) Thèse de D. Marshall, Université de Franche-Comté. Co-encadrement avec A. Robin.
▷ *L'extinction interstellaire en trois dimensions dans la Voie Lactée.*
- 2005**
(2 mois) Stage de N. Vaytet, étudiant en master d'astrophysique 2^e année, Université de Manchester. Co-encadrement avec A. Robin.
▷ *Étude de la fonction de masse initiale aux petites masses avec le Sloan Digital Sky Survey.*

Diffusion de la culture scientifique

- 1995-2004** UNIVERSITÉ OUVERTE DE FRANCHE-COMTÉ.
Cours et conférences
▷ *Comètes et astéroïdes.* ▷ *Comètes et origines de la vie sur Terre.* ▷ *La Lune.*
▷ *Le système solaire.* ▷ *Formation du système solaire.* ▷ *La vie dans l'Univers.* ▷ *Comment détecter la vie dans l'Univers ?.* ▷ *Formation et évolution de la Galaxie.* ▷ *Caractéristiques fondamentales des objets célestes.* ▷ *La Galaxie : habitat des étoiles.*
▷ *Les familles stellaires.* ▷ *Structure et dynamique de la Galaxie.* ▷ *La Voie Lactée.* ▷ *Le modèle standard de l'Univers.* ▷ *Étoiles de petite masse dans le voisinage solaire.*
▷ *Naines brunes et planètes extrasolaires.*
- 2001-2005** CRÉATION D'UNE MALETTE PÉDAGOGIQUE ASTRONOMIE.
Élaboration de maquettes et de fiches explicatives et sélection de matériel d'astronomie, contenu de la malette utilisée dans des classes primaires. Responsable pour le prêt et la démonstration d'utilisation du matériel. Réalisation d'une nouvelle maquette et d'un support CDrom en 2005 dans le cadre du projet LUNAP.
▷ *Projet de l'Observatoire de Besançon et de l'Association Astronomique de Franche-Comté.*

Je participe régulièrement à des visites de l'Observatoire et des séances de planétarium pour des scolaires, ainsi que dans le cadre des Journées Portes Ouvertes de l'Université ou des Journées du Patrimoine. Je participe également à des soirées d'observation et des animations lors de la Nuit des étoiles, la Fête de la Science, ou d'évènements astronomiques particuliers (comète Hale-Bopp en 1997, transit de Vénus en 2004). Au sein de l'Observatoire, je suis membre de la commission "Diffusion de la culture scientifique", qui en particulier, fait part des évènements astronomiques importants ou des dernières nouvelles du ciel via la page web de l'Observatoire.

Activités administratives et autres responsabilités collectives

Je suis membre de la Commission de Spécialistes des sections 28, 30, 34 de l'Université de Franche-Comté depuis 2003. Je suis depuis 2004 membre du Conseil d'Administration et du Conseil Scientifique de l'Observatoire de Besançon.

J'ai participé à l'organisation d'une réunion internationale du groupe de travail "Simulation" de la mission spatiale Gaia. Dans le cadre de cette mission, qui regroupe un grand nombre de chercheurs européens, je suis membre de deux groupes de travail (Photometry Working Group et Simulation Working Group).

Je m'implique également dans le concept d'Observatoire Virtuel qui a pour but l'accès électronique global à toutes les archives de données. Le modèle de la Galaxie de Besançon, accessible en ligne,

est utilisé en moyenne 150 fois par mois par des chercheurs français ou étrangers. Devant cet intérêt, nous pensons qu'il est souhaitable de fournir des simulations au format standard de l'Observatoire Virtuel, l'intérêt étant alors de pouvoir utiliser la palette d'outils de visualisation et d'analyse des données qui se met en place dans le cadre de l'Observatoire Virtuel.

Activités de recherche en thèse

Le sujet de ma thèse, intitulée "Étude d'émissions gazeuses dans les régions internes de trois comètes : P/Halley, C/1996 B2 Hyakutake et C/1995 O1 Hale-Bopp", est relatif aux processus photochimiques ayant lieu dans les atmosphères cométaires, ou comæ. Les comètes, formées en même temps que le système solaire, à partir de matière interstellaire contenue dans la nébuleuse primitive, sont préservées depuis leur formation à de très basses températures. Leurs passages près du Soleil provoquent des émissions de poussières et de gaz, permettant ainsi d'étudier un échantillon de matière primitive, d'en connaître ses principaux constituants et d'améliorer le scénario de formation du système solaire.

Une partie de mon travail de thèse concerne la modélisation d'émissions produites par les gaz dans la coma, à partir de spectres obtenus au laboratoire ou calculés. L'autre partie est l'analyse des données d'observations de comètes en spectroscopie et spectroimagerie. Les principaux résultats sont présentés ci-après.

– Étude des TKS spectres de la comète de Halley :

En mars 1986, la sonde Vega 2 est partie à la rencontre de la comète de Halley. Elle est passée à l'intérieur même de la coma, à 8030 km du noyau. À son bord, l'instrument TKS a permis d'obtenir des spectres dans le domaine proche-ultraviolet, qui révèlent plusieurs bandes d'émission près du noyau de la comète. L'une d'elles, à 323 nm, ne peut être expliquée par aucune molécule habituellement observée dans les comètes. Des spectres de laboratoire suggéraient qu'un hydrocarbure polycyclique aromatique (PAH), le naphthalène, pouvait être candidat. J'ai alors obtenu au laboratoire de Photophysique Moléculaire d'Orsay des spectres d'émission de fluorescence du naphthalène dans des conditions proches des conditions cométaires (basse température et faible pression). À partir de ces spectres, j'ai pu synthétiser la fluorescence du naphthalène dans le champ de radiation solaire. Ce spectre synthétique ne permet pas d'expliquer l'émission qui demeure inconnue (réf. A6). L'intérêt de cette recherche de PAHs est de mettre en évidence l'analogie entre les comètes et la matière interstellaire dans laquelle les PAHs sont nombreux.

– Spectroimagerie des comètes Hyakutake et Hale-Bopp :

J'ai observé les comètes Hyakutake et Hale-Bopp à l'Observatoire de Haute Provence : les images révèlent plusieurs structures dans la coma. Dans la comète Hyakutake, on observe deux condensations le long de la queue qui sont restées alignées pendant plusieurs semaines, indiquant qu'elles sont des amas de particules libérés par le noyau et non des fragments solides. Dans la comète Hale-Bopp, les structures sont des arcs de poussière du côté ensoleillé.

Notre programme de spectroimagerie utilise quatre filtres à bande spectrale étroite qui mesurent l'émission de la molécule C_2 dans différentes bandes et le continuum dû à la diffusion du rayonnement solaire par les poussières. Il permet d'étudier le degré d'excitation des molécules C_2 et la couleur de la poussière qui caractérise sa distribution en taille. On peut ainsi rechercher des sources étendues dans la coma en identifiant les régions où C_2 est produit par la photolyse de molécules libérées localement par des grains de poussière. Dans la comète Hyakutake, une telle source se situe

entre le noyau et la première condensation et est probablement liée à la libération des condensations (réf. A4). Dans la comète Hale-Bopp, une source diffuse correspond aux arcs concentriques (réf. A1).

– Étude des spectres IUE de la comète Hyakutake :

La comète Hyakutake est passée à 0.1 UA de la Terre seulement. Cette faible distance géocentrique a permis d'observer la coma interne où sont concentrées les molécules à courte durée de vie libérées par le noyau, telle que la molécule S_2 . Nous avons obtenu du temps d'observation avec le satellite IUE pour observer la comète Hyakutake peu après sa découverte. L'un des spectres, obtenu deux jours le passage au plus près de la Terre, montre des signatures dont les longueurs d'ondes sont proches de celles des bandes de fluorescence de S_2 .

Pour faire l'analyse de ce spectre, j'ai développé un modèle de fluorescence de S_2 en utilisant une méthode de calcul matriciel qui permet de suivre l'évolution des spectres de fluorescence en fonction du temps d'exposition de la molécule au rayonnement solaire. La comparaison entre le spectre de la comète Hyakutake et les raies théoriques convoluées pour avoir la même résolution que IUE suggère la présence de S_2 (réf. A3). Il s'agissait de la deuxième détection de S_2 dans une comète après celle dans la comète IRAS-Araki-Alcock en 1983. Cette détection a été confirmée par des observations faites cinq jours plus tard avec le HST.

Activités de recherche post-thèse

La plupart de mes activités de recherche post-thèse sont décrites dans la suite de ce mémoire. Je n'en ferai ici qu'une brève présentation.

– Modélisation de la fluorescence de S_2 dans le milieu cométaire :

Dans la continuité de ma thèse, j'ai complété le modèle de fluorescence de S_2 en incluant les niveaux rotationnels de la molécule et en le combinant à un modèle physico-chimique de la coma. Il permet d'analyser des spectres à haute résolution spectrale et de simuler l'émission de fluorescence de S_2 dans différentes régions de la coma (réf. A13).

– Vers une vision globale et cohérente de la Galaxie :

Suite à l'obtention de ma bourse post-doctorale du CNES, j'ai changé de thématique et travaillé avec Annie Robin dans l'équipe Formation et Évolution Stellaire et Galactique de l'Observatoire de Besançon (aujourd'hui appelée Astrophysique des Grands Relevés). Mon activité de recherche concerne l'étude des populations stellaires à partir des données de grands relevés disponibles ou à venir tels que DENIS, 2MASS, CFHTLS, SDSS, WirCam, Gaia. L'analyse de ces données à l'aide d'un modèle de synthèse de populations stellaires de la Galaxie permet de tendre vers une vision globale cohérente de la Galaxie en terme de structure, formation et évolution.

Dans ce contexte, j'ai abordé plus particulièrement la recherche de la matière noire baryonique (réf. A10, A16), l'étude de la structure et de la fonction de masse initiale des populations anciennes de la Galaxie (réf. A8, A9), l'étude des étoiles de petites masses – fonction de masse initiale (réf. A21) et recherche dans le voisinage solaire (réf. A12, A17, A20, A21, A'23) – la modélisation 3D de l'extinction interstellaire (réf. A22), les régions centrales de la Galaxie (réf. A15, A18).

Je me suis également investie dans la préparation de la mission Gaia de l'ESA qui sera lancée au plus tard en 2012. Son but premier est l'étude de la Galaxie par la détermination des paramètres astrophysiques de plus d'un milliard d'objets. Elle s'inscrit dans la continuité d'Hipparcos, "en voyant

mieux, plus loin, et en couleur" (F. Mignard).

Liste des publications

-A- Articles dans des revues internationales à comités de lecture :

- A1- C. Laffont, P. Rousselot, J. Clairemidi, G. Moreels, D.C. Boice, "Jets and arcs in Comet Hale-Bopp from August 1996 to October 1997", *Earth, Moon and Planets*, **78(1/3)**, 211-217, 1997.
- A2- A.L. Cochran, D.C. Boice, E.S. Barker, C. Laffont, "What is the Parent of CH in the Coma of Comet C/1995 O1 (Hale-Bopp) ?", *Earth, Moon and Planets*, **78(1/3)**, 85-91, 1997.
- A3- C. Laffont, D.C. Boice, G. Moreels, J. Clairemidi, P. Rousselot, H. Andernach, "Tentative identification of S₂ in the IUE spectra of Comet Hyakutake (C/1996 B2)", *Geophys. Res. Lett.*, **25(14)**, p. 2749-2752, 1998.
- A4- C. Laffont, P. Rousselot, J. Clairemidi, G. Moreels, "Condensations and diffuse source of C₂ in Comet Hyakutake C/1996 B2", *Planet. Space Sci.*, **46(5)**, p. 585-601, 1998.
- A5- P. Rousselot, C. Laffont, G. Moreels, J. Clairemidi, "An attempt to detect the C₂ intercombination transition lines in Comet Hale-Bopp", *Astron. Astrophys.*, **335**, 765, 1998.
- A6- C. Reylé, P. Bréchnignac, "Fluorescence of jet-cooled naphthalene : emission spectra, lifetimes and quantum yields", *European Physical Journal D*, **8(2)**, 205, 2000.
- A7- P. Rousselot, S. Hill, M. Burger, D. Brain, C. Laffont, G. Moreels, "Theoretical modelling of the C₂ fluorescence spectrum in Comet Hale-Bopp", *Icarus*, **146(1)**, 263-269, 2000.
- A8- A.C. Robin, C. Reylé, M. Crézé, "Early galaxy evolution from deep wide field star counts. I. The spheroid density law and mass function", *Astron. Astrophys.*, **359**, 112, 2000.
- A9- C. Reylé, A.C. Robin, "Early galaxy evolution from deep wide field star counts. II. First estimate of the thick disc mass function", *Astron. Astrophys.*, **373**, 886, 2001.
- A10- C. Reylé, A.C. Robin, M. Crézé, "On high proper motion white dwarfs from photographic surveys", *Astron. Astrophys.*, **378**, L53, 2001.
- A11- C. Reylé, A.C. Robin, "Search for star clusters close to the Galactic plane with DENIS", *Astron. Astrophys.*, **384**, 403, 2002.
- A12- C. Reylé, A.C. Robin, R.-D. Scholz, M. Irwin. "New nearby stars selected in a high proper motion survey by DENIS photometry", *Astron. Astrophys.*, **390**, 491, 2002.
- A13- C. Reylé, D.C. Boice, "An S₂ Fluorescence Model for Interpreting High-Resolution Cometary Spectra. I. Model Description and Initial Results.", *Astrophys. J.*, **587(1)**, 464, 2003.
- A14- A.C. Robin, C. Reylé, S. Derrière, S. Picaud, "A synthetic view on structure and evolution of the Milky Way", *Astron. Astrophys.*, **409**, 523, 2003. Erratum : *Astron. Astrophys.*, **416**, 157, 2004.
- A15- C. Reylé, A.C. Robin, S. Picaud, "Kinematics of the Galactic bulge from large scale surveys", *Publ. Astron. Soc. Aust.*, **21(2)**, 138, 2004.
- A16- M. Crézé, V. Mohan, A.C. Robin, C. Reylé, H.J. Mc Cracken, J.-C. Cuillandre, O. Le Fèvre, Y. Mellier, "Dark halo baryons not in ancient halo white dwarfs", *Astron. Astrophys.*, **426**, 65, 2004.

- A17- C. Reylé, A.C. Robin, "New nearby stars in the Liverpool-Edinburgh high proper motion survey selected by DENIS photometry", *Astron. Astrophys.*, **421**, 643, 2004.
- A18- A.C. Robin, C. Reylé, S. Picaud, M. Schultheis, "The visibility of the Galactic bulge in optical surveys. Application to the Gaia mission", *Astron. Astrophys.*, **430**, 129, 2005.
- A19- N. Phan-Bao, E.L. Martín, C. Reylé, T. Forveille, J. Lim, "Discovery of a nearby widely separated binary system of very low mass stars", *Astron. Astrophys.*, **439**, L19, 2005.
- A20- F. Crifo, N. Phan-Bao, X. Delfosse, T. Forveille, J. Guibert, E.L. Martín, C. Reylé, "New neighbours VI. Spectroscopy of DENIS nearby stars candidates", *Astron. Astrophys.*, **441**, 653, 2005.
- A21- M. Schultheis, A.C. Robin, C. Reylé, H.J. McCracken, E. Bertin, Y. Mellier, O. Le Fèvre, "Stellar populations within the CFHTLS. I. New constraints on the IMF at low masses", *Astron. Astrophys.*, **447**, 185, 2006.
- A22- D.J. Marshall, A.C. Robin, C. Reylé, M. Schultheis, S. Picaud. "Modeling the Galactic Interstellar Extinction Distribution in Three Dimensions", *Astron. Astrophys.*, **453**, 635, 2006.
- A'23- C. Reylé, R.-D. Scholz, M. Schultheis, A.C. Robin, M. Irwin. "Optical spectroscopy of high proper motion stars : new M dwarfs within 10 pc and the closest pair of subdwarfs", soumis à MNRAS.

-B- Compte-rendus de colloques et autres publications :

- B1- D. Boice, C. Laffont, " Modeling the S2 fluorescence spectra of comets", *28th Annual Lunar and Planetary Science Conference, Houston*, 131-132, 1997.
- B2- C. Reylé, D.C. Boice, G. Moreels, J. Clairemidi, P. Rousselot, "Détection probable de S₂ dans un spectre IUE de la comète Hyakutake (C/1996 B2)", *Actes du 2^e colloque national de planétologie de l'INSU, Grenoble*, **vol.2**, S8-12, 1998.
- B3- C. Reylé, P. Rousselot, J. Clairemidi, G. Moreels, "Jets, arcs et source diffuse dans les comètes Hyakutake et Hale-Bopp", *Actes du 2^e colloque national de planétologie de l'INSU, Grenoble*, **vol.2**, S8-13, 1998.
- B4- P. Bréchnignac, C. Reylé-Laffont, "Photophysique d'une grosse molécule", dans *Interaction Rayonnement-Matière dans les Atmosphères Planétaires et Cométaires*, éd. Ellipses, 253, 1999.
- B5- A.C. Robin, C. Reylé, "The Galactic Spheroid Density Law", *ASP conference series*, **228**, 553, 2001.
- B6- A.C. Robin, C. Reylé, "The spheroid density law and mass function", *ASP conference series*, **231**, 89, 2001.
- B7- C. Reylé, A.C. Robin, "The thick disc density law and mass function", *SF2A-2001, Scientific Highlights*, 293, 2001.
- B8- M. Crézé, A.C. Robin, V. Mohan, C. Reylé, J.-C. Cuillandre, "Search for baryonic dark matter in the halo of the Galaxy", *SF2A-2001, Scientific Highlights*, 51, 2001.
- B9- C. Reylé, A.C. Robin, "First estimate of the thick disc mass function", *Astrophysics and Space Science*, **281(1)**, 115, 2002.
- B10- A.C. Robin, C. Reylé, "The initial mass function at low masses", *ASP Conference Series*, **287**, 104, 2003.

- B11- B. Debray, M.-L. Dubernet-Tuckey, A. Grosjean, E. Oblak, J.-M. Petit, C. Reylé, A.C. Robin, "Turning Besançon Observatory on-line facilities into the VO - Galactic Model Simulation, Binary Star, Molecular Collisional and TNO data bases", *ASP Conference Proceedings*, **295**, 317, 2003.
- B12- A.C. Robin, C. Reylé, S. Picaud, B. Debray. "A galactic model as a useful tool for virtual observatory", dans *Toward an international Virtual Observatory, ESO Astrophysics symposia, Springer-Verlag*, page 309, 2004.
- B13- C. Reylé, A.C. Robin, "3D modeling of interstellar extinction using the Besançon model of the Galaxy and NIR surveys", *Société Française d'Astronomie et d'Astrophysique, EDP-Sciences, Conference Series*, page 287, 2004.
- B14- C. Reylé, A.C. Robin, "The Galactic bulge as seen by the Gaia Photometers", *Gaia report GAIA-BES-001*, 2004.
- B15- C. Reylé, A.C. Robin, S. Derrière, S. Picaud, B. Debray, "Online modeling of the Galaxy and its applications", *Société Française d'Astronomie et d'Astrophysique, EDP-Sciences, Conference Series*, page 559, 2005.
- B16- D. Marshall, A.C. Robin, C. Reylé, M. Schultheis, "Modelling interstellar extinction in three dimensions", *Société Française d'Astronomie et d'Astrophysique, EDP-Sciences, Conference Series*, page 471, 2005.
- B17- D. Marshall, A.C. Robin, C. Reylé, M. Schultheis, "Modelling interstellar extinction in three dimensions", *The Three-Dimensional Universe with Gaia, ESA SP-576*, page 135, 2005.
- B18- C. Reylé, A.C. Robin, M. Schultheis, S. Picaud, "The Galactic bulge as seen by Gaia", *The Three-Dimensional Universe with Gaia, ESA SP-576*, page 143, 2005.
- B19- R. Drimmel, B. Bucciarelli, M.G. Lattanzi, A. Spagna, C. Jordi, A.C. Robin, C. Reylé, X. Luri, "What Gaia Will See : All-Sky Source Counts from the GSC2", *The Three-Dimensional Universe with Gaia, ESA SP-576*, page 163, 2005.
- B20- C. Reylé, M. Crézé, V. Mohan, A.C. Robin, J.-C. Cuillandre, O. Le Fèvre, H.J. McCracken, Y. Mellier, "Dark halo baryons not in ancient white dwarfs ?", dans *White dwarfs : cosmological and galactic probes, Astrophysics and Space Science Library***332**, 41, 2005.
- B21- R. Drimmel, M.G. Lattanzi, A. Spagna, A.C. Robin, C. Reylé, X. Luri, *Gaia report SWG-RD-04*, 2005.
- B22- L. Eyer, A.C. Robin, D.W. Evans, C. Reylé, "Implementation of variable stars in the Galactic model. I. General concept", *Gaia report VSWG-LE-002*, 2005.

-C- Propositions d'expériences spatiales

- C1- COCAS : Composition of Comets and Asteroids using a UV Spectro-Imager on Rosetta. Part 1, Scientific and Technical Plan. (Co-investigateur, principal investigateur, Prof. G. Moreels, Observatoire de Besançon), 1995.
- C2- DEPHY : Déposition d'Energie et Evolution Physicochimique, Expériences et missions scientifiques spatiales de taille intermédiaire. (Co-investigateur, principal investigateur, Prof. P. Bruston, LISA, Créteil), 1998.

Chapitre 1

Introduction

L'étude de la formation et de l'évolution galactique sont actuellement en pleine évolution du fait de la grande quantité de données qui sont disponibles, dans tous les domaines spectraux. Ces expériences apportent, chacune dans son domaine, des informations détaillées, sans pour autant qu'il soit facile d'assembler les différents points de vue pour en faire un scénario globalement cohérent pour l'histoire de la Voie Lactée.

Le satellite Hipparcos donne une vision très détaillée de notre environnement immédiat et contraint de façon complètement nouvelle la structure interne des étoiles et la cinématique locale, entre autres choses. Les relevés dans l'infrarouge proche sont dominés par les sources froides ou évoluées. Moins sensibles à l'extinction interstellaire que les relevés dans le domaine visible, ils permettent d'explorer les régions centrales de la Galaxie. Les géantes et supergéantes accessibles à l'observation dans presque toute la Galaxie donnent une vision à grande échelle de la structure galactique, alors que les étoiles de petites masses et naines brunes sont détectables dans un proche voisinage solaire. Les relevés de microlentilles gravitationnelles donnent un accès à la matière noire baryonique de la Galaxie, dont la distribution et la composition restent encore un mystère.

Citons en particulier les relevés maintenant disponibles (Sloan Digital Sky Survey – SDSS, Two Micron All Sky Survey – 2MASS, DEep Near Infrared Survey of the Southern sky – DENIS), en cours (Canada France Hawaii Telescope Legacy Survey – CFHTLS), ou à venir (Gaia) qui fournissent une masse de données sans précédent. Ils produisent des échantillons de données homogènes sur une grande partie du ciel, permettant une analyse cohérente et à grande échelle du contenu en étoiles de la Galaxie pour tendre vers un scénario global de la formation et de l'évolution galactique.

Outre la modélisation de l'émission de fluorescence de la molécule S_2 dans les comètes, décrite dans l'annexe A, qui s'inscrit dans la continuité de mon travail de thèse, les points abordés ci-après entrent dans le cadre de l'étude globale et cohérente de la Galaxie. La démarche scientifique de ce travail est guidée par la disponibilité de données de relevés de plus en plus grands. Basée d'abord sur des études ponctuelles (chapitres 2 et 3), elle tend ensuite vers une étude plus méthodique du contenu stellaire de la Galaxie (chapitres 4 et 5).

Le chapitre 2 décrit la recherche de matière noire baryonique sous forme de naines blanches, dans deux champs profonds obtenus au CFHT. Dans le chapitre 3, je présente l'étude des populations anciennes de la Galaxie, sphéroïde et disque épais, en terme de structure et de formation. Ces travaux se basent sur des relevés trouvés dans la littérature d'une part et sur l'exploitation d'une petite partie

des données du relevé proche-infrarouge du ciel austral DENIS.

Le chapitre 4 détaille la recherche et la caractérisation d'étoiles de faible masse dans le voisinage solaire. Il s'agit ici d'une étude plus systématique, basée sur la recherche de la contrepartie proche-infrarouge d'étoiles à grand mouvement propre dans tout le relevé DENIS. L'objectif de ce travail est de participer au recensement de tous les objets de petites masses dans le voisinage solaire, pour à long terme obtenir un échantillon complet. Le voisinage solaire est en effet la seule région de la Galaxie où l'on peut espérer recenser la totalité des étoiles. Un échantillon complet limité en volume fournit les données de base pour contraindre la fonction de luminosité locale, la fonction de masse des étoiles du champ, ainsi que l'histoire de formation stellaire dans la Galaxie. De plus, les représentants les plus proches d'une catégorie d'objets peuvent être considérés comme les uniques sources pour des études de suivi détaillées permettant de contraindre les modèles de physique stellaire.

Les perspectives de mon travail de recherche, données dans le chapitre 5 font le lien entre ces différentes études. Axées sur l'analyse des grands relevés, elles ont pour but d'améliorer les résultats obtenus précédemment. En particulier, l'analyse du relevé CFHTLS, tournée vers la recherche et caractérisation des objets peu lumineux : naines blanches, étoiles de petite masse et naines brunes, va permettre une avancée spectaculaire dans le recensement des objets proches du Soleil, mais aussi au-delà. La connaissance du contenu stellaire des populations anciennes sera accrue, et son analyse augmentera nos connaissances aujourd'hui faibles sur leur fonction de luminosité et fonction de masse du côté des étoiles faibles.

Toujours dans le chapitre 5, je présente ma participation à la préparation de la mission Gaia, qui sera lancée en 2012. Gaia va explorer les six dimensions de l'espace des phases de la Galaxie, pour plus d'un milliard d'objets. L'analyse que nous ferons de ces données devra permettre d'avoir une vision globale de la Galaxie, tout en restant cohérente avec les analyses faites auparavant dans le voisinage solaire et au-delà avec les relevés tels que le CFHTLS.

Chapitre 2

Recherche de la matière noire baryonique

2.1 Introduction

Peu de doutes subsistent aujourd'hui quand à l'existence de halos massifs autour des galaxies. Dans la Voie Lactée, la densité locale de matière noire est de $9.9 \times 10^{-3} M_{\odot} \text{pc}^{-3}$ alors que celle du halo stellaire est environ mille fois plus faible (Robin et al., 2003). Cependant, la contribution de la matière baryonique sous forme d'objets stellaires compacts est toujours incertaine et même un sujet de controverse entre les observations de microlentilles : la collaboration EROS donne une valeur limite supérieure de 25% pour des objets de 0.5 à 0.8 M_{\odot} (Afonso et al., 2003) tandis que la collaboration MACHO donne un intervalle compris entre 20% et 50% (Alcock et al., 1997). En combinant les résultats des deux expériences, Tisserand (2004) a démontré que le halo sombre contient moins de 7% d'objets compacts de masse 0.5-0.8 M_{\odot} , typiquement la masse des naines blanches. Si ces expériences excluent un halo massif fait en totalité de naines blanches, ils restent compatibles avec un halo sombre qui en est en partie constitué de naines blanches. Chabrier (1999) a montré qu'un scénario de formation stellaire ad hoc est alors nécessaire pour former des naines blanches tout en respectant l'enrichissement en métaux lourds observé.

Des travaux récents mettent en évidence un nombre significatifs de naines blanches anciennes dans des relevés d'objets à grand mouvement propre (Ibata et al., 2000; Oppenheimer et al., 2001; Ruiz & Bergeron, 2001; Méndez, 2002). Ces études sont cependant basées sur des données de plaques photographiques qui sont limitées en profondeur (< 150 parsecs). Dans ce volume, on s'attend à trouver de nombreuses naines blanches du disque et du disque épais, difficiles à distinguer d'éventuelles naines blanches du halo. Au contraire, les relevés plus profonds explorent des régions dans l'espace magnitude-mouvement propre où seules les naines blanches du halo sont attendues. Ibata et al. (1999) et Richer (2002) n'ont trouvé aucun candidat à partir de trois époques d'observation du Hubble Deep Field. Goldman et al. (2002) a placé de fortes contraintes sur la contribution des naines blanches très froides ($M_V \sim 17$), en utilisant les données d'EROS 2 où il n'a trouvé aucun candidat. Nelson et al. (2002) a trouvé 5 objets lors d'une seconde époque d'observation avec la Wide Field Planetary Camera 2 mais leur appartenance au halo reste ambiguë compte tenu de leur mouvement propre.

Dans ce cadre, nous avons d'une part effectué l'étude cinématique d'un échantillon de naines blanches pour voir si les naines blanches du halo pourraient être distinguées des naines blanches du

disque épais. D'autre part, nous avons recherché des naines blanches du halo à l'aide d'observations au Canada-France-Hawaï Telescope (CFHT), explorant un volume trois fois plus grand que celui de Nelson et al. (2002) et similaire à celui de Goldman et al. (2002).

2.2 Étude cinématique d'un échantillon de naines blanches

L'échantillon de Oppenheimer et al. (2001) (OHDHS dans la suite du texte) contient 99 naines blanches détectées sur les plaques photographiques digitalisées du relevé du ciel SuperCOSMOS. Ils ont interprété 38 de ces naines blanches comme appartenant au halo et ont conclu que la fraction des naines blanches au halo de matière noire était supérieure à 3%. Ces résultats ont été contestés par différents auteurs (Reid et al., 2001; Hansen, 2001; Silvestri et al., 2002; Torres et al., 2002; Flynn et al., 2003). Tous montrent que ces objets sont plus probablement des naines blanches du disque épais. Nous avons également étudié cet échantillon à l'aide d'un modèle de synthèse de populations stellaires.

2.2.1 Simulations

Nous avons utilisé le modèle de synthèse de populations stellaires de la Galaxie de Besançon (Robin et al., 2003) pour étudier les propriétés cinématiques de l'échantillon de OHDHS. La densité locale des naines blanches est 3.96×10^{-3} pour le disque, et 3×10^{-4} stars pc^{-3} pour le disque épais, en accord avec le nombre de naines blanches dans le Luyten Half Second proper motion catalogue (Liebert et al., 1999). Les naines blanches du halo sont simulées en considérant qu'une fraction f du halo sombre est composée de naines blanches. La densité locale est alors cette fraction de la densité locale de matière noire, soit $f \times 9.9 \times 10^{-3} M_{\odot} \text{pc}^{-3}$. Les modèles d'atmosphère utilisés sont ceux de Bergeron et al. (1995) pour les naines blanches d'atmosphère riche en hydrogène de $0.6 M_{\odot}$ jusqu'à $M_V = 17$, et ceux de Chabrier et al. (2000b) pour la partie plus froide de la séquence. Les simulations sont faites dans le système photométrique standard Johnson-Cousins puis transformées dans le système des observations en suivant la description du relevé du ciel SuperCOSMOS.

Nous avons sélectionné les naines blanches dans notre échantillon simulé strictement de la même manière que OHDHS. La surface simulée est 4165 deg^2 autour du pôle Sud Galactique. Les étoiles sélectionnées ont une magnitude $R_{59F} \leq 19.45$ et un mouvement propre μ compris entre 0.33 et $3'' \text{ yr}^{-1}$, avec une erreur de $0.04'' \text{ yr}^{-1}$. La sélection des naines blanches est faite avec le mouvement propre réduit : $R_{59F} + 5 \times \log \mu \geq 5.3 \times (B_J - R_{59F}) + 13$. Les magnitudes absolues sont calculées selon la formule d'OHDHS : $M_{B_J} = 12.73 + 2.58 \times (B_J - R_{59F})$, permettant ensuite de calculer les distances photométriques. Les vitesses U et V sont alors calculées à partir de cette distance et des mouvements propres.

2.2.2 Résultats

La figure 2.1 à gauche reproduit la distribution des naines blanches observée par OHDHS dans le plan des vitesses (U, V). Les ellipses indiquent les dispersions de vitesses à 1σ et 2σ définies par OHDHS pour le disque vieux (ellipses de droite) et le halo (ellipses de gauche). OHDHS ont interprété tous les objets en dehors de l'ellipse du vieux disque à 2σ (points entourés) comme étant des naines blanches du halo. Ce graphe est comparé avec la distribution simulée (figure 2.1 à droite), où les ellipses ont été reportées. Les croix représentent les naines blanches du disque, les cercles celles du disque épais et les étoiles celles du halo. Nous avons choisi une fraction $f = 10\%$, élevée par rapport

aux résultats de recherches directes de naines blanches dans le halo sombre et des expériences de microlentilles, mais qui permet de bien visualiser la position d'éventuelles naines blanches du halo dans le plan (U,V) . L'âge du halo considéré ici est 12 milliards d'années. La majorité des objets en dehors de l'ellipse à 2σ du vieux disque sont en fait en accord avec ce qu'on attend de la population du disque épais, et ceci à partir d'hypothèses ordinaires sur la densité locale des naines blanches et la cinématique du disque épais. Toutefois, ceci n'exclut pas la présence de quelques naines blanches du halo dans l'échantillon de OHDHS.

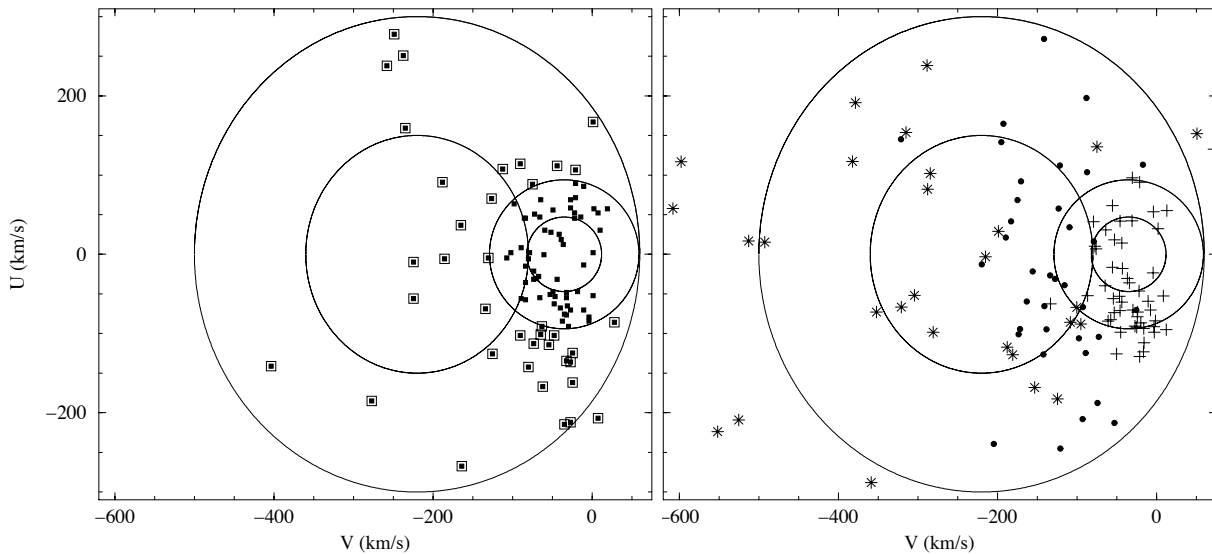


FIG. 2.1 – Distribution dans l'espace des vitesses des naines blanches de OHDHS. À gauche : observations. Les objets entourés ont été attribués au halo. À droite : simulation en considérant une contribution des naines blanches au halo sombre égale à 10% et un âge de 12 milliards d'années. Les croix représentent les naines blanches du disque, les cercles celles du disque épais et les étoiles celles du halo.

L'erreur d'interprétation vient du biais cinématique introduit lorsqu'on sélectionne des objets à grand mouvement propre. Cette sélection isole les queues de distribution de vitesses de chaque population. Les ellipses tracées sur la figure 2.1 sont caractéristiques de la cinématique d'un échantillon complet, mais sont incorrectes pour un échantillon d'étoiles à grand mouvement propre (voir la table 2.1).

TAB. 2.1 – Courant asymétrique V_{as} des différentes populations pour un échantillon complet et l'échantillon sélectionné du côté des grands mouvements propres. Les valeurs pour l'échantillon sélectionné sont beaucoup plus grandes.

| | échantillon complet | échantillon sélectionné |
|-----------------|--------------------------|-------------------------|
| V_{as} disque | 16.6 km s^{-1} | 30 km s^{-1} |
| disque épais | 53 km s^{-1} | 122 km s^{-1} |
| halo | 229 km s^{-1} | 336 km s^{-1} |

Les étoiles à l'intérieur de l'ellipse à 2σ du vieux disque sont pour la plupart des étoiles du disque. Au-delà, les objets sont dominés par les étoiles du disque épais. La simulation avec une fraction $f = 10\%$ et un âge de 12 milliards d'années donne 10 objets ayant une vitesse $V < -400 \text{ km s}^{-1}$. Aucun

objet n'a été observé dans cette partie du diagramme, indiquant que la fraction de naines blanches au halo sombre est inférieure à 1%. Toutefois, la complétude de l'échantillon de OHDHS n'étant pas déterminée avec précision, cette limite reste incertaine. De plus, avec un âge de 14 milliards d'années, le nombre de naines blanches ayant une vitesse $V < -400 \text{ km s}^{-1}$ tombe à deux.

2.3 Étude de la contribution des naines blanches au halo sombre

Afin d'apporter une contrainte plus robuste sur la contribution des naines blanches du halo sombre, nous avons effectué un sondage plus profond, permettant une meilleure séparation entre les naines blanches du halo et celles des autres populations. J'ai pu participer à la 3^e époque du programme d'observations grand-champ sur le CFHT entrepris par Michel Crézé, Annie Robin et Vijay Mohan en 1996. Le champ couvre une surface de $0.16^{\circ 2}$ près du pôle Nord Galactique. Nous avons également utilisé une partie des données du relevé VIRMOS-VLT Deep Survey (Le Fèvre et al., 2004) obtenues au CFHT à 2 époques. Il s'agit d'un champ de 0.94 deg^2 à une latitude Galactique intermédiaire ($l = 171.7^\circ, b = -58.2^\circ$). Les deux relevés sont complets jusqu'à la magnitude $I = 23$.

2.3.1 L'échantillon stellaire

Les sources sont extraites à l'aide du logiciel SExtractor (Bertin & Arnouts, 1996) qui fournit également une classification des objets, la stellarité (paramètre CLS), qui varie entre 0 pour un objet non stellaire et 1 pour une étoile. Ce paramètre montre que pour les magnitudes faibles ($I > 22$), la séparation entre étoiles et galaxies devient difficile et le nombre de galaxies devient plus grand que le nombre d'étoiles. Une petite proportion de galaxies mal classifiées se traduit ainsi par une grande contamination de l'échantillon stellaire. À l'aide de tests numériques permettant de déterminer l'efficacité de détection des étoiles, nous avons adopté les sélections suivantes : tous les objets avec $I < 21.5$ et $CLS > 0.8$ sont gardés, ainsi que ceux avec $I > 21.5$ et $CLS > 0.4$. Cette sélection, associée à une sélection sur les grands mouvements propres, permet de rejeter la plupart des galaxies en ne perdant que quelques % des étoiles.

2.3.2 Identification des naines blanches du halo

Afin d'identifier les naines blanches, nous avons simulé l'échantillon stellaire avec le modèle de la Galaxie de Besançon. Afin de mettre en évidence la position attendue des naines blanches dans le diagramme, nous avons simulé le champ observé en considérant une densité locale de $9.9 \times 10^{-2} \text{ M}_\odot \text{pc}^{-3}$ pour les naines blanches du halo, soit 10 fois plus grande que celle d'un halo sombre composé en totalité de naines blanches ($f = 10$). La fonction de luminosité des naines blanches est celle obtenue par Chabrier (1999) en supposant deux fonctions de masse initiales (IMF), notées IMF1 et IMF2. La masse moyenne des naines blanches est 0.8 M_\odot (IMF1) et 0.7 M_\odot (IMF2). L'IMF1 est maximum à 3 M_\odot et l'IMF2 à 2 M_\odot . Les naines blanches résultant de l'IMF2 sont plus brillantes. L'âge du halo considéré est 14 milliards d'années.

La figure 2.2 montre le digramme (μ_l, l) pour l'échantillon VIRMOS (à gauche) et la simulation correspondante (à droite) obtenue avec l'IMF1. Le modèle permet de définir une limite en mouvement propre, représentée par la ligne sur la figure : elle vaut 11 ''siècle^{-1} jusqu'à $I = 21$ puis augmente à cause de l'augmentation de l'erreur sur les mouvements propres avec la magnitude. Tous les objets attendus au-dessus de cette limite sont des naines blanches du halo. Quelques objets sont au-dessus

de cette limite sur le diagramme observé. Un examen attentif de ces objets sur les images CCD montre que la plupart d'entre eux sont des artéfacts ou des objets étendus, exceptés trois candidats. Leur observation de suivi au VLT a montré que leur mouvement propre était incorrect.

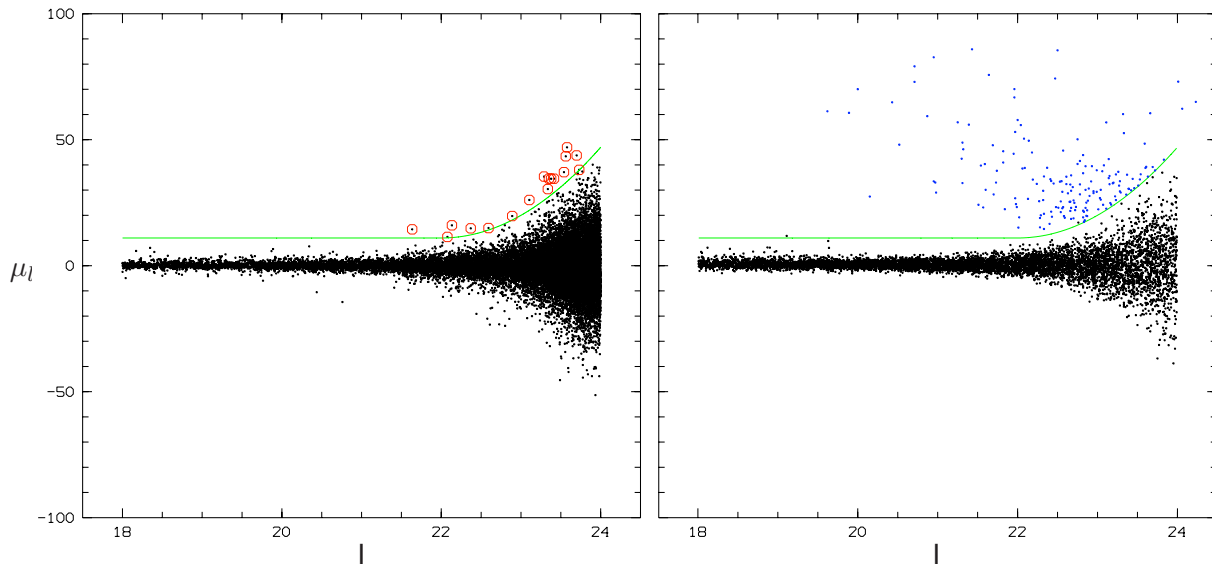


FIG. 2.2 – Diagramme magnitude-mouvement propre des données VIRMOS. À gauche : observations. À droite : étoiles simulées en considérant un halo de 14 milliards d'années, l'IMF1 de Chabrier (1999) et une densité de naines blanches du halo 10 fois plus grande que celle d'un halo sombre composé en totalité de naines blanches. Les objets simulés au-dessus de la ligne sont tous des naines blanches du halo. Les objets observés au-dessus de cette même limite (encerclés) ont été examinés avec attention et sont tous non stellaires.

2.3.3 Estimation de la fraction de naines blanches dans le halo sombre

Avec l'IMF1, le nombre de naines blanches attendues au-dessus de la limite est 126 en tenant compte de l'efficacité de détection, soit 12.6 objets pour une fraction $f = 1$. L'absence de détection étant toutefois compatible avec la présence de trois objets, avec un niveau de confiance de 95%, nous en déduisons une fraction limite $f < 0.24$. De même, avec l'IMF2, nous trouvons $f < 0.15$. Avec un âge de 12 milliards d'années, les fractions limites obtenues sont 0.09 (IMF1) et 0.07 (IMF2).

Des recherches similaires, explorant des volumes comparables, ont été publiées par Goldman et al. (2002) à partir des données de mouvements propres d'EROS 2 sur une surface de 250 deg^2 jusqu'à la magnitude $V = 21.5$ et par Nelson et al. (2002), basée sur l'obtention des mouvements propres dans des champ HST sur 0.02 deg^2 jusqu'à la magnitude $V = 26.5$. Nous avons étudié ces deux échantillons de la même manière que les échantillons précédents et combiné les résultats. La fraction du halo trouvée alors est 0.06 (IMF1) ou 0.04 (IMF2), ceci pour un halo de 14 milliards d'années.

La fraction calculée dépend fortement de l'âge considéré. Elle est plus encore plus basse pour un halo plus jeune. La limite de 13.5 milliards d'années pour l'âge des premières étoiles donnée par WMAP ne permet pas d'envisager un halo plus vieux. La contribution des naines blanches à la matière noire est donc inférieure à 6%.

2.4 Conclusion

La détection de naines blanches du halo sombre nécessite des sondages profonds pour permettre une séparation sans ambiguïté entre naines blanches du halo et naines blanches du disque et du disque épais. Au contraire, dans les relevés d'objets à grands mouvements propres basés sur les plaques photographiques, les naines blanches du disque épais sont dominantes.

L'absence de détection dans notre sondage profond, basé sur des données obtenues au CFHT, et combiné avec des recherches récentes similaires, montre que la contribution des naines blanches au halo de matière noire est inférieure à 6% si le halo a 14 milliards d'années, et encore plus faible si le halo est plus jeune. Ce résultat est en accord avec les limites établies par les observations de microlentilles.

Des contraintes plus fortes encore pourront être apportées par le relevé CFHTLS. La partie Very Wide du relevé, une surface de 1300 deg^{-2} observée à deux époques séparées de 6 ans, devrait contenir une trentaine de naines blanches avec un mouvement propre supérieur à 0.5 "/an (donc appartenant au halo) pour un halo de 14 milliards d'années et une fraction $f = 0.01$ (ou une contribution de 1%).

Ces résultats sont publiés dans Reylé et al. (2001) et Crézé et al. (2004).

Chapitre 3

Structure et fonction de masse initiale des populations anciennes de la Galaxie

3.1 Introduction

Ce travail se place dans le cadre de l'étude de la formation et de l'évolution Galactique. Il consiste en l'analyse de comptages d'étoiles avec le modèle de synthèse de populations stellaires de Besançon. La comparaison permet d'ajuster différents paramètres du modèle pour les populations anciennes de la Galaxie.

Nous appelons populations anciennes le halo stellaire (ou sphéroïde) et le disque épais. Nous avons analysé les données photométriques d'une trentaine de champs régulièrement répartis sur le ciel à hautes et moyennes latitudes galactiques (figure 3.1), suffisamment éloignés du plan où la population du disque est dominante. Pour l'étude du sphéroïde, ce sont des champs profonds complets jusqu'à la magnitude $V = 22$ à 24 qui permettent de sonder la Galaxie jusqu'à quelques dizaines de kiloparsecs au-dessus du plan. Pour l'étude du disque épais, nous avons de plus utilisé des champs moins profonds mais plus larges, qui couvrent une surface de plusieurs degrés carrés, ainsi que des champs du relevé proche-infrarouge du ciel austral DENIS (appelés strips car ils couvrent 12' en ascension droite et 30° en déclinaison).

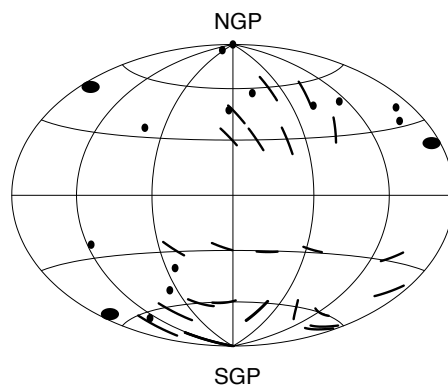


FIG. 3.1 – Champs utilisés pour l'étude du sphéroïde et du disque épais. Points : champs profonds (Borra & Lepage, 1986; Reid & Majewski, 1993; Hall et al., 1996; Osmer et al., 1998; Bouvier et al., 1998; Crézé et al., 2004). Ovale : champs larges (Ojha et al., 1996, 1999). Traits : champs DENIS.

L'analyse avec le modèle de la Galaxie permet de contraindre les paramètres du modèle qui sont relatifs à la structure, mais aussi de contraindre les fonctions de luminosité et fonction de masse. En particulier, l'ajustement des fonctions de masse initiale (IMF) est très importante dans le cadre de la discussion sur l'universalité de l'IMF entre les différentes populations.

3.2 Étude du sphéroïde

Le but premier de cette étude est de comparer les propriétés du sphéroïde avec celles du halo de matière noire. Dans l'éventualité où une partie de la matière noire serait constituée de naines blanches, la densité de cette matière devrait suivre une loi de puissance avec un exposant de l'ordre de 2 en fonction du rayon galactique, comme indiquée par la courbe de rotation. Il est alors naturel de penser que le sphéroïde a une forme similaire. Or des analyses précédentes donnent une loi de densité qui décroît rapidement, avec un exposant compris entre 3 et 3.5. Cependant, ces analyses se basent sur des échantillons relativement petits de traceurs bien déterminés tels que les étoiles de la branche horizontale ou les RR Lyrae.

Nous avons cherché à mieux contraindre cette valeur en analysant un grand nombre de champs profonds photométriques dans plusieurs directions galactiques (points dans la figure 3.1). La sélection des étoiles du sphéroïde est basée sur les magnitudes et couleurs ($B - V$, $V - R$ ou $V - I$ selon les observations). Des simulations sont faites pour chaque champ et nous servent à déterminer les intervalles de couleurs et de magnitudes pour lesquelles la contribution des étoiles du disque épais est négligeable par rapport à celle des étoiles du sphéroïde. En particulier, toutes les étoiles plus brillantes que 20 sont exclues de notre étude.

3.2.1 Loi de densité du sphéroïde

La densité des étoiles du sphéroïde est modélisée par une loi de puissance :

$$\rho(R, z) = \rho_0 \times \left(R^2 + \frac{z^2}{(c/a)^2} \right)^{n/2}$$

où ρ_0 est la densité locale, n l'exposant et c/a le rapport d'axes ou aplatissement. Ces trois paramètres ne peuvent pas être déterminés indépendamment. Toutefois, nous avons utilisé des contraintes indépendantes sur la densité locale, à partir des mesures de fonctions de luminosité d'étoiles du sphéroïde sélectionnées selon un critère cinématique ou spectroscopique (métallicité) (Bahcall & Casertano, 1986; Morrison, 1993; Dahn et al., 1995; Gizis & Reid, 1999). Nous avons alors ajusté la fonction de luminosité donnée par le modèle et obtenu la valeur $\rho_0 = 1.6 \times 10^{-4} \text{ pc}^{-3}$. Compte tenu des incertitudes des différentes observations, on admet que la densité locale peut varier d'un facteur 0.75 à 1.25 autour de cette valeur.

Nous avons ensuite comparé le nombre d'étoiles simulées avec les observations dans les intervalles de magnitudes et de couleurs propres aux étoiles du sphéroïde avec la méthode du maximum de vraisemblance. La vraisemblance est calculée pour une série de simulations avec n variant entre 2 et 3.5, c/a entre 0.3 et 1, et pour différentes densités locales ($0.5 \times \rho_0$, $0.75 \times \rho_0$, ρ_0 et $1.25 \times \rho_0$). Dix simulations sont effectuées pour chaque jeu de paramètres. Le modèle utilisant des tirages aléatoires pour créer les étoiles, chacune des simulations est différente. La dispersion de la valeur de vraisemblance autour d'une valeur moyenne calculée sur les dix simulations donne une estimation de

la fluctuation due au bruit aléatoire qui permet de calculer une limite de confiance.

La figure 3.2 montre pour différentes densités locales les isocontours de la valeur de vraisemblance à 1, 2 et 3 σ en fonction de l'aplatissement c/a et de l'exposant n . Les meilleurs paramètres sont indiqués par la croix et ils varient selon la densité locale considérée. Toutefois, c'est pour la densité locale $0.75 \times \rho_0$ que le meilleur ajustement est obtenu (ligne pointillée). Ceci correspond à une densité locale de 0.6% de celle du disque. Le sphéroïde est légèrement aplati ($c/a = 0.76$) et l'exposant est plus faible que celui obtenu par des études antérieures ($n = 2.44$).

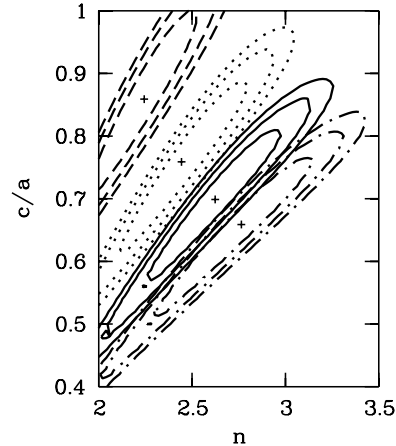


FIG. 3.2 – Isocontours de la valeur de vraisemblance à 1, 2 et 3 σ en fonction de c/a et de n , pour différentes densités locales (de haut en bas : $0.5 \times \rho_0$, $0.75 \times \rho_0$, ρ_0 , $1.25 \times \rho_0$). La croix indique le maximum de vraisemblance.

Par ailleurs, on observe une dégénérescence entre les paramètres c/a et n , et les données sont aussi compatibles avec un exposant proche de 2. Dans ce cas, l'exposant est très proche de la distribution de densité dans le halo sombre. Une telle valeur serait en faveur d'une origine dynamique commune entre la population du sphéroïde et la matière sombre baryonique qui pourrait être composée en petite partie de naines blanches (voir chapitre 2).

3.2.2 Fonction de masse initiale du sphéroïde

La fonction de masse initiale est modélisée par une loi de puissance :

$$\frac{dn}{dm} \propto m^\alpha$$

Quelque soit la pente α considérée dans l'intervalle 1-2.2, le maximum de vraisemblance est obtenu pour les mêmes paramètres du sphéroïde. Il y a une légère variation de la valeur du maximum de vraisemblance qui est due à l'intervalle de magnitude $V = 22$ à 24 du champ le plus profond, en direction du pôle Nord Galactique (Crézé et al., 2004). Pour cet intervalle, les étoiles du sphéroïde ont une magnitude absolue M_V entre 10 et 11, et à ces magnitudes, leur proportion devient sensible à la pente de l'IMF, comme on peut le voir sur la figure 3.3. La loi de densité du sphéroïde étant maintenant fixée, nous faisons varier la pente de l'IMF.

Le meilleur ajustement est obtenu pour $\alpha = 1.9$. Il s'agit de la première mesure directe de la fonction de masse des étoiles du sphéroïde dans le champ, obtenue avec une statistique relativement

bonne (environ 300 objets). Cependant, il est possible que notre échantillon reste contaminé par des galaxies. Une étude plus approfondie doit être faite avec un plus grand nombre de champs profonds dans différentes directions de la Galaxie, tels que les champs des données VIRMOS, CFHTLS, SDSS. Ces données comporteront des informations plus complètes (mouvements propres ou redshifts), permettant de s'affranchir correctement des galaxies.

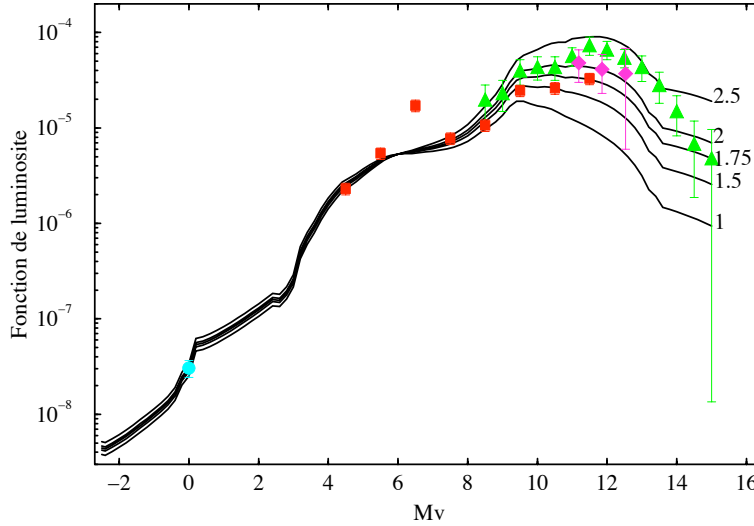


FIG. 3.3 – Fonctions de luminosité obtenues pour différentes valeurs α de la pente de l'IMF (indiquées sur le côté). Les symboles montrent les mesures indépendantes de la fonction de luminosité du sphéroïde par Bahcall & Casertano (1986); Morrison (1993); Dahn et al. (1995); Gizis & Reid (1999).

3.3 Étude du disque épais

Le disque épais a probablement été formé suite à l'accrétion d'une galaxie satellite au début de la formation du disque mince (Sommer-Larsen & Antonuccio-Delogu, 1993; Robin et al., 1996). Toutefois, la loi de densité de cette population n'est pas encore connue avec précision et il y a très peu de contraintes sur son âge et sa fonction de masse. Nous avons ajusté les différents paramètres de cette population en utilisant à la fois des champs profonds et des champs larges dans le domaine visible, ainsi que 26 champs du relevé proche-infrarouge DENIS, soit tous les champs de la figure 3.1.

3.3.1 Loi de densité du disque épais

La loi de densité du disque épais est modélisée par une exponentielle tronquée (parabolique près du plan et exponentielle au-delà) :

$$\rho = \rho_0 \times \begin{cases} \exp\left(-\frac{R-R_\odot}{h_R}\right) * \left(1 - \frac{1/h_z}{x_l * (2. + x_l/h_z)} * z^2\right) & \text{si } z \leq 400 \text{ pc} \\ \exp\left(-\frac{R-R_\odot}{h_R}\right) * \exp\left(-\frac{z}{h_z}\right) & \text{si } z > 400 \text{ pc} \end{cases} \quad (3.1)$$

Elle est définie par trois paramètres : l'échelle de hauteur h_z , l'échelle de longueur h_R et la densité locale ρ_0 . La méthode d'ajustement de ces paramètres est identique à celle utilisée pour l'ajustement de la loi de densité du sphéroïde : des simulations sont effectuées pour une grille de modèles avec

différents paramètres, puis le nombre d'étoiles observées et simulées est comparé en calculant la vraisemblance.

En étudiant de manière séparée les champs situés vers l'anticentre et ceux situés vers le centre, il est possible de contraindre l'échelle de longueur h_R . La figure 3.4 montre les isocontours de la valeur de vraisemblance à 1σ en fonction de h_z et $df = \rho_0 \times h_z^2$, pour différentes valeurs de h_R . Les contours en ligne continue sont obtenus en n'utilisant que les champs situés en direction du centre Galactique. Ceux en pointillés sont obtenus avec les champs vers l'anticentre.

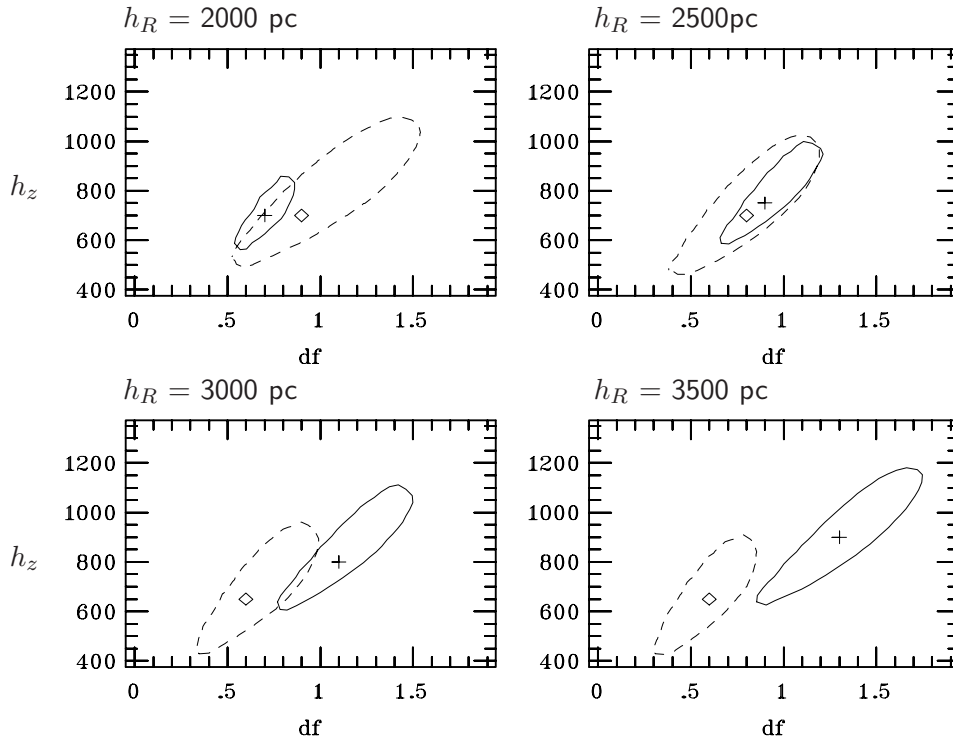


FIG. 3.4 – Isocontours de vraisemblance à 1σ en fonction de h_z et du paramètre $df = \rho_0 \times h_z^2$ pour différentes valeurs de h_R . Les symboles indiquent les paramètres pour lesquelles la meilleure valeur de vraisemblance est obtenue. Ligne continue et croix : champs vers le centre Galactique. Ligne pointillée et losange : champs vers l'anticentre.

Une échelle de longueur trop longue ne permet pas d'avoir une solution acceptable à la fois pour les champs vers l'anticentre et les champs vers le centre. Le meilleur ajustement est obtenu pour la valeur de $h_R = 2500$ pc, soit du même ordre de grandeur que celle du disque mince. Une fois cette valeur fixée, la vraisemblance est calculée avec l'ensemble de tous les champs. Le meilleur modèle donne une échelle de hauteur $h_z = 800$ pc et $df = 1$, soit une densité locale $\rho_0 = 1.64 \times 10^{-3} M_\odot \text{pc}^{-3}$, confirmant des résultats obtenus précédemment à partir d'un plus petit nombre de champs (Robin et al., 1996).

3.3.2 Fonction de masse initiale du disque épais

Notre analyse combinée de champs peu profonds et profonds permet de contraindre différentes parties de la fonction de luminosité et ainsi d'estimer la pente de la fonction de masse initiale du disque

épais. Dans les champs DENIS, les étoiles du disque épais sont dominées par des étoiles du turnoff qui ont une masse supérieure à $0.6 M_{\odot}$. Dans les champs profonds, leur masse va de 0.2 à $0.6 M_{\odot}$. Le champ le plus profond en direction du pôle nord galactique contient lui des étoiles avec une masse aussi petite que $0.1 M_{\odot}$.

L'étude seule des champs profonds ou des champs DENIS ne permettent pas de lever la dégénérescence entre la pente α de l'IMF et la densité locale ρ_0 . La figure 3.5 montre les distributions en couleur d'un champ profond dans l'intervalle de magnitude $V = 20-22$ et d'un champ DENIS pour $I = 14-16$. Les données, représentées par des points sont comparées à différentes simulations obtenues avec $\alpha = 0.5$ et $df = 1$ (ligne épaisse), $\alpha = 2$ et $df = 1$ (ligne continue), et $\alpha = 2$ et $df = 0.7$ (ligne pointillée),

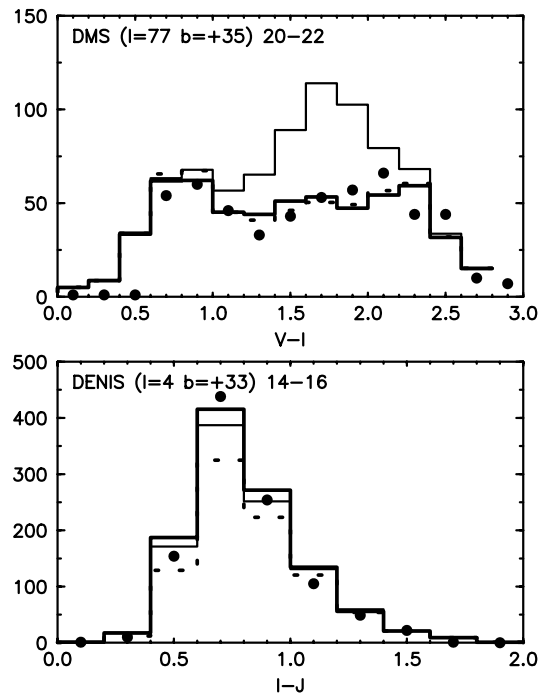


FIG. 3.5 – Distribution en couleur d'un champ profond DMS dans l'intervalle de magnitude $V = 20-22$ et d'un champ DENIS pour $I = 14-16$. Points : données. Ligne épaisse : simulation avec une pente d'IMF $\alpha = 0.5$. Ligne continue : simulation avec $\alpha = 2$. Ligne pontillée : simulation avec $\alpha = 2$ et une densité locale plus faible ($df = 0.7$).

Le champ profond est très sensible à la pente de la fonction de masse initiale et peu à la densité locale, au contraire du champ DENIS. Dans les deux cas, deux des modèles représentent les données de manière satisfaisante. L'étude simultanée des deux champs permet elle de conserver un seul des modèles (ligne épaisse). Nous avons tracé les isocontours de vraisemblance dans un diagramme (h_z, df) pour les champs profonds d'une part, et les champs DENIS d'autre part, pour différentes valeurs de la pente α entre -0.25 et 2 . Ils montrent que la valeur $\alpha = 0.5$ permet d'avoir une loi de densité en accord avec tous les champs. Il s'agit de la première détermination de la fonction de masse du disque épais.

3.4 Conclusion

La détermination de la fonction de masse initiale du disque épais et du sphéroïde est importante pour répondre à la question de l'universalité de l'IMF entre les différentes populations, et donc pour comprendre comment la formation stellaire varie selon les caractéristiques des populations. La figure 3.6 montre la pente α de l'IMF en fonction de la métallicité. Si, pour les amas globulaires et le sphéroïde, on se limite aux déterminations aux masses inférieures à $0.3 M_{\odot}$ (symboles pleins), notre pente dans le disque épais est du même ordre de grandeur que ces déterminations, et inférieure à la détermination dans le disque. Cette corrélation entre la pente et la métallicité semblent indiquer que la formation d'étoiles de petites masses est favorisée dans un milieu où la métallicité est plus élevée, tel que l'a proposé Kroupa (2000).

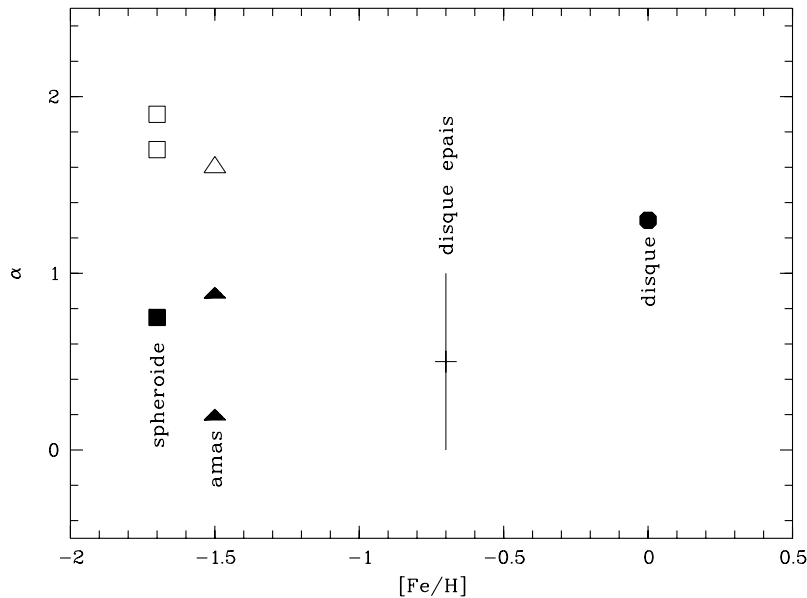


FIG. 3.6 – Pente α de l'IMF en fonction de la métallicité. Symboles pleins : déterminations aux petites masses $m < 0.3 M_{\odot}$. Symboles vides : déterminations pour des masses $m > 0.3 M_{\odot}$. Carrés : détermination dans le sphéroïde (Gould et al., 1998; Chabrier & Mera, 1997, et notre détermination). Triangles : détermination dans des amas globulaires (Paresce & De Marchi, 2000; Piotto & Zoccali, 1999). Croix : notre détermination dans le disque épais. Cercle plein : détermination dans le disque (Kroupa, 2001).

Toutefois, la pente de la fonction de masse initiale n'est pas unique sur un grand intervalle de masse, et si l'on considère des déterminations dans le sphéroïde sensibles aux plus grandes masses, telle que notre détermination ($\alpha = 1.9$), cette corrélation disparaît totalement. Une meilleure détermination de la fonction de masse initiale dans le sphéroïde et le disque épais est nécessaire pour conclure. Ceci repose sur l'étude d'échantillons qui contiennent un plus grand nombre d'étoiles et couvrent une large gamme de masses. Le relevé CFHTLS, à la fois plus profond et plus large, fournit maintenant de telles données.

Par ailleurs, le fait de modéliser la fonction de masse initiale par une loi de puissance oblige à faire des changements de pente importants dans les différents intervalles de masse. L'étude d'échantillons plus grands permettra de tester des distributions lognormales, valables sur l'intervalle de masse entier. De

même, les effets dus à la binarité des étoiles pourront être abordés de manière plus détaillée.

Ces études sont décrites dans Robin et al. (2000) et Reylé & Robin (2001).

Chapitre 4

Identification et caractérisation d'étoiles du voisinage solaire

4.1 Introduction

L'intérêt récent et grandissant d'avoir un échantillon complet du voisinage solaire est multiple : les étoiles proches sont d'excellentes cibles pour les programmes de recherche des planètes extrasolaires, elles fournissent les données les plus précises sur les paramètres stellaires pour contraindre la physique stellaire, elles offrent la possibilité d'étudier le contenu stellaire et la formation et l'évolution de la Galaxie dans un échantillon complet limité en volume.

Cependant, alors que les étoiles lumineuses ont toutes été détectées, des objets faibles tels que les naines blanches, les naines M et les naines brunes manquent toujours dans l'échantillon du voisinage solaire. Or les naines M sont majoritaires dans la Galaxie et le nombre de naines brunes pourrait être comparable à celui des étoiles (Reid et al., 1999). Henry et al. (2002) ont estimé que 70% des systèmes stellaires (soit environ 3000) restent à découvrir dans un rayon de 25 pc. Des découvertes récentes de naines M à moins de 4 pc (Delfosse et al., 2001; Teegarden et al., 2003; Hambly et al., 2004; Henry et al., 2004) suggèrent que même des membres de notre voisinage immédiat ne sont pas détectés aujourd'hui.

De part leur proximité, la plupart des étoiles proches ont un grand mouvement propre. Presque toutes les étoiles à moins de 10 pc ont un mouvement propre supérieur à $0.2''$ par an ¹. Or beaucoup d'étoiles dans les catalogues d'étoiles à grand mouvement propre n'ont pas encore de distance déterminée. De plus, les relevés récents DENIS et 2MASS dans le proche-infrarouge fournissent des données sans précédent pour la recherche systématique de naines tardives et naines brunes qui émettent majoritairement dans ce domaine spectral. L'utilisation de ces catalogues avec des catalogues d'étoiles à grand mouvement propre, anciens ou récents, est un outil puissant pour découvrir nos voisins. Des centaines d'étoiles à moins de 25 pc ont ainsi été détectées (Phan-Bao et al., 2001, 2003; Reid & Cruz, 2002; Reid et al., 2002; Scholz et al., 2002; Cruz & Reid, 2002; Cruz et al., 2003).

Utilisant cette approche, nous avons effectué des recherches systématiques d'étoiles proches parmi deux nouveaux catalogues d'étoiles à grand mouvement propre. La cross-identification avec les données DENIS nous a permis de déterminer la distance d'après les couleurs dans le proche-infrarouge.

¹d'après la base de données NStars de la NASA, <http://nstars.arc.nasa.gov>

Nous avons sélectionné les candidats les plus proches pour un suivi d'observations spectroscopiques à l'Observatoire de la Silla (ESO, Chili).

4.2 Recherche d'étoiles voisines

4.2.1 Cross-identification de catalogues à grand-mouvement propre avec le relevé DENIS

Les catalogues LHS (Luyten Half Second proper motion catalogue) et NLTT (New Luyten Catalogue of Stars with Proper Motions Larger than Two Tenths of an Arcsecond) contiennent plus de 60 000 étoiles ayant un mouvement propre $\mu > 0.15''\text{an}^{-1}$. Ils sont toutefois incomplets du côté des faibles luminosités ($R > 18$) et des grands mouvements propres ($\mu > 2.5''\text{an}^{-1}$), en particulier dans l'hémisphère Sud ($\delta < -33^\circ$) (Dawson, 1986). Plusieurs études ont contribué à augmenter la complétude de ces catalogues. Scholz et al. (2000) a utilisé les mesures de l'APM (Automatic Plate Measuring) sur des plaques prises au télescope Schmidt UK pour compiler un catalogue de 693 étoiles dans l'hémisphère Sud. Les étoiles ont des mouvements propres compris entre $0.25''\text{an}^{-1}$ et $1.3''\text{an}^{-1}$ et des magnitudes $R \leq 20.0$. Pokorny et al. (2003) ont publié le Liverpool-Edinburgh high proper motion survey (LEHPMS) obtenu à partir de plaques des relevés ESO, UK et Palomar Schmidt digitalisées avec la machine SuperCOSMOS. Le catalogue contient 6206 étoiles dans l'hémisphère Sud avec des mouvements propres compris entre $0.18''\text{an}^{-1}$ et $20''\text{an}^{-1}$ et des magnitudes $9 \leq m_R \leq 19.5$.

Nous avons recherché la contre-partie proche-infrarouge de ces objets dans le relevé DENIS. Au moment de cette recherche, environ 80% des données avaient été extraites au Paris Data Analysis Center (PDAC). Nous avons retrouvé 301 objets du catalogue APM et 4167 du catalogue LEHPMS. La figure 4.1 montre le diagramme magnitude-couleur des étoiles cross-identifiées.

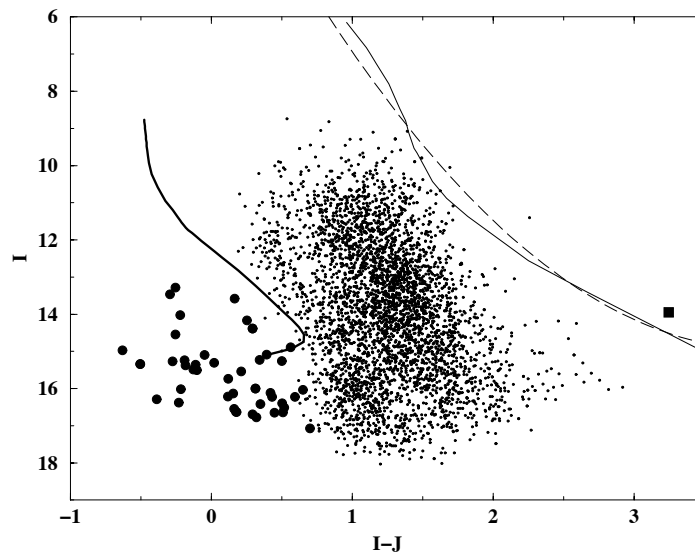


FIG. 4.1 – Diagramme ($I, I - J$) des étoiles des catalogues APM et LEHPMS cross-identifiées avec DENIS. Points : naines G, K, ou M. Cercles : naines blanches. Carré : naine brune. Ligne épaisse : relation théorique pour les naines blanches de $0.6 M_{\odot}$ à 10 pc du Soleil (Bergeron et al., 1995). Ligne continue : relation théorique pour les naines M de métallicité solaire à 10 pc (Baraffe et al., 1998). Ligne pointillée : relation empirique pour les naines M à 10 pc (Phan-Bao et al., 2003).

Les grands mouvements propres des objets assurent qu'il s'agit de naines. En effet, des géantes ayant ces magnitudes apparentes seraient très distantes et par conséquent, leur vitesse tangentielle $v_t = 4.74 \times \mu \times d$ serait au-delà de la vitesse de libération de la Voie Lactée. Tous les objets avec $I - J > 1$ sont des naines M (Leggett, 1992). L'objet le plus rouge ($I - J = 3.2$) est la naine brune LP 944-20 située à $d = 5$ pc (Tinney, 1996).

Les étoiles avec $I - J < 0.7$ sont soit des sous-naines distantes, soit des naines blanches proches. Nous avons utilisé le mouvement propre réduit $H_I = I + 5 \times \log \mu + 5$ pour isoler les naines blanches. Les naines blanches proches ayant un mouvement propre plus grand qu'une naine rouge distante de même magnitude apparente et étant moins lumineuse qu'une naine rouge à la même distance, son mouvement propre réduit est plus grand. Notre échantillon contient 47 candidats naines blanches.

4.2.2 Détermination de la distance photométrique

Nous avons calculé la distance photométrique de chaque étoile à l'aide des relations théoriques ($M_I, I - J$) de Bergeron et al. (1995) pour les naines blanches et de Baraffe et al. (1998) pour les naines M (représentées par les lignes continues sur la figure 4.1). L'utilisation d'une relation théorique à la métallicité solaire entraîne une surestimation de la distance pour des étoiles des populations vieilles. D'après les relations théoriques à différentes métallicités de Baraffe et al. (1998), une étoile du sphéroïde de métallicité -1.8 dex est 3 à 4 magnitudes moins brillante qu'une étoile de métallicité solaire de même couleur. À l'aide du mouvement propre réduit, nous avons tenté de séparer les populations et utilisé des relations théoriques aux métallicités moyennes des différentes populations.

La comparaison entre notre détermination et des distances déjà publiées pour 51 des étoiles de notre échantillon montrent que notre méthode ne souffre pas de biais systématique. Toutefois, l'incertitude sur nos estimations peut être importante. Une erreur de une magnitude sur M_I se traduit par une erreur sur la distance pouvant atteindre 45%. Compte tenu des incertitudes sur les couleurs $I - J$, l'erreur sur la magnitude absolue peut atteindre une magnitude dans la partie la plus pentue de la relation magnitude-couleur, pour $1.3 < I - J < 1.5$, c'est-à-dire pour les étoiles de type spectral M3-M4. Pour les autres types spectraux, l'erreur est environ deux fois plus faible. Par ailleurs, la relation théorique ($M_I, I - J$) est aussi source d'incertitude. Phan-Bao et al. (2003) ont déterminé une relation à partir d'étoiles de distance trigonométrique connue (ligne pointillée dans la figure 4.1). La différence entre les deux relations atteint par endroit une magnitude.

Nous avons trouvé 115 étoiles dont la distance photométrique est inférieure à 25 pc, dont une qui appartiendrait au disque épais et trois au sphéroïde. Dix de ces étoiles sont probablement des naines blanches. Les autres sont principalement des naines M. Par ailleurs, 15 naines M peuvent être à moins de 25 pc si elles appartiennent au disque épais. Toutefois, leur mouvement propre réduit ne permet pas de dire si elles sont du disque épais ou du disque.

4.3 Suivi spectroscopique

Afin de définir le type spectral de ces étoiles et, par suite, de déterminer une distance plus précise que la distance basée seulement sur la photométrie, nous avons effectué des observations de suivi spectroscopique avec le NTT à l'Observatoire de la Silla. Les spectres ont été obtenus avec l'instrument EMMI dans le mode Red Imaging and Low-dispersion. Ils couvrent le domaine spectral 385-950 nm

avec une résolution $\Delta\lambda = 1.04$ nm. Excepté pour les candidats naines blanches, nous avons utilisé un filtre qui bloque le second ordre, afin d'éviter la superposition avec le premier ordre au-delà de 800 nm. Le domaine spectral effectif est alors 520-950 nm.

Nous avons observé les candidats à moins de 20 pc de notre échantillon. Il s'agit de 49 naines K-M, une naine du sphéroïde et 5 naines blanches. De plus, nous avons obtenu les spectres pour 4 objets dont la population n'est pas bien définie (disque ou disque épais) et qui pourraient être à moins de 20 pc si ils étaient du disque épais.

De plus, treize candidats sélectionnés suite à des études similaires (Phan-Bao et al., 2001, 2003) ont été observés. Crifo et al. (2005) ont publié le type spectral et la distance spectroscopique de ces objets. L'un deux s'est avéré être un objet double dont les composantes, une M5.5 et une M7.5, sont séparées de 33 UA. Il s'agit d'un système de petite masse dans le champ ayant l'une des plus grande séparation et il est probable qu'un troisième corps soit présent pour assurer la stabilité du système (Phan-Bao et al., 2005). Nous avons également obtenu les spectres de 17 objets fournis par Ralf Scholz. Nous avons déterminé leur type spectral (M2 à L0.5), mais pas encore leur distance, ainsi que celui de trois objets fournis par Xavier Delfosse (M9.5 à L1).

Enfin, nous avons observé quinze étoiles de comparaison, de type spectral connu. Elles nous permettent de définir une séquence spectrale, basée sur nos spectres, allant de K7 à M9. Dans la suite, je ne présenterai que l'analyse des spectres des 64 candidats sélectionnés dans notre échantillon.

4.3.1 Classification spectrale

Naines M et sous-naines

Plusieurs schémas de classification spectrale des naines froides ont été proposés, soit par ajustement des spectres à une librairie de spectres (Kirkpatrick et al., 1991; Henry et al., 2002; Scholz et al., 2005), soit par la mesure d'indices spectraux au niveau des bandes moléculaires prédominantes dans les naines M — CaH et TiO pour les plus précoces (Reid et al., 1995), VO pour les plus tardives (Kirkpatrick et al., 1995) — soit encore par la mesure de pseudo-continuum (Martín et al., 1999), qui couvrent un plus grand intervalle de longueur d'onde que les indices spectraux, et sont moins sensibles à d'éventuels décalages en longueur d'onde.

De plus, Gizis (1997) a défini une procédure permettant de distinguer les naines M des naines sous métalliques : sous-naines (sdM) et sous-naines extrêmes (esdM), à partir des indices spectraux CaH1, CaH2, CaH3 et TiO5. Lépine et al. (2003) a montré que le diagramme CaH2+CaH3/TiO5 permet de séparer ces trois populations. Nous avons mesuré ces indices et superposé dans la figure 4.2 nos candidats naines M au diagramme de Lépine et al. (2003), auquel nous avons ajouté des objets découverts récemment (Lépine et al., 2004; Scholz et al., 2004a,b; Farihi et al., 2005). La plupart de nos candidats se trouve dans la région des naines M, y compris nos 4 candidats qui auraient pu appartenir au disque épais mais sont en fait des naines M du disque, plus métalliques, plus brillantes intrinsèquement, et donc plus lointaines. Nous avons placé sur le diagramme l'étoile LHS 29, une étoile de comparaison de type sdM0, ainsi que notre candidat du sphéroïde, LEHPMS J2343-2411. Sa position dans le diagramme est compatible avec celle d'autre naines sous métalliques. Cependant, dans cette région, les naines, sous-naines et sous-naines extrêmes ne peuvent pas être séparées sans ambiguïté.

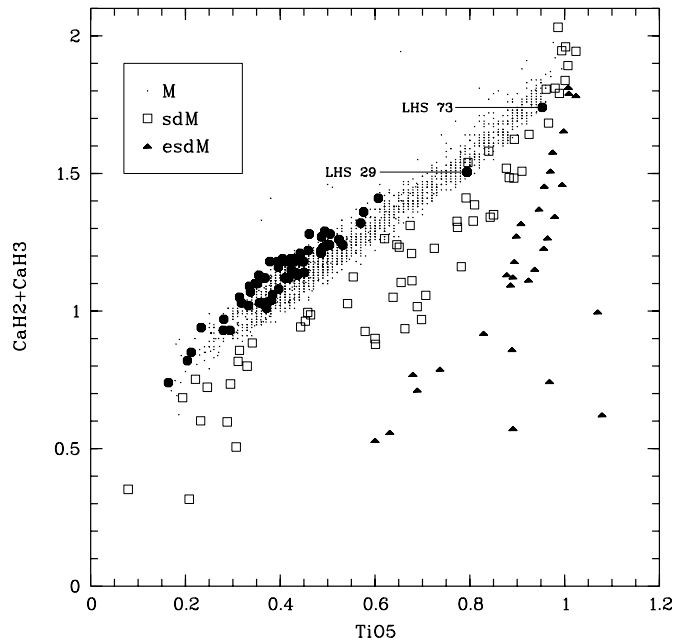


FIG. 4.2 – Diagramme CaH2+CaH3/TiO5 pour des naines M, sdM et esdM identifiées spectroscopiquement, suivant la classification de Gizis (1997). Nos candidats sont représentés par des cercles pleins.

Afin de déterminer les types spectraux, nous avons utilisé la procédure de classification basée sur les indices TiO5 et CaH de Reid et al. (1995). Nous avons également mesuré le pseudo-continuum PC3 défini par Martín et al. (1999), utile pour les naines tardives. Les type spectraux que nous avons adoptés ont cependant été obtenu par comparaison visuelle avec notre séquence de spectres de comparaison. L'incertitude sur notre détermination est de 0.5 sous-classes. Les spectres des candidats naines K et M sont donnés dans la figure 4.3. Leur type spectral y est indiqué.

Naines blanches

Les spectres des cinq candidats naines blanches sont donnés dans la figure 4.4.

Les deux candidats les plus bleus (à gauche) sont des naines blanches chaudes. LEHPMS J2354-3634 est une naine blanche DA (atmosphère riche en hydrogène) et LEHPMS J0141-5544 est une naine blanche DB (atmosphère riche en hélium). Leur distance photométrique, obtenue avec la relation de Oppenheimer et al. (2001), $M_{B_J} = 12.73 + 2.58(B_J - R)$, est de 44.9 pc et 36.3 pc respectivement.

À droite, LEHPMS J0124-4240 et LEHPMS J0235-2401 sont des naines blanches DC, qui ne montrent pas de bande d'absorption H_α . Elles sont situées à 14.4 pc et 13.8 pc. Un ajustement d'une courbe de flux du corps noir sur ces spectres donnent une température effective de 6200 K et 4800 K respectivement, avec une précision de 100 K. En bas, le spectre de LEHPMS J2248-4715 montrent clairement des indications d'une naine K (bandes de MgH et Na). Il ne s'agit pas d'une naine blanche proche mais d'une sous-naine K distante.

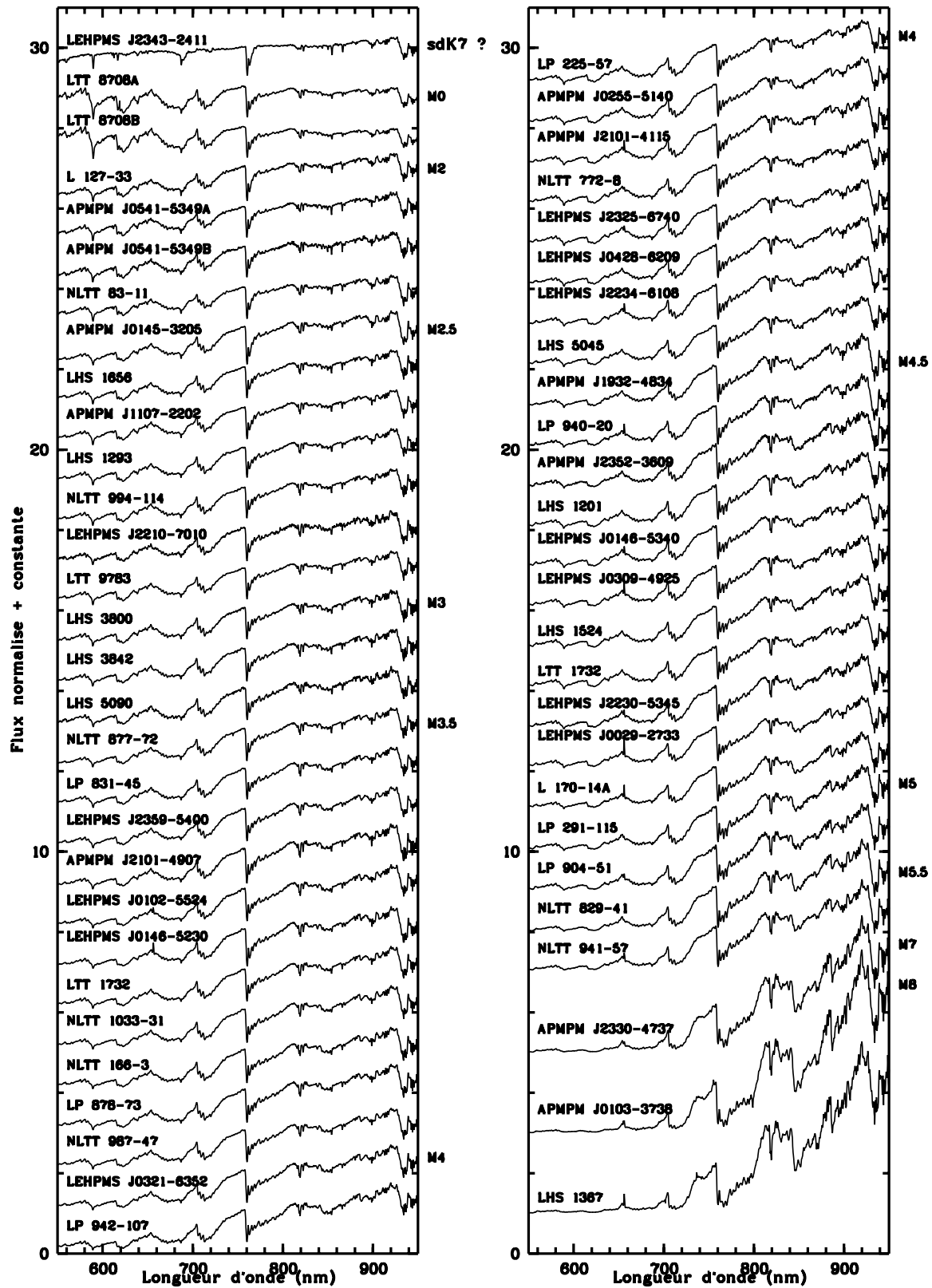


FIG. 4.3 – Spectres NTT des naines K et M.

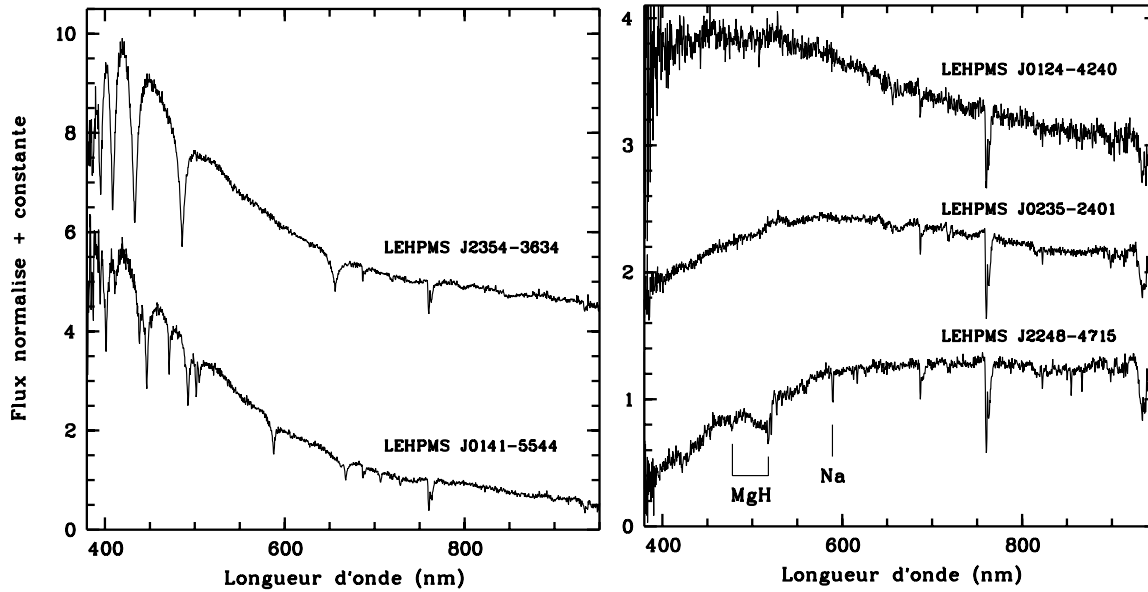


FIG. 4.4 – Spectres NTT des candidats naines blanches. LEHPMS J2248-4715 est en fait une sous-naine K distante.

4.3.2 Distances spectroscopiques des naines M

Nous avons déterminé les distances spectroscopiques des candidats naines M à l'aide de relations entre la magnitude et le type spectral. De nombreuses calibrations ont été publiées, à partir d'échantillons de naines M ayant une distance trigonométrique mesurée. Compte tenu que la photométrie la plus précise dont nous disposons pour nos candidats est la photométrie proche-infrarouge DENIS, nous avons utilisé des relations dans ce domaine spectral. En particulier, il existe de nombreuses relations qui donnent la magnitude absolue dans la bande J en fonction du type spectral, ou d'indices spectraux.

Ces relations sont montrées dans la figure 4.5, dans le domaine de type spectral où elles sont valides. Remarquons que l'écart entre les magnitudes absolues M_J données par les différentes calibrations n'est pas supérieur à celui dû à l'incertitude de 0.5 sous-classes du type spectral. La relation que nous avons adoptées est une combinaison de ces calibrations et est représentée par des points.

Les calibrations montrent une discontinuité pour les types spectraux M3.5 à M4.5, qui se traduit également par une rupture de pente dans la relations magnitude-couleur autour de $I - J = 1.5$ (figure 4.1). Elle indique un changement de luminosité significatif sur un petit intervalle de température effective.

38 étoiles ont des distances spectroscopiques inférieures à 25 pc. Ce sont toutes des naines M, excepté la sous-naine sdK7, située à 18.7 pc. Trois étoiles sont dans un rayon de 10 pc : APMPM J0103-3738 est une M8 à 10.0 ± 0.8 pc, LP 225-57 une M4 à 8.3 ± 2.8 pc et NLTT 829-41 une M5.5 à 10.0 ± 1.7 pc.

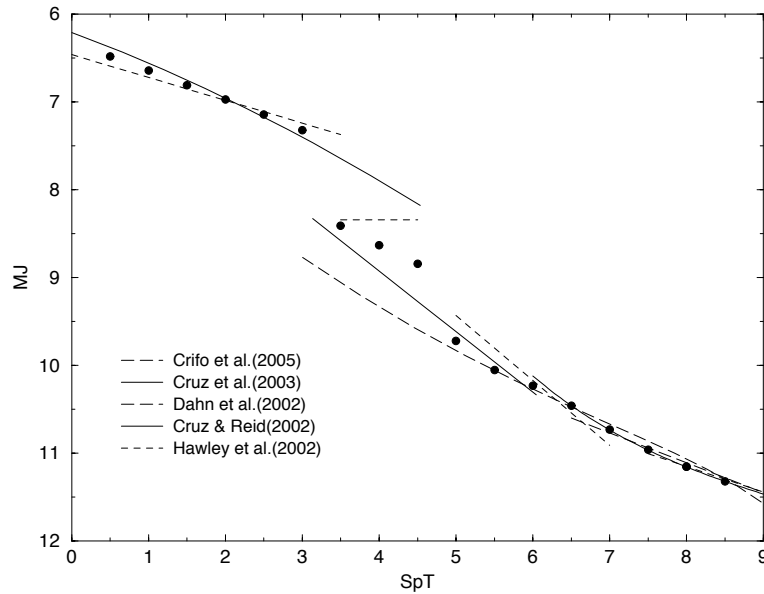


FIG. 4.5 – Relations M_J -type spectral de Hawley et al. (2002); Dahn et al. (2002); Cruz & Reid (2002); Cruz et al. (2003); Crifo et al. (2005). Pour les relations de Cruz & Reid (2002) et Crifo et al. (2005), nous avons d'abord transformé les indices TiO5 et PC3 en type spectral. La calibration que nous avons adoptée est représentée par les points.

4.4 Conclusion

Notre recherche systématique d'étoiles du voisinage solaire par la cross-identification de catalogues d'étoiles à grand mouvement propre avec le relevé proche-infrarouge DENIS nous a permis de détecter 115 étoiles à moins de 25 pc du Soleil, la limite du Catalogue of Nearby Stars (CNS3, Gliese & Jahreiss, 1991). Nous avons effectué un suivi spectroscopique de 64 des candidats avec le NTT à l'Observatoire de la Silla. 40 étoiles ont des distances spectroscopiques inférieures à 25 pc. Ce sont des naines de type spectral M0 à M8, une sous-naines sdK7, et deux naines blanches plus froides que 6200 K.

Trois étoiles ont des distances spectroscopiques entre 8.3 et 10 pc. Il serait intéressant de faire un suivi astrométrique de ces étoiles pour obtenir leur parallaxe trigonométrique. Elles sont de plus des cibles possibles pour la recherche d'éventuels compagnons par des observations à haute résolution angulaire.

Le but d'une telle étude est d'augmenter notre connaissance du contenu en étoiles au voisinage du Soleil. La compréhension de la physique des étoiles de faible masse repose sur ces étoiles voisines, car elles fournissent le seul échantillon d'étoiles intrinsèquement peu lumineuses. Connaître leur nombre et leur fonction de luminosité de manière précise est nécessaire pour contraindre les scénarios de formation stellaire du côté des petites masses. Elles sont de plus des cibles importantes pour les missions futures Terrestrial Planet Finder et DARWIN qui vont se concentrer sur nos voisins pour la recherche d'exoplanètes de type terrestre.

Les publications Reylé et al. (2002); Reylé & Robin (2004) décrivent ces travaux. La publication sur le suivi spectroscopique est soumise.

Chapitre 5

Perspectives

Les études présentées dans les chapitres précédents tendent à montrer que des contraintes plus fortes et des résultats plus précis pourraient maintenant être obtenus grâce aux données de grands relevés tels que le Canada France Hawaii Telescope Legacy Survey (CFHTLS). En particulier, le nombre et les fonctions de luminosité des naines blanches, naines M, L, et T est peu ou pas du tout contraint. Mes recherches à venir seront orientées vers l'identification et la caractérisation de ces objets (§5.1). Toujours en rapport avec l'étude de la Galaxie par les données de grands relevés, je présenterai brièvement ma participation à la préparation de la mission Gaia (§5.2), qui donnera une représentation sans précédent de la Galaxie dans les six dimensions de l'espace des phases.

5.1 Identification et caractérisation des naines blanches, naines rouges et naines brunes

Les populations peu lumineuses, naines blanches et naines froides tardives de type spectral M, L et T (naines rouges et naines brunes) ne sont détectables qu'à de petites distances. Une observation d'une petite zone du ciel permet seulement de sonder un petit volume de l'espace dans lequel ces objets sont à la portée de nos télescopes. Les grands relevés, qui couvrent un millier de degrés carrés ou plus sur la voûte céleste, sont ainsi nécessaires pour l'identification massive de tels objets. Le SDSS a ainsi permis la détection de nombreuses naines blanches et la découverte de la première naine de type spectral T dans le champ. Les relevés proche-IR DENIS et 2MASS offrent des données idéales pour identifier les naines tardives, mais ne sont pas suffisamment profonds et sont rapidement limités en distance pour la détection des objets les plus froids.

5.1.1 Recherche de naines blanches, naines rouges et naines brunes dans le CFHTLS

De nombreuses découvertes de naines blanches, rouges et brunes sont attendues dans le relevé CFHTLS. Le CFHTLS est un large programme d'observation dans le domaine visible au CFHT avec la caméra grand champ MegaCam. Ce relevé a débuté en 2003 et environ 500 nuits sur une durée de 5 ans y sont dédiées. Il consiste en 3 relevés : le Deep (4 deg^2 dans 4 champs jusqu'à la magnitude $r' = 28$), le Wide (170 deg^2 dans 3 régions du ciel jusqu'à $r' = 25$) et le Very Wide (1300 deg^2 autour de l'écliptique jusqu'à $r' = 25$). Les catalogues d'objets, étoiles et galaxies, sont produits par l'équipe Terapix à l'IAP. Au delà de la magnitude $i' \sim 21$, il devient très difficile de séparer étoiles et galaxies par des critères morphologiques, et les galaxies deviennent majoritaires en nombre. Nous devons alors extraire les objets qui nous intéressent par les mouvements propres ou le suivi photométrique.

Sélection par les mouvements propres

L'information sur les mouvements propres n'est actuellement pas contenue dans les catalogues fournis par Terapix, les images prises à différentes époques étant additionnées avant l'extraction des sources. Nous avons débuté une collaboration avec Bertrand Goldman pour mesurer les mouvements propres à partir des images du CFHTLS. Plusieurs types d'objets sont attendus parmi les objets à grand mouvement propre : les naines du voisinage solaire, les naines M tardives ou L précoces sous-métalliques, les naines blanches des populations anciennes et les objets binaires (ou plus) qui apparaîtront par leur mouvement propre commun.

— Nous avons déjà mentionné au chapitre 4 que la plupart des objets proches se déplaçaient rapidement sur la voûte céleste. La détection d'objets rouges à grand mouvement propre contribuera à compléter l'échantillon du voisinage solaire des naines rouges et naines brunes. La physique des étoiles de faible masse et des naines brunes est en partie commune, avec une atmosphère froide et dense. L'étude globale de l'atmosphère au bas de la séquence principale apporte des contraintes sur des phénomènes météorologiques, tels que la condensation des molécules, en fonction des températures. Leurs atmosphères compliquées est un laboratoire idéal pour étudier la physique moléculaire, la chimie et la formation de la poussière dans les conditions extrêmes (température, densité).

— À l'heure actuelle, le nombre de naines sous-métalliques, sd (subdwarf) et esd (extreme subdwarf), connues est relativement petit (quelques dizaines). Ces objets sont parmi les premiers astres de petite masse formés dans la Galaxie et sont des traceurs importants des effets de métallicité dans des atmosphères froides. Le relevé Deep du CFHTLS pourra détecter des naines M8 à L0 jusqu'à quelques milliers de parsecs du Soleil. À ces distances, les populations de faible métallicité, sphéroïde et disque épais, deviennent dominantes par rapport au disque. Les mouvements propres donneront un indice sur la cinématique de ces objets qui permettra de définir leur population.

— Outre la spectroscopie, seuls les mouvements propres permettent de distinguer les naines blanches des quasars. De couleur bleue, elles sont de plus dans un domaine où les quasars prédominent largement. Si la fonction de luminosité des naines blanches du disque est relativement bien connue grâce à des recherches systématiques dans le voisinage solaire, très peu de naines blanches du disque épais ont été découvertes et la densité de ces objets dans le halo est toujours une question ouverte. Avec leur grand mouvement propre, les naines blanches du sphéroïde seront facilement détectées. Nous avons vu au chapitre 2 que le CFHTLS apportera de fortes contraintes sur la contribution des naines blanches à la matière noire. En outre, la détection de naines blanches du disque épais nous permettra de contraindre la fonction de luminosité des naines blanches de cette population.

— La découverte de systèmes multiples d'étoiles et de naines brunes est utile pour contraindre les taux de binarité en fonction du type spectral des étoiles et les modèles de formation stellaire. En outre, nous avons montré que des systèmes naines M/naines blanches ont des couleurs qui les placent en dehors de la séquence des étoiles dans les diagrammes $g' - r'/r' - i'$ (Schultheis et al., 2005). Les mouvements propres permettront de les séparer des galaxies compactes attendues dans la même région du diagramme. Un autre intérêt de ces découvertes est la détermination de la masse, paramètre encore peu contraint et même controversé dans le cas des objets de petite masse.

Suivi photométrique et recherche systématique des naines brunes

À des températures ne permettant pas la fusion de l'hydrogène de manière stable et durable, les naines brunes sont des astres très peu lumineux. Leur nombre n'est pas bien contraint aujourd'hui, mais il pourrait être comparable ou même supérieur à celui des étoiles et il n'est pas absurde de penser que notre plus proche voisine est une naine brune qui reste à découvrir !

Nous débutons une collaboration avec Xavier Delfosse et Thierry Forveille pour la recherche systématique des naines brunes dans le relevé Very Wide du CFHTLS. Les 3 bandes utilisées pour le Very Wide sont g' , r' et i' . L'extension du relevé dans la bande z' permettra de mener deux projets à bien : la compilation d'un grand échantillon de quasars à grand redshift et d'un échantillon encore plus grand de naines brunes. Nous avons participé à des demandes de temps franco-canadienne qui propose d'obtenir avec la caméra MegaCam du CFHT les images dans la bande z' . Tous les objets plus rouges que $i' - z' = 1.5$ sont des quasars de redshift $5.7 < z < 6.4$ ou des naines de type spectral plus tardif que L0. Concernant les naines brunes l'objectif est double : augmenter la statistique des naines L et T et découvrir des naines brunes très froides.

— Plusieurs centaines de naines L et T de température intermédiaire (1000-1500 K) sont attendues dans ce relevé. Nous pourrions alors déterminer précisément leur fonction de luminosité dans le disque. De nombreux objets seront aussi détectés à la transition entre les types spectraux L (opacité de la photosphère principalement due aux poussières) et T (opacité due aux molécules, en particulier le méthane CH_4). Les processus physiques à l'oeuvre dans les atmosphères des naines de la transition L/T, qui conduisent à la précipitation rapide des grains sont à ce jour totalement inconnus. Une meilleure statistique des objets à la transition L/T et une meilleure connaissance de leurs distributions de couleurs permettra de contraindre les modèles.

— Les naines brunes n'ayant pas de source d'énergie interne, elles se refroidissent très rapidement. Les modèles d'évolution stellaire prédisent qu'après 5 milliards d'années, la température atteinte par les naines brunes est de l'ordre de 200 à 500 K (Chabrier et al., 2000a). Elles sont alors beaucoup trop faibles pour être détectées dans les relevés existants. Le grand volume sondé devrait pousser la limite de détection des naines brunes très froides jusqu'à la température de 200 K, où les modèles prédisent un nouveau type spectral avec un spectre non plus dominé par les bandes de méthane comme dans les naines T mais par l'ammoniac NH_3 (naines Y).

Un suivi photométrique des objets rouges sélectionnés est nécessaire pour distinguer les naines brunes des quasars. Fan et al. (2001) ont montré avec les données du SDSS que le meilleur critère permettant de séparer les naines brunes des quasars est d'utiliser la bande proche-infrarouge J . Les naines brunes ont des couleurs $z' - J$ plus rouges que les quasars. La plupart des objets attendus auront une magnitude $J < 20$. Les observations de suivi pourront se faire sur des télescopes autres qu'au CFHT (par exemple au NTT, télescope de 1.5 m au CTIO, TBL au Pic du Midi). Nous allons participer aux observations de suivi des candidats, en particulier sur le 2 m du Pic du Midi.

5.1.2 Suivi spectroscopique

Parmi les candidats découverts par les recherches décrites ci-dessus, certains seront suffisamment brillants pour nous permettre de faire des observations de suivi spectroscopique. L'analyse spectrale permet de remonter aux paramètres physiques des objets et de contraindre les modèles d'atmosphère.

Les vitesses radiales pourront aussi être déterminées, et venir compléter l'information sur les mouvements propres pour en déduire les trois composantes de vitesses des objets.

Les spectres des naines blanches, dans le domaine optique, sont nécessaires pour déterminer leur température et en particulier voir s'il s'agit de candidats très froids et vieux, qui appartiendraient alors au sphéroïde. En effet, le spectre proche-infrarouge des naines blanches DA est absorbé à cause de la recombinaison de l'hydrogène moléculaire dans l'atmosphère. Ceci se traduit par un coude vers le bleu au bas de la séquence des naines blanches (Hansen, 1998; Saumon & Jacobson, 1999; Chabrier et al., 2000b).

Les spectres de naines froides et des naines brunes apporteront de plus des fortes contraintes sur la physique de ces objets. Au cours du temps, l'atmosphère d'une naine brune diminue et elle voit ses signatures spectrales changer progressivement. Dans une naine M, le spectre est dominé par les molécules H_2O , CO et N_2 . À des températures plus basses, des solides, en particulier fer et silicates, se condensent sous forme de nuages dans l'atmosphère. Au stade des naines L tardives, la couche de nuages est la majeure source d'opacité et affecte tout le spectre. L'atmosphère en refroidissant est ensuite dominée par les bandes de CH_4 (naines T) puis NH_3 (naines Y) et les nuages condensés se trouve plus en profondeur dans l'atmosphère. Au-dessus, l'atmosphère devient relativement transparente. Les spectres observés des naines froides dans les longueurs d'onde optique et proche infrarouge permettront d'améliorer les modèles (par exemple, les opacités manquantes) et de déterminer des paramètres physiques tels que la température et la masse.

Avec une bonne résolution spectrale, le test du lithium, permet de confirmer la nature naine brune d'un astre (le lithium étant détruit à des températures plus basses que celle nécessaire pour la fusion de l'hydrogène). Si la frontière naine rouge/naine brune n'est pas parfaitement définie en terme de masse, elle est encore plus obscure entre les naines brunes et les planètes. L'étude du spectre de naines brunes peut aider à la compréhension et à la prédiction du spectre des exoplanètes.

5.1.3 Modélisation des naines brunes pour l'interprétation de grands relevés

L'analyse statistique des différentes populations à l'aide d'un modèle de synthèse de population stellaires est un outil puissant pour l'étude globale de catalogues, comme nous avons pu le voir dans les chapitres 2 et 3. Les relevés 2MASS, DENIS, SDSS, CFHTLS et Gaia ont permis et vont permettre la découverte d'un grand nombre de naines brunes. Afin d'étudier de manière globale les naines brunes dans la Galaxie, nous souhaitons inclure la modélisation des naines brunes dans le modèle de populations stellaires de Besançon, en se basant sur les modèles d'atmosphère de ces objets aujourd'hui disponibles.

Nous pourrons ensuite produire des prédictions du nombre des différents types de naines brunes attendu dans les grands relevés existants ou à venir en vue de contraindre des paramètres tels que la fonction de masse ou l'échelle de hauteur de cette population. En particulier, la connaissance globale de la fonction de masse initiale depuis les étoiles de petite masse jusqu'aux naines brunes est aujourd'hui insuffisante pour comprendre si les naines brunes sont formées comme les étoiles ou non. Récemment, nous avons utilisé le premier catalogue officiel du CFHTLS pour estimer la fonction de masse initiale des étoiles de petite masse (Schultheis et al., 2005). Nous avons montré que le nombre de naines de petite masse ($< 0.2 M_{\odot}$) semble avoir été sous-estimé jusqu'alors. La pente de la fonction de masse initiale nécessaire est alors très différente de celle que l'on trouve dans le régime

des naines brunes. Ce résultat semble être confirmé par une étude préliminaire que nous avons faite sur quelques champs du SDSS. Toutefois, ce travail a besoin d'être raffiné au fur et à mesure que de nouvelles données seront disponibles.

5.2 Préparation de la mission Gaia

La mission Gaia a été adoptée par l'ESA comme Pierre Angulaire avec une date de lancement au plus tard en 2012. Le but premier du projet spatial Gaia est l'étude de la Galaxie par la détermination des distances, mouvements tangents et radiaux, et magnitudes en 15 bandes photométriques, de plus d'un milliard d'objets. Dans le cadre de la préparation de cette mission, je m'investis dans les groupes de travail "Photometry" et "Simulation".

Dans le cadre du groupe "Photometry", nous avons étudié les possibilités d'observation du bulbe par les différents photomètres de Gaia. Le bulbe n'est pas en général l'objectif principal des relevés visibles, à cause de la forte extinction interstellaire. Il est cependant une population très importante pour comprendre la formation de la Galaxie. En utilisant le modèle de la Galaxie de Besançon et en considérant différentes cartes d'extinction, nous avons estimé la densité et les caractéristiques (classe de luminosité, distance) des étoiles du bulbe qui seront observées par Gaia. Nous montrons ainsi, malgré la très forte extinction et les problèmes d'encombrement des champs dans les régions centrales de la Galaxie, que Gaia devrait obtenir des mesures correctes pour un nombre significatif d'étoiles du bulbe (Robin et al., 2005). Il était donc important de tenir compte de la population du bulbe dans le cadre du choix des systèmes de bandes photométriques qui ont été fixés en 2005.

Dans le cadre du groupe "Simulation", en collaboration avec une équipe du département d'astronomie de l'Université de Barcelone, nous avons implémenté le modèle de la Galaxie de Besançon dans le modèle de l'Univers de Gaia. Il permet de simuler les données qu'obtiendra Gaia et de tester la télémétrie et les algorithmes de réduction et d'analyse. Dans ce cadre nous avons estimé les statistiques d'étoiles dans tout le ciel jusqu'à la magnitude 20. Nous serons amenés à réitérer ce genre de calcul avec les versions successives du modèle développé pour Gaia. Nous travaillons maintenant sur l'implémentation des étoiles variables dans le modèle de la Galaxie pour Gaia, ainsi que celle des systèmes multiples. Par ailleurs, la modélisation de l'extinction interstellaire est très importante pour Gaia, l'un des objectifs de la mission étant de fournir des données très précises sur les paramètres intrinsèques des étoiles à partir d'indices de couleurs qui doivent être mesurés avec une grande précision et donc corrigés de l'extinction. Les modèles d'extinction interstellaire disponibles dans le simulateur Gaia ne sont pas fiables dans le plan galactique. Nous souhaitons donc y intégrer le modèle d'extinction obtenu par Doug Marshall dans le cadre de sa thèse (Marshall et al., 2005). L'extinction le long de la ligne de visée est calculée en comparant les distributions de couleur données par 2MASS avec les prévisions du modèle de la Galaxie de Besançon. La différence de couleur est attribuée à la différence d'extinction. Le modèle permet de déterminer ainsi la position de l'extinction sur la ligne de visée et finalement de calculer la distribution 3D de la matière absorbante.

Annexe A

Modélisation de la fluorescence de S₂ dans les comètes

A.1 Introduction

Les comètes peuvent nous apporter des informations essentielles sur la formation du Système Solaire. L'abondance des constituants dans les glaces du noyau cométaire est une donnée très importante pour connaître la composition de la nébuleuse primitive. Une description détaillée de la production des espèces mineures et de leurs sources est nécessaire pour caractériser le noyau. Parmi ces espèces, plusieurs composés du soufre ont été détectés dans les comètes. S₂ a une durée de vie très courte et est confinée dans la coma interne. La faible distance géocentrique des comètes IRAS-Araki-Alcock (A'Hearn et al., 1983) et Hyakutake C/1996 B2 (Weaver et al., 1996; Laffont et al., 1998b) lors de leur passage près de la Terre a facilité la détection de cette molécule. Elle a aussi été détectée dans la comète Lee C/1999 H1 (Feldman et al., 1999).

Lors de ces découvertes, les modèles utilisés pour l'analyse étaient purement vibrationnels (Kim et al., 1990; Laffont et al., 1998b). Le premier utilise une approche de fluorescence "multi-cycle" qui suppose qu'à un moment donné les niveaux d'énergie sont à l'équilibre. Le second ne fait pas cette hypothèse mais calcule le spectre d'émission de fluorescence en fonction du temps d'exposition de la molécule au rayonnement solaire depuis sa libération par le noyau cométaire jusqu'au moment où l'équilibre de fluorescence est atteint. Par la suite, un modèle plus étendu incluant la structure rotationnelle de S₂ s'est avéré nécessaire, en particulier pour analyser les spectres cométaires à haute résolution spectrale contenant S₂ disponibles aujourd'hui.

Nous avons donc complété le modèle développé lors de ma thèse en incluant les niveaux rotationnels de la molécule et en combinant les spectres avec un modèle de la coma, basé sur la dynamique et la chimie dont les effets sont prépondérants dans la coma la plus interne.

A.2 Description du modèle de fluorescence

Nous avons calculé le spectre de fluorescence du système $B^3\Sigma_u^- - X^3\Sigma_g^-$ de S₂ en résolvant l'équation qui donne l'évolution de la population d'un niveau rovibrationnel n_i en fonction du temps :

$$\dot{n}_i = -n_i \sum_j P_{ij} + \sum_j n_j P_{ji}$$

où P_{ij} est la probabilité de transition entre les niveaux i et j . En émission, elle est égale au coefficient d'Einstein d'émission spontanée A_{ij} . En absorption, elle est le produit du coefficient d'Einstein d'absorption B_{ij} par la densité de radiation solaire ρ_{ij} à la longueur d'onde de la transition. La distribution initiale est obtenue avec une température de 200 K, température typique d'un gaz en expansion à la surface du noyau (Boice & Benkhoff, 1996). Le modèle ne tient pas compte des effets dus aux collisions. L'intensité observée, intégrée le long d'une ligne de visée, contient une contribution d'une région proche du noyau où les collisions sont probablement dominantes et une contribution d'une région plus lointaine où les collisions doivent influencer sur le processus d'émission de manière plus modérée. Cependant, les taux de collision de S_2 avec d'autres molécules sont inconnus. La prise en compte des collisions nécessite une étude à part entière qui dépasse le cadre de ce travail mais constituerait une avancée très importante dans la modélisation de la fluorescence de S_2 .

Nous avons considéré 34 niveaux vibrationnels sur l'état électronique fondamental X et 10 sur l'état excité B (au-delà, la molécule se prédissocie). Ayant négligé les désexcitations par les collisions, aucune contrainte n'est imposée sur la température rotationnelle. Pour cette raison, nous avons considéré un grand nombre de niveaux rotationnels (100 par niveau vibrationnel). Compte tenu des règles de sélection pour une molécule homonucléaire, le modèle inclut plus de 2000 niveaux. Pour résoudre ce grand nombre d'équations, nous avons utilisé la méthode de Gear (1971) qui est adaptée aux équations différentielles dont les constantes de temps varient de plusieurs ordres de magnitude. Cette méthode utilise des pas de temps variables et des techniques de contrôle d'erreur qui permettent de préserver la précision pendant l'intégration. La solution est vérifiée à chaque pas d'intégration avec l'équation de conservation $\sum_i n_i = 1$.

A.3 Résultats

A.3.1 Spectres de fluorescence synthétiques

Les spectres synthétiques ainsi obtenus montrent qu'après un temps d'exposition au rayonnement solaire de l'ordre de 100 s, les intensités relatives des bandes sont presque constantes. Toutefois, à l'intérieur d'un niveau vibrationnel, la population du plus haut niveau rotationnel continue d'augmenter lentement au détriment des niveaux rotationnels inférieurs, jusqu'à ce que l'équilibre soit atteint après 600 s environ. Les niveaux rotationnels permettent aux électrons d'atteindre des niveaux supérieurs rapidement. Les modèles purement vibrationnels surestiment les coefficients d'Einstein pour l'émission et trouvent que plus de 100 s sont nécessaires pour atteindre un état proche de l'équilibre de fluorescence.

L'utilisation d'un modèle purement vibrationnel peut alors conduire à de fausses estimations du temps d'exposition effectif des molécules S_2 au rayonnement solaire, et par suite, de la durée de vie des molécules. En effet, la durée de vie de S_2 est un paramètre qui n'est pas bien connu. Les valeurs déduites des observations de S_2 dans les comètes IRAS-Araki-Alcock (A'Hearn et al., 1983; Budzien & Feldman, 1992) et Hyakutake (Meier et al., 1999), ou d'expériences de laboratoire (de Almeida & Singh, 1986) varient entre 100 et 450 s. La dernière valeur a été supposée par A'Hearn et al. (1983) pour expliquer l'observation de S_2 à l'équilibre de fluorescence dans la comète IRAS-Araki-Alcock. Or nous avons montré que 100 s suffisent pour atteindre un état proche de l'équilibre. On peut alors supposer une durée de vie plus courte, de 200 s, en accord avec les mesures en laboratoire et la valeur déduite des spectres IUE de la comète IRAS-Araki-Alcock (Budzien & Feldman, 1992). L'abondance obtenue alors sera environ deux fois plus grande qu'en considérant une durée de vie de 450 s.

A.3.2 Fluorescence de S_2 dans une colonne de la coma

Lorsque l'on observe en un point de la coma, on détecte la superposition des émissions de toutes les molécules dans une colonne le long de la ligne de visée. Elles sont à différentes distances du noyau et n'ont pas subi les mêmes temps d'exposition au rayonnement solaire. Afin de modéliser la fluorescence de S_2 dans une comète, nous avons combiné notre modèle de fluorescence avec un modèle de la coma développé par Huebner (1991); Boice et al. (1995), basé sur la dynamique et la chimie, dont les effets sont prépondérants dans la coma interne. Nous avons pondéré les spectres individuels $F(t)$, obtenus pour un temps d'exposition t donné, par la densité de molécules $n(t)$ donnée par le modèle physico-chimique :

$$\overline{F}_\lambda(t, \rho) = \int_{-\frac{\pi}{2}}^{\frac{\pi}{2}} F_\lambda(t) n(t) \frac{\rho}{\cos^2 \theta} d\theta$$

où ρ est la distance projetée entre la ligne de visée et le noyau. L'angle θ varie entre $-\frac{\pi}{2}$ et $\frac{\pi}{2}$ pour inclure la colonne entière.

Les spectres observés à quelques kilomètres de la surface du noyau ou à une centaine de kilomètres sont très différents (figure A.1). Outre la variation très forte de l'intensité, due à la diminution de la densité de molécules, on observe un décalage dans la longueur d'onde du maximum d'intensité et une augmentation de l'intensité relative des bandes aux plus grandes longueurs d'onde, reflet d'un plus grand nombre de molécules dans un état proche de l'équilibre de fluorescence.

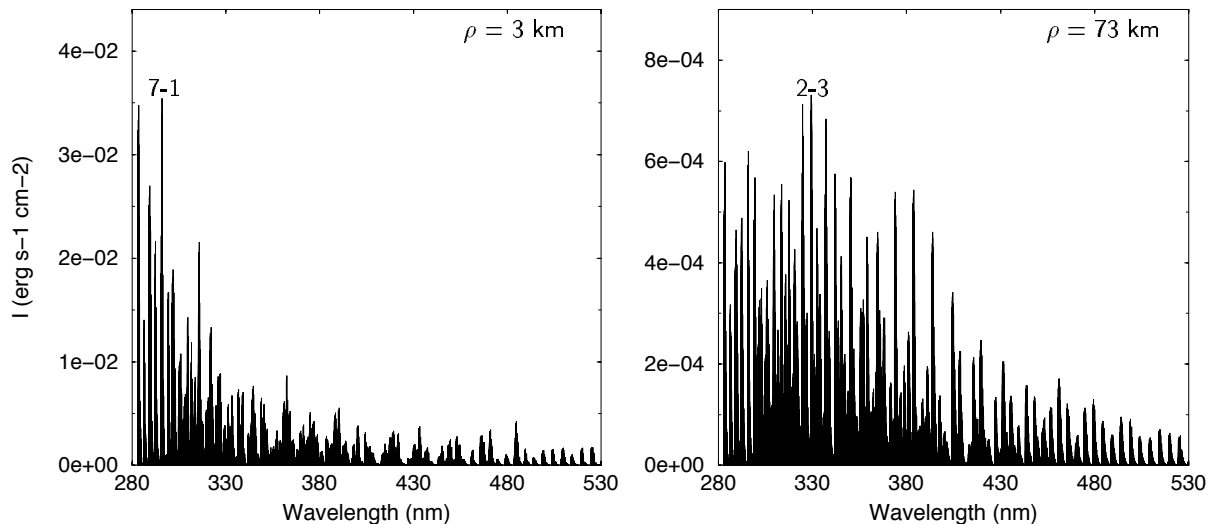


FIG. A.1 – Simulation de la fluorescence de S_2 sur une ligne de visée proche du noyau (à gauche) et à 73 km du noyau (à droite) en considérant une durée de vie de 200 s. Les bandes où l'intensité est maximum sont indiquées dans les deux cas.

En pratique, on n'observe pas un seul point dans la coma mais à travers une ouverture A (une fente par exemple). Il est alors possible de simuler une observation en sommant les spectres pondérés :

$$\mathcal{F}_\lambda(t, A) = \int_{\text{aire}} \overline{F}_\lambda(t, \rho) dA$$

Le résultat sera très différent selon la largeur de l'ouverture et sa position dans la coma (centrée ou non sur le noyau).

A.3.3 Fluorescence de S_2 à haute résolution spectrale

Une autre application de ce modèle est l'interprétation des observations à haute résolution spectrale. Meier et al. (1999) ont obtenu des spectres de la comète Hyakutake à l'Observatoire du Kitt Peak avec une dispersion de 0.2 \AA . Toutes les bandes supposées comme étant prédominantes par le modèle ont effectivement été détectées dans ces spectres de la comète Hyakutake. Elles sont indiquées dans la figure A.2 (graphe inférieur). Elles sont prédominantes après seulement 45 s d'irradiation solaire.

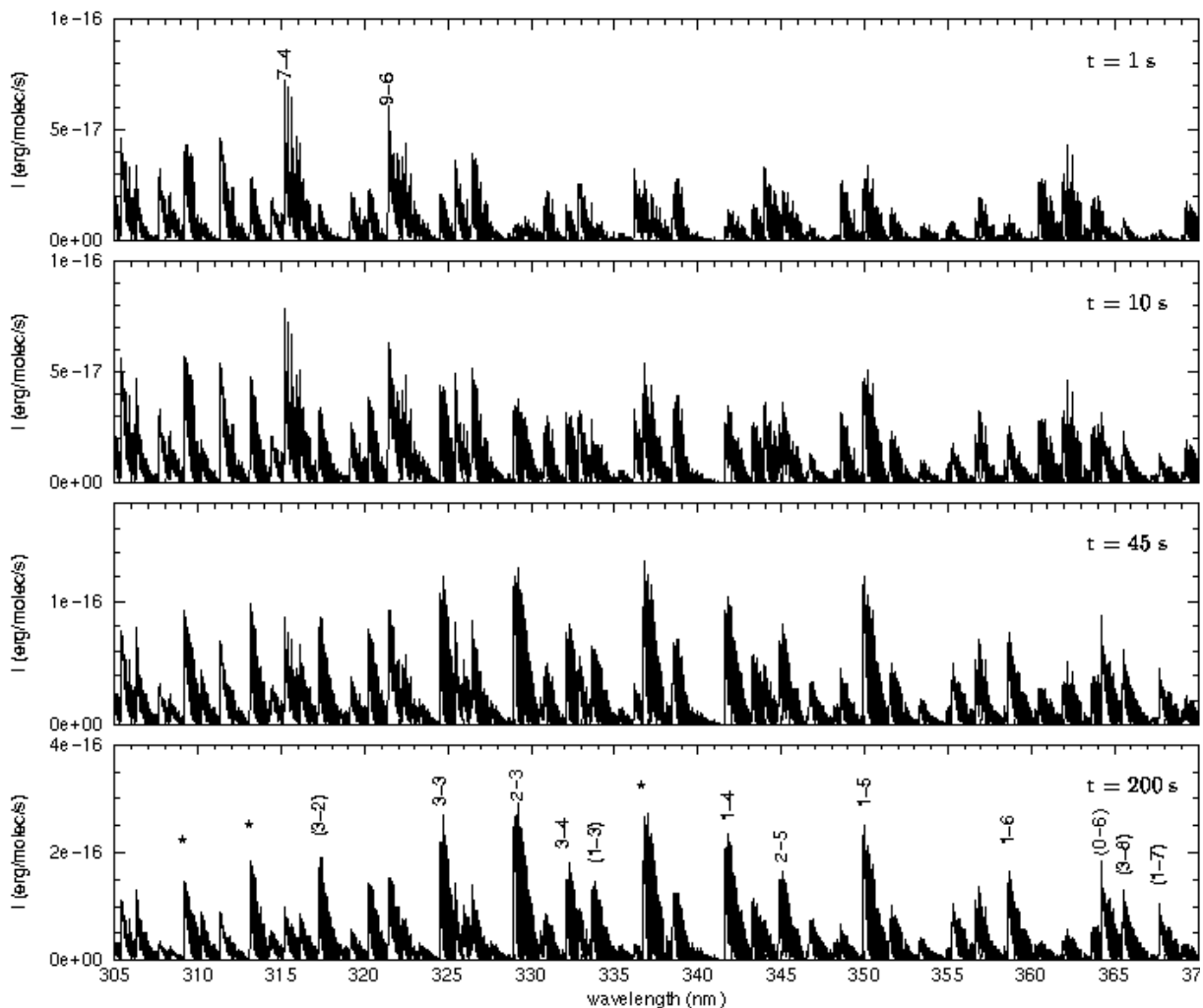


FIG. A.2 – Évolution de la fluorescence de S_2 en fonction du temps d'exposition au rayonnement solaire. Les raies théoriques sont convoluées avec une FWHM de 0.2 \AA . Les bandes détectées dans la comète Hyakutake depuis le sol sont indiquées dans le graphe inférieur. Les bandes entre parenthèse ont peut-être été détectées mais sont plus faibles. Les étoiles indiquent les bandes contaminées par les fortes émissions cométaires telles que OH et NH.

Le spectre supérieur est obtenu après 1 s d'exposition au rayonnement solaire. Les bandes 7-4 et 9-6 sont prépondérantes puis rapidement noyées parmi les autres bandes lorsque le temps d'exposition augmente. La présence de ces bandes de manière dominante dans un spectre est ainsi une indication forte de molécules venant juste d'être libérées.

A.4 Conclusion

Notre modèle de fluorescence de S_2 combiné à un modèle global de la coma permet l'interprétation des observations dans différentes régions de la coma. Il tient compte de la structure rotationnelle de la molécule, pouvant ainsi également être utilisé pour l'analyse des observations à haute résolution spectrale. Toutefois, nous avons montré qu'il est important de considérer les niveaux rotationnels pour l'interprétation des spectres de moyenne résolution spectrale tels que les spectres IUE, pour permettre une meilleure estimation de la durée de vie de S_2 et pour déterminer des raies caractéristiques de molécules venant d'être libérées par le noyau.

Kim et al. (2003) ont également construit un modèle de fluorescence de S_2 . Leur modèle prend en compte les collisions, toutefois il s'agit d'un calcul bande par bande et qui suppose un seul cycle de fluorescence. Notre approche est différente. Nous nous sommes concentrés sur le couplage entre la physico-chimie de la coma et la fluorescence. Ce modèle global a le potentiel de répondre à des questions concernant l'intensité des raies rotationnelles en fonction de la distance au noyau, la fréquence des collisions, les taux de production des molécules et de donner des indices sur la composition du noyau. En particulier, considérer les collisions permettrait un calcul auto-cohérent de la température rotationnelle pour une comparaison directe avec les observations. À l'aide du modèle physico-chimique de la coma, des mécanismes de production et destruction de S_2 autres que la photolyse pourraient de plus être testés.

Ce travail est présenté de manière plus détaillée dans Reylé & Boice (2003).

Bibliographie

- Afonso, C., Albert, J. N., Andersen, J., et al. 2003, *A&A*, 400, 951-956
- Alcock, C., Allsman, R. A., Alves, D., et al. 1997, *ApJ* 486, 697
- A'Hearn, M. F., Feldman, P. D., & Schleicher, D. G. 1983, *ApJL*, 274, 99
- Bahcall, J., & Casertano, S. 1986, *ApJ*, 308, 347
- Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 1998, *A&A*, 337, 403
- Bergeron, P., Wesemael, F., & Beauchamp, A. 1995, *PASP*, 107, 1047
- Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, 117, 393
- Boice, D. C., Benkhoff, J., & Gladstone, G. R. 1995, *Earth, Moon, and Planets*, 71, 235
- Boice, D. C., & Benkhoff, J. 1996, *BAAS*, 28(3), 1095
- Borra, E. & Lepage, R. 1986, *AJ*, 92, 203
- Bouvier, J., Stauffer, J. R., Martín, E. L., et al. 1998, *A&A*, 336, 490
- Budzien, S. A., & Feldman, P. D. 1992, *Icarus*, 99, 143
- Chabrier, G., & Mera, D. 1997, *A&A*, 328, 83
- Chabrier, G. 1999, *ApJ*, 513, L103
- Chabrier, Baraffe, I., Allard, F., Hauschildt, P. 2000a, *ApJ*, 542, 464
- Chabrier, G., Brassard, P., Fontaine, G., & Saumon, D. 2000b, *ApJ*, 543, 216
- Crézé, M., Mohan, V., Robin, A. C., Reylé, C., McCracken, H. J., Cuillandre, J.-C., Le Fèvre, O., & Mellier, Y. 2004, *A&A*, 426, 65
- Crifo, F., Phan-Bao, N., Delfosse, X., Forveille, T., Guibert, J., Martín, E. L., & Reylé, C. 2005, *A&A*, 441, 653
- Cruz, K. L. & Reid, I. N. 2002, *AJ*, 123, 2828
- Cruz, K. L., Reid, I. N., Liebert, J., Kirkpatrick, J. D., & Lowrance, P. J. 2003, *AJ*, 126, 2421
- Dahn, C. C., Liebert, J., Harris, H. C., & Guetter, H. H. 1995, in *The bottom of the main sequence and beyond*, C. G. Tinney (ed.), Springer, p. 239

- Dahn, C. C., Harris, H. C., Vrba, F. J. et al. 2002, *AJ*, 124, 1170
- Dawson, P. C. 1986, *ApJ*, 311, 984
- de Almeida, A. A., & Singh, P. D. 1986, *Earth, Moon, and Planets*, 36, 117
- Delfosse, X., Forveille, T., Martín, & E. L. et al. 2001, *A&A*, 366, L13
- Fan, X., Strauss, M. A., Schneider, D. P. et al. 2001, *AJ*, 121, 54
- Farihi, J., Wood, P. R., Stalder, B. 2005, *ApJ*, 627, L41
- Feldman, P. D., Weaver, H. A., A'Hearn, M. F., Festou, M. C., McPhate, J. B., & Tozzi, G.-P. 1999, *BAAS*, 31(4), 1127
- Flynn, C., Holopainen, J., & Holmberg, J. 2003, *MNRAS*, 339, 817
- Gear, C. W. 1971, *Numerical initial value problems in ordinary differential equations*, (New Jersey, Prentice Hall)
- Gizis, J. E. 1997, *AJ*, 113, 806
- Gizis, J. E., & Reid, I. N. 1999, *AJ*, 117, 508
- Gliese, W. & Jahreiß, H. 1991, *On : The Astronomical Data Center CD-ROM : Selected Astronomical Catalogs, Vol. I*; L.E. Brozmann, S.E. Gesser (eds.), NASA/Astronomical Data Center, Goddard Space Flight Center, Greenbelt, MD
- Goldman, B., Afonso, C., Alard, C., et al. 2002, *A&A*, 389, L69
- Gould, A., Flynn, C., & Bahcall, J. N. 1998, *ApJ*, 503, 798
- Hall, P. B., Osmer, P. S., Green, R. F., Porter, A. C., & Warren, S. J. 1996, *ApJS*, 104, 185
- Hambly, N. C., Henry, T. J., Subasavage, J. P., Brown, M. A., & Jao, W.-C. 2004, *AJ*, 128, 437
- Hansen, B. M. S. 1998, *Nature*, 394, 860
- Hansen, B. M. S. 2001, *ApJ*, 558, L39
- Hawley, S. L., Covey, K. R., Knapp, G. R. et al. 2002, *AJ*, 123, 3409
- Henry, T. J., Walkowicz, L. M., Barto, T. C., & Golimowski, D. A. 2002, *AJ*, 123, 2002
- Henry, T. J., Subasavage, J. P., Brown, M. A., Beaulieu, T. D., Jao, W.-C., & Hambly, N. C. 2004, *AJ*, 128, 2460
- Huebner, W. F., Boice, D. C., Schmidt, H. U., & Wegmann, R. 1991, in *Comets in the Post-Halley Era, vol.2*, R.L. Newburn Jr et al. (ed.), p. 907
- Ibata, R. A., Richer, H. B., Gilliland, R. L., & Scott, D. 1999, *ApJ*, 524, L95
- Ibata, R., Irwin, M., Bienaymé, O., Scholz, R., & Guibert, J. 2000, *ApJ*, 532, L41
- Kim, S. J., A'Hearn, M. F., & Larson, S. M. 1990, *Icarus*, 87, 440

- Kim, S. J., A'Hearn, M. F., Wellnitz, D. D., Meier, R., & Lee, Y. S. 2003, *Icarus*, 166, 157
- Kirkpatrick, J. D., Henry, T. J., & McCarthy, D. W. 1991, *ApJS*, 77, 417
- Kirkpatrick, J. D., Henry, T. J., & Simons, D. A. 1995, *AJ*, 109, 797
- Kroupa, P. 2000, *PASP*, 228, 187
- Kroupa, P. 2001, *MNRAS*, 322, 231
- Laffont, C., Rousselot, P., Clairemidi, C., Boice, D. C., & Moreels, G. 1997, *Earth, Moon, and Planets*, 78, 211
- Laffont, C., Rousselot, P., Clairemidi, C., & Moreels, G. 1998a, *Planet. Space Sci.*, 46, 585
- Laffont, C., Boice, D. C., Moreels, G., Clairemidi, C., Rousselot, P., Andernach, H. & 1998b, *Geophys. Res. Lett.*, 25, 2749
- Le Fèvre, O., Mellier, Y., McCracken, H.J et al. 2004, *A&A*, 417, 839
- Leggett, S. K. 1992, *ApJS*, 82, 351
- Lépine, S., Shara, M. M., & Rich, R. M. 2003, *AJ*, 126, 921
- Lépine, S., Shara, M. M., & Rich, R. M. 2004, *ApJ*, 602, L125
- Liebert, J., Dahn, C. C., Harris, H. C., & Leggett, S. K. 1999, *ASP Conf. Ser.*, 169, 51
- Marshall, D. J., Robin, A. C., Reylé, C., Schultheis, M., Picaud, S. 2006, *A&A*, 453, 635.
- Martín, E. L., Delfosse, X., Basri, G., Goldman, B., Forveille, T., & Zapatero Osorio, M. R. 1999, *AJ*, 118, 2466
- Meier, R., Wellnitz, D. D., & A'Hearn, M.F. 1999, *Asteroids, Comets, Meteors, Cospar Colloquium*, 10, 51
- Méndez, R. A. 2002, *A&A*, 395, 779
- Moreels, G., Clairemidi, J., Hermine, P., Bréchnignac, P., & Rousselot, P. 1994, *A&A*, 282, 643
- Morrison, H. L. 1993, *AJ*, 105, 539
- Nelson, C. A., Cook, K. H., Axelrod, T. S., Mould, J. R., Alcock, C. 2002, *ApJ*, 573, 644
- Ojha, D. K., Bienaymé, O., Robin, A. C., Crézé, M., & Mohan, V. 1996, *A&A*, 311, 456
- Ojha, D. K., Bienaymé, O., Mohan, V., & Robin, A. C. 1999, *A&A*, 351, 945
- Oppenheimer, B. R., Hambly, N. C., Digby, A. P., Hodgkin, S. T., & Saumon, D. 2001, *Science*, 292, 698
- Osmer, P. S., Kenefick, J. D., Hall, P. B., & Green, R. F. 1998, *ApJS*, 119, 189
- Paresce, F. & De Marchi, G. 2000, *ApJ*, 534, 870
- Phan-Bao, N., Guibert, J., Crifo, F. et al. 2001, *A&A*, 380, 590

- Phan-Bao, N., Crifo, F., Delfosse, X. et al. 2003, *A&A*, 401, 959
- Phan-Bao, N., Martín, E. L., Reylé, C., Forveille, T., & Lim, J. 2005, *A&A*, 439, L19
- Piotto, G., & Zoccali, M. 1999, *A&A* 345, 485
- Pokorny, R. S., Jones, H. R. A., & Hambly, N. C. 2003, *A&A* 397, 575
- Reid, N., & Majewski, S. R. 1993, *ApJ*, 409, 635 1999
- Reid, I. N., Hawley, S. L., & Gizis, J. E. 1995, *AJ*, 110, 1838
- Reid, I. N., Kirkpatrick, J. D., Liebert, J. et al. 1999, *ApJ*, 521, 613
- Reid, I. N., Sahu, K. C., & Hawley, S. L. 2001, *ApJ*, 559, 942
- Reid, I. N., & Cruz, K. L. 2002, *AJ*, 123, 2806
- Reid, I. N., Kilkenny, D., & Cruz, K. L. 2002, *AJ*, 123, 2822
- Reylé, C., & Bréchnignac, P. 2000, *European Physical Journal D*, 8, 205
- Reylé, C., & Robin, A. C. 2001, *A&A*, 373, 886
- Reylé, C., Robin, A. C., & Crézé, M. 2001, *A&A*, 378, L53
- Reylé, C., Robin, A. C., Scholz, R.-D., & Irwin, M. 2002, *A&A*, 390, 491
- Reylé, C., & Boice, D. C. 2003, *ApJ*, 587, 464
- Reylé, C., & Robin, A. C. 2004, *A&A*, 421, 643
- Richer, H. B. 2002, in *The Dark Universe : Matter, Energy and Gravit*, p. 24
- Robin, A. C., Haywood, M., Crézé, M., Ojha, D. K., & Bienaymé, O. 1996, *A&A*, 305, 125
- Robin, A. C., Reylé, C., & Crézé, M. 2000, *A&A*, 359, 112
- Robin, A. C., Reylé, C., Derrière, S., & Picaud S. 2003, *A&A* 409, 523. Erratum 2004, *A&A*, 416, 157
- Robin, A. C., Reylé, C., Picaud, S., & Schultheis, M. 2005, *A&A*, 430, 129
- Ruiz, M. T., & Bergeron, P. 2001, *ApJ*, 558 761
- Saumon, D., & Jacobson, S. B. 1999, *ApJ*, 511, L107
- Scholz, R.-D., Irwin, M., Ibata, R., Jahreiß, H., & Malkov, O. Y. 2000, *A&A*, 353, 958
- Scholz, R.-D., Ibata, R., Irwin, M., Lehmann, I., Salvato, M., & Schweitzer, A. 2002, *MNRAS*, 329, 109
- Scholz, R.-D., , Lehmann, I., Matute, I., & Zinnecker, H. 2004a, *A&A*, 425, 519
- Scholz, R.-D., Lodieu, N., & McCaughrean, M. J. 2004b, *A&A*, 428, L25
- Scholz, R.-D., Meusinger H., & Jahreiß, H. 2005, *A&A*, 442, 211

- Schultheis, M., Robin, A. C., Reylé, C., McCracken, H. J., Bertin, E., Mellier, Y., & Le Fèvre, O. 2006, *A&A*, 447, 185
- Silvestri, N. M., Oswalt, T. D., & Hawley, S. L. 2002, *AJ*, 124, 1118
- Sommer-Larsen, J., & Antonuccio-Delogu, V. 1993, *MNRAS*, 262, 350
- Teegarden, B. J., Pravdo, S. H., Hicks, M. et al. 2003, *ApJ*, 589, L51
- Tinney, C. G. 1996, *MNRAS*, 281, 644
- Tisserand, P. 2004, Thèse de Doctorat, CEA, DAPNIA/SPP, Saclay
- Torres, S., García-Berro, E., Burkert, A., & Isern, J. 2002, *MNRAS*, 336, 971
- Weaver, H. A., Feldman, P. D., A'Hearn, M. F., Arpigny, C., Brandt, J. C., & Randall, C. E. 1996, *BAAS*, 28(2), 928

Résumé

L'étude de la Galaxie est actuellement en pleine évolution grâce à la grande quantité de données qui sont disponibles. L'objet des travaux ici présentés est d'étudier la formation stellaire, la structure et l'évolution des différentes populations stellaires par l'analyse de ces données. Il s'agit d'obtenir une vision cohérente de la Galaxie allant de la structure globale à grande échelle à l'étude détaillée du voisinage solaire.

Les courbes de rotation des galaxies indiquent qu'elles sont entourées de halos sombres et massifs dont la nature est inconnue. Nous avons recherché quelle pouvait être la contribution des nainesanches à cette matière noire. Ayant montré que la détection de ces objets nécessite des sondages profonds pour permettre une séparation sans ambiguïté entre nainesanches du halo et nainesanches du disque et du disque épais, nous avons analysé des données profondes obtenues au CFHT. Aucune naine blanche du halo n'y a été détectée, indiquant que la part des nainesanches dans la masse manquante est marginale.

Nous avons contraint la structure et déterminé la fonction de masse initiale des populations anciennes de la Galaxie en utilisant des sondages profonds (pour le sphéroïde) associés à des observations proche-infrarouge du relevé DENIS (pour le disque épais). Il s'agit de la première détermination de la fonction de masse initiale du disque épais. La comparaison des fonctions de masse initiale des différentes populations semble montrer que la formation d'étoiles de petites masses est favorisée dans un milieu où la métallicité est plus élevée.

D'une manière plus systématique, nous avons recherché la contrepartie proche-infrarouge d'étoiles à grand mouvement propre dans tout le relevé DENIS afin de recenser les objets de petites masses dans le voisinage solaire. Une centaine de candidats situés à moins de 25 parsecs du Soleil ont ainsi été détectés. Nous avons effectué des observations de suivi spectroscopique pour la moitié d'entre eux, permettant de les caractériser par leur type spectral et de préciser leur distance. Deux étoiles se trouvent à moins de 10 parsecs, et une étoile fait partie des rares sous-naines se trouvant dans un rayon de moins de 20 parsecs.

Les nouveaux relevés, en particulier le CFHTLS, offrent des échantillons statistiques solides pour la modélisation globale de la structure de la Galaxie et la compréhension de la formation stellaire. L'analyse de ce relevé va nous permettre d'affiner les analyses précédentes, en particulier en terme de formation stellaire des objets de petites masses, étoiles et naines brunes, et de contenu stellaire des populations anciennes. Nous nous investissons dans la préparation de la mission Gaia qui sera lancée en 2012 et explorera la Voie Lactée dans les six dimensions de l'espace des phases. Elle permettra une étude détaillée et cohérente de notre Galaxie dans le voisinage solaire et bien au-delà.