

Université de Montréal

Détection de nouvelles candidates au rang de naines brunes de types spectraux plus tardifs que T5 avec le Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE)

par
Michaël Marsset

Département de physique
Faculté des arts et des sciences

Mémoire présenté à la Faculté des études supérieures
en vue de l'obtention du grade de Maître ès sciences (M.Sc.)
en physique

Août, 2013

© Michaël Marsset, 2013.

Université de Montréal
Faculté des études supérieures

Ce mémoire intitulé:

Détection de nouvelles candidates au rang de naines brunes de types spectraux plus tardifs que T5 avec le Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE)

présenté par:

Michaël Marsset

a été évalué par un jury composé des personnes suivantes:

| | |
|-------------------|------------------------|
| Nicole St-Louis, | président-rapporteur |
| Daniel Nadeau, | directeur de recherche |
| David Lafrenière, | membre du jury |

Mémoire accepté le: 04 Novembre 2013

RÉSUMÉ

Les naines brunes sont, en termes de masse, les objets astrophysiques intermédiaires entre les planètes géantes gazeuses et les étoiles de faible masse. Elles se forment de la même manière que les étoiles, par contraction gravitationnelle d'un fragment de nuage de gaz moléculaire ayant atteint la limite de Jeans, mais se différencient par leur incapacité à produire les réactions de fusion de l'hydrogène dans leur cœur. Les naines brunes sont par conséquent des objets qui se refroidissent graduellement, et dont les propriétés spectrales évoluent au cours du temps.

Ce mémoire présente la recherche de nouvelles candidates de type spectral T tardif et Y, dans le but de compléter le relevé des naines brunes du voisinage solaire. Cette recherche est motivée par deux objectifs principaux. Premièrement, un échantillon complet des objets de faible masse est nécessaire pour contraindre correctement la limite aux faibles masses de la fonction de masse initiale des nuages interstellaires, problème clé en astrophysique actuellement. Deuxièmement, les naines brunes de types spectraux tardifs sont les objets stellaires dont les propriétés atmosphériques sont les plus semblables à celles des planètes géantes gazeuses. Par conséquent, la recherche de nouvelles naines brunes permet indirectement d'améliorer nos connaissances des exoplanètes, sans être contraints par la proximité d'étoiles brillantes.

À partir du *WISE All-Sky Source Catalog*, nous avons établi un échantillon de 55 candidates naines brunes répondant aux critères photométriques attendus. Parmi ces candidates, 17 ont fait l'objet d'un suivi photométrique en bande *J* à l'Observatoire du Mont-Mégantic, et 9 ont pu être détectées. De ces 9 détections, 4 objets présentent des mouvements propres cohérents avec ceux de naines brunes.

Mots clés: Naines brunes, détection, photométrie, mouvement propre, infrarouge, CPAPIR, OMM.

ABSTRACT

In terms of mass, brown dwarfs are the objects that bridge the gap between giant gaseous planets and low-mass stars. They form in the same way as stars, by gravitational collapse of a molecular cloud fragment that reached the Jeans limit, but differ by their inability to produce hydrogen nuclear fusion in their core. As a consequence, brown dwarfs are objects gradually cooling, and their spectral properties evolve over time.

This thesis presents the search for new late T and Y dwarf candidates, in order to complete the sample of known brown dwarfs in the solar vicinity. This pursues two main objectives. First, a complete sample of low-mass objects will allow to better constrain the low-mass edge of the initial mass function of interstellar clouds, currently one of the key problems in astrophysics. Second, late-type brown dwarfs are the stellar objects that have spectral properties most similar to those of giant gaseous planets. As a consequence, the search for new brown dwarfs also aims to increase our knowledge on exoplanets, without being hindered by the glare of a host star.

From the *WISE All-Sky Source Catalog*, we established a sample of 55 brown dwarf candidates having the expected photometric properties. We have been performing a *J* band follow-up of 17 of these candidates at the Observatoire du Mont-Mégantic, and we detected 9 of them. 4 of these 9 detections present a proper motion that is consistent with those of brown dwarfs.

Keywords: Brown dwarfs, detection, photometry, proper motion, infrared, CPA-PIR, OMM.

TABLE DES MATIÈRES

| | |
|---|-------------|
| RÉSUMÉ | iii |
| ABSTRACT | iv |
| TABLE DES MATIÈRES | v |
| LISTE DES TABLEAUX | vi |
| LISTE DES FIGURES | vii |
| LISTE DES SIGLES | viii |
| DÉDICACE | ix |
| REMERCIEMENTS | x |
| CHAPITRE 1 : INTRODUCTION | 1 |
| 1.1 Naines brunes | 1 |
| 1.1.1 Définition | 1 |
| 1.1.2 Classification spectrale | 3 |
| 1.1.3 Propriétés physiques | 6 |
| 1.2 Intérêt d'étudier les naines brunes | 9 |
| 1.2.1 Contraindre la fonction de masse initiale | 9 |
| 1.2.2 Science des atmosphères froides | 12 |
| 1.2.3 Recherche d'exoplanètes | 16 |
| 1.3 Méthode de détection | 16 |
| 1.4 Contribution de ce mémoire | 19 |
| CHAPITRE 2 : RECHERCHE DE NOUVELLES CANDIDATES | 21 |
| 2.1 Sélection des candidates | 21 |
| 2.2 Suivi photométrique | 31 |

| | | |
|---|--|------------|
| 2.2.1 | Objectifs | 31 |
| 2.2.2 | Méthode | 31 |
| 2.2.3 | Réduction des données | 34 |
| 2.3 | Mouvements propres | 38 |
| CHAPITRE 3 : RÉSULTATS ET DISCUSSION | | 41 |
| 3.1 | Résultats des observations | 41 |
| 3.2 | Évaluation des types spectraux | 47 |
| 3.3 | Description des candidates | 48 |
| 3.3.1 | WISE 0038+8405 | 48 |
| 3.3.2 | WISE 0132+3042 | 48 |
| 3.3.3 | WISE 0243-0213 | 50 |
| 3.3.4 | WISE 0812+4021 | 50 |
| 3.3.5 | WISE 0930+6046 | 51 |
| 3.3.6 | WISE 1106+6902 | 51 |
| 3.3.7 | WISE 1138+7212 | 52 |
| 3.3.8 | WISE 1736+6059 | 52 |
| 3.3.9 | WISE 1746+0246 | 54 |
| 3.3.10 | Non détections | 54 |
| CHAPITRE 4 : CONCLUSION | | 57 |
| BIBLIOGRAPHIE | | 59 |
| ANNEXE I : Images CPAPIR et WISE | | xi |
| ANNEXE II : Demande de temps soumise à l’Observatoire Gemini | | xiv |

LISTE DES TABLEAUX

| | | |
|-------|---|----|
| 2.I | Objets connus retrouvés à partir des critères de sélection de la section 2.1. | 26 |
| 2.II | Magnitudes Apparentes et Couleurs WISE des candidates. | 27 |
| 2.II | Magnitudes Apparentes et Couleurs WISE des candidates. | 28 |
| 2.II | Magnitudes Apparentes et Couleurs WISE des candidates. | 29 |
| 2.III | Calendrier des observations. | 34 |
| 3.I | Photométrie et mouvements propres. | 41 |
| 3.II | Récapitulatif des résultats : photométrie proche infrarouge, types spectraux, distances photométriques et mouvements propres. | 55 |
| I.I | Filtres. | xi |

LISTE DES FIGURES

| | | |
|-----|---|----|
| 1.1 | Figure tirée de Burrows <i>et al.</i> 2001 [10] montrant l'évolution de la luminosité en fonction de l'âge pour des étoiles naines rouges ($M > 80 M_{\text{jup}}$) (lignes bleues), des naines brunes ($80 M_{\text{jup}} > M > 13 M_{\text{jup}}$) (lignes vertes) et des planémos ($M < 13 M_{\text{jup}}$) (lignes rouges), de métallicité solaire. Seules les étoiles entrent dans la phase de la séquence principale où la luminosité se stabilise après un certain temps. Les naines brunes et planémos se refroidissent graduellement au cours de leur évolution. Dans le cas des naines brunes, on remarque cependant un court plateau de luminosité constante provoqué par le brûlage du deutérium. | 3 |
| 1.2 | Figure tirée de Burrows <i>et al.</i> 2001 [10] montrant l'évolution du rayon en fonction de l'âge pour des étoiles naines rouges, des naines brunes et des planémos, de métallicité solaire. Le code de couleurs utilisé est le même que celui de la Figure 1.1. Le brûlage du deutérium provoque le plateau entre quelques 10^6 et $\sim 10^8$ années dans le cas des naines brunes. | 7 |
| 1.3 | Comparaison des formes de FMI du disque galactique proposées par différents auteurs. Figure issue de Jeffries 2012 [25] | 11 |
| 1.4 | Spectres de naines brunes de types spectraux M6 à T8 en bande J avec identification des principaux absorbeurs. On observe en particulier les pics du KI à 1.08 et 1.27 μm . Figure tirée de Kirkpatrick <i>et al.</i> 2005 [26] | 15 |

| | | |
|-----|---|----|
| 1.5 | Système de filtres conçus pour l'identification de naines T tardives et Y avec la caméra infrarouge FourStar. Le filtre <i>J2</i> (ligne bleue à gauche) est centré dans une forte bande d'absorption de méthane à environ $\sim 1.15 \mu\text{m}$ tandis que le filtre <i>J3</i> (ligne bleue à droite) est centré à $\sim 1.3 \mu\text{m}$, où la photosphère est beaucoup plus transparente. La ligne verte représente la bande passante du filtre <i>J</i> . Les lignes rouge et rose représentent respectivement les spectres de naines T9 et Y0. Figure issue de Tinney <i>et al.</i> 2012 [48]. | 18 |
| 2.1 | Couleur W1-W2 des naines brunes connues en fonction de leur type spectral. Les symboles carré, triangle et cercle se rapportent respectivement à des objets de types spectraux M, L et T. Figure issue de Kirkpatrick <i>et al.</i> 2011 [27]. | 22 |
| 2.2 | Diagramme <i>w2rchi2</i> en fonction de W2 pour un échantillon de naines brunes connues (en bleu) et nos propre candidates (en rouge). La ligne en trait plein correspond à la valeur médiane du paramètre <i>w2rchi2</i> pour les objets avec $12 < W2 < 19$, et les lignes en trait interrompu à ± 3 fois l'écart à cette valeur. Dans la sélection de candidates, nous avons exclu les objets dont le paramètre <i>w2rchi2</i> n'était pas compris entre 0.7 et 1.3. | 26 |
| 2.3 | Diagramme W2 en fonction de W1-W2 d'un échantillon de naines brunes. Les objets de type spectral plus précoce que T5 sont représentés en noir, ceux plus tardif que T5 en bleu, les naines Y en mauve, et nos candidates en rouge. | 30 |
| 2.4 | Diagramme W2 en fonction de W2-W3. Le code de couleurs est le même que celui de la figure précédente. | 30 |

- 2.5 Diagramme du nombre de naines brunes connues en fonction de la magnitude apparente J . Pour une distribution homogène, on s'attend à ce que le nombre d'objets dans le voisinage solaire augmente proportionnellement à la distance au carré, ou, de manière équivalente, à $10^{J/2.5}$ comme représenté par la ligne en trait interrompu. On voit qu'à partir de $J \sim 16$, le nombre de naines brunes connues ne suit plus le modèle, principalement parce que cette magnitude correspond à la limite fournie par le relevé 2MASS. Les histogrammes en pointillés représentent l'écart statistique aux données, ici donné par la racine carrée du nombre d'objets. 33
- 2.6 À gauche : Image du détecteur de la caméra panoramique infrarouge CPAPIR. Le champ de vue de la caméra est $30' \times 30'$. À cause de la perte du deuxième quadrant de la caméra, nous centrons la position initiale de la cible dans le milieu du quatrième quadrant. À droite : Image additionnée d'un ensemble de ~ 90 images individuelles, chacune ayant été prise avec un temps d'exposition de 20 s. Ici, un patron de déplacement de $2' \times 2'$ a été utilisé pour obtenir l'image finale. 35
- 2.7 $J_{\text{CPAPIR}} - J_{2\text{MASS}}$ en fonction de la magnitude $J_{2\text{MASS}}$ des étoiles du champ de WISE 1736+6059, après calibration. (Champ $30' \times 30'$ centré sur la cible.) 37

| | | |
|-----|---|-----|
| 3.1 | Mouvements propres des candidates détectées en bande <i>J</i> . Chaque graphique montre la dispersion, en ascension droite (axe horizontal) et en déclinaison (axe vertical), de la position des objets situés dans un rayon de 10 minutes d'arc autour de la cible. Les deux cercles en pointillé servant de référence d'échelle ont respectivement un rayon de 3 secondes d'arc (cercle externe), et un rayon égal à trois fois la dispersion de la position des objets du champ (cercle interne). Le nombre de jours entre les observations WISE et CPAPIR et le déplacement total entre les deux époques sont indiqués dans le titre de chaque graphique. | 42 |
| 3.2 | Écarts de magnitude et de couleur observés en fonction du type spectral pour les systèmes 2MASS et MKO. Figure issue de Stephens et Leggett 2004 [46]. | 52 |
| 3.3 | <i>J</i> - <i>W2</i> en fonction du type spectral de naines T et Y connues (en mauve, bleu et noir), ainsi que de nos propres candidates (en rouge). | 56 |
| 3.4 | Mouvement propre réduit en fonction du type spectral de naines T et Y connues (en bleu), ainsi que de nos propres candidates (en rouge). | 56 |
| I.1 | Images 100" × 100" en bandes <i>J</i> , <i>W1</i> , <i>W2</i> et <i>W3</i> des 17 candidates observées à l'OMM. Chaque ligne correspond à une candidate différente. | xii |

LISTE DES SIGLES

| | |
|------------------|---|
| 2MASS | 2 Microns All-Sky Survey |
| AIC | Absorption Induite par Collision |
| CPAPIR | Caméra PanorAmique Proche Infra-Rouge |
| FEP | Fonction d'Étalement du Point |
| FMI | Fonction de Masse Initiale |
| GNIRS | Gemini Near-InfraRed Spectrograph |
| M_{jup} | Masse de Jupiter |
| M_{\odot} | Masse solaire |
| MKO | Mauna Kea Observatories |
| OMM | Observatoire du Mont-Mégantic |
| PLMH | Pleine Largeur à Mi-Hauteur |
| PLU | Plage de Lumière Uniforme |
| SDSS | Sloan Digital Sky Survey |
| SIMBAD | the Set of Identifications, Measurements, and Bibliography for Astronomical Data |
| S/B | rapport Signal sur Bruit |
| USNO | United States Naval Observatory |
| WISE | Wide-field Infrared Survey Explorer |

(dédicace) À ma bonne étoile.

REMERCIEMENTS

Mes remerciements vont en premier lieu à mes parents, Tania et Bruno, pour n'avoir jamais cessé de m'encourager dans mes passions, et pour avoir toujours été présents. Merci à mon petit frère Pierre d'être aussi génial. Merci à ma Babouchka qui n'est sans doute pas étrangère au germe de ma passion pour la science et les étoiles, et merci à tous les membres de ma famille, sans oublier Tata et Tonton, pour ce qu'ils sont.

Je remercie par ailleurs mon directeur de recherche, Daniel Nadeau, de m'avoir pris sous son aile et d'avoir guidé mes premiers pas parmi les étoiles. Un grand merci à toutes les personnes du département qui m'ont un jour consacré un peu de leur précieux temps, en particulier Jonathan, maître IDL, et Etienne dont l'aide fut inestimable et les idées inépuisables. Mes pensées vont également à mes collègues de bureau avec lesquels j'ai partagé d'excellents moments, tant dans les salles d'étude de l'Université que dans les bars de la rue Saint-Denis. Je remercie aussi Ghislain et Bernard des étoiles, avec lesquels j'ai partagé de longues nuits d'hiver à l'observatoire. Enfin, merci aux personnes qui rendent la vie universitaire aussi plaisante, je pense particulièrement à Lynda, Louis et Anne, dont le rire ensoleille quotidiennement les couloirs du département.

De manière générale, je remercie toutes les personnes qui ont rendu ces deux dernières années québécoises aussi formidables que ce qu'elles ont été, ce qui m'a permis de réaliser mes études dans les meilleures conditions possibles. Merci aux membres de la famille québécoise que je me suis découverte à Montréal, Québec et Rimouski, qui m'ont accueilli comme leur propre fils.

CHAPITRE 1

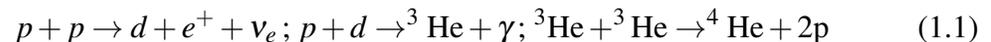
INTRODUCTION

1.1 Naines brunes

1.1.1 Définition

Selon les connaissances actuelles, les naines brunes sont des objets qui se forment de manière semblable aux étoiles, mais plusieurs caractéristiques importantes, telles que leur masse et luminosité, les en distinguent. Pour comprendre ces différences essentielles, rappelons-nous le scénario de formation d'une étoile. Celle-ci se fait par l'effondrement gravitationnel d'un nuage interstellaire relativement froid (environ 10 K) d'hydrogène moléculaire avec de possibles traces d'éléments plus lourds. Lorsqu'un fragment du nuage atteint une certaine masse critique, que l'on nomme la masse de Jeans, des instabilités hydrodynamiques apparaissent et provoquent son effondrement. Différentes régions commencent alors à se contracter sous l'effet de la force gravitationnelle ce qui fait considérablement augmenter la densité et la température du gaz. Deux pressions, l'une gazeuse et l'autre radiative, s'opposent alors à la contraction.

Par la suite, si le fragment est suffisamment massif, soit plus de 0.075 masse solaire (M_{\odot}) ou 80 fois la masse de Jupiter (M_{jup}) [10], la contraction se poursuit jusqu'à ce que la température et la pression au centre du fragment soient suffisamment élevées pour amorcer la fusion de l'hydrogène en hélium ($T_{\text{fusion}} \sim 3 \times 10^6$ K) par la chaîne proton-proton. Dans le cas d'étoiles de faible masse, environ 99% de l'énergie est produite par la chaîne PPI [12] :



La fusion nucléaire chauffe le gaz et augmente la pression gazeuse. L'étoile entre alors dans la séquence principale où sa masse, son rayon et sa luminosité demeurent

constants durant plusieurs milliards d'années (si l'étoile a une masse à peu près semblable à celle du soleil).

Dans le cas des naines brunes, la masse du fragment de nuage est inférieure à $80 M_{\text{jup}}$. L'énergie libérée lors de la contraction gravitationnelle est donc moindre, et la température du gaz n'est pas suffisamment élevée pour provoquer les réactions thermonucléaires de l'hydrogène. La force électrostatique coulombienne entre les particules du gaz est également trop faible pour contrer l'effondrement de la proto-étoile, et celui-ci se poursuit donc jusqu'à ce que les fonctions d'onde quantiques des électrons du gaz commencent à se chevaucher. L'objet devient alors un gaz de fermions dégénérés dont la pression de dégénérescence, conséquence du principe d'exclusion de Pauli, s'oppose à la contraction gravitationnelle.

Alors que l'équilibre hydrostatique permet aux étoiles de maintenir un taux de réactions nucléaires constant, et donc une température constante, il n'existe pas de phénomène équivalent dans les naines brunes. La fusion d'un autre élément, le deutérium ($T_{\text{fusion}} \sim 4.5 \cdot 10^5 \text{ K}$), a effectivement lieu, mais cet élément issu de la nucléosynthèse primordiale n'est présent qu'à l'état de trace dans l'Univers (on compte environ un atome de deutérium pour 10^9 atomes d'hydrogène). Le deutérium est donc rapidement consommé dans les proto-étoiles, sur des temps de 10^6 à 10^8 ans [10]. Les naines brunes les plus massives ($\gtrsim 0.06 M_{\odot}$ ou $\gtrsim 63 M_{\text{jup}}$), peuvent également brûler du lithium ($T_{\text{fusion}} \sim 2.5 \cdot 10^6 \text{ K}$), mais cet élément s'épuise rapidement, sur des temps de 10^8 ans. Contrairement aux étoiles de la séquence principale, les naines brunes n'ont donc pas le temps de trouver un équilibre de température et se refroidissent graduellement au cours de leur vie (voir Fig. 1.1). La fusion du deutérium en hélium est cependant le critère qui a été choisi pour différencier les naines brunes des autres objets sous-stellaires. Puisque cette réaction s'amorce pour des objets de masses supérieures à $0.012 M_{\odot}$ ($13 M_{\text{jup}}$), c'est cette masse qui a été définie comme limite inférieure pour différencier les naines brunes des « planémos » (ou « planètes flottantes »).

Pour résumer, les naines brunes sont les objets dont la masse est située entre la masse requise pour brûler le deutérium ($0.012 M_{\odot}$) et la masse requise pour brûler l'hydrogène ($0.075 M_{\odot}$).

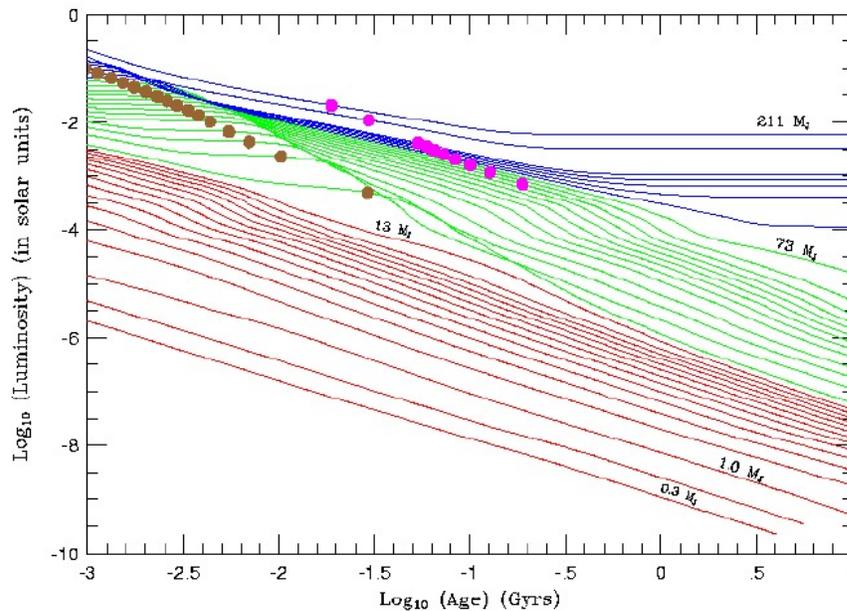


Figure 1.1: Figure tirée de Burrows *et al.* 2001 [10] montrant l'évolution de la luminosité en fonction de l'âge pour des étoiles naines rouges ($M > 80 M_{\text{jup}}$) (lignes bleues), des naines brunes ($80 M_{\text{jup}} > M > 13 M_{\text{jup}}$) (lignes vertes) et des planémos ($M < 13 M_{\text{jup}}$) (lignes rouges), de métallicité solaire. Seules les étoiles entrent dans la phase de la séquence principale où la luminosité se stabilise après un certain temps. Les naines brunes et planémos se refroidissent graduellement au cours de leur évolution. Dans le cas des naines brunes, on remarque cependant un court plateau de luminosité constante provoqué par le brûlage du deutérium.

1.1.2 Classification spectrale

On classe les naines brunes suivant leur température effective et leurs caractéristiques spectrales en quatre catégories distinctes : les naines M, les naines L, les naines T et les naines Y par ordre décroissant de température effective. Chaque type est subdivisé en sous-types nommés par la lettre de la classe suivie d'un chiffre allant de 0 à 9 (par exemple : L5, T8.5... etc), encore une fois ordonnés par ordre de tempéra-

ture décroissante. On nomme les types spectraux suivis d'un chiffre bas « précoces », ceux avec un chiffre intermédiaire « moyens », et ceux avec un chiffre élevé « tardifs ». Contrairement aux étoiles de la séquence principale, les naines brunes se refroidissent et changent de type spectral en fonction de leur âge. Pour des objets de l'âge du champ, soit $\sim 5 \times 10^9$ ans, la limite entre étoiles et naines brunes se situe autour du type spectral L2. En revanche, cette limite varie pour les objets très jeunes ($10 - 100 \times 10^6$ ans) n'ayant pas encore atteint leur rayon d'équilibre. Pour une masse donnée, un objet jeune est plus gros et plus chaud, et la transition entre étoiles et naines brunes se situe plutôt autour du type spectral $\sim M6$.

Le type M comprend à la fois des étoiles de faible masse, des naines brunes et des jeunes planètes. Il est défini par des températures de surface allant de ~ 4000 K pour les M0 à ~ 2200 K pour les M9, la température variant d'environ ~ 180 K entre chaque sous-type. Les naines brunes couvrent l'intervalle spectral à partir de $\sim M6.5$. Ce sont les naines brunes les plus chaudes, les plus lumineuses, et donc les plus facilement détectables. Elles émettent parfois suffisamment d'énergie pour être détectées dans le visible. Une importante fraction de ces objets a une activité magnétique et des éruptions. La totalité du carbone de l'atmosphère des naines M est sous forme de CO. Les sous-types de la classe M sont définis par l'intensité des bandes d'absorption d'oxyde de titane (TiO) et d'oxyde de vanadium (VO) [10].

Les naines L ont des températures de surface qui s'étendent de ~ 2200 K pour les L0 à ~ 1400 K pour les L8, avec une variation de ~ 100 K entre chaque sous-type. La classe L précoce regroupe quelques étoiles à la limite du brûlage de l'hydrogène, des naines brunes et de grosses planètes jeunes. En plus de la température, on différencie les naines L des naines M par la disparition des bandes de TiO et de VO lors de la condensation des grains dans la photosphère [14]. L'oxygène est présent sous forme de vapeur d'eau et de CO et le carbone sous forme de CO. La formation de nuages très opaques est provoquée par la présence de certains gaz (FeH, CrH), ainsi que par l'apparition de grains de poussière métallique (VO), de composés complexes ($MgSiO_3$, Mg_2SiO_4 ,

CaTiO₃...) et de gouttes de Fe. Les sous-types de la classe L sont définis par l'intensité relative des raies d'hydrures métalliques (FeH, CrH, MgH, CaH) [29]. Les objets de type L tardifs, de température inférieure à 1500 K, voient apparaître des raies de métaux alcalins neutres (Na, K) qui sont utilisées pour leur classification [10]. On pense que de violents phénomènes météorologiques, tempêtes et ouragans, pourraient avoir lieu dans l'atmosphère des naines brunes de type L. Historiquement, les sondages en proche-infrarouge DENIS et 2MASS ont mené à la découverte des premières naines brunes par deux équipes scientifiques de manière quasi-simultanée. Les critères choisis pour définir les sous-types spectraux diffèrent donc selon les auteurs. À l'origine, Kirkpatrick *et al.* 1999 [29] définirent une séquence qui s'étendait de L0 à L9 en se basant sur des caractéristiques spectroscopiques situées dans le rouge lointain (CrH, Rb, Cs, VO), et la forme globale du continuum du rouge lointain. Martin *et al.* 1999 [35], quant à eux, caractérisèrent une séquence s'étendant de L0 à L6 seulement, avec des sous-catégories définies par la forme du continuum situé entre 0.75 μm et 0.82 μm , et la profondeur de l'absorption de l'eau dans la bande *H*. Avec la popularisation des spectrographes pour le proche-infrarouge au début des années 2000, la nécessité d'une classification sur critères spectroscopiques proche-infrarouges s'est ensuite logiquement imposée [40] [23]. La classification adoptée est aujourd'hui essentiellement basée sur la profondeur des bandes d'absorption moléculaires dans le proche-infrarouge : l'eau dans les bandes *J*, *H* et *K*, et l'apparition du CH₄ dans la bande *K* des naines L les plus tardives.

La classe spectrale T est constituée de naines brunes et de planètes, et s'étend sur un intervalle de température allant de ~ 1400 K à ~ 400 K. À la transition entre les types L et T, les nuages de poussière se sédimentent, ce qui a pour effet de libérer la photosphère de ses principaux absorbeurs. Contrairement aux types spectraux précédents, le carbone est surtout présent sous forme de méthane (CH₄). Les naines T sont uniquement classifiées selon leurs caractéristiques proche-infrarouge [8] [23], ces objets étant trop faibles dans les longueurs d'onde visibles. On utilise pour cela la profondeur des bandes d'eau, la forme de la bande *J* (définie par l'indice W_J), les bandes de CH₄ à 1.6 μm et 2.2 μm , ainsi que les bandes de Na et de K, pour définir les sous-types de la classe T [14]. Les

objets les plus tardifs ($>T8$), sont caractérisés par l'apparition de NH_3 à $1.57 \mu\text{m}$.

Enfin, les naines Y regroupent à la fois les naines brunes et les planètes de température inférieure à $\sim 400 \text{ K}$. Elles sont classifiées par extension à la séquence des naines T, avec comme indices principaux la forme de la bande J et la présence de NH_3 [14], que l'on évalue à partir de l'indice $\text{NH}_3\text{-H}$ [17]. Le NH_3 est cependant parfois difficilement identifiable à cause de la forte présence de CH_4 et de l'eau. Les bandes d'absorption de CH_4 et d'eau dans la bande J sont inutilisables puisque saturées à partir du type spectral $\sim T9$. En-dessous de 200 K , on pense que l'ammoniac pourrait former des nuages, similaires à ceux de la planète Jupiter. Les traces spectrales de Na et de K disparaissent peu à peu en-dessous de 1000 K [10]. Le type spectral Y est encore mal défini, puisque seuls 15 de ces objets sont actuellement connus.

1.1.3 Propriétés physiques

La grande majorité des naines brunes connues à ce jour font partie du disque galactique, elles ont un âge de quelques milliards d'années et une métallicité solaire. On parle communément d'« objets du champ ». Malgré leur grande diversité de masses, les naines brunes du champ ont à peu près toutes le même rayon. Ceci s'explique par le fait que l'équation d'état de ces objets est déterminée à la fois par la pression de Coulomb entre les particules du gaz (mécanisme dominant dans l'intérieur des objets les plus légers), et par la pression de dégénérescence des électrons (mécanisme dominant dans l'intérieur des objets les plus massifs). Dans le premier cas, l'équation d'état du gaz suit une dépendance de type $R \propto M^{1/3}$ entre le rayon et la masse, tandis que dans le deuxième cas, $R \propto M^{-1/3}$. Dans le gaz des naines brunes, ces deux contributions s'équilibrent après la période de contraction gravitationnelle, d'une durée de l'ordre de 10^8 années (voir Fig. 1.2), de sorte que le rayon se stabilise autour d'un rayon de Jupiter (R_{jup}) [14], avec un écart maximum de $30\% R_{\text{jup}}$ [10]. Le fait que les naines brunes aient une grande variété de masse, mais à peu près toutes le même rayon, implique que leur gravité de surface varie énormément ($3.5 < \log g < 5.5$).

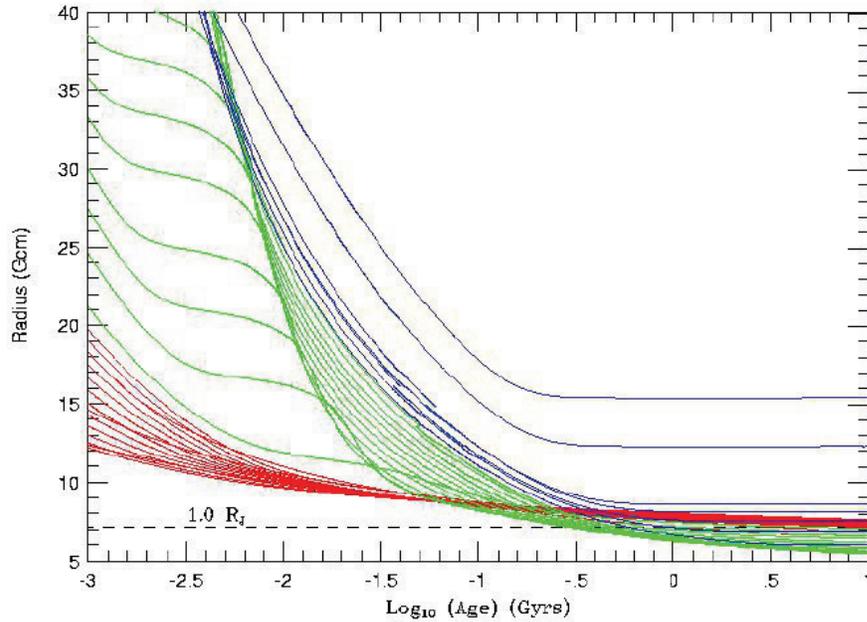


Figure 1.2: Figure tirée de Burrows *et al.* 2001 [10] montrant l'évolution du rayon en fonction de l'âge pour des étoiles naines rouges, des naines brunes et des planémos, de métallicité solaire. Le code de couleurs utilisé est le même que celui de la Figure 1.1. Le brûlage du deutérium provoque le plateau entre quelques 10^6 et $\sim 10^8$ années dans le cas des naines brunes.

Les naines brunes sont des objets relativement homogènes. En effet, la formation de molécules dans l'intérieur des naines brunes a pour effet de favoriser l'apparition d'instabilités convectives par le biais de deux mécanismes [13]. Premièrement, la molécule H_2 augmente considérablement l'opacité κ du milieu par le phénomène de l'absorption induite par collision (AIC) : $\kappa_{AIC} \propto n_{H_2}^2$ (l'AIC est expliquée plus en détail à la section 1.2.2). Or, l'efficacité du transport radiatif est inversement proportionnelle à l'opacité κ du milieu : $F_{rad} \propto 1/\kappa$. Le gaz aura donc plus de facilité à transporter l'énergie par convection que par radiation si le milieu est très opaque. D'autre part, le critère de Schwarzschild nous apprend que la convection existe dans un gaz à condition que $\nabla_{rad} > \nabla_{adi}$, où ∇_{rad} est le gradient de température de la zone radiative et ∇_{adi} le gradient de température pour un processus adiabatique. La présence de molécules dans un

gaz augmente le nombre de degrés de liberté (vibration et rotation), et donc le coefficient de chaleur spécifique C_p , ce qui a pour effet de diminuer le gradient adiabatique $\nabla_{adi} = \frac{R}{C_p} \frac{T}{P}$. Les naines brunes sont donc des objets très convectifs, plus ou moins uniformément constituées d'un mélange métallique d'hydrogène et d'hélium.

À l'instar des étoiles, les naines brunes possèdent leurs propres champs magnétiques qui influencent fortement leur évolution. (Pour ce paragraphe, se référer à Morin 2012 [37], et les références qu'il reprend). Ceux-ci tirent leur origine des mouvements de convection du gaz, qui agissent comme une dynamo dans l'intérieur stellaire. Contrairement aux étoiles de types solaires, pour lesquelles la dynamo est régie par l'existence d'une interface, nommée tachocline, entre la zone radiative, plus profonde, et la zone convective, plus en surface, les objets complètement convectifs soutiennent leur dynamo à de très petites échelles. Les transferts entre les composantes poloidale (dans le plan $r-\theta$ dans l'approximation d'un champ de vecteurs solénoïdal axisymétrique) et toroïdale (dans la direction ϕ) du champ magnétique sont garanties par la turbulence du fluide. Ce mécanisme, que l'on nomme le mécanisme α^2 , est capable d'amplifier le champ magnétique des étoiles de faible masse et des naines brunes jusqu'à des valeurs de plusieurs kiloGauss. L'une des différences importantes entre les naines M et L précoces, et les naines de types spectraux plus tardifs, est l'existence d'une couche externe de conductivité électrique très faible susceptible d'inhiber l'émission chromosphérique chez ces dernières. Les observations montrent effectivement une baisse de l'activité des naines ultrafroides dans la raie H_α ainsi que dans le domaine des rayons X. Cependant, l'activité radio reste élevée, ce qui suggère que l'effet dynamo soutient toujours efficacement le champ magnétique de ces objets.

Les naines brunes et les étoiles de faible masse sont généralement des rotateurs rapides, avec des périodes de rotation inférieures à 3 jours et des vitesses de rotation typiques supérieures à 10 km s^{-1} [16]. Ces paramètres varient avec l'âge des objets et leur masse, un objet plus massif ayant tendance à tourner plus lentement [24]. En début de vie (jusqu'à $\sim 150 \text{ Ma}$), la vitesse de rotation des naines brunes augmente rapidement

pendant que l'astre se contracte, par conservation du moment cinétique. Avant la dissipation du disque d'accrétion (à ~ 10 Ma), un transfert partiel du moment cinétique au disque par couplage magnétique peut cependant venir freiner la rotation. Une fois le rayon d'équilibre atteint, l'astre ralentit en transmettant peu à peu son moment cinétique à son environnement, par exemple lors d'éjections coronales dans le milieu interstellaire.

1.2 Intérêt d'étudier les naines brunes

Les naines brunes sont longtemps restées des objets théoriques inaccessibles à l'observation du fait de leur très faible luminosité dans le domaine visible. Le terme « naine brune » pour désigner les objets stellaires situés en dessous de la limite de masse requise pour le brûlage de l'hydrogène fut utilisé dès 1975 [47], mais ce n'est qu'en 1995 que fut observé le premier de ces objets [38]. À l'époque, l'une des motivations était de savoir si ces astres existaient en nombre suffisamment grand pour expliquer la masse manquante des galaxies. Bien que nous sachions aujourd'hui que la densité de naines brunes est insuffisante pour pallier le problème de la matière sombre, ces objets sont demeurés convoités pour d'autres raisons. Premièrement, leur étude permet de contraindre la fonction de masse initiale (FMI) des populations stellaires. Deuxièmement, elles constituent de véritables laboratoires d'étude d'atmosphères froides et, troisièmement, elles peuvent se révéler être d'intéressantes cibles pour la recherche d'exoplanètes.

1.2.1 Contraindre la fonction de masse initiale

La FMI est la distribution en termes de masse d'une population d'objets au moment de sa formation. Puisque l'évolution d'une étoile tout au long de sa vie est uniquement dictée par sa masse et sa composition chimique initiale (théorème de Vogt-Russell), il nous suffit de connaître la FMI d'un nuage de gaz pour connaître l'ensemble des propriétés des étoiles engendrées par ce nuage ainsi que leur évolution.

La FMI permet par ailleurs de poser des contraintes aux simulations numériques de formation stellaire et de mieux comprendre les processus physiques intervenant dans

l'effondrement des nuages moléculaires. En effet, bien que le scénario de formation standard par effondrement gravitationnel soit le modèle le plus communément admis, des scénarios alternatifs ont été proposés, principalement pour tenter d'expliquer par quels mécanismes une naine brune cesse d'accréter de la matière avant d'atteindre la masse critique du brûlage de l'hydrogène [49].

Certains modèles suggèrent que les cœurs proto-stellaires seraient en fait plus massifs au moment de leur formation, et qu'ils se fragmenteraient au cours de leur contraction, engendrant des proto-étoiles avec une grande variété de masses. Par ailleurs, il est fort probable que les interactions gravitationnelles entre plusieurs corps issus d'un même nuage moléculaire jouent un grand rôle dans la FMI du nuage. Les naines brunes et les étoiles de faibles masses pourraient être éjectées de leur nuage progéniteur en interagissant avec des proto-étoiles plus massives [6], ce qui arrêterait prématurément l'accrétion de poussière. La fraction plus élevée de systèmes binaires parmi les compagnons de type naine brune à grande séparation que parmi les naines brunes du champ semble plaider en faveur de ce scénario [9]. En effet, la masse cumulée d'un système binaire étant statistiquement plus élevée que la masse d'une naine brune seule, le système binaire a de plus fortes chances d'être gravitationnellement capturé par un objet plus massif, tandis que la naine brune seule a plus facilement tendance à être éjectée. D'autre part, il a été proposé que les proto-étoiles de faible masse puissent subir une perte de masse par photo-érosion dans les régions de HII, les photons ionisants étant produits par une ou plusieurs étoiles très chaudes, de type O ou B, émettant à proximité dans l'ultraviolet. Enfin, il n'est pas totalement exclu que certaines naines brunes soient engendrées dans des disques proto-stellaires, mais leur formation se ferait alors vraisemblablement sur des orbites très larges, supérieures à 100 unités astronomiques.

Ces différents scénarios ne s'excluent pas forcément les uns les autres, et il est possible que les naines brunes se forment de multiples façons. L'un des enjeux actuels est de modéliser correctement les différents mécanismes proposés afin de déterminer leurs contributions respectives, ce qui passe par une meilleure définition de la FMI des popu-

lations stellaires. Il est cependant remarquable de voir à quel point les caractéristiques des naines brunes sont proches de celles des étoiles de faible masse brûlant de l'hydrogène. Cette observation semble plaider en faveur du scénario de formation classique et va à l'encontre de l'hypothèse de formation dans des disques circumstellaires.

La connaissance de la FMI est donc une donnée essentielle à la bonne compréhension de la dynamique des galaxies, des amas d'étoiles et des nuages interstellaires. Aujourd'hui, la FMI des étoiles de masse supérieure à $1 M_{\odot}$ est très bien contrainte ; on sait qu'elle suit une loi de Salpeter, c'est-à-dire une loi de la forme : $\Phi(m) \propto M^{-2.35}$. La FMI des étoiles de faible masse et des naines brunes, en revanche, demeure plus problématique. La figure 1.3 met en évidence les écarts importants qui existent entre les différentes mesures de la FMI dans le régime des faibles masses. Contraindre de manière satisfaisante l'intégralité de la FMI passe en premier lieu par l'obtention d'un échantillon complet de naines brunes, et c'est pourquoi de gros efforts observationnels sont réalisés pour détecter les objets les plus froids du voisinage solaire.

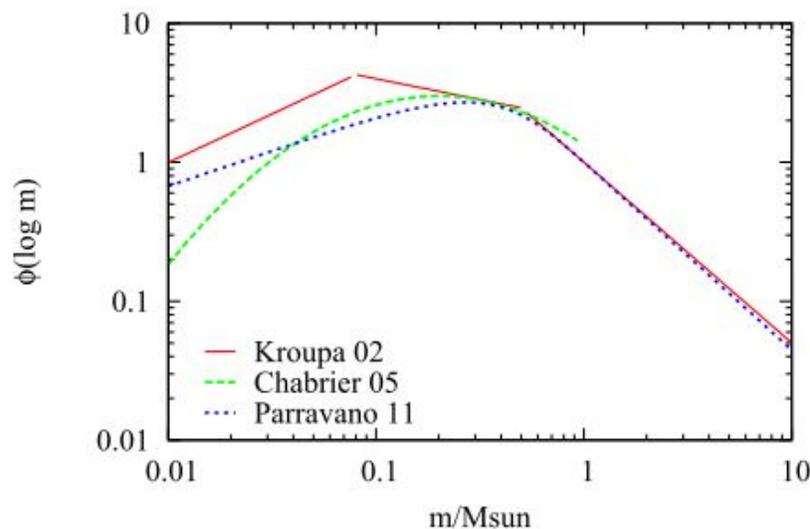


Figure 1.3: Comparaison des formes de FMI du disque galactique proposées par différents auteurs. Figure issue de Jeffries 2012 [25]

1.2.2 Science des atmosphères froides

Un autre intérêt des naines brunes réside dans leur ressemblance aux planètes géantes : les naines brunes les plus froides découvertes avec WISE ont des températures avoisinant celles des planètes géantes, et leurs propriétés atmosphériques sont par conséquent très semblables. Actuellement, plusieurs instruments destinés aux plus gros observatoires terrestres sont développés dans le but de découvrir des exoplanètes géantes par imagerie directe de haut contraste. Déjà, quelques-uns de ces objets ont été découverts [34] [30] [31] et l'on s'attend, dans les années à venir, à en détecter un nombre important. Bien que les plus brillants pourront faire l'objet de suivis photométriques et spectroscopiques à basse résolution, ces observations demeureront difficiles à cause de la lumière des étoiles hôtes. Contrairement aux planètes, les naines brunes sont généralement éloignées des étoiles brillantes, ce qui les rend plus facilement observables. L'étude de ces objets est donc une manière indirecte d'étudier les exoplanètes tout en contournant les principales difficultés observationnelles.

Dans le cas des naines brunes, les températures atmosphériques caractéristiques sont suffisamment faibles pour permettre la formation de molécules et même de condensats. Les spectres sont donc largement dominés par l'absorption provoquée par les transitions entre différents modes d'excitation électroniques, de rotation et de vibration des molécules. Plus particulièrement, les spectres de naines brunes sont grandement déterminés par la molécule d'eau et, pour les objets plus tardifs, de méthane.

La molécule de dihydrogène (H_2), très abondante dans les atmosphères d'étoiles froides, influence également fortement la forme des spectres. Dans le gaz de l'atmosphère, les collisions entre molécules sont continues et induisent un moment dipolaire aux molécules H_2 . Une conséquence directe est une redistribution du flux sur la totalité du spectre de l'astre. Cet effet, que l'on nomme « absorption induite par collision » (AIC), se traduit par l'aplatissement de la bande K [7] et donne une forme triangulaire à la bande H des naines brunes jeunes [43].

Grossièrement, l'évolution de l'atmosphère d'une naine brune suit le scénario suivant : En se refroidissant, les atomes présents dans l'atmosphère passent d'un état ionisé à un état de neutralité électrique. Ensuite, les atomes neutres s'assemblent pour former des molécules qui, à leur tour, forment des condensats liquides ou solides [26]. Les molécules d'eau, de CO, de TiO et de VO se forment autour de 4000 K, ce qui correspond à peu près au type spectral M0. Les bandes d'absorption de H₂O et de CO dominent les spectres infrarouges, le TiO et le VO apparaissent dans la partie visible des spectres des naines M tardives et L précoces.

À mesure que l'atmosphère refroidit, les condensats formés s'enfoncent de plus en plus profondément dans les couches atmosphériques internes ce qui a pour effet de « nettoyer » l'atmosphère de ses principaux éléments absorbants. Le flux lumineux des couches internes, plus chaudes, traverse alors plus facilement l'atmosphère, ce qui a pour effet de « bleuir » les objets à la transition entre les types spectraux L et T [19].

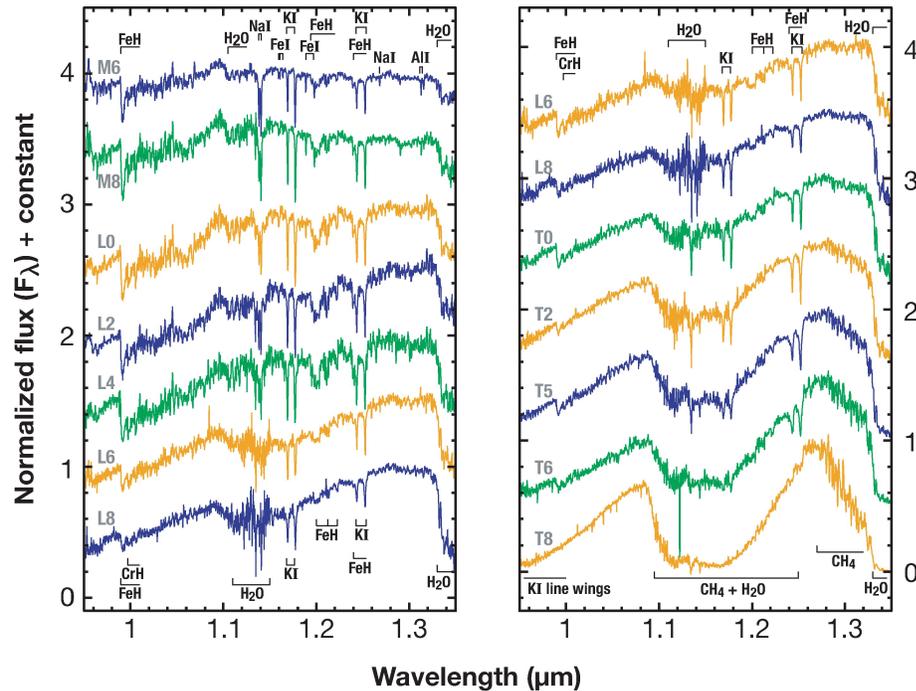
Pour les objets de types spectraux plus tardifs, la température effective passe en dessous de ~ 1400 K, la présence des raies de la molécule d'eau et de la molécule H₂ est très forte et une bande d'absorption du méthane apparaît autour de $2.2 \mu\text{m}$ [29]. Les spécificités des spectres de naines T tardives sont la présence de raies neutres de sodium et de potassium et la dominance de la molécule d'eau dans le visible. Le spectre est caractérisé par des pics de flux à $1.08 \mu\text{m}$, $1.27 \mu\text{m}$, $1.69 \mu\text{m}$ et $2.08 \mu\text{m}$ séparés par des bandes d'absorption de potassium, d'eau et de méthane (voir Figure 1.4 pour la bande *J*). L'influence de l'AIC de la molécule H₂ est mise en évidence par l'aplatissement du pic à $2.08 \mu\text{m}$ pour les types spectraux les plus tardifs. Le CO continue également à être présent. Enfin, certains spectres de naines T et la plupart des naines Y témoignent de la présence d'ammoniac.

À cause de la dominance de l'absorption moléculaire, peu de raies atomiques sont mesurables à basse résolution ($R \sim 1000$) dans les spectres de naines brunes. Le doublet

de potassium (K I), centré à $1.17 \mu\text{m}$ et $1.25 \mu\text{m}$, constitue une exception intéressante, relativement facilement mesurable spectroscopiquement. La largeur équivalente du doublet de K I dépend de la gravité de surface et de T_{eff} , et peut donc être exploitée pour évaluer l'âge de certains objets dont on connaît T_{eff} . En effet, pour une masse donnée, les naines brunes jeunes ($<100 \text{ Ma}$) ont une gravité de surface d'un à deux ordres de grandeur plus faible que les objets vieux du champ. Observationnellement, le doublet de K I apparaît donc très faiblement chez les naines brunes jeunes de faible gravité de surface ($\log g \sim 3-4$), alors qu'il est très marqué chez les objets de l'âge du champ ($\log g \sim 5$).

D'autre part, le doublet de K I permet également d'évaluer la température et le type spectral d'une naine brune. À mesure que l'atmosphère se refroidit, la précipitation des grains sous la photosphère diminue l'opacité radiative, ce qui permet d'explorer des couches plus profondes et plus chaudes de l'atmosphère. La largeur du doublet augmente donc à mesure que les objets refroidissent dans la séquence précoce des naines T. En revanche, la profondeur de la raie suit une autre évolution. Celle-ci augmente à mesure que la température diminue, jusqu'à environ 1400 K , puis, en deçà de cette limite, la tendance s'inverse à cause de la dépopulation des niveaux atomiques impliqués dans les transitions électroniques. Par conséquent, la largeur équivalente des raies du potassium, qui dépend à la fois de la largeur et de la profondeur de ces raies, n'évolue pas de manière constante avec la température [36].

Par comparaison aux étoiles de la séquence principale, la modélisation des atmosphères de naines brunes s'avère extrêmement difficile. Ceci est principalement dû à la présence de composés complexes, molécules et grains, pour lesquels il faut prendre en compte les formes, les propriétés optiques (les opacités sont souvent mal connues), et les changements de phase (condensation, solidification et les réactions inverses). Les phénomènes de formation de nuages de poussière et de sédimentation des grains sont également complexes à simuler, et demandent une puissance de calcul importante. Malgré ces difficultés, plusieurs équipes ont attaqué la modélisation des atmosphères froides. Les modèles actuels utilisent plusieurs simplifications classiques telles que l'atmosphère



Kirkpatrick, JD. 2005
 Annu. Rev. Astron. Astrophys. 43: 195–245

Figure 1.4: Spectres de naines brunes de types spectraux M6 à T8 en bande J avec identification des principaux absorbeurs. On observe en particulier les pics du KI à 1.08 et 1.27 μm . Figure tirée de Kirkpatrick *et al.* 2005 [26]

plane, l'équilibre thermodynamique local et l'équilibre hydrostatique. Les premiers modèles de naines brunes suivaient deux représentations d'atmosphère distinctes ; d'un côté des atmosphères entièrement poussiéreuses (type « dusty »), avec des condensats en suspension dans la photosphère, et de l'autre des atmosphères sans nuages (type « clear »), où l'on considère que tous les condensats sont situés sous la photosphère. Les modèles AMES-Dusty [1] et GAIA-Dusty [42] sont des exemples de modèles « dusty ». AMES-Cond [1] est un exemple de modèle « clear ». Les modèles « dusty » représentent relativement bien les propriétés des naines M tardives et L précoces, pour lesquelles les atmosphères sont fortement rougies par la présence de nuages, alors que les modèles « clear » sont plus représentatifs des naines T moyennes et tardives, dont les photosphères ont été libérées de la plupart des condensats par précipitation et sédimentation gravitationnelle (ce qui se produit à des températures inférieures à ~ 1700 K).

Cependant, chacun de ces deux types de modèle n'est capable de représenter qu'une catégorie particulière d'objets, et des modèles « hybrides » sont nécessaires pour rendre compte de la séquence complète des naines brunes. Des modèles plus récents, tels que BT-Settl [2] (le préfixe BT signifie que le modèle utilise les abondances métalliques solaires issues de Asplund *et al.* 2009 [5]) ou SAUMON [44] incluent le phénomène de sédimentation gravitationnelle de la poussière sous la photosphère. Malgré tout, les simulations actuelles demeurent largement améliorables sur de nombreux aspects. Par exemple, les grains de poussière simulés sont sphériques et non poreux, alors que les expériences de laboratoire suggèrent qu'ils se forment en réalité comme des fractales. D'autre part, les taux de collision des particules dans le gaz de l'atmosphère, en particulier ceux de la molécule H_2 , ont besoin d'être mieux contraints. Finalement, pour rendre compte de la variabilité spectrale des naines brunes, les modèles nécessitent d'intégrer les phénomènes de rotation stellaire et d'activité magnétique, ce qui suppose le développement de modèles 3D globaux [3].

1.2.3 Recherche d'exoplanètes

Enfin, mentionnons que les naines brunes peuvent abriter leur propre système de planètes. Etant donnée la faible masse des disques d'accrétion autour des naines brunes, on suppose que la grande majorité des planètes formées sont de nature tellurique. Puisque celles-ci se forment très près de leur hôte, les forces de marée jouent probablement un rôle important dans leur évolution, et réduisent fortement la possibilité de trouver des planètes habitables autour des naines brunes. Une géante gazeuse en orbite autour d'une naine brune et traversant notre ligne de visée constituerait une cible privilégiée de détection par transit du fait de leurs valeurs proches en termes de rayon et de luminosité.

1.3 Méthode de détection

Comme nous l'avons mentionné, les naines brunes sont des objets de très faible luminosité du fait de leur faible température de surface. Aux longueurs d'onde visibles,

il est très difficile, voire impossible, de les détecter, et l'on est donc contraint de travailler dans le domaine infrarouge. Cependant, même au maximum de Wien de leur spectre, situé dans le proche infrarouge ou l'infrarouge moyen [1], les naines brunes sont moins brillantes que les étoiles de type solaire d'au moins dix magnitudes. De plus, à l'exception de quelques fenêtres d'opacité (parmi lesquelles les bandes J ($\sim 1.2 \mu\text{m}$), H ($\sim 1.6 \mu\text{m}$) et K ($\sim 2.2 \mu\text{m}$)), la lumière infrarouge est fortement absorbée par la vapeur d'eau présente dans l'atmosphère terrestre. Pour ces raisons, les naines brunes sont longtemps demeurées inaccessibles aux télescopes des astronomes, bien qu'elles représentent une fraction importante de la population stellaire des galaxies. Ce n'est que récemment, grâce à des sondages infrarouges à grande couverture tels que le DEep Near-Infrared Survey of the southern sky (DENIS) [21], le Sloan Digital Sky Survey (SDSS) [51], le 2 Microns All-Sky Survey (2MASS) [45], le UKIRT Infrared Deep Sky Survey (UKIDSS) [32], le Canada-France Brown Dwarfs Survey (CFBDS) [18] et, plus récemment, le sondage effectué par le télescope spatial Wide-Field Infrared Survey Explorer (WISE) [50] que nous connaissons maintenant plusieurs centaines de naines brunes de types spectraux M, L, T et Y.

L'observation photométrique est un premier pas dans l'identification de nouvelles candidates. Grossièrement, on peut dire que la photométrie est de la spectroscopie d'extrêmement basse résolution, qui permet d'obtenir la densité de flux d'un objet moyennée sur un intervalle spectral :

$$F_x = \frac{\int_0^\infty F_\lambda \Phi_x(\lambda) d\lambda}{\int_0^\infty \Phi_x(\lambda) d\lambda} \quad (1.2)$$

Où F_λ et $\Phi_x(\lambda)$ sont respectivement la densité de flux de l'objet et la transmission du filtre x à la longueur d'onde λ .

Par exemple, une manière efficace d'identifier une naine T tardive est de l'observer avec un filtre centré dans une forte bande d'absorption de CH_4 , élément abondant dans la photosphère de ce type d'objet, ainsi que dans une bande spectrale où l'opacité

de la photosphère est beaucoup plus faible, et où le flux observé provient de couches plus profondes et plus chaudes. La figure 1.5 présente un exemple de système de filtres conçu pour identifier des naines de type T tardives et Y. Dans ce système, si la différence entre les deux magnitudes est très grande, c'est-à-dire, si la couleur de l'objet est très « rouge », on a alors de fortes chances que l'objet soit effectivement une naine T. Nous verrons plus loin que c'est également la stratégie qui a été adoptée pour identifier les naines brunes avec WISE.

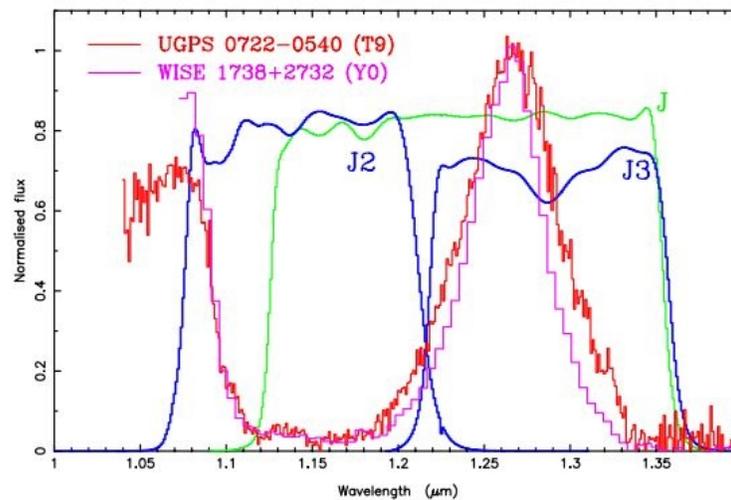


Figure 1.5: Système de filtres conçus pour l'identification de naines T tardives et Y avec la caméra infrarouge FourStar. Le filtre *J2* (ligne bleue à gauche) est centré dans une forte bande d'absorption de méthane à environ $\sim 1.15 \mu\text{m}$ tandis que le filtre *J3* (ligne bleue à droite) est centré à $\sim 1.3 \mu\text{m}$, où la photosphère est beaucoup plus transparente. La ligne verte représente la bande passante du filtre *J*. Les lignes rouge et rose représentent respectivement les spectres de naines T9 et Y0. Figure issue de Tinney *et al.* 2012 [48].

Une autre stratégie pour détecter de nouvelles candidates naines brunes est de chercher les objets avec de grands mouvements propres. La majorité des étoiles sont suffisamment éloignées pour que leur mouvement propre apparaisse très petit, de l'ordre de quelques millièmes de secondes d'arc par année. Les étoiles avec de grands mouvements propres ont donc tendance à être relativement proches de nous. Or, du fait de leur très faible luminosité, les seules naines brunes que l'on est capable d'observer sont celles

situées dans le voisinage solaire (< 100 pc). On s'attend donc à ce qu'elles bougent rapidement dans le ciel, avec des vitesses de l'ordre de plusieurs dixièmes de secondes d'arc par année. En comparant les positions à différentes époques, on peut donc facilement différencier une naine brune d'un contaminant beaucoup plus éloigné tel que, par exemple, une source extragalactique.

Finalement, une fois que l'on a construit un échantillon de candidates naines brunes sur critères photométriques et cinématiques, on confirme l'identification de ces objets en mesurant leur distribution d'énergie spectrale dans le proche-infrarouge. On compare alors le spectre aux modèles existants ou à des spectres d'objets de référence. Au-delà de l'identification, une mesure spectroscopique de résolution adéquate permet de déterminer de nombreuses propriétés de l'astre telles que sa température de surface (loi du corps noir), sa vitesse de rotation (élargissement des raies par effet Doppler), sa gravité de surface (élargissement des raies par pression), ou l'intensité de son champ magnétique (subdivision des raies par effet Zeeman).

1.4 Contribution de ce mémoire

Ce mémoire présente les premiers pas de l'identification de nouvelles candidates naines brunes de types spectraux plus tardifs que T5. Comme nous l'avons mentionné, les naines brunes représentent un grand intérêt dans plusieurs champs de l'astrophysique. Cependant, le nombre de naines brunes connues, particulièrement de naines T tardives et Y, demeure insuffisant pour contraindre correctement les propriétés de ces objets. En particulier, la densité spatiale et la fonction de masse sont encore relativement mal définies, et nécessitent un recensement complet des objets du voisinage solaire (< 20 pc) pour être correctement contraintes.

Pour trouver de nouvelles candidates, nous utilisons les données publiques du Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE). WISE est un télescope spatial infrarouge de 40 cm de diamètre dédié à la découverte des objets les plus froids du voisinage solaire,

au relevé des plus gros (>3 km) objets de la ceinture d'astéroïde, à la détection d'étoiles occultées par des nuages interstellaires, ainsi qu'à l'observation de galaxies [50]. Placé en orbite le 14 Décembre 2009, WISE a réalisé un sondage complet du ciel dans quatre bandes spectrales centrées à $3.4 \mu\text{m}$, $4.6 \mu\text{m}$, $12 \mu\text{m}$, et $22 \mu\text{m}$ (nommées W1, W2, W3 et W4). Les bandes W1 et W2 ont été spécialement conçues pour la détection d'objets froids, avec des atmosphères où le CH_4 est fortement présent. La bande W1 est centrée dans une forte bande d'absorption de CH_4 , tandis que la bande W2 est centrée dans une région où le flux est maximal. Par conséquent, les naines T et Y sont reconnaissables grâce à leurs couleurs W1-W2 très rouges. L'observation de l'intégralité ($\sim 99\%$) du ciel a été achevée une première fois le 17 Juillet 2010 avec des sensibilités à 5σ meilleures que 0.08, 0.11, 1 et 6 mJy à $3.4 \mu\text{m}$, $4.6 \mu\text{m}$, $12 \mu\text{m}$ et $22 \mu\text{m}$, puis, une deuxième fois le 9 Janvier 2011. L'épuisement des réservoirs cryogéniques secondaire et primaire ont respectivement provoqué la fin de fonctionnalité de la bande W4 le 05 Août 2010 et de la bande W3 le 30 Septembre 2010. Par chance, les bandes W1 et W2, plus cruciales pour la détection de naines brunes, n'ont été que peu affectées par l'épuisement des réservoirs cryogéniques. L'acquisition de données s'est achevée le 31 Janvier 2011, après un troisième tour partiel du ciel [27].

Ce projet de recherche vise donc à poursuivre l'analyse des données du télescope WISE dans le but de compléter l'échantillon des naines ultrafroides du voisinage solaire. Nous présentons la sélection des candidates à partir du *WISE All-Sky Source Catalog*, le suivi photométrique réalisé à l'Observatoire du Mont-Mégantic (OMM), ainsi que l'analyse de nos résultats.

CHAPITRE 2

RECHERCHE DE NOUVELLES CANDIDATES

2.1 Sélection des candidates

Pour chercher de nouvelles candidates naines brunes, il est nécessaire de bien caractériser la position de ces objets dans l'espace des couleurs WISE. Comme nous l'avons mentionné dans l'introduction, les filtres W1 et W2 ont été conçus dans le but de sonder la bande d'absorption de CH₄ à $\sim 3.3 \mu\text{m}$, et la région brillante des naines T à $\sim 4.6 \mu\text{m}$. Par conséquent, les naines T les plus tardives sont caractérisées par des couleurs W1-W2 très rouges ($>2.0 \text{ mag}$) (voir Fig. 2.1).

Bien que de telles couleurs soient rares parmi les objets astrophysiques, il existe malgré tout certains contaminants pouvant être confondus avec des naines T et Y. Il s'agit principalement d'étoiles géantes de la branche asymptotique et de galaxies rougies par de la poussière interstellaire. À partir d'observations réalisées avec le télescope spatial *Spitzer*, Eisenhardt *et al.* (2010) [20] ont pu montrer que les géantes de la branche asymptotique pouvaient être distinguées des naines brunes par leur plus grande luminosité dans la quatrième bande spectrale de *Spitzer*. Cette bande, centrée à $8.0 \mu\text{m}$, chevauche un intervalle spectral commun avec la bande W3 de WISE, centrée à $12 \mu\text{m}$. Pour une couleur W1-W2 donnée, les géantes de la branche asymptotique apparaissent donc significativement plus rouges en W2-W3, ce qui permet de les discriminer relativement facilement d'un échantillon de candidates. De manière analogue, l'article de Wright *et al.* (2010) [50] montre que les contaminants extragalactiques sont caractérisés par des couleurs W2-W3 très rouges comparativement aux naines brunes de même W1-W2.

Malgré tout, la différenciation entre naines brunes et contaminants peut demeurer problématique pour certains objets tombant dans des régions fortement contaminées du diagramme des couleurs WISE. Il devient alors nécessaire d'obtenir la photométrie

proche infrarouge, ou la détection d'un mouvement propre, pour confirmer la nature de l'objet que l'on observe.

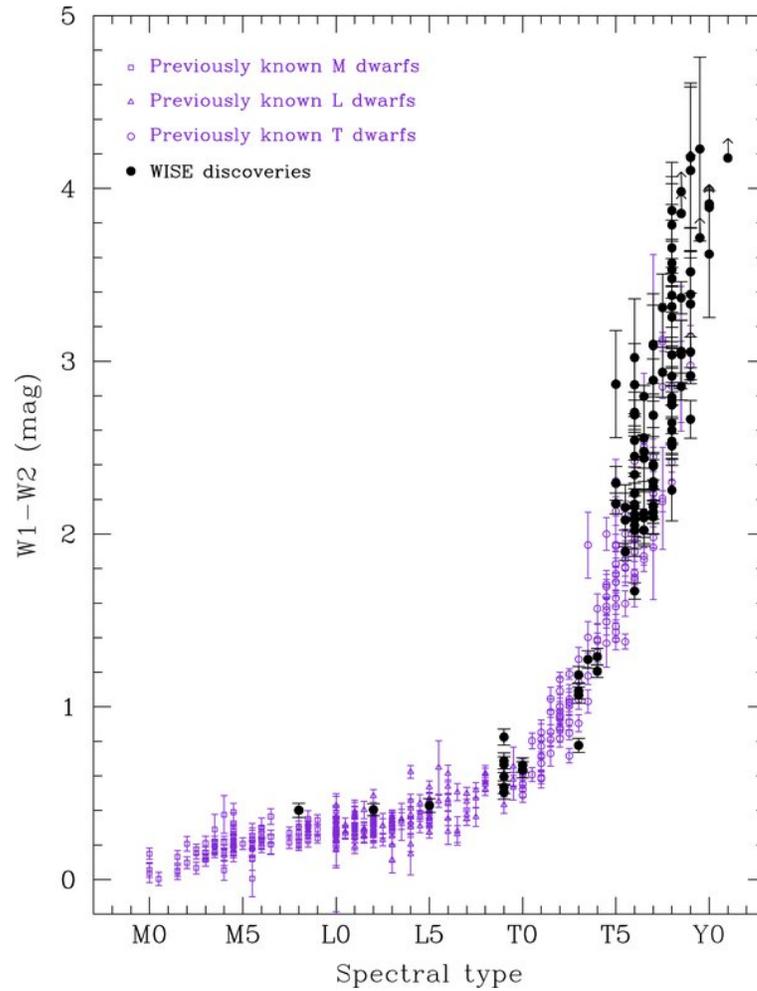


Figure 2.1: Couleur W1-W2 des naines brunes connues en fonction de leur type spectral. Les symboles carré, triangle et cercle se rapportent respectivement à des objets de types spectraux M, L et T. Figure issue de Kirkpatrick *et al.* 2011 [27].

La présélection de nos candidates naines brunes a été réalisée à partir du *WISE All-Sky Source Catalog*. Ce catalogue contient l'intégralité des observations du télescope spatial WISE, compilées sur toutes les époques. Afin de faciliter notre étude, nous avons restreint la recherche aux objets situés à plus de 15° du plan galactique. En deçà de cette limite, la détection de candidates est compliquée par la forte population d'étoiles

brillantes du disque galactique. À partir du *WISE All-Sky Source Catalog*, nous avons sélectionné toutes les sources détectées dans la bande W2 avec un rapport signal sur bruit supérieur à 3, et caractérisées par des couleurs W1-W2 supérieures à 2.0, correspondant grossièrement au type spectral T5 (voir Fig. 2.1). Les sources avec $W2-W3 > 3.0$ ont été rejetées dans le but d'exclure les contaminants extragalactiques et les étoiles géantes.

Afin d'éviter les faux positifs provoqués par le système instrumental, le *WISE All-Sky Source Catalog* fournit une série d'indicateurs permettant d'évaluer la qualité de ses données. Les images peuvent en effet être altérées par différents phénomènes physiques, comme la présence d'une aigrette de diffraction ou d'un halo provoqué par la proximité d'une source brillante dans le champ de l'image. Des artefacts peuvent également être créés à cause du phénomène de rémanence du détecteur : une exposition prolongée de celui-ci à une source trop lumineuse fait en sorte que certains photoélectrons restent piégés dans les pixels et ne sont pas évacués lors de la lecture, ce qui a pour effet de causer une image persistante de la source brillante lors des observations ultérieures. Enfin, la réflexion de la lumière à l'intérieur du télescope et au travers des filtres peut également avoir l'effet indésirable de créer ce que l'on appelle des « fantômes optiques » (Optical Ghosts). Les artefacts résultant de ces différents mécanismes peuvent rendre les données inexploitable, ou constituer de potentiels faux-positifs venant polluer l'échantillon de candidates. Pour cette raison, nous avons éliminé toutes les données dont les indicateurs de qualité fournis par le *WISE All-Sky Source Catalog* signalaient ce genre de contaminants. Par la suite, afin de confirmer hors de tout doute que les candidates restantes n'étaient pas des artefacts, nous avons additionné les images WISE individuelles de nos cibles de manière à créer une image par époque d'observation du télescope. Selon la région du ciel, cela nous a permis d'obtenir deux à trois images d'un même champ, et nous nous sommes assurés que chaque source était bien détectée à chacune des époques avec un rapport signal sur bruit supérieur à 3.

Une autre méthode utilisée pour exclure les contaminants résiduels a consisté à éliminer les signaux qui n'étaient pas cohérents avec ceux d'une source ponctuelle. Le

paramètre $w2rchi2$ du *WISE All-Sky Source Catalog* représente le χ^2 de l'ajustement du profil photométrique en bande W2. Il permet d'évaluer à quel point un signal est bien représenté par la fonction d'étalement du point (FEP) du système instrumental, et est donc cohérent avec le signal d'une source ponctuelle. Pour un échantillon de naines brunes connues (issu du site DwarfArchives.org), duquel nous avons pris soin de soustraire les systèmes binaires, nous avons pu estimer la valeur médiane du paramètre $w2rchi2$ pour des objets de magnitude W2 comprise entre 12 et 19. Nous avons éliminé de notre échantillon tous les objets dont le $w2rchi2$ s'écartait de plus de 3σ de cette valeur. Cette méthode, efficace pour discriminer les sources étendues, présente néanmoins l'inconvénient d'exclure de potentiels systèmes binaires. La Fig. 2.2 présente le paramètre $w2rchi2$ de l'échantillon de naines brunes en fonction de la magnitude W2. Environ 99.7% des objets sont situés entre 0.7 et 1.3, ce qui nous a mené à exclure toutes les candidates dont le $w2rchi2$ n'était pas compris entre ces valeurs. Notons que les naines brunes issues de DwarfArchives.org avec de grandes valeurs de $w2rchi2$ correspondent pour la plupart à des sources qui recouvrent légèrement un objet situé derrière. De plus, parmi les objets les plus brillants, certaines grandes valeurs de $w2rchi2$ sont provoquées par la présence d'artefacts du système instrumental de WISE (aigrettes de diffraction). Enfin, dans certains cas, nous n'avons pas trouvé d'explication claire pour expliquer les valeurs atypiques de $w2rchi2$. Il est possible, par exemple, qu'il s'agisse de systèmes multiples non résolus.

Finalement, à partir du Sloan Digital Sky Survey (SDSS), nous avons vérifié que les objets restants n'étaient pas détectés aux longueurs d'onde du domaine spectral visible, et nous nous sommes également assurés que les objets étaient invisibles, ou extrêmement peu brillants, dans le proche infrarouge avec le Two Micron All-Sky Survey (2MASS).

Les critères de sélection précédents nous ont permis d'établir une liste de 55 candidates. Avec les bases de données SIMBAD et VizieR, nous avons pu constater que 11 de ces 55 candidates étaient des naines brunes déjà connues et publiées. Le Tableau 2.I liste ces objets connus ainsi que leur type spectral. Comme attendu, les types spectraux sont

compris entre T5 et Y0, ce qui est cohérent avec nos critères de sélection. Les propriétés photométriques et les couleurs WISE des 44 candidates restantes sont présentées au Tableau 2.II. Au cours du projet, 9 de ces candidates ont été publiées par Mace *et al.* [33]. Tous ces objets se sont avérés être des naines brunes à l'exception de WISE 2353+8016 qui est un contaminant. Les objets publiés par Mace *et al.* sont accompagnés d'une note de bas de page dans le Tableau 2.II. Enfin, nous présentons les diagrammes W2 en fonction de W1-W2 et W2 et W2-W3 de nos candidates comparativement à un échantillon de naines brunes connues aux Fig. 2.3 et 2.4.

Tableau 2.I: Objets connus retrouvés à partir des critères de sélection de la section 2.1.

| Désignation | Article de la découverte | Type spectral ^a |
|----------------------------|---------------------------|----------------------------|
| WISEPA J025409.45+022359.1 | Scholz et al. (2011) | T8 |
| 2MASS J0415195-093506 | Burgasser et al. (2002) | T8 |
| WISEPA J052536.33+673952.3 | Kirkpatrick et al. (2011) | T6pec |
| WISE J073444.02-715744.0 | Kirkpatrick et al. (2012) | Y0 |
| WISEPA J074457.15+562821.8 | Kirkpatrick et al. (2011) | T8 |
| WISEPA J132233.66-234017.1 | Kirkpatrick et al. (2011) | T8 |
| Gliese 570D | Burgasser et al. (2000) | T7 |
| WISEPA J180435.40+311706.1 | Kirkpatrick et al. (2011) | T9.5 : |
| WISEPA J181210.85+272144.3 | Kirkpatrick et al. (2011) | T8.5 : |
| WISEPA J184124.74+700038.0 | Kirkpatrick et al. (2011) | T5 |
| WISEPA J213456.73-713743.6 | Kirkpatrick et al. (2011) | T9pec |

^aLes types spectraux sont donnés avec une incertitude de ± 0.5 , à moins que ne soit indiqué le symbole « : », auquel cas l'incertitude est plus grande. « pec » indique une distribution d'énergie spectrale inhabituelle.

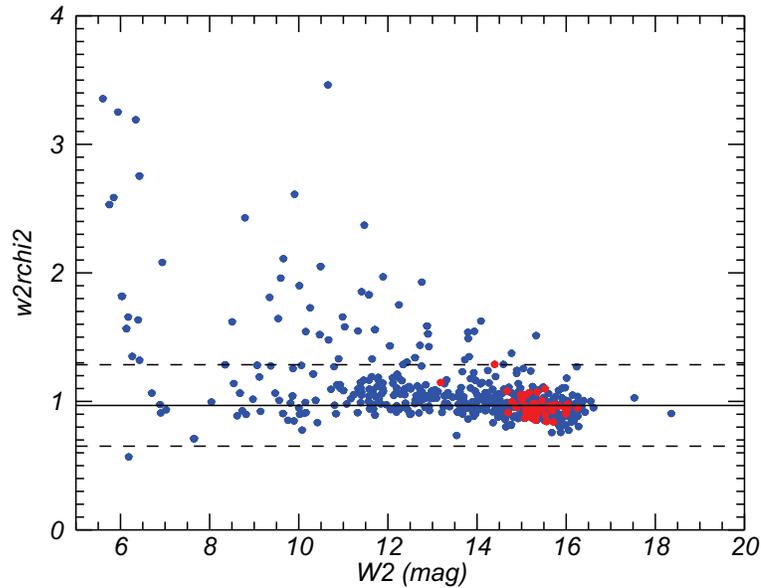


Figure 2.2: Diagramme $w2rchi2$ en fonction de $W2$ pour un échantillon de naines brunes connues (en bleu) et nos propre candidates (en rouge). La ligne en trait plein correspond à la valeur médiane du paramètre $w2rchi2$ pour les objets avec $12 < W2 < 19$, et les lignes en trait interrompu à ± 3 fois l'écart à cette valeur. Dans la sélection de candidates, nous avons exclu les objets dont le paramètre $w2rchi2$ n'était pas compris entre 0.7 et 1.3.

Table 2.II. Magnitudes Apparentes et Couleurs WISE des candidates.

| Désignation | W1 | W2 | W3 | W4 | W1-W2 | W2-W3 |
|--------------------------------------|---------------------------|---------------------------|---------------------------|--------------------------|-------------|-------------|
| WISE 003829.86+840518.2 | 17.528±0.173 ^b | 15.336±0.087 | > 13.177 | > 9.533 | 2.192±0.194 | < 2.159 |
| WISE 004836.85+553224.4 | 17.910±0.219 ^b | 15.525±0.113 ^b | > 13.036 | > 9.615 | 2.385±0.246 | < 2.489 |
| WISE 013255.08+304214.3 | 17.355±0.197 ^b | 14.779±0.062 | 12.299±0.269 ^b | > 9.389 | 2.576±0.207 | < 2.480 |
| WISE 024345.57-021326.4 | > 18.061 | 15.208±0.097 | > 12.960 | > 9.509 | > 2.853 | < 2.248 |
| WISE 024714.52+372523.5 ^a | > 18.369 | 14.695±0.080 | > 12.583 | > 9.112 | > 3.674 | < 2.112 |
| WISE 030202.10-831421.7 | 17.696±0.148 ^b | 15.739±0.092 | > 13.037 | > 9.746 | 1.957±0.174 | < 2.702 |
| WISE 031325.94+780744.3 ^a | 15.875±0.058 | 13.185±0.030 | 11.319±0.115 ^b | 8.999±0.371 ^c | 2.69±0.065 | 1.866±0.119 |
| WISE 035741.41-043956.6 | 17.183±0.180 ^b | 15.110±0.108 | < 12.323 | > 8.508 | 2.073±0.210 | < 2.787 |
| WISE 041358.14-475039.3 ^a | > 19.391 | 15.693±0.075 | > 13.139 | > 9.526 | > 3.698 | < 2.554 |
| WISE 043052.92+463331.6 ^a | > 18.082 | 14.395±0.066 | 11.514±0.177 ^b | > 8.689 | > 3.687 | < 2.881 |
| WISE 043824.35-444231.0 | 18.451±0.355 | 15.629±0.105 | > 13.328 | > 9.043 | 2.822±0.370 | < 2.301 |
| WISE 045337.71-363513.0 | > 18.117 | 15.452±0.096 | 13.114±0.508 ^c | > 8.802 | > 2.665 | 2.338±0.517 |
| WISE 045446.41+802442.2 | 18.101±0.306 ^b | 15.639±0.122 ^b | 13.024±0.482 ^c | 9.483±0.541 ^c | 2.462±0.329 | 2.615±0.497 |
| WISE 053511.97-773829.9 | > 19.219 | 15.964±0.106 | > 13.524 | > 9.924 | > 3.255 | < 2.440 |
| WISE 054245.46-011614.1 | > 18.057 | 14.672±0.081 | > 12.192 | > 8.528 | > 3.385 | < 2.480 |
| WISE 062842.71-805725.0 | > 18.781 | 15.455±0.076 | > 13.414 | > 9.807 | > 3.326 | < 2.041 |
| WISE 065951.53-534456.7 | 18.570±0.319 ^b | 15.558±0.071 | 13.066±0.410 ^c | > 9.261 | 3.012±0.327 | 2.492±0.416 |
| WISE 072217.19+222619.4 | 17.512±0.298 ^b | 14.887±0.090 | 12.503±0.450 ^c | > 9.078 | 2.625±0.311 | 2.384±0.459 |
| WISE 073625.93-183420.9 | > 18.112 | 15.212±0.110 ^b | 12.458±0.384 ^c | > 9.252 | > 2.900 | 2.762±0.399 |

Table 2.II (suite)

| Désignation | W1 | W2 | W3 | W4 | W1-W2 | W2-W3 |
|--------------------------------------|---------------------------|---------------------------|---------------------------|--------------------------|-------------|-------------|
| WISE 081220.04+402106.2 ^a | 18.241±0.471 ^c | 15.078±0.103 | > 12.756 | > 9.064 | 3.163±0.482 | < 2.322 |
| WISE 090323.34-733220.7 | 18.913±0.456 ^c | 16.035±0.113 ^b | 13.607±0.520 ^c | > 9.904 | 2.878±0.470 | 2.428±0.532 |
| WISE 092244.38-835022.4 | > 19.164 | 16.030±0.113 ^b | > 13.403 | > 9.743 | > 3.134 | < 2.627 |
| WISE 093017.34+604632.7 | 17.174±0.151 ^b | 14.979±0.078 | > 12.534 | > 9.394 | 2.195±0.170 | < 2.445 |
| WISE 093034.96-743147.8 | 18.510±0.287 ^b | 15.277±0.060 | > 13.744 | > 10.147 | 3.233±0.293 | < 1.533 |
| WISE 110641.12+690221.0 | 17.532±0.155 ^b | 15.309±0.076 | > 12.775 | > 9.021 | 2.223±0.173 | < 2.534 |
| WISE 113803.85+753827.1 | 17.892±0.221 ^b | 15.992±0.149 ^b | > 13.148 | 9.494±0.467 ^c | 1.900±0.267 | < 2.844 |
| WISE 113833.99+721206.9 | 17.985±0.189 ^b | 14.858±0.052 | < 13.238 | < 9.810 | 3.127±0.196 | < 1.62 |
| WISE 115436.28-792133.0 | > 18.080 | 15.710±0.124 ^b | 12.850±0.426 ^c | 8.123±0.137 ^b | > 3.098 | 2.86±0.444 |
| WISE 120604.38+840110.6 | > 18.948 | 15.078±0.068 | > 13.046 | > 9.384 | > 3.87 | < 2.032 |
| WISE 140108.21-353449.8 | > 18.319 | 15.090±0.074 | > 13.015 | > 9.525 | > 3.229 | < 2.075 |
| WISE 141951.20-411849.1 | 18.803±0.495 ^c | 15.606±0.112 ^b | > 13.169 | > 9.507 | 3.197±0.508 | < 2.437 |
| WISE 152048.53-791133.2 | 18.421±0.322 ^b | 15.277±0.070 | 12.998±0.421 ^c | > 9.707 | 3.144±0.330 | 2.28±0.427 |
| WISE 173345.04+803932.1 | 18.072±0.199 ^b | 16.253±0.136 ^b | > 13.482 | > 9.863 | 1.819±0.241 | < 2.771 |
| WISE 173623.03+605920.2 ^a | > 18.701 | 15.345±0.067 | 13.285±0.412 ^c | > 9.846 | > 3.356 | 2.060±0.417 |
| WISE 174635.14+024639.7 | 17.532±0.259 ^b | 15.002±0.098 | > 12.670 | > 9.096 | 2.53±0.277 | < 2.332 |
| WISE 181243.14+200746.4 ^a | > 18.547 | 15.347±0.115 ^b | > 12.891 | > 9.229 | > 3.200 | < 2.456 |
| WISE 184041.77+293229.2 ^a | > 18.528 | 15.121±0.091 | 12.707±0.402 ^c | > 9.366 | > 3.407 | 2.414±0.412 |
| WISE 192738.99-851335.5 | > 18.770 | 15.531±0.104 | > 13.151 | > 9.459 | > 3.239 | < 2.38 |

Table 2.II (suite)

| Désignation | W1 | W2 | W3 | W4 | W1-W2 | W2-W3 |
|--------------------------------------|----------------------|----------------------|----------------------|-----------|-------------------|-----------|
| WISE 195733.33-774136.2 | 17.275 ± 0.153^b | 15.139 ± 0.085 | > 12.300 | > 8.670 | 2.136 ± 0.175 | < 2.839 |
| WISE 200536.25+744611.7 | > 18.502 | 15.836 ± 0.104 | > 13.364 | > 9.585 | > 2.666 | < 2.472 |
| WISE 201404.13+042408.5 ^a | > 17.942 | 15.164 ± 0.122^b | > 12.296 | > 8.954 | > 2.778 | < 2.868 |
| WISE 201748.72-342102.5 | > 18.209 | 15.093 ± 0.126^b | > 12.551 | > 8.735 | > 3.116 | < 2.542 |
| WISE 222008.19-720925.3 | 17.997 ± 0.338^b | 15.174 ± 0.100 | 12.721 ± 0.450^c | > 8.887 | 2.823 ± 0.352 | < 2.453 |
| WISE 235329.88+801604.3 ^a | 18.339 ± 0.366^c | 15.263 ± 0.083 | > 13.085 | > 9.097 | 3.076 ± 0.375 | < 2.178 |

^aObjet publié dans Mace *et al.* 2013 [33]

^bFlux de la source détecté avec un rapport signal sur bruit $3 < S/B < 10$

^cFlux de la source détecté avec un rapport signal sur bruit $2 < S/B < 3$

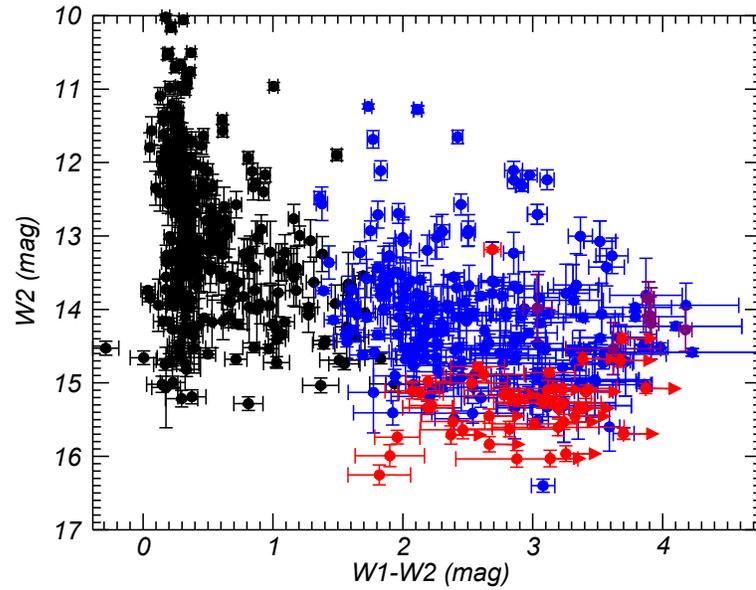


Figure 2.3: Diagramme W2 en fonction de W1-W2 d'un échantillon de naines brunes. Les objets de type spectral plus précoce que T5 sont représentés en noir, ceux plus tardif que T5 en bleu, les naines Y en mauve, et nos candidates en rouge.

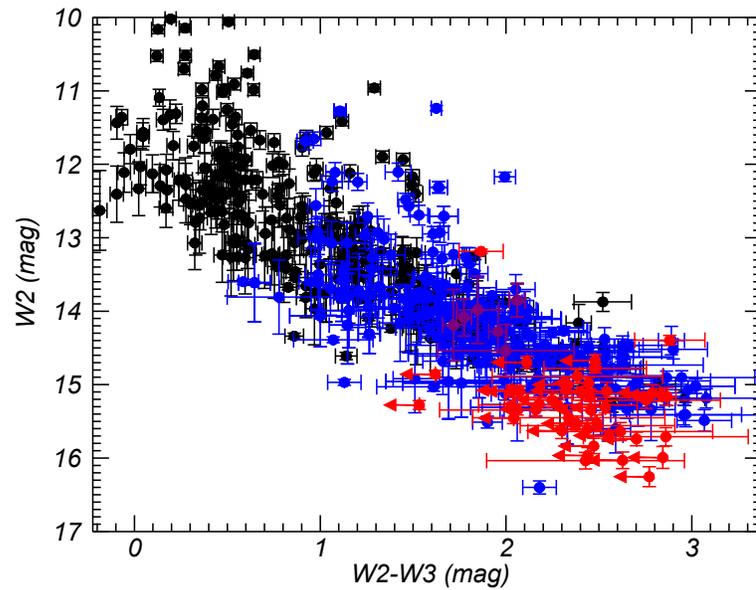


Figure 2.4: Diagramme W2 en fonction de W2-W3. Le code de couleurs est le même que celui de la figure précédente.

2.2 Suivi photométrique

2.2.1 Objectifs

Le suivi photométrique de nos candidates en bande J poursuit plusieurs objectifs. Premièrement, il s'agit de vérifier que la photométrie proche infrarouge de ces objets est bien cohérente avec celles de naines T tardives et Y. Contrairement à la plupart des études menées précédemment, notre projet s'intéresse à des objets de luminosité trop faible pour figurer dans le catalogue 2MASS, et dont la détection en proche infrarouge exige des observations en champ profond. (Les magnitudes limites fournies par le relevé 2MASS pour $S/B = 10$ sont $J = 15.8$, $H = 15.1$ et $K_s = 14.3$.) Deuxièmement, les naines brunes étant des objets très peu brillants, on s'attend à ce que celles que l'on observe soient relativement proches de nous, et présentent donc de grands mouvements propres, de l'ordre de plusieurs dixièmes de secondes d'arc par année. On veut être capable de mesurer de tels mouvements, ce qui demande des mesures relativement précises puisque les données dont nous disposons ne sont étendues que sur un court intervalle de temps (entre début 2010 pour les premières observations de WISE, et premier semestre 2013 pour nos propres observations). Enfin, la confirmation définitive de l'identification d'une naine brune se fait en obtenant son spectre proche infrarouge, habituellement aux longueurs d'onde des bandes J , H et K (entre $0.9 \mu\text{m}$ et $2.4 \mu\text{m}$). Par conséquent, on a besoin de connaître la magnitude des candidates dans ces bandes pour paramétrer correctement le spectrographe.

2.2.2 Méthode

Les observations photométriques ont été réalisées au télescope de 1.6 m de l'Observatoire du Mont-Mégantic (OMM) [39] entre le 23 Novembre 2012 et le 30 Mai 2013 (voir Tableau 2.III), parfois en mode classique, avec un accès à temps plein au télescope, et d'autres fois en mode queue. L'instrument utilisé est la caméra proche infrarouge CPAPIR [4], un détecteur Hawaii-2 avec une matrice de 2048×2048 pixels, une échelle de pixel de $0.89''$ et un champ de vue de $30' \times 30'$. À cause de la localisation géographique de l'observatoire, seules les cibles avec une déclinaison supérieure à $\sim -20^\circ$ ont

pu être observées. Les observations ont été menées en bande J plutôt qu'en bandes H et K pour lesquelles le fond de ciel est plus important, et pour lesquelles des temps d'exposition plus longs sont nécessaires pour obtenir une qualité photométrique équivalente. La longueur d'onde moyenne du filtre J est de $1.22 \mu\text{m}$, et sa largeur de $0.21 \mu\text{m}$. Pour un temps d'intégration de ~ 30 min avec CPAPIR/OMM, nous sommes capables d'atteindre, avec $S/B > 5$, une limite de magnitude J d'environ 18.5 mag, voire supérieure à 19 mag si les conditions météorologiques sont très bonnes. On peut ainsi sonder une large gamme de magnitudes située au-delà de la limite fournie par le catalogue 2MASS. À ce jour, cette gamme de magnitudes a été peu explorée, et la grande majorité des objets de magnitude $16 < J < 19$ restent à découvrir (voir Fig. 2.5).

Au total, 17 candidates ont été observées au cours de ce projet. Les temps d'exposition des cibles ont été calculés de manière à optimiser le rapport signal sur bruit tout en restant dans le domaine de linéarité de l'instrument. (Pour CPAPIR, la limite de linéarité est atteinte pour $\sim 30\,000$ ADU soit 75 000 photo-électrons.) La plupart des cibles ont été observées avec un temps d'exposition total de 20 à 30 min (jusqu'à 60 min si les conditions météorologiques étaient médiocres) en effectuant une série de 60 à 90 poses de 20 secondes, et en déplaçant le télescope autour de la cible jusqu'à une amplitude de $2'$, ce qui permet d'évaluer le flux du ciel à la position de la cible et de réduire l'impact des mauvais pixels. Certaines cibles ont dû être réobservées à plusieurs reprises lorsque la magnitude atteinte au cours d'une nuit n'était pas suffisante ou lorsque le rapport signal sur bruit de la cible était trop faible. Ceci est arrivé plusieurs fois, généralement à cause de mauvaises conditions météorologiques ou dans le cas d'observations en fin de nuit lorsque le ciel commençait à devenir trop brillant. Enfin, mentionnons que, le deuxième quadrant (en haut à gauche) de la caméra CPAPIR étant brisé au moment des observations, nous avons choisi de centrer la position initiale de nos cibles dans le quatrième quadrant (en bas à droite) du détecteur, de manière à éviter les effets de bord (voir Fig. 2.6).

À chaque nuit d'observation, un ensemble d'images de plage de lumière uniforme

(PLU ou « flats » en anglais) et d'images de courant d'obscurité (« darks ») ont été prises aux fins de la réduction des données. Pour cela, on pointe le télescope sur un écran blanc éclairé par des lampes à PLU réglées à 20 volts, pour avoir $\sim 10\,000$ UAD en moyenne. L'image que l'on obtient fournit une mesure de la réponse du détecteur à un signal uniforme, et est essentielle dans la réduction des données pour traiter la variation de sensibilité d'un pixel à un autre. On éteint ensuite les lampes pour obtenir une image du courant d'obscurité, qui est le signal résiduel circulant dans le détecteur en l'absence de photons.

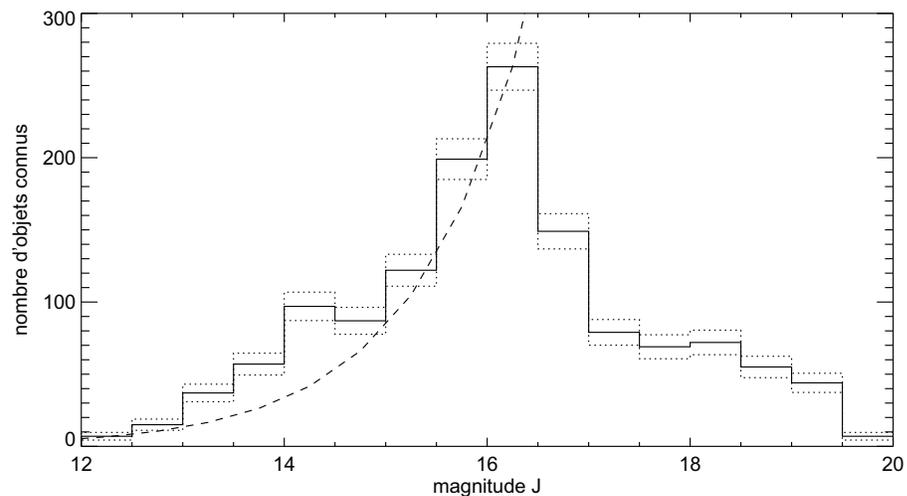


Figure 2.5: Diagramme du nombre de naines brunes connues en fonction de la magnitude apparente J . Pour une distribution homogène, on s'attend à ce que le nombre d'objets dans le voisinage solaire augmente proportionnellement à la distance au carré, ou, de manière équivalente, à $10^{J/2.5}$ comme représenté par la ligne en trait interrompu. On voit qu'à partir de $J \sim 16$, le nombre de naines brunes connues ne suit plus le modèle, principalement parce que cette magnitude correspond à la limite fournie par le relevé 2MASS. Les histogrammes en pointillés représentent l'écart statistique aux données, ici donné par la racine carrée du nombre d'objets.

Tableau 2.III: Calendrier des observations.

| Date | Désignation | Coordonnées (RA/Dec.) | Temps d'observation (s) |
|------------|----------------|----------------------------|----------------------------|
| 2012-10-23 | WISE 0542-0116 | 05h42m45.46s -01d16'14.1'' | 1200 |
| | WISE 2005+7446 | 20h05m36.25s +74d46'11.7'' | 600 |
| 2012-10-24 | WISE 0243+0213 | 02h43m45.57s -02d13'26.4'' | 600 |
| | WISE 0812+4021 | 08h12m20.04s +40d21'06.2'' | 1200 |
| | WISE 0132+3042 | 01h32m55.08s +30d42'14.3'' | 600 |
| | WISE 0722+2226 | 07h22m17.19s +22d26'19.4'' | 1200 |
| 2012-10-25 | WISE 0132+3042 | 01h32m55.08s +30d42'14.3'' | 1200 |
| | WISE 1206+8401 | 12h06m04.38s +84d01'10.6'' | 2400 |
| | WISE 0722+2226 | 07h22m17.19s +22d26'19.4'' | 1800 |
| | WISE 0542-0116 | 05h42m45.46s -01d16'14.1'' | 1800 |
| 2012-10-26 | WISE 2005+7446 | 20h05m36.25s +74d46'11.7'' | 1800 |
| | WISE 1736+6059 | 17h36m23.03s +60d59'20.2'' | 3600 |
| | WISE 0243-0213 | 02h43m45.57s -02d13'26.4'' | 3000 |
| | WISE 0132+3042 | 01h32m55.08s +30d42'14.3'' | 1800 |
| | WISE 1206+8401 | 12h06m04.38s +84d01'10.6'' | 1200 |
| 2013-02-03 | WISE 0812+4021 | 08h12m20.04s +40d21'06.2'' | 600 |
| | WISE 0930+6046 | 09h30m17.34s +60d46'32.7'' | 3600 |
| 2013-02-04 | WISE 1106+6902 | 11h06m41.12s +69d02'21.0'' | 2040 |
| | WISE 1138+7212 | 11h38m33.99s +72d12'06.9'' | 3600 |
| 2013-05-27 | WISE 1733+8039 | 17h33m45.04s +80d39'32.1'' | 3600 |
| | WISE 0930+6046 | 09h30m17.34s +60d46'32.7'' | 1800 |
| | WISE 1106+6902 | 11h06m41.12s +69d02'21.0'' | 1800 |
| | WISE 1138+7212 | 11h38m33.99s +72d12'06.9'' | 1200 |
| | WISE 1138+7538 | 11h38m03.85s +75d38'27.1'' | 1200 |
| | WISE 1733+8039 | 17h33m45.04s +80d39'32.1'' | 1200 |
| | WISE 1746+0246 | 17h46m35.14s +02d46'39.7'' | 1200 |
| | WISE 0038+8405 | 00h38m29.86s +84d05'18.2'' | 1200 |
| | WISE 0048+5532 | 00h48m36.85s +55d32'24.4'' | 600 |
| | WISE 0454+8024 | 04h54m46.41s +80d24'42.2'' | 1800 |
| 2013-05-30 | WISE 0454+8024 | 04h54m46.41s +80d24'42.2'' | 1200 |
| | WISE 0048+5532 | 00h48m36.85s +55d32'24.4'' | 1200 |

2.2.3 Réduction des données

La réduction des données a été réalisée à partir de programmes déjà existants pour CPAPIR. Ces programmes suivent les étapes habituelles de la réduction d'images : la soustraction du courant d'obscurité, la division par le champ de lumière uniforme, le traitement des mauvais pixels, la soustraction du ciel, l'ajout de coordonnées astrométriques et l'addition des images.

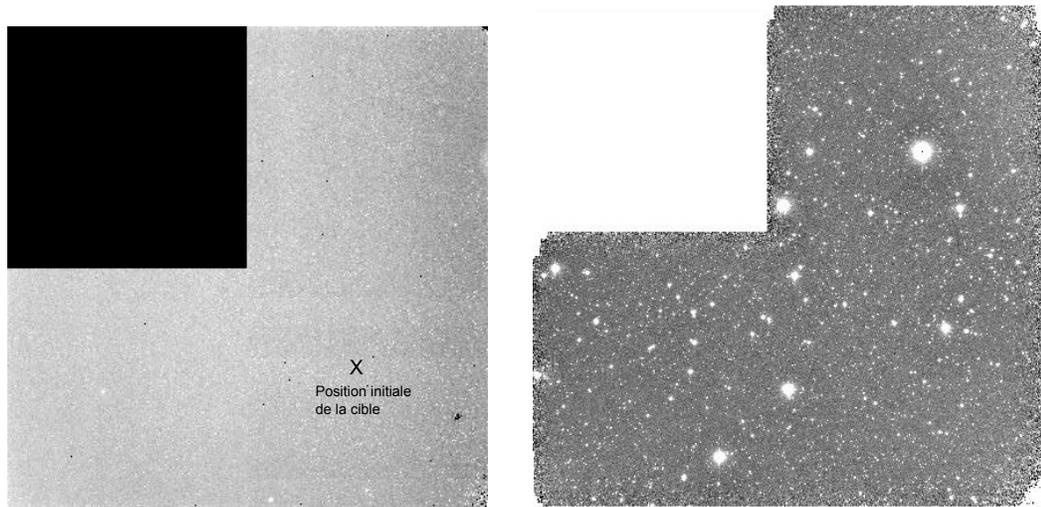


Figure 2.6: À gauche : Image du détecteur de la caméra panoramique infrarouge CPA-PIR. Le champ de vue de la caméra est $30' \times 30'$. À cause de la perte du deuxième quadrant de la caméra, nous centrons la position initiale de la cible dans le milieu du quatrième quadrant. À droite : Image additionnée d'un ensemble de ~ 90 images individuelles, chacune ayant été prise avec un temps d'exposition de 20 s. Ici, un patron de déplacement de $2' \times 2'$ a été utilisé pour obtenir l'image finale.

L'une des difficultés de l'imagerie proche infrarouge est la brillance du ciel dans ces longueurs d'onde, qui, pour la bande J , est principalement due à la fluorescence des molécules OH de l'atmosphère terrestre. Ces molécules sont excitées par les photons du soleil pendant la journée, et se désexcitent en réémettant des photons dans l'infrarouge jusqu'à plusieurs heures après le coucher du soleil. L'émission thermique de l'environnement du télescope, qui comprend la basse atmosphère, la Terre et le système instrumental lui-même, est une source supplémentaire de radiation parasite à traiter. Pour s'affranchir de ces signaux, on construit une image de la radiation dite « du ciel » en prenant la médiane des images prétraitées (c'est-à-dire les images auxquelles on a soustrait le courant d'obscurité et qui ont été divisées par la PLU). On comprend ici l'intérêt d'avoir utilisé un patron de déplacement lors des observations : en bougeant les étoiles sur le détecteur, chaque pixel est caractérisé par une valeur médiane proche de celle du ciel. Cependant, si le champ est particulièrement peuplé, ou marqué par la présence de sources étendues, on doit masquer les régions brillantes afin que celles-ci n'interviennent pas dans l'éva-

luation du ciel. Cette méthode a été utilisée dans le cas de WISE 0132+3042, à cause du nombre important d'étoiles dans le champ. Une fois l'image du ciel construite, on la soustrait des images prétraitées, ce qui permet d'éliminer les signaux parasites, ainsi que la plupart des artefacts (par exemple, la lumière diffusée ou émise par le télescope).

On ajoute ensuite les coordonnées astrométriques aux images réduites. Pour cela, le code de réduction associe chaque étoile du champ à la source 2MASS correspondante, et déforme l'image pour que les positions concordent, en moyenne. Une fois que l'astrométrie des images individuelles est définie, on obtient l'image finale en additionnant les régions qui se recoupent. On pondère chaque image par l'inverse du carré de l'écart-type au flux médian et l'on donne un poids égal à zéro aux mauvais pixels.

La magnitude des objets sur l'image CPAPIR est calculée par photométrie d'ouverture : on mesure le flux intégré de l'objet dans une ouverture circulaire centrée sur la cible, ayant pour diamètre la pleine largeur à mi-hauteur (PLMH) de la fonction d'étalement du point (FEP) de l'image. Le flux résiduel du ciel à proximité de l'étoile est ensuite calculé dans un anneau ayant pour diamètre interne 2 fois la PLMH de la FEP et pour diamètre externe 3 fois la PLMH de la FEP. Le flux intégré sur l'anneau, multiplié par le rapport de l'aire du cercle sur celui de l'anneau, est alors soustrait du flux de la candidate. Pour obtenir la magnitude, on utilise alors la relation habituelle : $\text{mag}_J = -2.5 \log(\text{flux}_J) + z_p$, où z_p est le point zéro de l'image. L'erreur sur la magnitude est donnée par $e_{\text{mag}_J} = 1.0857(S/B)^{-1}$, où S/B est le rapport signal sur bruit du signal de la cible. (Cette relation peut être retrouvée en dérivant l'expression de la magnitude par le flux normalisé.) Pour les objets non détectés, nous donnons comme limite inférieure la magnitude équivalant à 5 fois l'écart-type à la magnitude du ciel, celle-ci étant évaluée en calculant le flux dans ~ 1000 ouvertures circulaires placées aléatoirement sur l'image.

Pour calibrer le point zéro de l'image additionnée, on calcule la magnitude de chaque objet du champ et l'on va chercher la magnitude fournie par le catalogue 2MASS. Le

point zéro est alors donné par la médiane de l'écart entre les magnitudes CPAPIR et 2MASS. Généralement, on va calculer cette médiane pour des étoiles de magnitude comprise entre ~ 11 et 15 mag (au-delà de ~ 15 mag, on s'approche de la magnitude limite fournie par le relevé 2MASS). Pour les images CPAPIR en bande J , le point zéro est situé aux alentours de 24.60 . La Fig. 2.7 présente l'écart des mesures de magnitude CPAPIR et 2MASS en bande J pour un champ donné après la calibration. Pour $J < 15$, l'écart-type des mesures est inférieure à 0.07 . La précision se dégrade pour les objets plus faibles : $\sigma = 0.13$ mag pour $J > 15$ mag et $\sigma = 0.17$ mag pour $J > 16$ mag. Notons, par ailleurs, que le filtre J utilisé avec CPAPIR, semblable au filtre J_{MKO} (MKO : Mauna Kea Observatory), est plus étroit que le filtre J_{2MASS} . Comme les étoiles du champ utilisées pour déterminer le point zéro sont en moyenne plus précoces que nos objets, une correction doit être faite lorsque l'on mesure le flux d'une naine brune tardive. Cette correction est détaillée à la section 3.3.4.

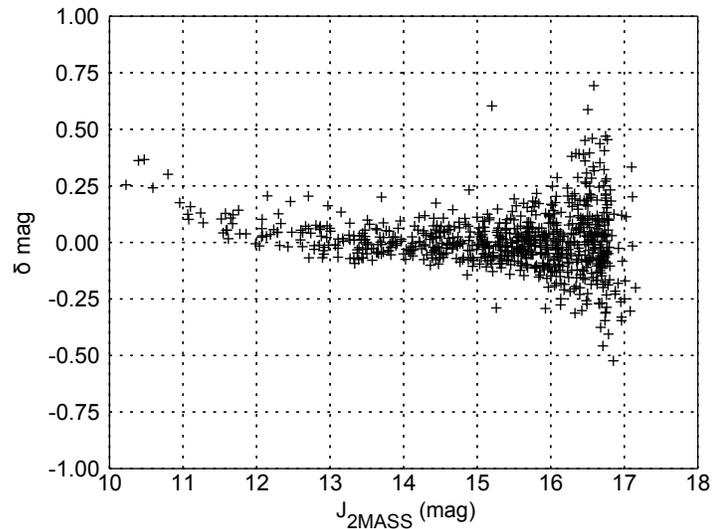


Figure 2.7: $J_{\text{CPAPIR}} - J_{2\text{MASS}}$ en fonction de la magnitude $J_{2\text{MASS}}$ des étoiles du champ de WISE 1736+6059, après calibration. (Champ $30' \times 30'$ centré sur la cible.)

Les images $100'' \times 100''$ des candidates dans les bandes J , W1, W2 et W3 sont présentées à l'annexe I de ce mémoire. Parmi les 17 candidates de notre suivi, 9 ont pu être détectées avec CPAPIR. Les résultats sont résumés au Tableau 3.I du chapitre suivant.

2.3 Mouvements propres

Pour évaluer les mouvements propres de nos candidates, nous voulions nous baser sur les observations des différentes époques du télescope WISE en bande W2 (deux à trois suivant les régions du ciel), ainsi que nos propres observations en bande J avec CPAPIR/OMM. Malheureusement, la plupart des cibles étant de très faible luminosité, leur signal sur les images d'époques individuelles est fortement affecté par le bruit et nous avons donc eu besoin de compiler la totalité des observations pour obtenir un rapport signal sur bruit satisfaisant en bande W2. Le mouvement propre est alors évalué à partir de deux images seulement : l'image additionnée en bande W2 et l'image en bande J , et nous prenons comme époque d'observation de l'image WISE l'époque moyenne des observations, pondérée en fonction de la qualité des images de chacune des époques. Les résultats que nous présentons ici sont donc hautement approximatifs, et ne prétendent pas fournir une mesure précise des mouvements propres des candidates. Il s'agit plutôt d'évaluer si nous sommes capables de détecter un déplacement de l'ordre de quelques dixièmes de secondes d'arc, ce à quoi l'on s'attend pour des naines brunes sur une période de temps de l'ordre de celle séparant nos observations des observations du télescope WISE (~ 2 ans). Une telle détection signifierait que l'objet est relativement proche de nous et par conséquent peu lumineux, ce qui constituerait un indice fort qu'il s'agit effectivement d'une naine brune.

La position d'un objet sur une image WISE est évaluée en superposant un profil gaussien $F(x, y)$ en deux dimensions au signal $S(x, y)$ de cet objet :

$$z = F(x, y) = A_0 + A_1 e^{-\left(\frac{(x-x_c)^2}{2\sigma_x^2} + \frac{(y-y_c)^2}{2\sigma_y^2}\right)} \quad (2.1)$$

Où A_0 est une constante qui ramène la gaussienne au niveau du fond de ciel, A_1 est l'amplitude de la gaussienne, x_c et y_c sont les coordonnées du maximum, et σ_x et σ_y l'écart type dans les directions x et y , sachant que l'on peut faire subir une rotation au profil. Par minimisation du χ^2 (calculé comme : $\sum_{x,y} \frac{(S(x,y)-F(x,y))^2}{F(x,y)}$), on trouve alors le

profil le mieux adapté au signal de l'étoile, et on prend les coordonnées du maximum comme position de la cible.

En ce qui concerne les images CPAPIR, les codes de réduction incluent une calibration astrométrique que nous avons affinée, afin de traiter la déformation des images, de la manière suivante : en se basant sur le catalogue WISE, on regarde le décalage de la position des étoiles de magnitudes J comprises entre 5 et 14, par rapport à l'image CPAPIR. Pour éviter d'être biaisés par la différence d'époque entre les observations, on exclut les étoiles figurant dans des catalogues de mouvements propres tels que le catalogue Tycho de la mission Hipparcos. On construit alors quatre polynômes $f_x(x)$, $g_x(y)$, $f_y(x)$, $g_y(y)$, représentant la distortion de l'image, tels que : $\delta x = f_x(x) + g_x(y)$, $\delta y = f_y(x) + g_y(y)$, où δx et δy représentent le décalage des positions dans les directions x et y . Enfin, on corrige les positions de l'image CPAPIR à partir de ces polynômes, ce qui nous permet d'obtenir une astrométrie plus proche de l'astrométrie WISE. Grâce à cette méthode, on obtient un écart type des positions entre les images WISE et CPAPIR de ~ 250 mas. Selon la convention des 3σ , on peut donc dire qu'un déplacement supérieur à ~ 750 mas est réel avec une probabilité supérieure à 99.7%. (À condition, bien sûr, que les sources CPAPIR et WISE soient correctement associées.) La dispersion des positions varie cependant suivant le champ d'observation et la qualité des images.

Le mouvement propre que nous mesurons est alors la variation en ascension droite (α) et en déclinaison (δ) entre les images WISE et CPAPIR, divisée par le temps écoulé entre les deux observations :

$$\mu_\alpha = \frac{d\alpha}{dt} \cos \delta \quad (2.2)$$

$$\mu_\delta = \frac{d\delta}{dt} \quad (2.3)$$

Le terme $\cos \delta$ vient du fait que le mouvement de l'astre est projeté sur la voûte céleste. Plus l'objet est proche du pôle, plus le mouvement parallèle à l'équateur paraîtra petit à un observateur terrestre. Le mouvement propre total est alors donné par :

$$\mu = \sqrt{\mu_{\alpha}^2 + \mu_{\delta}^2} \quad (2.4)$$

On utilise également une autre quantité, appelée le mouvement propre réduit H , pour exprimer le mouvement intrinsèque de nos candidates. Cette quantité est une fonction logarithmique du mouvement propre classique :

$$H = m + 5 + 5 \log \mu \quad (2.5)$$

où m est la magnitude apparente de l'objet, et μ son mouvement propre. Cette relation n'est pas sans rappeler celle de la magnitude absolue : puisque le mouvement propre d'un objet est statistiquement inversement proportionnel à sa distance, on comprend que le mouvement propre réduit est très fortement corrélé avec la magnitude absolue. Le mouvement propre réduit nous permet ainsi d'évaluer dans quelle mesure la cinématique d'un objet est cohérente avec ses propriétés photométriques et le type spectral que nous lui attribuons (voir section 3.2).

Parmi les 9 candidates détectées avec CPAPIR, 4 présentent un mouvement propre supérieur à 3 fois la dispersion des étoiles situées à moins de $10'$ de la cible. Ces résultats sont présentés au chapitre suivant.

CHAPITRE 3

RÉSULTATS ET DISCUSSION

3.1 Résultats des observations

Les magnitudes en bande J_{MKO} , les couleurs $J_{\text{MKO}}-W2$ et les mouvements propres de nos candidates sont énumérés au Tableau 3.I. Parmi les 17 candidates du suivi photométrique, 9 ont pu être détectées avec CPAPIR et 4 présentent un déplacement supérieur à 3 fois la dispersion de la position des étoiles situées à moins de $10'$. La Fig. 3.1 montre le déplacement des candidates entre les époques WISE et CPAPIR comparativement aux autres étoiles du champ. Sur cette figure, certaines étoiles fixes du champ peuvent sembler avoir de grands déplacements, mais il s'agit en fait de mauvaises associations entre des sources uniquement visibles en bande W2 et d'autres seulement visibles en bande J .

Tableau 3.I: Photométrie et mouvements propres.

| Désignation WISE simplifiée | J_{MKO} (mag) | $J_{\text{MKO}} - W2$ (mag) | Mouvement propre (" a ⁻¹) |
|-----------------------------------|---------------------------|--------------------------------|---|
| WISE 0038+8405 | 16.26±0.02 | 0.92±0.09 | <0.47 |
| WISE 0048+5532 | >18.66 | >3.14 | ... |
| WISE 0132+3042 | 17.96±0.07 | 3.18±0.10 | 1.46±0.48 |
| WISE 0243-0213 | 17.52±0.02 | 2.31±0.10 | 0.37±0.20 |
| WISE 0454+8024 | >18.58 | >2.94 | ... |
| WISE 0542-0116 | >18.96 | >4.29 | ... |
| WISE 0722+2226 | >19.15 | >4.26 | ... |
| WISE 0812+4021 | 17.96±0.03 | 2.88±0.11 | <0.31 |
| WISE 0930+6046 | 16.47±0.01 | 1.49±0.08 | 0.52±0.32 |
| WISE 1106+6902 | 17.07±0.02 | 1.76±0.08 | <0.35 |
| WISE 1138+7538 | >19.21 | >3.22 | ... |
| WISE 1138+7212 | 17.05±0.02 | 2.19±0.06 | 0.50±0.36 |
| WISE 1206+8401 | >18.47 | >3.39 | ... |
| WISE 1733+8039 | >19.25 | >3.00 | ... |
| WISE 1736+6059 | 17.84±0.01 | 2.50±0.07 | <0.33 |
| WISE 1746+0246 | 18.84±0.15 | 3.84±0.18 | <0.22 |
| WISE 2005+7446 | >18.47 | >2.63 | ... |

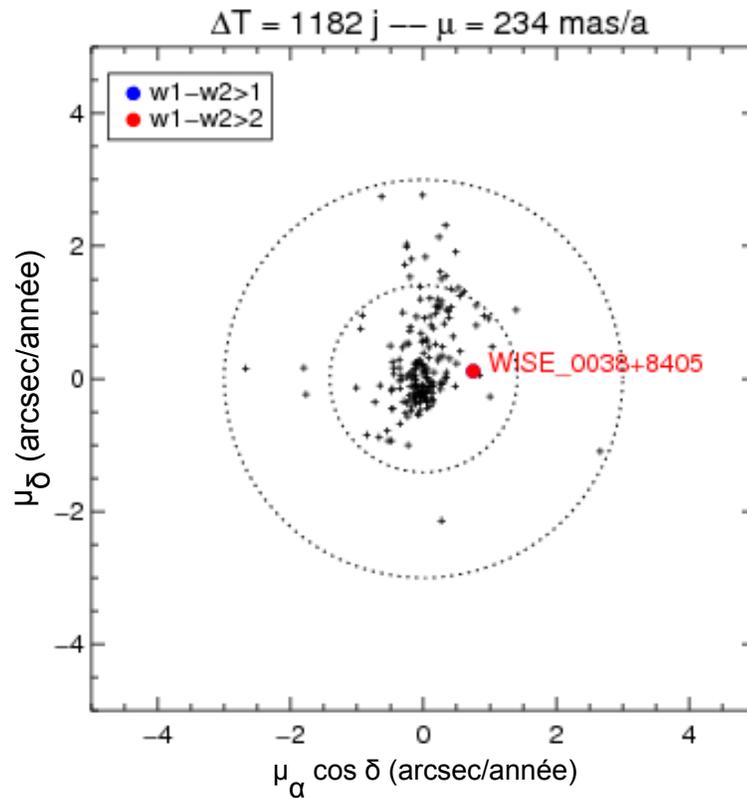
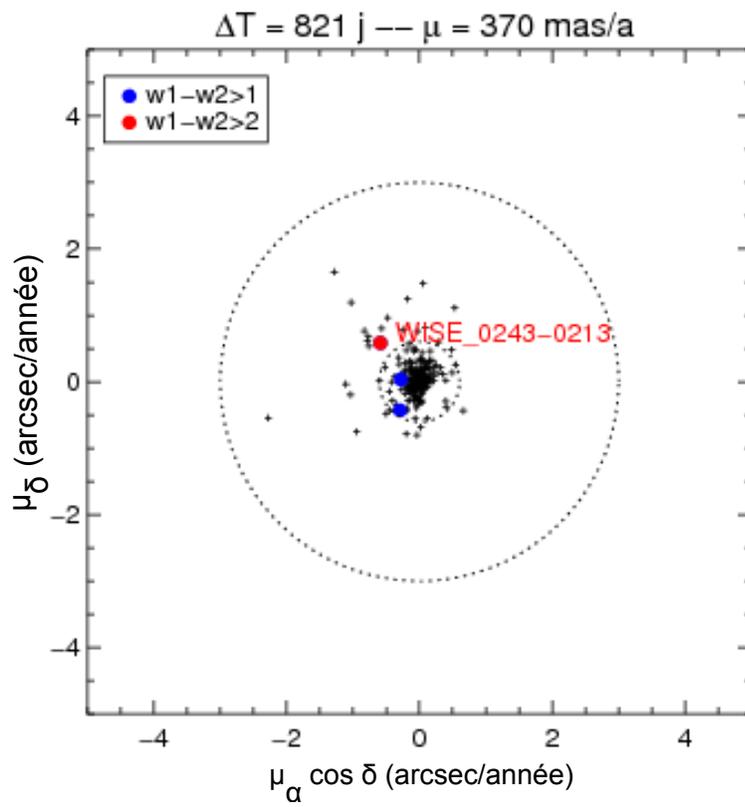
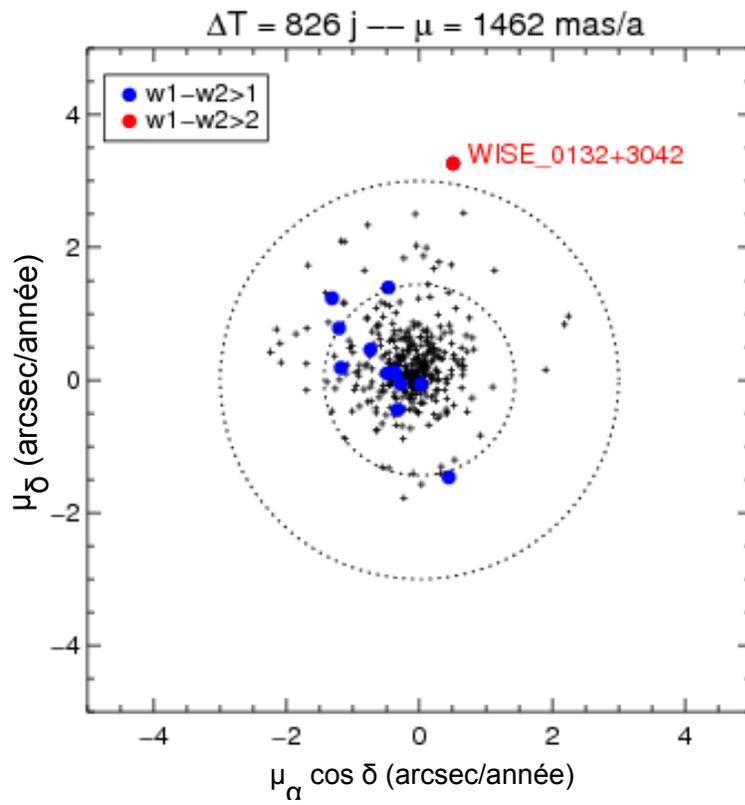
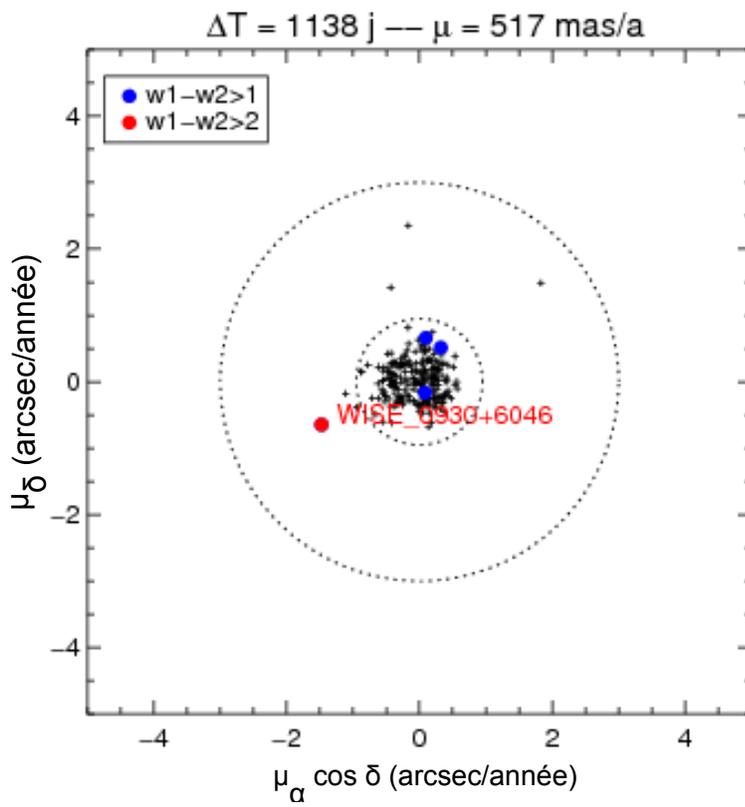
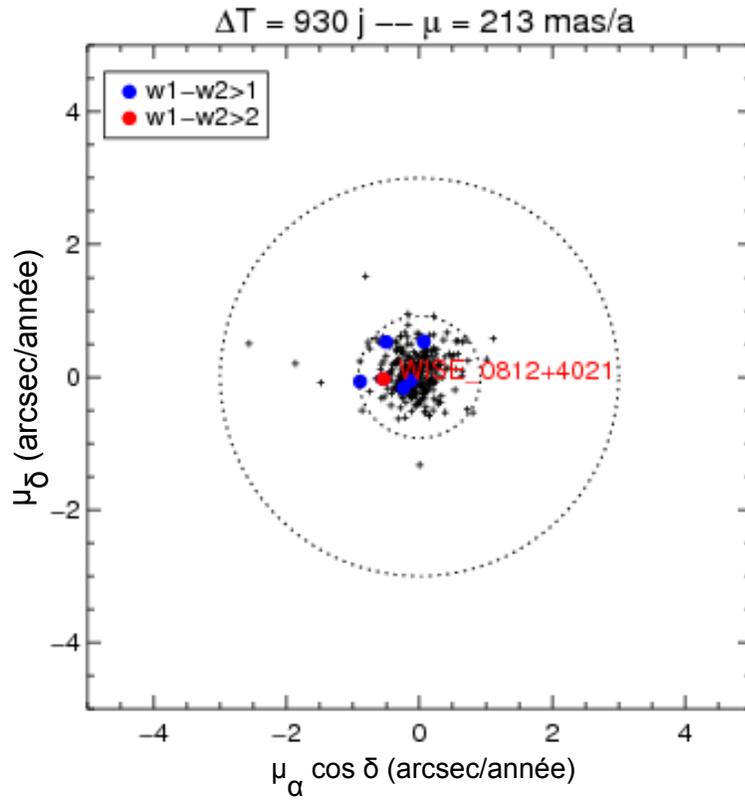
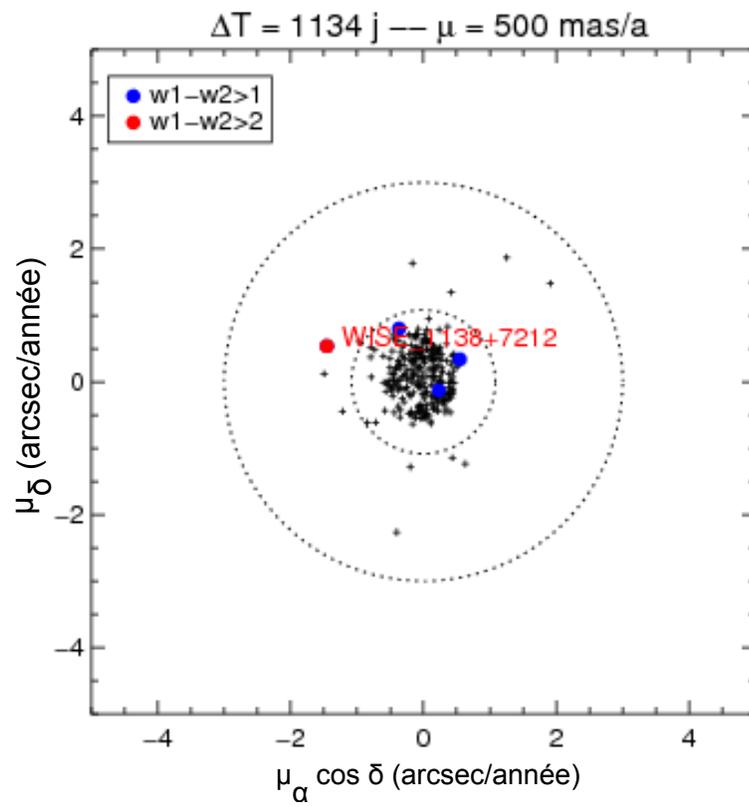
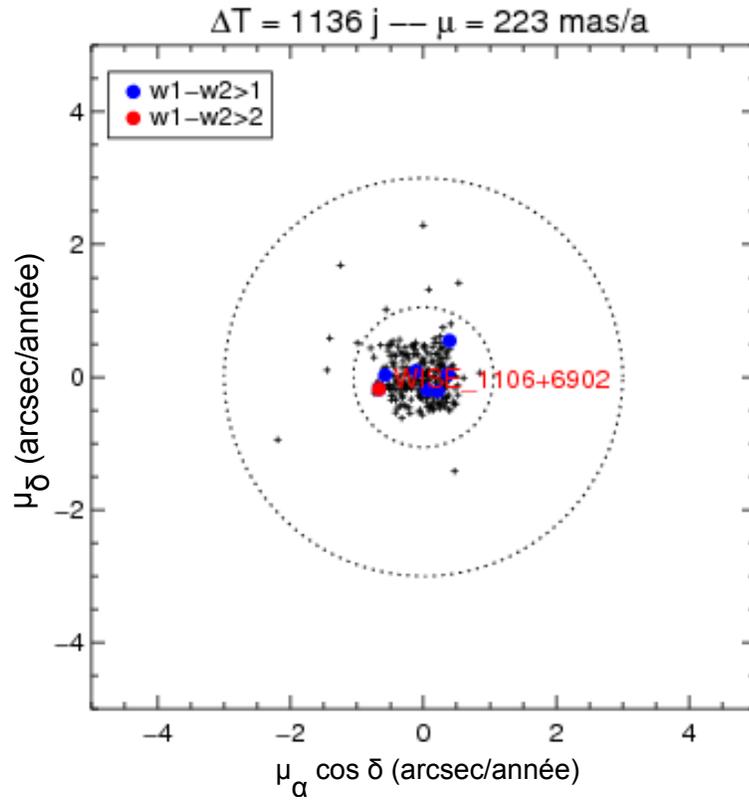
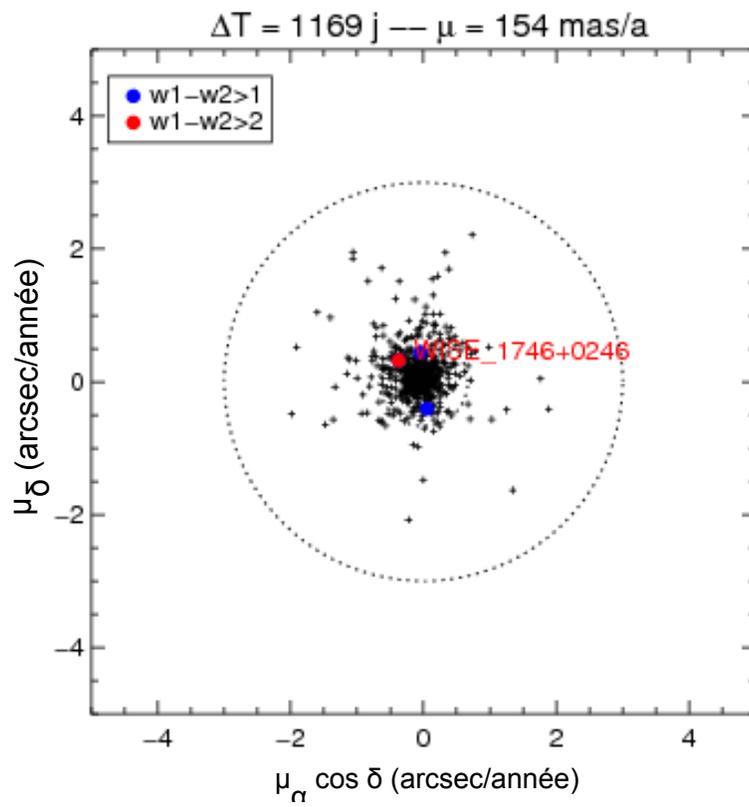
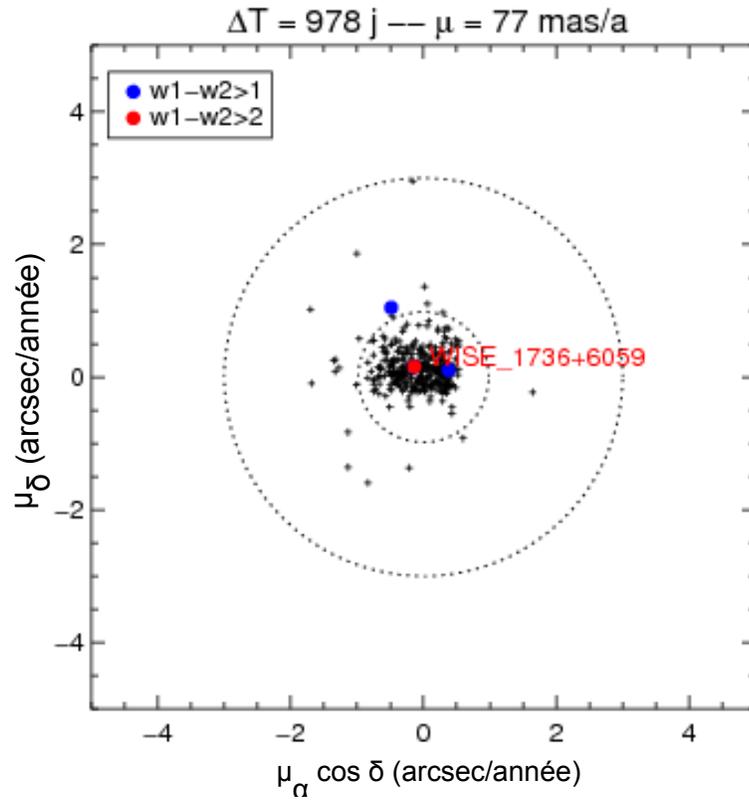


Figure 3.1: Mouvements propres des candidates détectées en bande J . Chaque graphique montre la dispersion, en ascension droite (axe horizontal) et en déclinaison (axe vertical), de la position des objets situés dans un rayon de 10 minutes d'arc autour de la cible. Les deux cercles en pointillé servant de référence d'échelle ont respectivement un rayon de 3 secondes d'arc (cercle externe), et un rayon égal à trois fois la dispersion de la position des objets du champ (cercle interne). Le nombre de jours entre les observations WISE et CPAPIR et le déplacement total entre les deux époques sont indiqués dans le titre de chaque graphique.









3.2 Évaluation des types spectraux

À partir des magnitudes et des couleurs des candidates, l'inférence bayésienne nous permet d'obtenir un estimé de leur type spectral et leur distance photométrique. On se place bien sûr dans l'hypothèse où chacune des candidates est bien une naine brune.

La méthode consiste à construire un ensemble $\{H_k\}$ d'hypothèses $H_{d_j}^{spt_i}$, où $H_{d_j}^{spt_i}$ est l'hypothèse que la candidate ait un type spectral spt_i , et qu'elle soit située à une distance d_j . On a $i \in [0, m]$ et $j \in [0, n]$, où m et n sont respectivement le nombre total de types spectraux et le nombre total de distances photométriques considérés dans l'ensemble des hypothèses. Soit O une observable, par exemple une couleur ou une magnitude. Selon le théorème de Bayes, la probabilité que l'hypothèse $H_{d_j}^{spt_i}$ soit vraie sachant O est alors :

$$P(H_{d_j}^{spt_i}|O) = \frac{P(O|H_{d_j}^{spt_i})P(H_{d_j}^{spt_i})}{\sum_{k=0}^{m \times n} P(O|H_k)P(H_k)} \quad (3.1)$$

où $P(O|H_k)$ est la probabilité d'obtenir l'observable O sous l'hypothèse H_k . Cette probabilité peut être déterminée à partir de séquences empiriques de couleurs (voir, par exemple, Dupuy *et al.* 2012 [19]), ou par des modèles d'atmosphère de naines brunes. $P(H_k)$ est la probabilité *a priori* que l'hypothèse H_k soit vraie. Puisque nous ne connaissons pas les probabilités *a priori* des différentes hypothèses, on considère qu'elles sont équiprobables : $P(H_k) = 1/(m \times n)$. Finalement, $\sum_{k=0}^{m \times n} P(O|H_k)P(H_k)$ est un terme de normalisation sommant toutes les possibilités, égal à la probabilité d'obtenir l'observable O indépendamment des hypothèses qui sont faites ($P(O)$).

Pour chaque observable (couleur), on obtient une distribution de probabilité dans l'espace {type spectral/distance photométrique}. On multiplie ensuite les densités de probabilités obtenues pour chaque observable, et on utilise le profil marginalisé résultant pour déterminer le couple de solutions {type spectral/distance photométrique} le plus probable. L'incertitude est alors donnée par l'écart-type du profil marginalisé résultant dans les dimensions « type spectral » et « distance photométrique ».

Les résultats de cette analyse appliquée à nos candidates sont présentés au Tableau 3.II. Parmi les 9 objets détectés en bande J , nous dénombrons 3 objets dont le type spectral le plus probable est T5, deux dont celui-ci est T7, deux T7.5 et deux T8.

3.3 Description des candidates

Dans cette section, nous donnons la description de chaque candidate du suivi photométrique et discutons de ses propriétés. À la fin de la section, la Fig. 3.3 présente la position des candidates détectées en bande J dans la séquence de couleur J -W2 des naines T et Y connues. La Fig. 3.4 compare le mouvement propre réduit des candidates à ceux des naines T et Y de mouvement propre connu.

3.3.1 WISE 0038+8405

La qualité des données pour cet objet est assez médiocre : les étoiles sont relativement étirées sur l'image CPAPIR, ce qui a pu être provoqué par un vent particulièrement fort lors des observations. Par conséquent, la dispersion des positions entre WISE et CPAPIR est relativement grande ($\sigma = 0.47''$). La candidate est située aux coordonnées $\alpha = 00^{\text{h}}38^{\text{m}}29.86^{\text{s}}$ et $\delta = 84^{\circ}05'18.2''$. Avec J -W2=0.92±0.09 mag et W1-W2=2.19±0.19 mag, le type spectral est évalué à T5 et sa distance photométrique à 30.2±2.0 pc. La couleur J -W2 est cependant inhabituellement bleue pour une naine T moyenne, et laisse penser que cet objet pourrait être un contaminant. De plus, aucun mouvement propre n'a été détecté pour cet objet.

3.3.2 WISE 0132+3042

WISE 0132+3042 est situé dans un champ particulièrement peuplé, à proximité de la galaxie M33, à la position $\alpha = 01^{\text{h}}32^{\text{m}}55.08^{\text{s}}$ et $\delta = 30^{\circ}42'14.3''$. Les couleurs J -W2=3.18±0.10 mag et W1-W2=2.58±0.21 mag suggèrent que cet objet possède un type spectral T8, ce qui, pour J =17.96±0.08 mag, le place à une distance de 18±2 pc. Cet objet est également caractérisé par un mouvement propre de 1.46±0.48'' an⁻¹, soit

une vitesse tangentielle de 120 ± 50 km/s, ce qui est inhabituellement élevé pour un objet de classe T8 (voir Fig. 3.4).

Deux explications peuvent rendre compte d'un tel mouvement propre. Premièrement, WISE 0132+3042 pourrait être un objet très vieux, membre du halo galactique. Les étoiles du halo ont habituellement de grands mouvements propres provoqués par leur mouvement irrégulier autour du centre galactique. Ces objets sont particulièrement intéressants puisqu'ils constituent des reliques de l'époque de la formation de la Galaxie, âgées de 10 à 15 Ga. À ce jour, aucune naine T du halo n'a été découverte, et WISE 0132+3042 pourrait s'avérer être le premier de ces objets. Une autre explication au grand mouvement propre de WISE 0132+3042 serait que nous ayons surestimé sa distance photométrique, et que l'objet soit par conséquent moins brillant (en termes de magnitude absolue) et plus froid que ce que nous pensions. WISE 0132+3042 pourrait alors entrer dans le club très restreint des naines Y, qui sont les objets stellaires les plus froids détectés à ce jour. (Actuellement, nous connaissons seulement 15 naines Y dans le voisinage solaire.)

Afin de trancher entre les deux explications, il nous faudrait obtenir un spectre de l'objet dans les longueurs d'onde du proche infrarouge. Dans le cas où WISE 0132+3042 serait effectivement une naine T très âgée et membre du halo galactique, nous devrions être capable d'observer des signes de sous-métallicité dans son spectre, tels que l'absence du doublet de KI à $1.17 \mu\text{m}$ et $1.25 \mu\text{m}$. En effet, la première génération d'étoiles de la Galaxie ont été formées à partir d'un gaz d'hydrogène quasi dépourvu d'éléments lourds, ceux-ci ayant été synthétisés plus tard dans les noyaux stellaires. La majorité des étoiles du halo galactique ont par conséquent une métallicité très basse, pouvant descendre jusqu'à $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -5$ [15] [11]. Une troisième explication au mouvement propre de WISE 0132+3042 serait que la source WISE et la source CPAPIR proviennent de deux objets différents situés à proximité l'un de l'autre. Cette explication serait évidemment beaucoup moins intéressante pour nous, mais signifierait que WISE 0132+3042 est indétectée jusqu'à $J=18.40$ mag, ce qui lui attribuerait une couleur $J-W2$ très rouge,

correspondant à un type spectral plus tardif que T8.

3.3.3 WISE 0243-0213

Cet objet se trouve à la position $\alpha = 02\text{h}43\text{m}45.57\text{s}$ et $\delta = -02^\circ 13'26.4''$. Dans les bandes WISE, il est uniquement détecté en W2. Avec $J-W2=2.31\pm 0.10$ mag et $W1-W2 > 2.85$ mag, son type spectral est estimé à T7, mais demeure très incertain puisque nous n'avons que des limites inférieures aux magnitudes W1 et W3. Sa distance photométrique est évaluée à 25 ± 3 pc. Par ailleurs, un mouvement propre de $0.37\pm 0.20'' \text{an}^{-1}$ a été détecté pour cet objet, ce qui en fait une candidate naine brune sérieuse.

3.3.4 WISE 0812+4021

Situé aux coordonnées $\alpha = 08\text{h}12\text{m}20.04\text{s}$ et $\delta = 40^\circ 21'06.2''$, cet objet est caractérisé par les couleurs $J-W2=2.88\pm 0.11$ mag et $W1-W2=3.16\pm 0.48$ mag, ce qui nous permet d'estimer son type spectral à T7.5 et sa distance photométrique à 23 ± 3 pc. Aucun mouvement propre n'est détecté pour cet objet.

Simultanément à notre projet, WISE 0812+4021 a été publiée en Janvier 2013 par Mace *et al.* [33], qui ont confirmé spectroscopiquement son identification en tant que naine brune et lui ont attribué le type spectral T8. Cette découverte confirme qu'en excluant les candidates pour lesquelles nous ne détectons pas de mouvement propre, on risque de manquer certaines naines brunes. En ce qui concerne les données photométriques, Mace *et al.* ont utilisé des filtres issus du système 2MASS, tandis que les filtres utilisés à l'OMM pour nos propres observations proviennent du système MKO. Mace *et al.* rapportent une magnitude $J_{2\text{MASS}}=18.39\pm 0.16$ mag et nous mesurons $J_{\text{MKO}} = 17.96\pm 0.03$ mag.

Ces écarts de mesure s'expliquent par le fait que les filtres J des deux systèmes photométriques ont des profils légèrement distincts. Le filtre $J_{2\text{MASS}}$ laisse passer un intervalle de fréquences plus large que le filtre J_{MKO} du côté des courtes longueurs d'onde, ce qui

n'a que peu d'importance dans le cas des naines brunes puisque ce domaine spectral se situe dans une bande d'absorption de CH_4 , où peu de flux est émis. Plus important par contre lorsque l'on observe des objets de types spectraux T tardifs, la forme ondulée du filtre $J_{2\text{MASS}}$ a pour effet de bloquer une fraction plus importante du flux à certaines longueurs d'onde, par exemple à $\sim 1.28\mu\text{m}$, où l'émissivité des naines T est particulièrement importante. Les naines T tardives apparaissent donc plus brillantes lorsqu'elles sont observées avec un filtre J_{MKO} que lorsqu'elles sont observées avec un filtre $J_{2\text{MASS}}$.

La figure Fig. 3.2 issue de Stephens et Leggett 2004 [46] présente les écarts de magnitude pour un échantillon de naines L et T observées avec les deux systèmes de filtres. On note que les magnitudes en bande J peuvent varier jusqu'à ~ 0.5 mag pour les types spectraux T tardifs. Dans leur article, Stephens et Leggett dérivent une série de polynômes permettant d'obtenir les magnitudes équivalentes lorsque l'on passe d'un système photométrique à un autre. En appliquant la relation adéquate, on trouve que la magnitude 2MASS équivalente à la magnitude MKO que nous avons mesurée est $J_{2\text{MASS}} = 18.31 \pm 0.11$ mag, ce qui est bien cohérent avec la mesure de Mace *et al.*

3.3.5 WISE 0930+6046

Cet objet se trouve à $\alpha = 09\text{h}30\text{m}17.34\text{s}$ et $\delta = 60^\circ 46' 32.7''$. Avec $J - W2 = 1.49 \pm 0.08$ mag et $W1 - W2 = 2.20 \pm 0.17$ mag, son type spectral est évalué à T5 et sa distance photométrique à 27 ± 2 pc. On détecte par ailleurs un mouvement propre de $0.52 \pm 0.32'' \text{ an}^{-1}$, ce qui en fait une candidate intéressante.

3.3.6 WISE 1106+6902

Situé à la position $\alpha = 11\text{h}06\text{m}41.12\text{s}$ et $\delta = 69^\circ 02' 21.0''$, cet objet est caractérisé par les couleurs $J - W2 = 1.76 \pm 0.08$ mag et $W1 - W2 = 2.22 \pm 0.17$ mag, ce qui nous permet de lui attribuer le type spectral estimé T5 et la distance photométrique de 33 ± 3 pc. Aucun mouvement propre n'a été détecté pour cet objet.

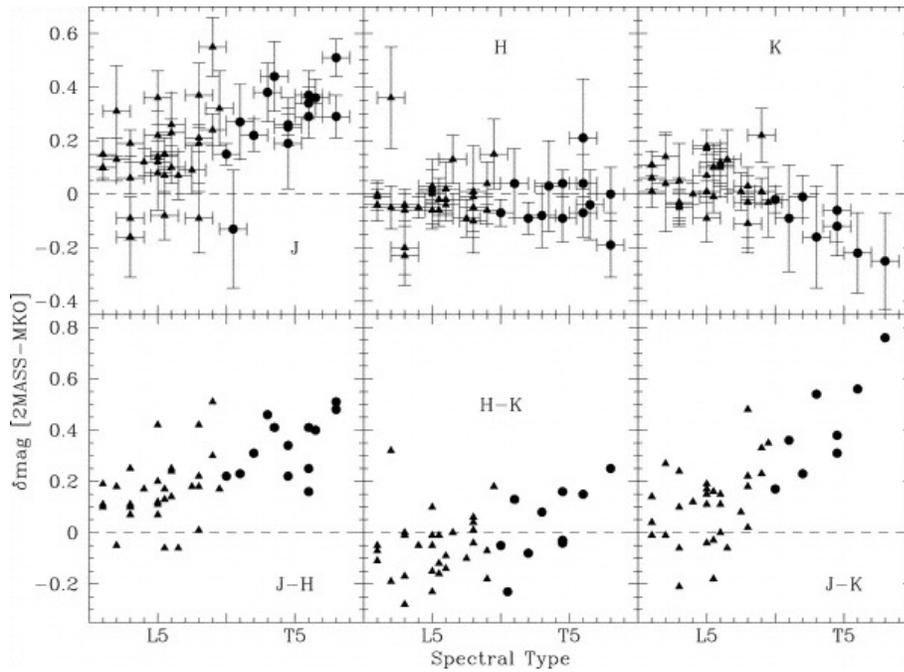


Figure 3.2: Écarts de magnitude et de couleur observés en fonction du type spectral pour les systèmes 2MASS et MKO. Figure issue de Stephens et Leggett 2004 [46].

3.3.7 WISE 1138+7212

Cet objet est positionné à $\alpha = 11\text{h}38\text{m}33.99\text{s}$ et $\delta = 72^\circ 12'06.9''$ et caractérisé par les couleurs $J-W2=2.19\pm 0.06$ mag et $W1-W2=3.13\pm 0.20$ mag. Ces deux couleurs suggèrent des types spectraux assez différents : le $J-W2$ est plutôt caractéristique d'un objet $\sim T6$ tandis que le $W1-W2$ suggère un type spectral plus tardif ($>T8$). Par inférence bayésienne, on trouve que le type spectral le plus probable est T7, mais l'incertitude est relativement grande. La distance photométrique de cet objet est évaluée à 21 ± 3 pc. Le mouvement propre a pu être détecté et est estimé à $0.50\pm 0.36'' \text{an}^{-1}$, ce qui en fait une candidate sérieuse.

3.3.8 WISE 1736+6059

On trouve cet objet aux coordonnées $\alpha = 17\text{h}36\text{m}23.03\text{s}$ et $\delta = 60^\circ 59'20.2''$. Dans les bandes WISE, il est indétecté en W1, mais visible en W2 et W3. Les couleurs $J-W2=2.50\pm 0.07$ mag et $W1-W2>3.36$ mag déterminent un type spectral T7.5, avec

une assez grande incertitude due à la non détection en W1. La distance photométrique est estimée à 27 ± 2 pc et aucun mouvement propre n'a été détecté pour cet objet.

De même que pour WISE 0812+4021, cet objet a été publié dans l'article de Mace *et al.* 2013 [33]. Les auteurs n'ont pas pu détecter l'objet en bande J et rapportent comme limite inférieure $J_{2\text{MASS}} > 18.91$ mag tandis que nous mesurons $J_{\text{MKO}} = 17.84 \pm 0.01$ mag ce qui, si nous appliquons la relation donnée par Stephens et Leggett 2004 [46], correspond à la magnitude $J_{2\text{MASS}} = 18.19 \pm 0.09$ mag. Nous avons donc une incohérence avec la limite inférieure fournie par Mace *et al.*.

Nous pensons que cette incohérence pourrait s'expliquer par l'hypothèse que nous ayons affaire à un objet variable en bande J . Nous avons déjà mentionné que les naines brunes, et plus particulièrement les objets situés à la transition entre les types spectraux L et T pour lesquels la couverture nuageuse est partielle, pouvaient varier photométriquement dans le temps. À ce jour, aucune étude de variabilité n'a été réalisée concernant des objets plus tardifs que $\sim T6$, mais il n'y a aucune raison de croire que la variabilité lumineuse cesse à partir d'un certain type spectral. En particulier, on peut supposer que la présence d'eau et de NH_3 à la surface des naines Y puisse provoquer une variation du flux de ces objets. Une explication plausible au désaccord entre nos données et celles reportées par Mace *et al.* pourrait donc être que WISE 0812+4021 est photométriquement variable dans le temps.

Pour tenter de détecter une telle variabilité, nous avons compilé les images individuelles de nos observations avec CPAPIR, couvrant un intervalle de temps de 60 min, de manière à obtenir deux images de 30 min de temps d'intégration chacune, correspondant au début et à la fin des observations. La comparaison des deux images ne révèle aucune variabilité sur cette échelle de temps. Nous avons par ailleurs mesuré la photométrie de l'objet en bande W2 aux deux époques d'observation du télescope WISE, séparées par un intervalle de ~ 6 mois, mais, encore une fois, nous n'avons mesuré aucun changement significatif entre les deux époques. Plus de données seraient donc requises pour mettre

en évidence une variabilité photométrique de WISE 1736+6059.

3.3.9 WISE 1746+0246

Cet objet se trouve à $\alpha = 17\text{h}46\text{m}35.14\text{s}$ et $\delta = 02^\circ46'39.7''$. Le rapport signal sur bruit que nous avons obtenu de cet objet en bande J est relativement faible (~ 6.7), ce qui explique la grande incertitude de la magnitude J ($J_{\text{MKO}} 18.84 \pm 0.15$). Les couleurs de cet objet sont $J-W2 = 3.84 \pm 0.18$ mag et $W1-W2 = 2.53 \pm 0.28$ mag, ce qui donne l'estimation du type spectral T8 et la distance photométrique de 17 ± 2 pc. Aucun mouvement propre n'a été détecté pour cet objet.

3.3.10 Non détections

Les 8 candidates restantes (WISE 0048+5532, WISE 0454+8024, WISE 0542-0116, WISE 0722+2226, WISE 1138+7538, WISE 1206+8401, WISE 1733+8039 et WISE 2005+7446) n'ont pas pu être détectées en bande J avec CPAPIR. Ces objets sont à la fois invisibles par vérification à l'œil nu et en calculant les rapports signal sur bruit aux positions fournies par le catalogue WISE. (Les S/B ont des valeurs fluctuant autour de 1 pour la plupart des cibles et toujours inférieures à 2).

Il est possible que, malgré les filtres appliqués pour éviter les contaminants, ces objets soient des artefacts ou des contaminants extrêmement peu lumineux en bande J , tels que des sources extragalactiques rougies par de la poussière interstellaire ou des géantes de la branche asymptotique. Une autre possibilité serait que ces sources soient réellement des naines brunes mais qu'elles soient trop faibles en bande J pour pouvoir être détectées avec CPAPIR/OMM. Dans ce cas, ces objets seraient caractérisés par des couleurs $J-W2$ extrêmement rouges, et pourraient constituer d'éventuelles candidates naines Y. En particulier, les couleurs $J-W2$ des deux objets les plus rouges, WISE 0542-0116 ($J-W2 > 4.29$ mag) et WISE 0722+2226 ($J-W2 > 4.26$ mag), laissent suggérer des types spectraux plus tardif que $\sim T9$, et seraient cohérentes avec les couleurs $W1-W2$ de ces objets ($W1-W2 > 3.39$ mag pour WISE 0542-0116 et $W1-W2 = 2.63$ mag pour

WISE 0722+2226, ce qui correspond respectivement à un type spectral plus tardif que $\sim Y0$ et à un type spectral $\sim T9$).

Ces objets pourraient donc potentiellement être parmi les plus froids connus à ce jour, ce qui est évidemment extrêmement intéressant pour contraindre les modèles d'exoplanètes. Il pourrait donc être utile de proposer un nouveau suivi photométrique de ces objets sur des télescopes de plus gros diamètre, afin de vérifier s'ils pourraient effectivement constituer de sérieuses candidates naines Y. Puisque très peu (15) de ces objets sont connus à ce jour, chaque nouvelle découverte est importante pour contraindre leur statistique (propriétés photométriques et spectroscopiques, densité spatiale, fonction de luminosité, fonction de masse...).

Tableau 3.II: Récapitulatif des résultats : photométrie proche infrarouge, types spectraux, distances photométriques et mouvements propres.

| Désignation WISE simplifiée | J_{MKO} (mag) | $J_{MKO} - W2$ (mag) | Type spectral ^a | Distance photométrique (parsec) | Mouvement propre (" a ⁻¹) |
|-----------------------------------|--------------------|-------------------------|-------------------------------|---------------------------------------|---|
| WISE 0038+8405 | 16.26±0.02 | 0.92±0.09 | T5 : | 30±2 | <0.47 |
| WISE 0048+5532 | >18.66 | >3.14 | ... | ... | ... |
| WISE 0132+3042 | 17.96±0.07 | 3.18±0.10 | T8 | 18±2 | 1.46±0.48 |
| WISE 0243-0213 | 17.52±0.02 | 2.31±0.10 | T7 : | 25±3 | 0.37±0.20 |
| WISE 0454+8024 | >18.58 | >2.94 | ... | ... | ... |
| WISE 0542-0116 | >18.96 | >4.29 | ... | ... | ... |
| WISE 0722+2226 | >19.15 | >4.26 | ... | ... | ... |
| WISE 0812+4021 | 17.96±0.03 | 2.88±0.11 | T7.5 | 23±3 | <0.31 |
| WISE 0930+6046 | 16.47±0.01 | 1.49±0.08 | T5 | 27±2 | 0.52±0.32 |
| WISE 1106+6902 | 17.07±0.02 | 1.76±0.08 | T5 | 33±3 | <0.35 |
| WISE 1138+7538 | >19.21 | >3.22 | ... | ... | ... |
| WISE 1138+7212 | 17.05±0.02 | 2.19±0.06 | T7 : | 21±3 | 0.50±0.36 |
| WISE 1206+8401 | >18.47 | >3.39 | ... | ... | ... |
| WISE 1733+8039 | >19.25 | >3.00 | ... | ... | ... |
| WISE 1736+6059 | 17.84±0.01 | 2.50±0.07 | T7.5 : | 27±2 | <0.33 |
| WISE 1746+0246 | 18.84±0.15 | 3.84±0.18 | T8 | 17±2 | <0.22 |
| WISE 2005+7446 | >18.47 | >2.63 | ... | ... | ... |

^aLes types spectraux sont donnés avec une incertitude de ± 0.5 , à moins que ne soit indiqué le symbole « : », auquel cas l'incertitude est plus grande.

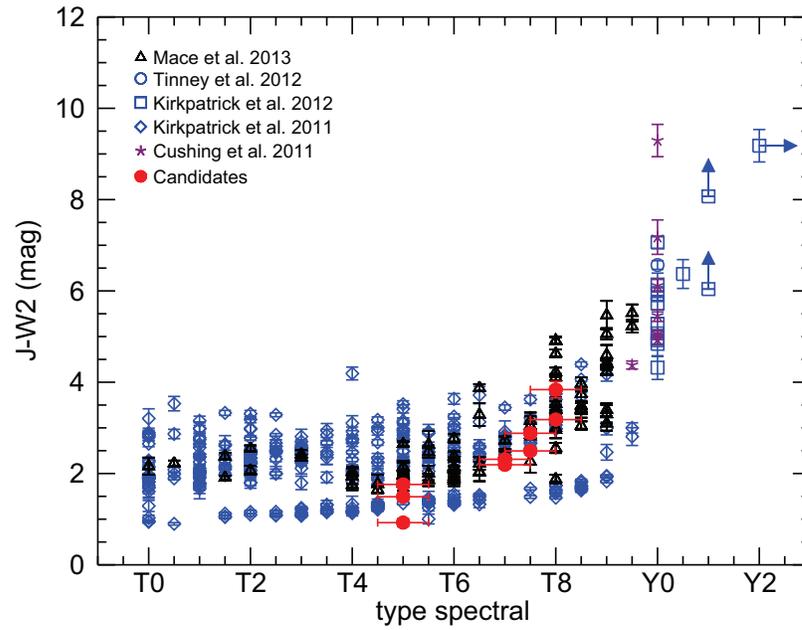


Figure 3.3: $J-W2$ en fonction du type spectral de naines T et Y connues (en mauve, bleu et noir), ainsi que de nos propres candidates (en rouge).

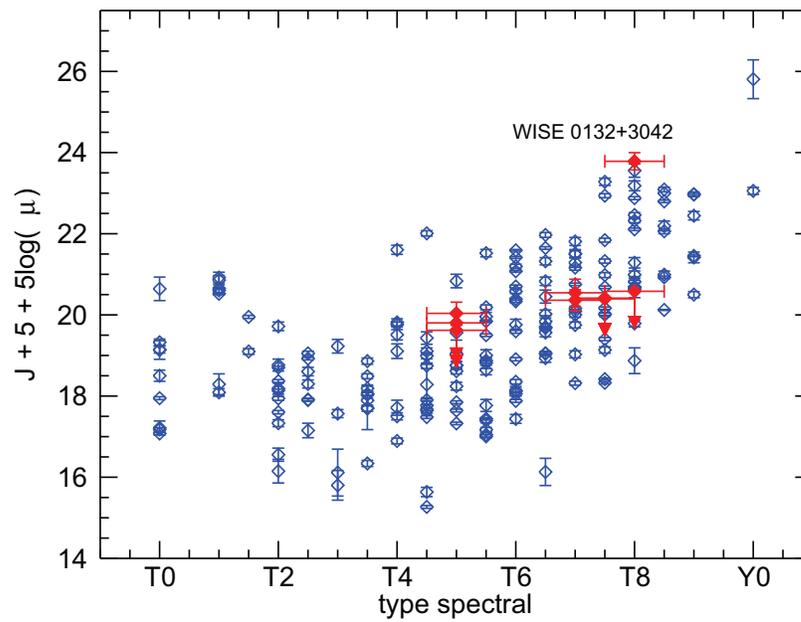


Figure 3.4: Mouvement propre réduit en fonction du type spectral de naines T et Y connues (en bleu), ainsi que de nos propres candidates (en rouge).

CHAPITRE 4

CONCLUSION

Nous avons présenté les différentes étapes de l'identification de nouvelles candidates au rang de naines brunes de types spectraux plus tardifs que T5. À partir de critères photométriques, et ayant pris soin de rejeter tous les contaminants potentiels, nous avons isolé 55 sources des données du télescope spatial WISE. 17 de ces candidates ont fait l'objet d'un suivi photométrique à l'Observatoire du Mont-Mégantic (OMM) avec la caméra panoramique CPAPIR en bande *J*, à la fois pour obtenir leur photométrie proche infrarouge ainsi que pour tenter de détecter d'éventuels mouvements propres caractéristiques des naines brunes.

Sur les 17 cibles, 9 ont pu être détectées avec CPAPIR et 4 présentent un mouvement propre supérieur à 3 fois la dispersion des étoiles du champ. À partir des données photométriques, nous avons obtenu, par inférence bayésienne, un estimé du type spectral et de la distance photométrique de chaque cible détectée en bande *J*. Parmi ces objets, nous dénombrons trois naines T5, deux naines T7, deux naines T7.5 et deux naines T8 potentielles. L'une des candidates T8, WISE 0132+3042, présente un mouvement propre inhabituellement élevé pour un objet avec le type spectral que nous lui avons attribué. En supposant que les sources WISE et CPAPIR aient été bien associées, un tel mouvement suggère que l'objet pourrait soit être un vieil objet membre du halo galactique, ou une naine de type spectral plus tardif que celui que nous lui avons attribué, ce qui pourrait éventuellement la placer dans le domaine des naines Y.

Avant d'obtenir la confirmation de l'identification de nos candidates par spectroscopie, il est difficile discuter de l'impact de ce projet sur la statistique des naines brunes. Cependant, nous pouvons déjà esquisser un bilan préliminaire à partir de certaines considérations. Tout d'abord, on peut raisonnablement supposer un taux de contamination de notre échantillon situé autour de 25%. Ce pourcentage se retrouve dans la plupart des

travaux de même nature : par exemple, Mace et al. [33] reportent un nombre total de 31 contaminants sur un échantillon de 118 candidates naines T sélectionnées sur critères de couleur WISE. Sur nos 35 candidates (les 55 candidates initiales moins les 20 objets publiés par d'autres équipes de recherche avant ou au cours de ce projet), on s'attend donc à avoir environ 24 « vraies » naines brunes. À partir des estimés de distances obtenus pour les 9 objets détectés en bande *J*, on trouve que la probabilité moyenne qu'un objet de notre échantillon se trouve à une distance inférieure à 20 pc est de 23%. Il est fort possible que la valeur réelle soit plus grande puisque les objets indétectés en bande *J*, s'il s'agit bien de naines brunes, auraient vraisemblablement un type spectral plus tardif que T8, et seraient donc plus proches. Malgré tout, si l'on extrapole ce pourcentage à l'échantillon complet, cela signifie que nous devrions avoir à peu près 6 objets de type spectral compris entre T5 et T8 situés à moins de 20 pc. À ce jour, 134 de ces objets sont connus, ce qui signifie que nous aurions augmenté l'échantillon total de $\sim 4.5\%$.

Pour la poursuite du projet, une demande de temps a été soumise à l'observatoire Gemini dans le but d'obtenir la distribution d'énergie spectrale de WISE 0132+3042 et WISE 0243-0213 dans l'intervalle de longueur d'onde $0.9 - 2.4 \mu\text{m}$. Les instruments utilisés pour ces deux candidates sont respectivement le spectromètre GNIRS (Gemini Nord) et le spectromètre Flamingos-2 (Gemini Sud). Cette demande de temps a été acceptée en Juin 2013 pour le semestre d'observation 2013B (1^{er} Août 2013 - 31 Janvier 2014). La poursuite du projet dans le futur sera donc la réduction et l'analyse des spectres obtenus par l'observatoire Gemini, l'observation photométrique des 18 candidates restantes, ainsi que la soumission de nouvelles demandes de temps pour obtenir la spectroscopie proche infrarouge des autres candidates. La demande de temps que nous avons soumise à l'observatoire Gemini est référée à l'annexe II de ce mémoire et peut éventuellement servir de modèle aux demandes à soumettre dans le futur. Par ailleurs, les potentielles candidates Y indétectées avec CPAPIR/OMM pourraient faire l'objet d'un suivi photométrique sur un télescope de plus gros diamètre. Enfin, un suivi de WISE 1736+6059 pourrait être réalisé pour confirmer la variabilité photométrique de cet objet.

BIBLIOGRAPHIE

- [1] F. Allard, P. H. Hauschildt, D. R. Alexander, A. Tamanai et A. Schweitzer. The Limiting Effects of Dust in Brown Dwarf Model Atmospheres. *The Astrophysical Journal*, 556:357–372, 2001.
- [2] F. Allard, D. Homeier et B. Freytag. Model Atmospheres From Very Low Mass Stars to Brown Dwarfs. *The Astrophysical Journal*, 2010.
- [3] F. Allard, D. Homeier et B. Freytag. Models of very-low-mass stars, brown dwarfs and exoplanets. *Royal Society of London Philosophical Transactions Series A*, 370: 2765–2777, 2012.
- [4] E. Artigau, R. Doyon, P. Vallee, M. Riopel et D. Nadeau. CPAPIR : a wide-field infrared camera for the Observatoire du Mont Megantic. Dans A. F. M. Moorwood et M. Iye, éditeurs, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 5492 de *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, pages 1479–1486, 2004.
- [5] M. Asplund, N. Grevesse, A. J. Sauval et P. Scott. The Chemical Composition of the Sun. *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 47:481–522, 2009.
- [6] M. R. Bate. Stellar, brown dwarf and multiple star properties from a radiation hydrodynamical simulation of star cluster formation. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 419:3115–3146, 2012.
- [7] A. Borysow, U. G. Jorgensen et C. Zheng. Model atmospheres of cool, low-metallicity stars : the importance of collision-induced absorption. *Astronomy and Astrophysics*, 324:185–195, 1997.
- [8] A. J. Burgasser, J. D. Kirkpatrick et Brown et al. The Spectra of T Dwarfs. I. Near-Infrared Data and Spectral Classification. *The Astrophysical Journal*, 564: 421–451, 2002.

- [9] A. J. Burgasser, J. D. Kirkpatrick et P. J. Lowrance. Multiplicity among Widely Separated Brown Dwarf Companions to Nearby Stars : Gliese 337CD. *The Astronomical Journal*, 129:2849–2855, 2005.
- [10] A. Burrows, W. B. Hubbard, J. I. Lunine et J. Liebert. The theory of brown dwarfs and extrasolar giant planets. *Reviews of Modern Physics*, 73:719–765, 2001.
- [11] R. Cayrel, E. Depagne et Spite et al. First stars V - Abundance patterns from C to Zn and supernova yields in the early Galaxy. *Astronomy and Astrophysics*, 416:1117–1138, 2004.
- [12] G. Chabrier et I. Baraffe. Structure and evolution of low-mass stars. *Astronomy and Astrophysics*, 327:1039–1053, 1997.
- [13] G. Chabrier et I. Baraffe. Theory of Low-Mass Stars and Substellar Objects. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 38:337–377, 2000.
- [14] G. Chabrier, I. Baraffe, J. Leconte, J. Gallardo et T. Barman. The mass-radius relationship from solar-type stars to terrestrial planets : a review. Dans *15th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, volume 1094 de *American Institute of Physics Conference Series*, pages 102–111, 2009.
- [15] N. Christlieb, M. S. Bessell et Beers et al. A stellar relic from the early Milky Way. *Nature*, 419:904–906, 2002.
- [16] X. Delfosse, T. Forveille, C. Perrier et M. Mayor. Rotation and chromospheric activity in field M dwarfs. *Astronomy and Astrophysics*, 331:581–595, 1998.
- [17] P. Delorme, X. Delfosse et Albert et al. CFBDS J005910.90-011401.3 : reaching the T-Y brown dwarf transition ? *Astronomy and Astrophysics*, 482:961–971, 2008.
- [18] P. Delorme, C. J. Willott et Forveille et al. Finding ultracool brown dwarfs with MegaCam on CFHT : method and first results. *Astronomy and Astrophysics*, 484:469–478, 2008.

- [19] T. J. Dupuy et M. C. Liu. The Hawaii Infrared Parallax Program. I. Ultracool Binaries and the L/T Transition. *The Astrophysical Journal Supplement*, 201:19, 2012.
- [20] P. R. M. Eisenhardt, R. L. Griffith et D. et al. Stern. Ultracool Field Brown Dwarf Candidates Selected at 4.5 μm . *The Astrophysical Journal*, 139:2455–2464, 2010.
- [21] N. Epchtein. DENIS : A Deep Near Infrared Southern Sky Survey. Dans *New Horizons from Multi-Wavelength Sky Surveys*, volume 179, page 106, 1998.
- [22] J. K. Faherty, A. J. Burgasser, K. L. Cruz, M. M. Shara, F. M. Walter et C. R. Gelino. The Brown Dwarf Kinematics Project I. Proper Motions and Tangential Velocities for a Large Sample of Late-Type M, L, and T Dwarfs. *The Astrophysical Journal*, 137:1–18, 2009.
- [23] T. R. Geballe, G. R. Knapp et Leggett et al. Toward Spectral Classification of L and T Dwarfs : Infrared and Optical Spectroscopy and Analysis. *The Astrophysical Journal*, 564:466–481, 2002.
- [24] W. Herbst, J. Eislöffel, R. Mundt et A. Scholz. The Rotation of Young Low-Mass Stars and Brown Dwarfs. *Protostars and Planets V*, pages 297–311, 2007.
- [25] R. D. Jeffries. Measuring the Initial Mass Function of Low Mass Stars and Brown Dwarfs. Dans C. Reylé, C. Charbonnel et M. Schultheis, éditeurs, *EAS Publications Series*, volume 57 de *EAS Publications Series*, pages 45–89, novembre 2012.
- [26] J. D. Kirkpatrick. New Spectral Types L and T. *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 43:195–245, 2005.
- [27] J. D. Kirkpatrick, M. C. Cushing et Gelino et al. The First Hundred Brown Dwarfs Discovered by the Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE). *The Astrophysical Journal Supplement*, 197:19, 2011.

- [28] J. D. Kirkpatrick, C. R. Gelino, M. C. Cushing et Mace et al. Further Defining Spectral Type "Y" and Exploring the Low-mass End of the Field Brown Dwarf Mass Function. *The Astrophysical Journal*, 753:156, 2012.
- [29] J. D. Kirkpatrick, I. N. Reid et Liebert et al. Dwarfs Cooler than "M" : The Definition of Spectral Type "L" Using Discoveries from the 2 Micron All-Sky Survey (2MASS). *The Astrophysical Journal*, 519:802–833, 1999.
- [30] D. Lafrenière, R. Jayawardhana et M. H. van Kerkwijk. Direct Imaging and Spectroscopy of a Planetary-Mass Candidate Companion to a Young Solar Analog. *The Astrophysical Journal*, 689:L153–L156, 2008.
- [31] A.-M. Lagrange, D. Gratadour et Chauvin et al. A probable giant planet imaged in the β Pictoris disk. VLT/NaCo deep L'-band imaging. *Astronomy and Astrophysics*, 493:L21–L25, 2009.
- [32] A. Lawrence, S. J. Warren et Almaini et al. The UKIRT Infrared Deep Sky Survey (UKIDSS). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 379:1599–1617, 2007.
- [33] G. N. Mace, J. D. Kirkpatrick et Cushing et al. A Study of the Diverse T Dwarf Population Revealed by WISE. *The Astrophysical Journal Supplement*, 205:6, 2013.
- [34] C. Marois, B. Macintosh et Barman et al. Direct Imaging of Multiple Planets Orbiting the Star HR 8799. *Science*, 322:1348–, novembre 2008.
- [35] E. L. Martín, X. Delfosse et Basri et al. Spectroscopic Classification of Late-M and L Field Dwarfs. *The Astronomical Journal*, 118:2466–2482, 1999.
- [36] I. S. McLean, L. Prato et McGovern et al. The NIRSPEC Brown Dwarf Spectroscopic Survey. II. High-Resolution J-Band Spectra of M, L, and T Dwarfs. *The Astrophysical Journal*, 658:1217–1235, 2007.

- [37] J. Morin. Magnetic Fields from Low-Mass Stars to Brown Dwarfs. Dans C. Reyl , C. Charbonnel et M. Schultheis,  diteurs, *EAS Publications Series*, volume 57 de *EAS Publications Series*, pages 165–191, 2012.
- [38] T. Nakajima, B. R. Oppenheimer et Kulkarni et al. Discovery of a cool brown dwarf. *Nature*, 378:463–465, 1995.
- [39] R. Racine. The Mont Megantic astronomical observatory - A new major observatory for Canada. *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada*, 72:324–334, 1978.
- [40] I. N. Reid, A. J. Burgasser, K. L. Cruz, J. D. Kirkpatrick et J. E. Gizis. Near-Infrared Spectral Classification of Late M and L Dwarfs. *The Astronomical Journal*, 121:1710–1721, 2001.
- [41] C. Reyl , P. Delorme et Willott et al. The ultracool-field dwarf luminosity-function and space density from the Canada-France Brown Dwarf Survey. *Astronomy and Astrophysics*, 522:A112, 2010.
- [42] E. L. Rice, T. Barman, I. S. Mclean, L. Prato et J. D. Kirkpatrick. Physical Properties of Young Brown Dwarfs and Very Low Mass Stars Inferred from High-resolution Model Spectra. *The Astrophysical Journal Supplement*, 186:63–84, 2010.
- [43] E. L. Rice, J. K. Faherty et Cruz et al. Juvenile Ultracool Dwarfs. Dans *16th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, volume 448 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 481, 2011.
- [44] D. Saumon et M. S. Marley. The Evolution of L and T Dwarfs in Color-Magnitude Diagrams. *The Astrophysical Journal*, 689:1327–1344, 2008.
- [45] M. F. Skrutskie, R. M. Cutri et Stiening et al. The Two Micron All Sky Survey (2MASS). *The Astronomical Journal*, 131:1163–1183, 2006.

- [46] D. C. Stephens et S. K. Leggett. JHK Magnitudes for L and T Dwarfs and Infrared Photometric Systems. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 116:9–21, 2004.
- [47] J. C. Tarter. Brown Dwarfs, Lilliputian Stars, Giant Planets and Missing Mass Problems. volume 8 de *Bulletin of the American Astronomical Society*, page 517, 1976.
- [48] C. G. Tinney, J. K. Faherty et Kirkpatrick et al. WISE J163940.83-684738.6 : A Y Dwarf Identified by Methane Imaging. *The Astrophysical Journal*, 759:60, 2012.
- [49] A. Whitworth, M. R. Bate, Å. Nordlund, B. Reipurth et H. Zinnecker. The Formation of Brown Dwarfs : Theory. *Protostars and Planets V*, pages 459–476, 2007.
- [50] E. L. Wright, P. R. M. Eisenhardt et Mainzer et al. The Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE) : Mission Description and Initial On-orbit Performance. *The Astronomical Journal*, 140:1868–1881, 2010.
- [51] D. G. York, J. Adelman et Anderson et al. The Sloan Digital Sky Survey : Technical Summary. *The Astronomical Journal*, 120:1579–1587, 2000.

Annexe I

Images CPAPIR et WISE

Les images ci-dessous présentent les observations des 17 candidates du suivi photométrique réalisé à l’Observatoire du Mont-Mégantic (OMM) en bande J , ainsi que les images WISE en bandes W1, W2 et W3 de ces mêmes objets (voir Table I.I pour les propriétés des filtres). Les images WISE sont une compilation sur toutes les époques des données du télescope. Les images en bande J ont été obtenues avec la caméra panoramique proche infrarouge CPAPIR. Chaque cible a été observée en bande J avec un temps total d’exposition minimum de ~ 30 min. La PLMH de la FEP des images WISE est d’environ $6''$, et celle des images CPAPIR varie entre $\sim 1.6''$ et $2.5''$ suivant les conditions météorologiques. Chaque image a été rognée de manière à obtenir un champ de $100'' \times 100''$ centré sur la cible.

Tableau I.I: Filtres.

| Filtre | $\lambda_{\text{moyen}} (\mu\text{m})$ | Largeur (μm) |
|--------|--|---------------------------|
| J | 1.22 | 0.21 |
| W1 | 3.4 | ~ 1.5 |
| W2 | 4.6 | ~ 1.5 |
| W3 | 12 | ~ 10.5 |

Comme attendu pour des naines T et Y, les candidates sont beaucoup plus brillantes dans la bande spectrale W2 que dans les bandes W1 et W3. En bande J , 9 des 17 cibles ont pu être détectées de manière satisfaisante, avec un rapport signal sur bruit supérieur à 7 (sauf WISE 1746+0246 qui est détectée avec un rapport signal sur bruit de ~ 6.7). Les 8 autres cibles non détectées pourraient constituer des candidates naines Y.

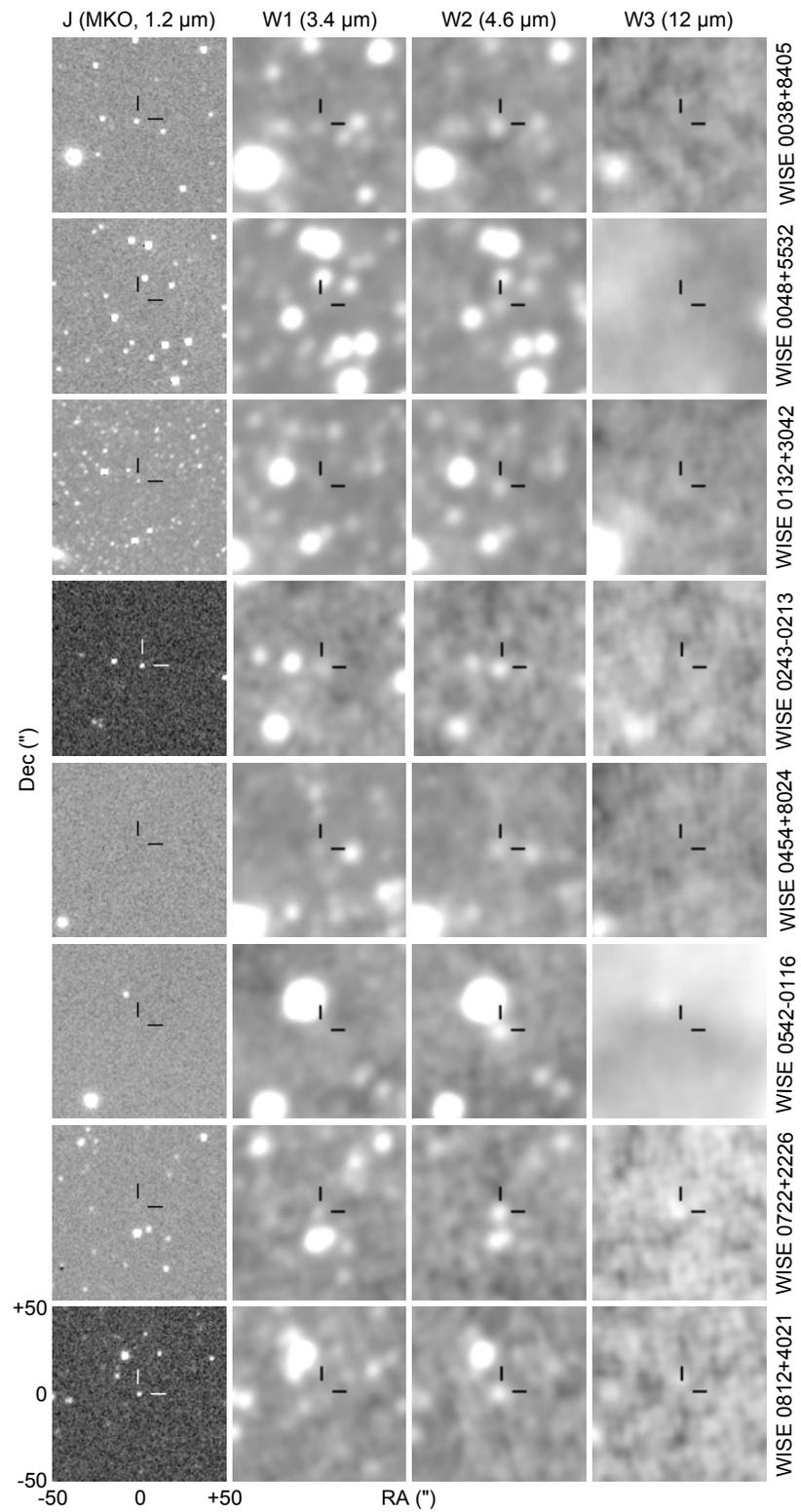
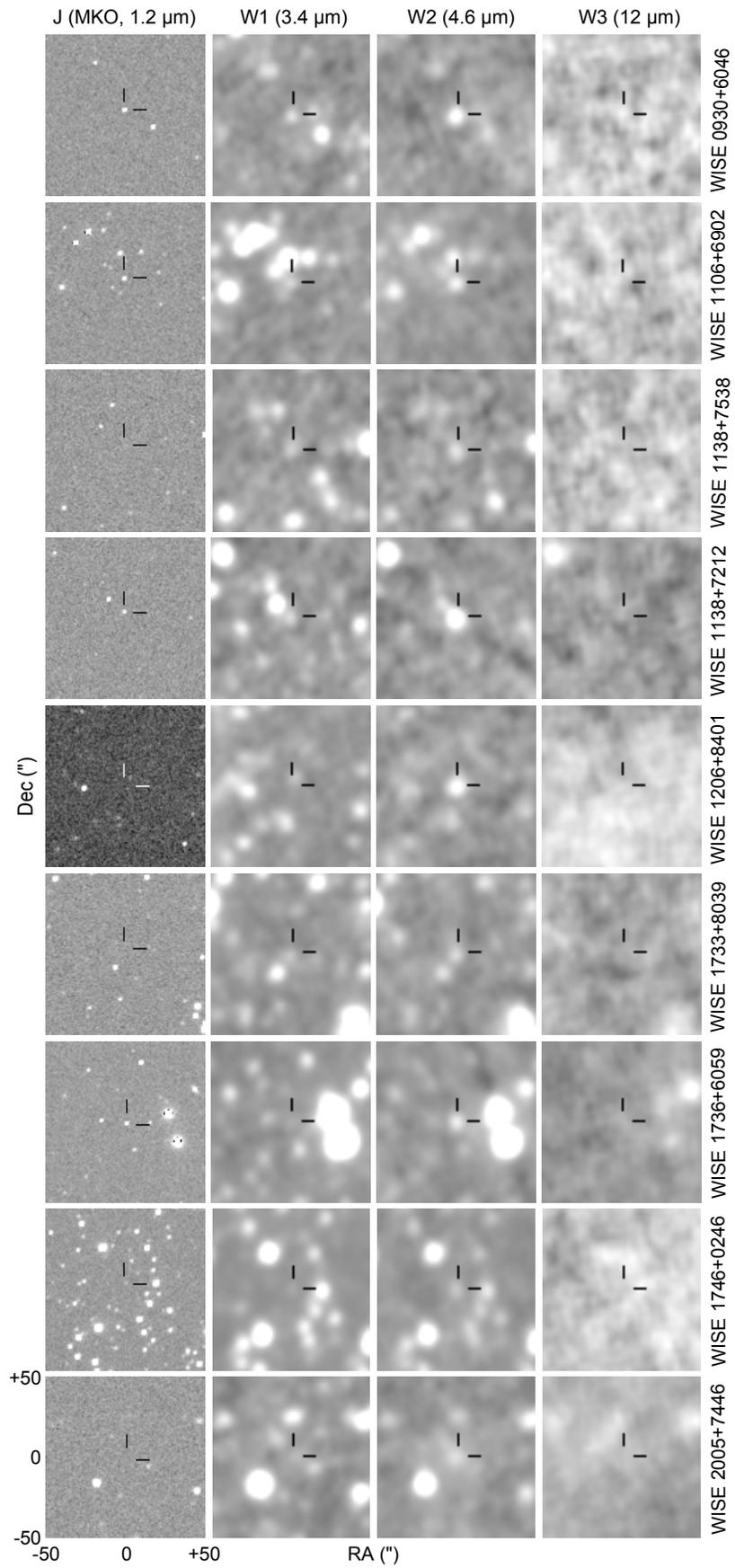


Figure I.1: Images $100'' \times 100''$ en bandes *J*, *W1*, *W2* et *W3* des 17 candidates observées à l'OMM. Chaque ligne correspond à une candidate différente.



Annexe II

Demande de temps soumise à l'Observatoire Gemini

La demande de temps présentée ci-dessous propose d'obtenir la distribution d'énergie spectrale de WISE 0132+3042 et WISE 0243-0213 dans les bandes spectrales *J*, *H* et *K* (entre $0.9\ \mu\text{m}$ et $2.4\ \mu\text{m}$) avec les spectrographes GNIRS (Gemini Nord) et Flamingos-2 (Gemini Sud). Cette demande, soumise le 28 Mars 2013 pour le bloc de temps d'observation 2013B (entre le 1^{er} Août 2013 et le 31 Janvier 2014), a été acceptée le 17 Juin 2013.

Scientific Justification

These last years, the Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE, [Wright et al. 2010]) allowed the discovery of the coldest known objects in the solar neighborhood ([Kirkpatrick et al. 2011], [Cushing et al. 2011], [Mace et al. 2013]). These objects provide the best test of cool atmospheric models and, due to their proximity and very low luminosity, also constitute interesting search targets potentially hosting their own planetary systems.

We undertook a search based on the WISE All-Sky Source Catalog to find new cold T and Y dwarf candidates that will increase the current sample of the coldest brown dwarfs. We selected objects with W1-W2 greater than 2, roughly corresponding to spectral type T5 ([Dupuy et Liu 2012]). To avoid contaminants such as active galactic nuclei (AGN) and galaxies reddened by interstellar dust, we rejected sources with $W2-W3 > 2.5$, $W2-W4 > 4.5$ and $W1-W2 > 0.96(W2-W3)-0.96$ as described by [Kirkpatrick et al. 2011]. Photometric follow-up of our initial candidates has been performed at the Mont-Megantic Observatory in order to obtain their J and Ks magnitudes. From our photometric measurements, we used a Bayesian analysis as described in [Malo et al. 2013] to evaluate their photometric distance and spectral type. This method has been tested on a large sample of stars with known parallax and shown to be very effective. Constraining our search to high proper-motion objects is also an efficient mean of discriminating brown dwarfs from other stellar objects. For a given magnitude, brown dwarfs are much closer and therefore have, on average, larger proper motions.

From our initial sample, we isolated two new \sim T8 candidates with high proper motions. WISE 0243-0213 has $W1-W2 > 2.85$ and $J_{MKO}-W2 = 2.31 \pm 0.01$ which indicates a $T7.5 \pm 0.5$ spectral type. With an apparent magnitude $J = 17.52 \pm 0.02$, we evaluate its distance at 20.9 ± 1.9 pc based on the dwarf parallax compilation from Trent Dupuy (see [Dupuy et Liu 2012]). We calculated a proper motion of 758 ± 20 mas from WISE multi-epoch data and our own observations, which suggests that WISE 0243-0213 is an old object not part of any young association. WISE 0132+3042 has $W1-W2 > 2.576 \pm 0.20$ and $J_{MKO} - W2 = 3.18 \pm 0.01$, which is consistent with a $T8 \pm 0.5$ object. Its apparent magnitude, $J = 17.96 \pm 0.08$, corresponds to a distance of 17.48 ± 1.86 pc for this spectral type. The measured proper motion of WISE 0132+3042, 1585 ± 20 mas, is unusually high for a T8 object (see Figure 2). Its kinematics suggests that the candidate could be a very old object, member of the galactic halo, and, therefore, it could be one of the lowest metallicity T-dwarf known. Another explanation for its high proper motion could be that the photometric distance has been overestimated. In this case, the object could be much colder than believed, putting it in the Y dwarf domain.

We propose here to obtain NIR spectroscopy of our candidates in the $0.9-2.4 \mu\text{m}$ wavelength domain. This will allow us to confirm their spectral type and properly determine their $\log g$, temperature and metallicity, giving us estimates of their mass and age. With a resolution of $R \sim 800$, we will have a precise measurement of narrow spectroscopic features such as the KI doublets or the FeH band at $0.98 \mu\text{m}$, which will allow us to measure the metallicity of our candidates. In particular, we will be able to determine if WISE 0243+3042 is indeed a very old, low metallicity member of the galactic halo as suggested by its kinematics. Beyond the interest of individual objects, increasing the sample of ultra cool dwarfs makes it possible to better constrain the field brown-dwarf spatial density, luminosity function and mass function, which are still poorly constrained for T and Y dwarfs as mentioned in [Kirkpatrick et al. 2012].

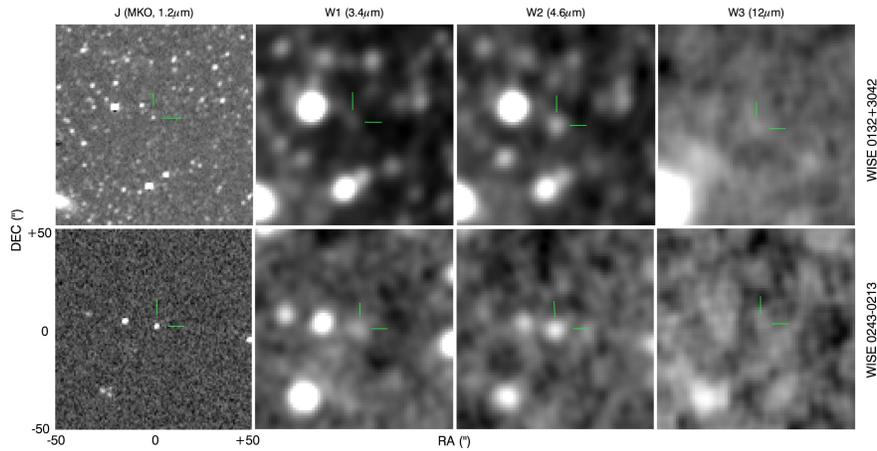


Figure 1: WISE 0132+3042 and WISE 0243-013, respectively T8 and T7.5-dwarf candidates in J_{MKO} (OMM/CPAPIR), W1, W2 and W3 bands. Apparent magnitudes are $J_{MKO}=17.96\pm0.08$, $W1=17.36\pm0.20$, $W2=14.78\pm0.06$, $W3=12.30\pm0.27$ for WISE 0132+3042 and $J_{MKO}=17.52\pm0.02$, $W1>18.06$, $W2=15.21\pm0.10$, $W3>12.96$ for WISE 0243-0213. As expected for late-type T dwarfs, these object are brighter in W2 than W1 (respectively $W1-W2=2.58\pm0.21$ and $W1-W2>2.85$)

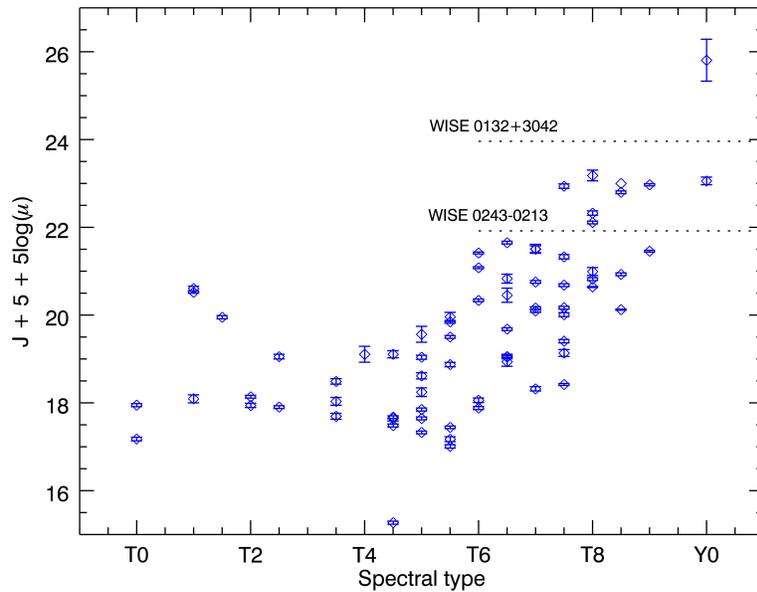


Figure 2: Reduced proper motion of known T and Y dwarfs from [Kirkpatrick et al. 2012], [Dupuy et Liu 2012] and [Tinney et al. 2012]. The proper motion of WISE 0243-0213 is consistent with its estimated spectral type (T7.5). WISE 0132+3042 has a proper motion unusually high for a T8 object, suggesting that the candidate could either be an old member of the galactic halo, or a later-type dwarf.

Technical Description

In order to constrain the physical parameters of our T-dwarf candidates, we propose here to obtain NIR spectroscopic follow-up of these objects over the 0.9-2.4 μ m wavelength domain. The S/N must allow precise measurement of relatively narrow spectroscopic features like the *J*-band KI doublets. These spectrums will allow to determine the spectral type, log *g* and temperature of the objects from models.

To obtain WISE 0243-0213 NIR spectral energy distribution (SED) at a resolution of $R \sim 1200$, we propose to use FLAMINGOS-2 with a 4-pixel slit, *JH* and *HK* filters and their corresponding grisms, and a read noise set for faint objects (8 reads and readnoise lower than 5 e^-). The Flamings-2 ITC predicts that our S/N requirements will be met with 15x180-s exposures, for a total of 45 min in each filter, under CC=70%, IQ=70%, SB=ANY and WV=ANY conditions. The per-pixel S/N with these constraints is ~ 20 -30. Assuming a 15 s per-exposure overhead and 18 min of acquisition overheads (faint target), we request a total of 67 min (1.2 hr) in each filter. WISE 0243-0213 could also be observed with GNIRS instead of FLAMINGOS-2 with the settings described hereafter for WISE 0132+3042.

WISE 0132+3042 is only accessible from Gemini North. Therefore, we propose to obtain its NIR SED using GNIRS, at a resolution of $R \sim 800$. The instrument will be use in a cross-dispersed mode, with a setting similar to what was used in [Albert et al. 2011]: the 0.675" slit, the short 0.15"/pix camera and the 31.7l/mm grating. The GNIRS ITC predicts that our S/N requirements will be met with 15x180-s exposures, for a total of 45 min on the target, under CC=70%, IQ=70%, SB=ANY and WV=ANY conditions. The per-pixel S/N with these constraints is 15-20, scaling to 30-40 for a 4.5-pixel resolution element. Photometric conditions are not required, as the spectro-photometric calibration will be done by scalling the spectrum to the measured OMM/CPAPIR *J*-band magnitude. The reduction will be carried with the pipeline used to reduce the GNIRS observations described in [Albert et al. 2011]. Assuming a 15 s per-exposure overhead and 18 min of acquisition overheads (faint target), we request a total of 67 min (1.2 hr).

References

- [Albert et al. 2011] : AJ, 141, 17 : 37 new T-type brown dwarfs in the Canada-France (...)
- [Cushing et al. 2011] : ApJ, 743, 17 : The Discovery of Y Dwarfs using Data from (...)
- [Dupuy et Liu 2012] : ApJS, 201, 84 : The Hawaii Infrared Parallax Program. I. (...)
- [Kirkpatrick et al. 2011] : ApJS, 197, 55 : The First Hundred Brown Dwarfs (...)
- [Kirkpatrick et al. 2012] : ApJ, 753, 38 : Further Defining Spectral Type "Y" (...)
- [Luhman 2013] : ApJ, 767, 6 : Discovery of a Binary Brown Dwarf at 2 pc from the Sun
- [Mace et al. 2013] : ApJS, 205, 49 : A Study of the Diverse T Dwarf Population Revealed by WISE
- [Malo et al. 2013] : ApJ, 762, 55 : Bayesian Analysis to Identify New Star Candidates (...)
- [Nakajima et al. 1995] : Nature, 378, 463 : Discovery of a cool brown dwarf
- [Tinney et al. 2012] : ApJ, 759, 9 : WISE J163940.83-684738.6: A Y Dwarf Identified (...)
- [Wright et al. 2010] : AJ, 140, 1868 : The Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE) (...)

Band 3 Plan

Our observations do not require pristine observing conditions and could be scheduled in band 3. The overall time requested would remain unchanged at 1.2 h, but the IQ constraint would be relaxed to 85% for each object in each filter. This would lead to a $\sim 30\%$ loss in S/N. Consequently, it will be possible to set weaker constraint on the equivalent width of the KI doublet in J (a gravity sensitive feature), but would still provide unambiguous constraints on the surface gravity through other indicators such as the J/K ratio and the shape the Y spectral energy distribution.

Classical Backup Program

This is not a classical request.

Justify Target Duplications

THE GSA search revealed no duplicate observations.

Publications

Albert et al., 2011, AJ, 141, 203 : 37 new T-type brown dwarfs in the Canada-France (...)
 Artigau et al., 2011, ApJ, 739, 48 : Discovery of two L & T binaries with wide (...)
 Artigau et al., 2011, ApJ, 141, 202 : Penetrating the Homunculus- near-infrared (...)
 Artigau et al., 2010, ApJL, 718, 38 : DENIS J081730.0-615520: An Overlooked Mid-T (...)
 Artigau et al., 2009, AIPC, 1094, 493 : SIMP: A Near-Infrared Proper Motion Survey.
 Artigau et al., 2009, ApJ, 692, 149 : On the Age of the Widest Very Low Mass Binary.
 Artigau et al., 2009, ApJ, 701, 1534 : Photometric Variability of the T2.5 Brown (...)
 Artigau et al., 2007, ApJL, 659, 49 : Discovery of the Widest Very Low Mass Binary.
 Delorme et al., 2012, A&A, 548, 14 : CFBDSIR2149-0403: a 4-7 Jupiter-mass free-floating (...)
 Lafreniere et al., 2011, ApJ, 730, 42 : Discovery of an ~ 23 M Jup Brown Dwarf (...)
 Lafreniere et al., 2010, ApJ, 719, 497 : The Directly Imaged Planet Around the Young (...)
 Lafreniere et al., 2009, ApJ, 694, 148 : HST/NICMOS Detection of HR 8799 b in 1998.
 Lafreniere et al., 2008, ApJ, 689, 153 : Direct Imaging and Spectroscopy of a (...)
 Lafreniere et al., 2008, ApJ, 683, 844 : A Multiplicity Census of Young Stars in (...)
 Lafreniere et al., 2007, ApJ, 670, 1367 : The Gemini Deep Planet Survey.
 Lafreniere et al., 2007, ApJ, 661, 1208 : Improving the Speckle Noise Attenuation (...)
 Lafreniere et al., 2007, ApJ, 660, 770 : A New Algorithm for Point-Spread Function (...)
 Malo et al., 2013, ApJ, 762, 50 : Bayesian analysis to identify new star candidates (...)

Use of Other Facilities or Resources

To properly calibrate the NIR spectrum of our candidates, and to have better measurements of proper motions, we submitted another proposal to get precise JHK_s photometry with the OMM/CPAPIR (PI : Marsset).

Previous Use of Gemini

No previous use of Gemini by the PI.

| <u>Reference</u> | <u>Allocation</u> | <u>% Useful</u> | <u>Status of previous data</u> |
|------------------|-------------------|-----------------|--------------------------------|
|------------------|-------------------|-----------------|--------------------------------|