

Université de Montréal

**Recherche et caractérisation de systèmes binaires dont l'une des composantes
est de faible masse**

par
Frédérique Baron

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

Avril, 2014

© Frédérique Baron, 2014.

Université de Montréal
Faculté des études supérieures

Ce mémoire intitulé:

**Recherche et caractérisation de systèmes binaires dont l'une des composantes
est de faible masse**

présenté par:

Frédérique Baron

a été évalué par un jury composé des personnes suivantes:

Nicole St-Louis,	président-rapporteur
David Lafrenière,	directeur de recherche
Patrick Dufour,	membre du jury

Mémoire accepté le:

RÉSUMÉ

Nous présentons la découverte de quatorze nouveaux systèmes binaires ayant une séparation supérieure à 250 UA et dont au moins l'une des composantes est une naine M ou une naine L. Ces systèmes ont d'abord été identifiés en cherchant des objets ayant un mouvement propre commun autour d'étoiles connues possédant un mouvement propre élevé, grâce à une corrélation croisée de grands relevés du ciel dans l'infrarouge proche (2MASS, SDSS et SIMP). Un suivi astrométrique, afin de confirmer le mouvement propre commun, a été réalisé sur toutes les cibles avec la caméra SIMON et/ou la caméra CPAPIR à l'Observatoire du Mont-Mégatic (OMM) ou à l'Observatoire interaméricain du Cerro Tololo (CTIO). Un suivi spectroscopique a aussi été effectué sur la plupart des compagnons avec GMOS ou GNIRS à Gemini afin de déterminer leurs types spectraux. La probabilité que deux objets forment un système binaire par hasard a été évaluée afin de s'assurer que les couples candidats que nous présentons soient réellement liés. Un de nos nouveaux systèmes a un compagnon de masse sous-stellaire : 2M1259+1001 (L4.5). L'étude des systèmes que nous avons découverts pourra, entre autre, nous aider à mieux comprendre les mécanismes de formation des étoiles de très faible masse et des naines brunes.

Mots clés : Étoile binaire, étoile de faible masse, naine brune.

ABSTRACT

We report the discovery of 14 new low-mass binary systems containing mid-M to mid-L dwarf companions with a separation larger than 250 AU. These systems were first identified by searching for common proper motion sources in the vicinity of known high proper motion stars, based on a cross-correlation of wide area near-infrared surveys (2MASS, SDSS, and SIMP). An astrometric follow-up, for common proper motion confirmation, was made with SIMON and/or CPAPIR at the Observatoire du Mont-Mégantic (OMM) and Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO) telescopes for most of the candidates identified. A spectroscopic follow-up was also made with GMOS or GNIRS at Gemini to determine their spectral types. Statistical arguments are provided to show that all of the systems we report here are very likely to be truly bound. One of the new systems we discovered has a brown dwarf companion: 2M1259+1001 (L4.5). The study of the new systems we have discovered will be useful to help us better understand how very low mass stars and brown dwarfs form.

Keywords: Binary star, low-mass star, brown dwarf.

TABLE DES MATIÈRES

RÉSUMÉ	iii
ABSTRACT	iv
TABLE DES MATIÈRES	v
LISTE DES TABLEAUX	viii
LISTE DES FIGURES	ix
LISTE DES SIGLES	xii
NOTATION	xiii
DÉDICACE	xiv
REMERCIEMENTS	xv
INTRODUCTION	1
CONTRIBUTION	3
CHAPITRE 1 : ÉLÉMENTS THÉORIQUES	4
1.1 Étoiles de faible masse et naines brunes	4
1.1.1 Naines de type M	5
1.1.2 Naines de type L	8
1.1.3 Naines brunes	9
1.1.4 Différencier une naine brune d'une étoile de faible masse	11
1.2 Systèmes binaires	12
1.2.1 Binaires spectroscopiques	12
1.2.2 Binaires visuelles	13
1.2.3 Binaires à éclipses	16

1.2.4	Binaires astrométriques	16
1.2.5	Propriétés générales des systèmes binaires	17
1.3	Processus de formation	19
1.3.1	Éjection d'un embryon stellaire	21
1.3.2	Fragmentation turbulente des nuages moléculaires	21
1.3.3	Fragmentation du disque	22
1.3.4	Photo-érosion du coeur protostellaire	23
1.3.5	Capture	23
1.4	Analyse des spectres individuels	24
1.4.1	Type spectral	25
1.4.2	Âge	25
1.4.3	Masse	27
1.4.4	Métallicité	27
1.5	Objectif de l'étude des systèmes binaires à grande séparation dont l'une des composantes est de faible masse	28

**CHAPITRE 2 : SEARCH AND CHARACTERIZATION OF WIDE BI-
NARY SYSTEMS WITH A VERY LOW-MASS COM-
PONENT 29**

2.1	Abstract	30
2.2	INTRODUCTION	31
2.3	SEARCH AND IDENTIFICATION OF THE CANDIDATE COMPANIONS	33
2.3.1	Sample	33
2.3.2	Identifying Companions	35
2.4	NEAR-INFRARED IMAGING	36
2.4.1	Observations	36
2.4.2	Data Reduction	36
2.4.3	Results	36
2.5	SPECTROSCOPY	37
2.5.1	Optical spectroscopy	37

2.5.2	Near-Infrared Spectroscopy	41
2.5.3	Results	46
2.6	PROBABILITY OF RANDOM ALIGNMENT	47
2.7	DISCUSSION	50
2.8	CONCLUSION	54
CHAPITRE 3 : CONCLUSION		56
BIBLIOGRAPHIE		59

LISTE DES TABLEAUX

1.I	Systèmes binaires à grande séparation	20
1.II	Indices spectraux	24
2.I	Photometric data	34
2.II	Astrometric measurements based on our observations	38
2.III	GMOS and GNIRS Spectroscopic Observations	40
2.IV	Spectral Indices	48
2.V	Derived parameters for the binary systems	49

LISTE DES FIGURES

1.1	Cette figure représente le diagramme de Hertzsprung-Russell et contient 22 000 étoiles du catalogue Hipparcos et 1 000 étoiles du catalogue Gliese. Elle a été réalisée par Powell (2006).	6
1.2	Cette figure présente les spectres de naines K5 à M9. Il s'agit de la figure 1 de Kirkpatrick et al. (1991).	7
1.3	Cette figure présente les spectres de naines M7 à L8. Il s'agit de la figure 6 de Kirkpatrick et al. (1999a).	10
1.4	Cette figure, qui est la figure 3 de Cruz & Reid (2002), représente la valeur des indices de TiO ₅ et de VO pour des objets dont le type spectral varie entre M0V et L4 ainsi que M3V et L4, respectivement. Les lignes pointillées correspondent au changement de registre et les droites montrent le bon ajustement de la relation linéaire entre le type et l'indice spectral.	26
2.1	Proper motions for all objects within 10' of NLTT 26746 based on our follow-up imaging (2MASS, SDSS, CPAPIR, and WISE data). The proper motion of the candidate companion 2M1115+1607 is shown with a red diamond, while the proper motion of the primary star is shown with a red square. The two components of the candidate binary have proper motions consistent within the estimated uncertainties. . .	39
2.2	GMOS spectra of our 6 candidate primaries for which a spectral type was not available in the literature, displayed with a resolution of $R \sim 850$. The spectra are normalized at 0.75 μm . As a comparison, we display in red the SDSS template spectra from Hawley et al. (2002) for the appropriate spectral type convolved to the same resolution. The feature in our spectra at 0.76 μm is telluric absorption that we did not correct. Different observation setups account for the different wavelength range.	42

2.3	GMOS spectra of 10 of our candidate companions, displayed with a resolution of $R \sim 850$. The spectra are normalized at $0.75 \mu\text{m}$. As a comparison, we display in red the SDSS template spectra from Hawley et al. (2002) for the appropriate spectral type convolved to the same resolution. The feature in our spectra at $0.76\mu\text{m}$ is telluric absorption that we did not correct. Different observation setups account for the different wavelength range.	43
2.4	GMOS spectra of 4 of our candidate companions, displayed with a degraded resolution of $R \sim 400$ as these candidates were fainter and a lower signal-to-noise ratio was reached at full resolution. There is important fringing in the data leading to a significant residual signal for these faint targets. The spectra are normalized at $0.75 \mu\text{m}$. As a comparison, we display in red the SDSS template spectra from Hawley et al. (2002) for the appropriate spectral type convolved to the same resolution.	44
2.5	GNIRS spectra of 3 of our candidate companions, displayed with a spectral resolution of $R \sim 1700$. The spectra are normalized at $1.1 \mu\text{m}$. As a comparison, we display in red the spectra from SPEX IRTF Spectral Library (Cushing et al. 2005; Rayner et al. 2009) for the appropriate spectral type.	45

2.6	Separation (in AU) versus total mass (in solar mass) for our systems and for known binaries. The red circles represent our sample. The LSPMJ1259+1001 system and the NLTT26746 system, for which the companion is either a L4.5 or a L5 dwarf, are shown with the open green circle. Very low mass binaries from the Very Low Mass Binaries Archive are shown as a diamond while the triangles represent binary systems from Gomes et al. (2013) and references therein, Dhital et al. (2010), Faherty et al. (2010) and references therein, Metchev & Hillenbrand (2004), Reid et al. (2001), Wilson et al. (2001), Reid & Gizis (1997), Fischer & Marcy (1992), and Close et al. (1990).	51
2.7	Total mass (in solar mass) versus binding energy for our systems and for known binaries. The symbol used here are the same as for Figure 2.6.	52
2.8	Mass ratio as a function of total mass for our systems and for known binaries. The symbol used here are the same as for Figure 2.6.	54

LISTE DES SIGLES

2MASS	Two Micron All Sky Survey
CPAPIR	Caméra Panoramique Proche InfraRouge
CTIO	Observatoire interaméricain du Cerro Tololo
DENIS	Deep Near Infrared Survey of the Southern Sky
GMOS	Gemini Multi-Object Spectrographs
OMM	Observatoire du Mont-Mégantic
SDSS	Sloan Digital Sky Survey
SIMON	Spectromètre Infrarouge de Montréal
SIMP	Sondage Infrarouge de Mouvement Propre
WISE	Wide-Field Infrared Survey Explorer

NOTATION

\AA	Ångström
M_{\odot}	Masse solaire
μm	Micromètre
mas	Milliseconde d'arc
nm	Nanomètre
pc	Parallaxe-seconde
UA	Unité astronomique

(dédicace) À grand-maman Thérèse.

REMERCIEMENTS

Je voudrais d'abord remercier David Lafrenière pour ses conseils et sa patience, sans lesquels je n'aurais jamais pu réaliser ce projet. Je tiens aussi à remercier Étienne Artigau pour son enthousiasme contagieux et Jonathan Gagné, pour avoir pris du temps afin de répondre à mes nombreuses questions. Ma gratitude va aussi à René Doyon qui a su développer mon intérêt pour l'astrophysique lors des cours qu'il a donné.

Mes remerciements vont aussi à mes parents pour leur soutien ainsi que pour les encouragements qu'ils m'ont prodigués. Je veux aussi remercier Charles, qui est toujours là pour moi. Merci aussi à Mirjam et Cynthia pour leurs encouragements. Enfin, un gros merci à Euler et bébé Quark pour être si mignons, ce qui me fait toujours sourire.

INTRODUCTION

L'astronomie est une science qui dépend fortement du développement de nouvelles technologies qui permettent de créer des télescopes toujours plus imposants ou bien d'améliorer la prise de mesure. C'est ainsi que, au tournant du siècle, des détecteurs grand format opérant dans l'infrarouge proche ont fait leur apparition, ce qui a mené à la naissance de nombreux grands relevés du ciel dans cette gamme de longueur d'onde. Ces relevés ont permis de découvrir de multiples étoiles de très faible masse ainsi que des naines brunes, qui sont des objets moins massifs que les étoiles. Beaucoup de caractéristiques de ces objets découverts relativement récemment sont encore mal déterminées ou incomprises et, à plusieurs égards, une meilleure compréhension peut être développée en étudiant ceux qui appartiennent à un système binaire. Un système binaire est constitué de deux objets qui orbitent autour d'un centre de masse commun. Les deux composantes du système ont généralement été formées en même temps et partagent la même métallicité. Si la distance entre les composantes est grande, il est alors possible de traiter chacun des objets comme s'il était isolé, c'est-à-dire que l'évolution d'une composante n'affecte pas l'évolution de l'autre. Plusieurs propriétés d'une composante peuvent donc être déduites de celles mesurées pour l'autre composante, comme l'âge et la métallicité, ce qui facilite l'étude de la composante moins massive. De plus, les systèmes binaires à grande séparation dont l'une des composantes est de faible masse sont intéressants, puisqu'ils permettent de mettre des contraintes sur les processus de formation. En effet, la façon dont les objets de très faible masse se forment n'a pas été déterminée avec certitude et plusieurs hypothèses, comme l'éjection d'un embryon stellaire, la fragmentation turbulente des nuages moléculaires, la fragmentation du disque et la photo-érosion du coeur protostellaire, sont toujours en lice afin de tenter d'expliquer ce phénomène.

Le but de ce projet de recherche est de rechercher et caractériser des systèmes binaires à grande séparation dont l'une des composantes est de faible masse. Ceci sera réalisé en effectuant un suivi astrométrique et spectroscopique sur un échantillon d'objets formant probablement un système binaire. Les données seront ensuite analysées pour déterminer si

les systèmes étudiés forment réellement un système binaire en déterminant le mouvement propre de chacune des composantes de même que la distance au Soleil et la probabilité qu'elles aient les mêmes mouvements propres ainsi que la même distance par hasard.

Le chapitre 1 abordera les différents éléments théoriques reliés à l'étude des systèmes binaires à grande séparation dont l'une des composantes est de faible masse. Les étoiles de type M et L de même que les naines brunes seront d'abord décrites avant de passer à un aperçu des divers genres de systèmes binaires ainsi que de leurs propriétés générales. Les processus de formation des objets de faible masse seront par la suite abordés et comparés avec les contraintes apportées par les systèmes binaires à grande séparation. La caractérisation des objets de faible masse en utilisant leurs spectres sera par la suite discutée, afin de savoir comment utiliser les spectres des objets afin d'en apprendre davantage sur le type spectral, l'âge, la masse et la métallicité. Enfin, la motivation derrière l'étude des systèmes binaires à grande séparation sera détaillée dans le but de faire le lien entre les éléments théoriques présentés dans le chapitre 1 et l'article présenté au chapitre 2.

Le chapitre 2 est constitué d'un article qui sera soumis à *The Astrophysical Journal* et qui présente les résultats obtenus dans le cadre de ce projet de recherche. Il abordera d'abord les différentes observations ayant été réalisées ainsi que la réduction des données obtenues. Les données ont par la suite été analysées afin de montrer l'identification de dix-neuf nouveaux systèmes binaires à grande séparation dont l'une des composantes est de faible masse ainsi que de quatre autres systèmes qui étaient déjà connus.

Une conclusion suivra afin de récapituler les éléments abordés dans les chapitres précédents.

CONTRIBUTION

Cette section vise décrire ma contribution à l'article présenté dans le chapitre 2 de ce mémoire. Il est à noter que le format de l'article a été modifié afin de répondre aux exigences de l'Université de Montréal pour le mémoire de maîtrise. D'abord, l'échantillon formé des systèmes binaires candidats a été construit par David Lafrenière et Étienne Artigau à l'aide d'une analyse de données d'imagerie et d'un calcul statistique. J'ai obtenu de nouvelles observations d'imagerie avec les caméras SIMON et CPAPIR, qui ont été utilisées avec des données provenant des catalogues 2MASS, SDSS et WISE lorsque j'ai effectué le calcul de mouvement propres pour toutes les candidates. J'ai réduit certaines images scientifiques de SIMON et de CPAPIR, alors que les autres ont été réduites par Étienne Artigau. J'ai aussi effectué la réduction de spectres GMOS en utilisant le code de Jonathan Gagné que j'ai modifié au besoin. Les spectres GNIRS ont été réduits par Étienne Artigau. J'ai fait l'analyse de tous les spectres, ce qui m'a permis de déterminer le type spectral de chaque objet et puis d'en déduire leur distance photométrique. À partir de ces résultats, j'ai fait l'ensemble des analyses présentées dans l'article et j'ai produit toutes les figures et tous les tableaux. Enfin, j'ai écrit au complet le premier jet de l'article présenté au chapitre 2. Il a ensuite été révisé et modifié par mon directeur de recherche David Lafrenière, puis il a fait l'objet de révisions suite aux commentaires de tous les co-auteurs.

CHAPITRE 1

ÉLÉMENTS THÉORIQUES

L'étude des systèmes binaires a commencé avec la fabrication des premières lunettes astronomiques. En 1650, Giovanni Battista a découvert que Zeta Ursae Majoris était un système binaire puis en 1685, le Père Fontenau a découvert qu'Alpha Crucis était aussi composée de deux objets. Plusieurs systèmes binaires ont par la suite été découverts et la recherche continue à ce jour. Le travail effectué pour ce mémoire a pour objectif de mettre à jour des systèmes binaires à grande séparation dont l'une des composantes est de faible masse.

Certains éléments théoriques doivent être étudiés avant de passer à la recherche et la caractérisation de nouveaux systèmes binaires. Ainsi, une brève description des différentes classes d'étoiles, particulièrement des naines de type M et L ainsi que des naines brunes, sera présentée avant de faire un survol des différents genres de systèmes binaires. Les divers processus de formation de systèmes binaires contenant un objet tardif seront ensuite étudiés, puis les caractéristiques intéressantes à surveiller dans le spectre des objets de faible masse seront décrites. Une brève description de la motivation derrière ce projet de recherche suivra.

1.1 Étoiles de faible masse et naines brunes

La classification des astres célestes telle qu'utilisée aujourd'hui a été introduite par William Wilson Morgan et Phillip C. Keenan en 1853. Selon cette dernière, les astres sont classés en différentes catégories qui utilisent les lettres O, B, A, F, G, K et M. Cette classification est basée sur celle qui a été développée vers la fin du dix-neuvième siècle par Edward C. Pickering à l'Université d'Harvard. Les étoiles étaient alors classées selon la quantité d'hydrogène présente dans leurs spectres. Ainsi, une étoile de type A avait un spectre avec plus d'hydrogène qu'une étoile de type B et ainsi de suite. Ce travail a par la suite été repris par une des assistantes de Pickering, Annie Jump Cannon, qui a remanié l'ordre de

la classification des spectres pour arriver à celle utilisée aujourd’hui. La signification de cet ordre restait toutefois nébuleuse. Ce n’est qu’en 1910 que la signification moderne de la classification en lettre fait son apparition grâce au diagramme Hertzsprung–Russell. Ce dernier représente la luminosité intrinsèque en fonction de la température effective (voir la figure 1.1). La diagonale allant du coin inférieur droit au coin supérieur gauche se nomme la séquence principale. Ceci correspond à la phase de brûlage de l’hydrogène de façon stable, ce qui caractérise une étoile. La classification avec les lettres est ici très claire, puisque le diagramme montre bien que la température décroît lorsque le type spectral passe de O à M.

En plus du classement selon la température, chaque catégorie est sous-divisée en classe de luminosité allant de I à VII. Les astres de classe I, II, III et IV définissent respectivement les supergéantes, les géantes lumineuses, les géantes et les sous-géantes. Les astres de classes V sont des étoiles sur la séquence principale (appelées naines) alors que les astres de classe VI sont des sous-naines. Enfin, la classe VII est utilisée pour décrire des naines blanches. Avec le développement des télescopes, de plus en plus d’étoiles ont été observées de même que des objets dont le spectre ne correspondait pas aux types spectraux définis ci-haut. C’est ainsi que, vers la fin du vingtième siècle, le besoin pour de nouveaux types spectraux décrivant des objets plus froids s’est fait sentir. Ainsi, en 1999, Kirkpatrick et al. (1999b) ont défini le type L et ont ouvert la porte pour des types d’objets encore plus froids qui seront nommés T et Y.

1.1.1 Naines de type M

Les premières étoiles de type M ont été découvertes en 1911, alors que Hertzsprung et Russell travaillaient sur les étoiles membres des amas des Hyades et des Pléiades. Les naines M0 à M9 ont une masse allant progressivement de $0.6 M_{\odot}$ à $0.08 M_{\odot}$, une température allant de 3700 K à 2400 K, ainsi qu’une luminosité allant de $0.08 L_{\odot}$ à $0.001 L_{\odot}$ (Habets & Heintze 1981).

Les spectres des naines K5 à M9 tels qu’obtenus par Kirkpatrick et al. (1991) sont présentés à la figure 1.2. Le spectre d’une naine M dans la partie rouge du visible (600

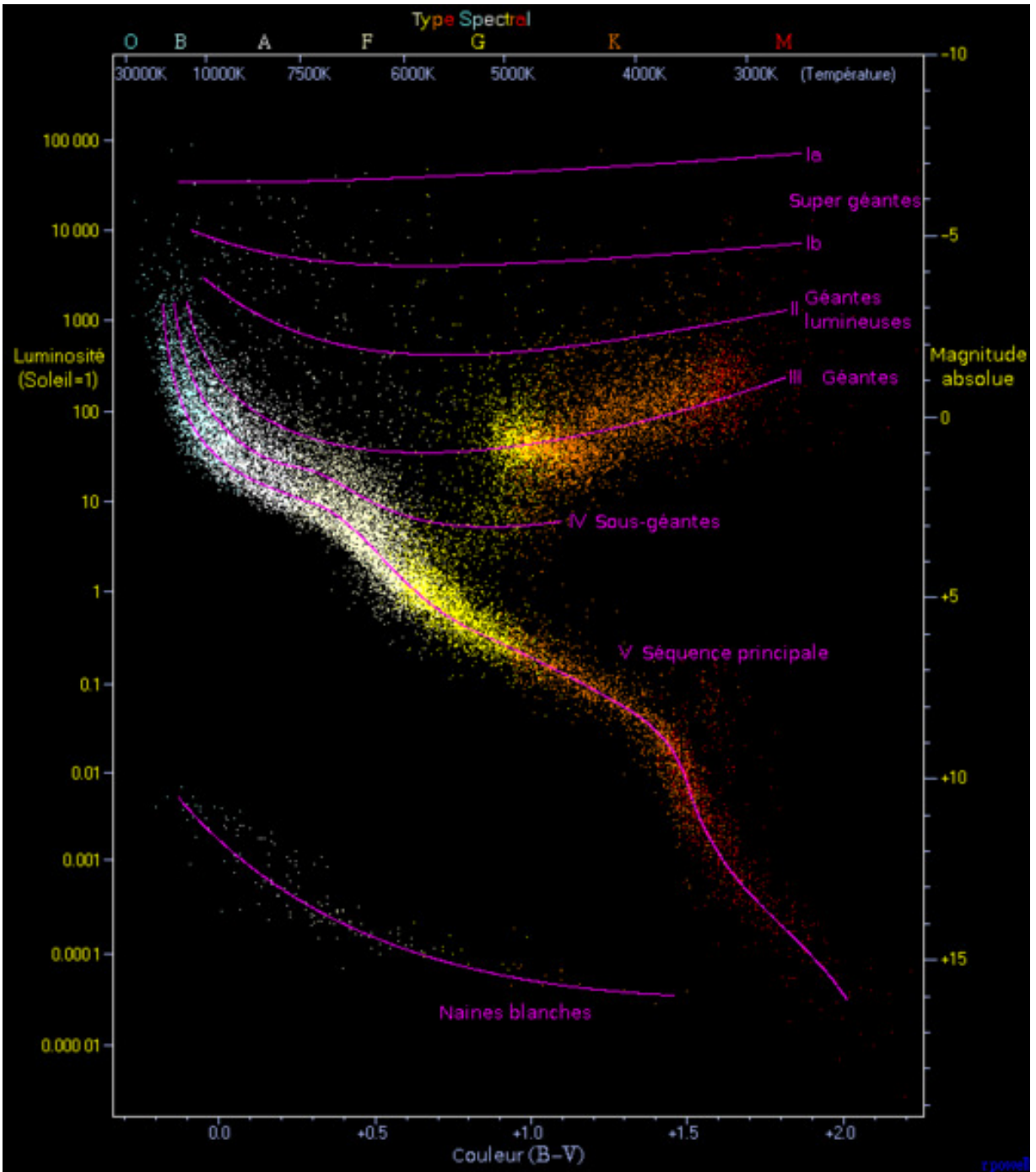


FIG. 1.1 Cette figure représente le diagramme de Hertzsprung-Russell et contient 22 000 étoiles du catalogue Hipparcos et 1 000 étoiles du catalogue Gliese. Elle a été réalisée par Powell (2006).

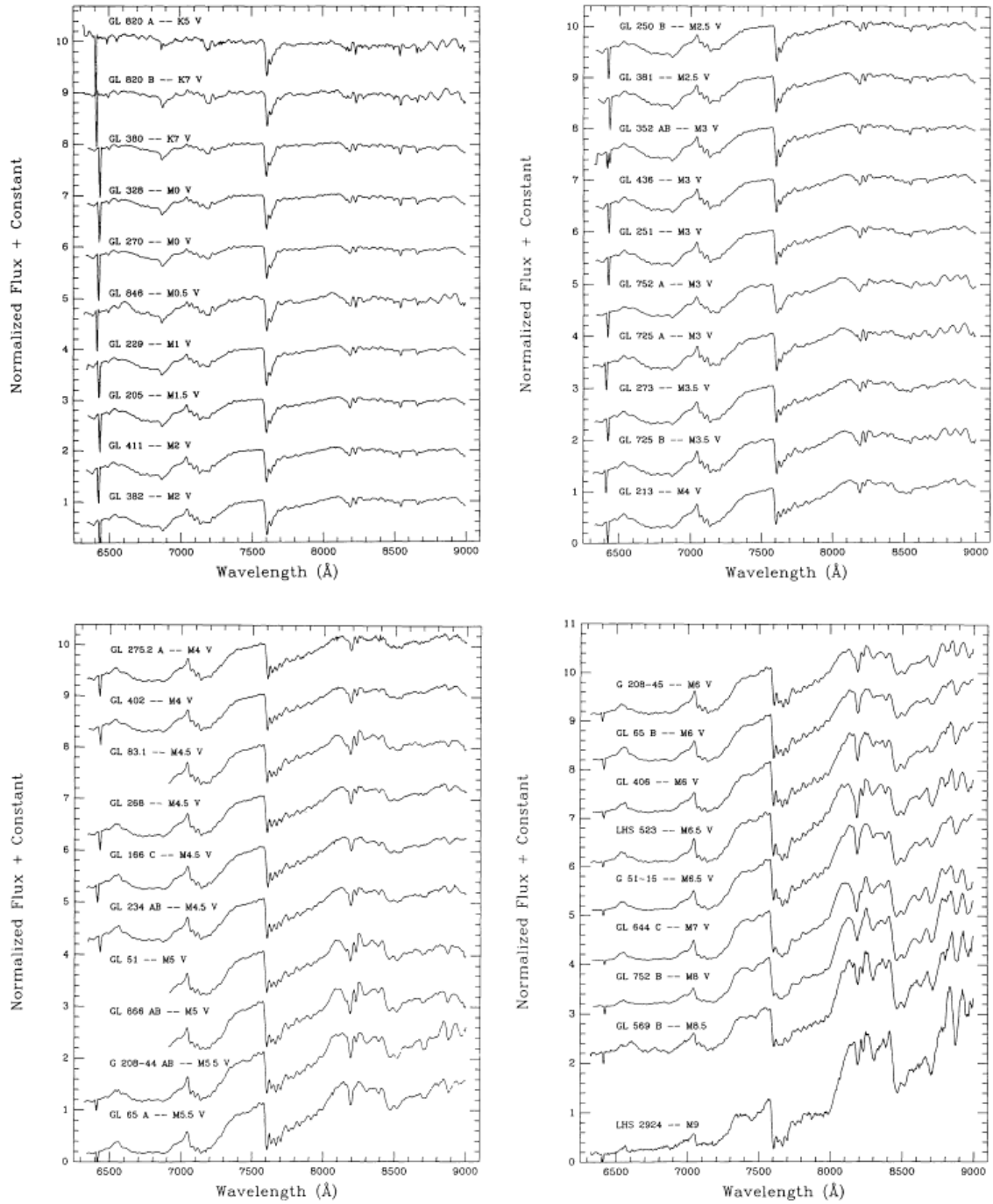


FIG. 1.2 Cette figure présente les spectres de naines K5 à M9. Il s'agit de la figure 1 de Kirkpatrick et al. (1991).

à 1000 nm) est marqué par de nombreuses bandes d'absorption ainsi que par des raies d'émission. Les bandes d'oxyde de titane (TiO) ou d'oxyde de vanadium (VO) sont particulièrement importantes dans la caractérisation des spectres de ce type d'objet. Le TiO fait son apparition dans le spectre des naines de type K7 et sa présence se fait plus forte jusqu'à ce qu'il sature dans celui des naines de type M6. Au contraire, le VO apparaît dans le spectre des naines de type M6 et augmente dans celui des naines M plus tardives. Les métaux neutres, soit le Ca I (422.7 nm), les doublets de Na I (589.0 nm et 589.6 nm, et 818.5 nm et 819.5 nm), le doublet de K I (766.5 nm et 769.9 nm) et le triplet de Ca II (849.8 nm, 854.2 nm et 866.2 nm) sont aussi très importants pour identifier les naines M.

Les spectres de naines M dans le proche infrarouge sont intéressants particulièrement pour les M tardives, car c'est dans cet intervalle de longueur d'onde que la distribution d'énergie spectrale est maximale. Ces spectres sont marqués par des bandes ou des raies d'absorption du H₂O (1.35 μm et 2.3 μm), du CO (2.29 μm), du K I (1.169-1.777 μm et 1.234-1.252 μm), du Na I (1.14 μm) et du OH (1.2 μm). Les bandes d'absorption de CO et H₂O sont plus marquées pour les naines M plus tardives.

1.1.2 Naines de type L

Les naines de type L ont été formellement identifiées pour la première fois par Kirkpatrick et al. (1999b) bien que la première naine L, GD 165B, ait été découverte par Becklin & Zuckerman (1988). Il s'agissait alors de la première indication réelle qu'il était possible que des étoiles plus froides que les naines M existent. Cependant, GD 165B fut d'abord considérée comme une exception. Il a fallu attendre l'arrivée des catalogues infrarouges comme le *Deep Near Infrared Survey of the Southern Sky* (ou DENIS) en 1999 (Epchtein et al. 1999) et le *Two Micron All Sky Survey* (ou 2MASS) en 2003 (Cutri et al. 2003) pour que plusieurs naines L soit découvertes. Les naines L (L0 à L9) ont une masse allant progressivement de 0.08 M_{\odot} à 0.005 M_{\odot} , une température allant de 2400 K à 1300 K ainsi qu'une luminosité allant de 0.001 L_{\odot} à 0.00005 L_{\odot} . Si la masse de la naine L est inférieure à 0.072 M_{\odot} (ou est plus tardive que L2 pour un âge de 1 à 5 milliards d'année), alors la naine en question ne sera pas une étoile de faible masse mais plutôt une naine brune.

Il est à noter que la majorité des objets de type L sont en fait des naines brunes. Les caractéristiques de ces objets particuliers seront expliquées dans la section suivante.

La figure 1.3 présente le spectre des naines M7 à L8. Le spectre dans le visible des naines de type L diffère de celui des naines de type M, car il n'est pas marqué par les bandes d'oxydes métalliques (TiO et VO). En effet, le TiO diminue rapidement lors de l'évolution des naines M plus tardives alors que le VO persiste dans les premiers types des naines L, avant de disparaître rapidement par la suite. Les bandes d'oxyde métallique sont remplacées par des bandes d'hydrures métalliques (CrH à 861.1 nm et 996.9 nm ainsi que FeH à 869.2 nm et 989.6 nm). Le spectre est aussi marqué par des bandes fortes des métaux alcalins comme le doublet de Na I (818.3 nm et 819.5nm) qui diminue dans les naines plus tardives alors que les raies de résonance du K I à 780.0 nm et 769.9 nm, Rb I à 780.0 nm et 794.8nm, Cs I à 852.1 nm et 894.3 nm et la raie D du sodium augmentent dans les naines plus tardives.

Le spectre dans l'infrarouge proche des naines L est dominé par de larges bandes d'absorption de H₂O (1.40 μm et 1.85 μm), de FeH (0.99 μm et 1.2 μm), de CO (2.29 μm) ainsi que par des raies de K I (1.169-1.777 μm et 1.234-1.252 μm), de Na I (1.14 μm et 2.2 μm) et de Fe (1.164-1.198 μm).

1.1.3 Naines brunes

C'est en 1963 que l'existence d'objets de faible masse qui ne suivront jamais l'évolution stellaire normale et deviendront des objets complètement dégénérés est proposée (Kumar 1963). Ce genre de corps fut d'abord nommé naine noire. Or, ce nom correspond aussi à un type de naine blanche qui s'est assez refroidie pour être très peu lumineuse. Le terme *naine brune* fut proposé en 1975 par Jill Tarter afin de ne plus créer de confusion. Il a fallu attendre 1995 pour que les premières naines brunes, soit Gliese 229B (Nakajima et al. 1995) et Teide 1 (Rebolo et al. 1995), soient détectées. En date du 6 novembre 2012, plus de 1800 naines brunes ont été découvertes.¹

Une naine brune est un objet dont la masse est insuffisante pour maintenir le brû-

¹ Une compilation est présentée sur le site internet *Dwarf Archives*
<http://spider.ipac.caltech.edu/staff/davy/ARCHIVE/index.shtml>

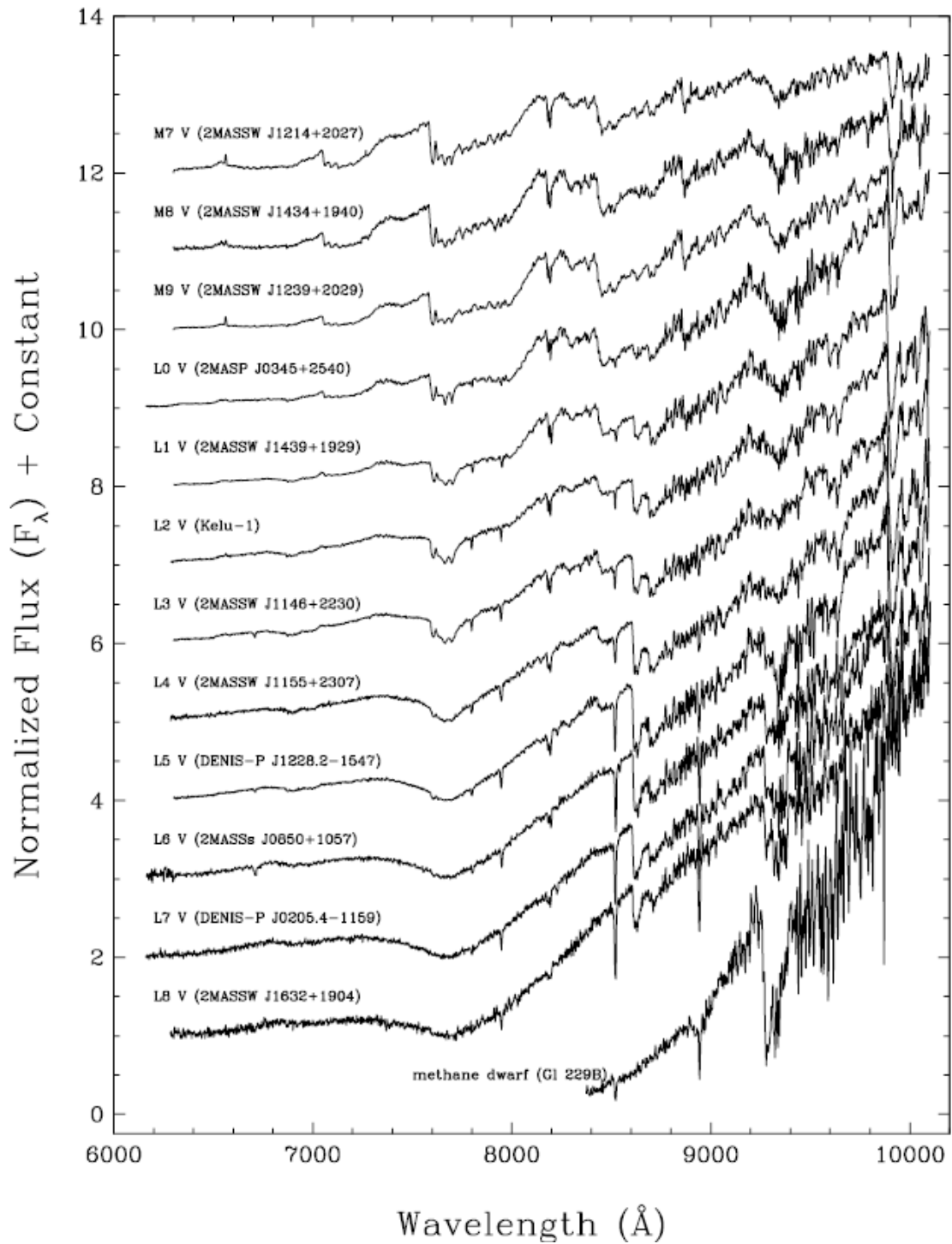


FIG. 1.3 Cette figure présente les spectres de naines M7 à L8. Il s'agit de la figure 6 de Kirkpatrick et al. (1999a).

lage de l'hydrogène par réactions nucléaires (chaîne proton-proton) en son coeur. Cette dernière caractéristique étant propre aux étoiles, on qualifie les naines brunes d'objets sous-stellaires. Elles ont en général une masse inférieure à $0.072 M_{\odot}$ (Stauffer et al. 1998). La dégénérescence des électrons est atteinte dans le coeur de la naine brune avant que la densité et la température centrales, issues de la contraction, n'aient atteint la limite de la fusion de l'hydrogène. C'est donc la pression de dégénérescence des électrons qui empêche la naine brune de se contracter encore plus.

Sans réactions nucléaires en son coeur, elle ne fait que se refroidir avec le temps, et en conséquence son type spectral évoluera dans le temps. Les naines brunes commencent à se mélanger aux objets stellaires à partir des types plus tardifs que M6. Ainsi, une jeune naine brune aura une température correspondant à celle des M tardives, car elle n'a pas encore eu le temps de refroidir. Elle aura aussi une masse inférieure à celle d'un objet stellaire du même type spectral tout en étant plus grosse, étant donné qu'elle est en train de se contracter. Ceci rend son spectre très semblable à celui d'une naine M ayant une faible gravité.

Les naines brunes incluent tous les objets sous-stellaires de type M et L, ainsi que les objets de type T et Y, jusqu'aux objets dont la masse est d'environ treize fois la masse de Jupiter. Ceci correspond au moment où le coeur de l'astre ne peut plus entretenir la fusion du deutérium, et marque la fin du régime des naines brunes et le début de celui des exoplanètes.

1.1.4 Différencier une naine brune d'une étoile de faible masse

S'il est possible de confirmer qu'un objet a un type spectral plus tardif que L2, il est alors assuré que l'objet est sous-stellaire. De plus, si le type spectral est plus précoce que M6.5, alors l'objet est une étoile. Il y a donc une certaine ambiguïté concernant la nature stellaire des objets ayant un type spectral entre M6.5 et L2. Il est cependant possible de faire quelques vérifications afin de différencier les naines brunes des étoiles de faible masse. Par exemple, le test du lithium, dont les pionniers sont Magazzu et al. (1991) et Martín et al. (1999c), peut être effectué. Il s'agit de vérifier si la raie d'absorption du Li I à 670.7

nm est présente dans le spectre de l'objet. Si cette raie est présente, l'objet sera sous-stellaire s'il est suffisamment vieux, puisqu'une naine brune ayant une masse inférieure à soixante-cinq fois la masse de Jupiter aura du lithium pendant toute sa vie.

1.2 Systèmes binaires

C'est en 1802 que William Herschel utilisa pour la première fois le terme *étoile binaire* pour décrire un système composé de deux objets qui orbitent autour d'un centre de masse commun (Herschel 1834). Il est important de bien distinguer les systèmes binaires des couples optiques, ces derniers n'étant pas formés de deux étoiles liées gravitationnellement l'une à l'autre. Les composantes des couples optiques sont simplement perçues à proximité l'une de l'autre sur le ciel du point de vue d'un observateur sur Terre.

Il existe plusieurs types de systèmes binaires, soit les binaires à éclipse, les binaires astrométriques, les binaires spectroscopiques et les binaires visuelles. Ces systèmes seront décrits dans ce qui suit, suivi par une description générale des systèmes binaires dont l'étoile primaire est de type solaire ou une naine M.

1.2.1 Binaires spectroscopiques

La spectroscopie est l'étude du spectre électromagnétique qui émerge d'un astre. Cette technique permet de déterminer la composition chimique des objets étudiés de même que, en combinaison avec des modèles théoriques, de nombreuses propriétés physiques telles la masse, l'âge, la température et la luminosité. Elle permet aussi de détecter et d'étudier des systèmes binaires ; on parle alors de binaires spectroscopiques. Il en existe deux types, les BS1 et les BS2. Dans le cas des BS1, seul le spectre de l'étoile la plus lumineuse est détecté, l'autre étant trop faible. Le compagnon peut être détecté par une modification dans les raies spectrales du spectre de l'étoile la plus massive. En effet, il y a un décalage des raies spectrales de l'étoile massive d'abord vers le bleu, puis vers le rouge alors que les objets se rapprochent et s'éloignent de nous, respectivement, tout en orbitant autour de leur centre de masse commun. Ce comportement est appelé effet Doppler-Fizeau et est dû à la vitesse orbitale projetée le long de la ligne de visée. Dans le cas décrit plus haut, le

spectre détecté correspond à celui d'une seule composante et est nommé BS1. Il est aussi possible que le spectre observé soit celui des deux objets. Dans ce cas, les raies spectrales alternent entre des raies doubles et simples. Ce genre de binaires spectroscopiques est appelé BS2. En général, les composantes des binaires spectroscopiques sont près l'une de l'autre et ont une vitesse orbitale élevée.

1.2.2 Binaires visuelles

Un système binaire visuel est composé de deux objets dont la distance angulaire est assez grande pour qu'ils puissent être observés séparément avec un télescope. Typiquement, l'étoile la plus brillante est nommée étoile *primaire* alors que la moins brillante est l'étoile *secondaire*.

Il existe plusieurs tests à réaliser afin de déterminer si deux objets vus à proximité sur le ciel forment réellement un système binaire. Faute de pouvoir observer le mouvement orbital des deux objets autour d'un centre de masse commun, il faut au minimum s'assurer qu'ils aient le même mouvement propre, soit le même mouvement apparent dans le ciel. Ensuite, il faut déterminer la distance à laquelle se trouve chacun des objets et montrer qu'ils sont à la même distance, sans quoi il pourrait s'agir d'un couple optique même s'ils ont un mouvement propre commun. Si les deux objets sont à la même distance et ont le même mouvement propre, il est alors fort possible qu'ils forment un système binaire. Pour s'en assurer, il faut calculer la probabilité que les deux objets puissent avoir le même mouvement propre et être à la même distance par hasard, donc sans former un système binaire. C'est l'approche qui sera suivie dans le cadre de ce projet de recherche.

1.2.2.1 Mouvement propre

La première étape afin de déterminer si deux objets forment un système binaire est de calculer leur mouvement propre. Ce mouvement correspond au changement angulaire de la position d'un objet projetée sur le ciel pendant un certain temps vu du centre de masse du système solaire. Il s'agit d'un mouvement apparent qui correspond au changement de la position sur la sphère céleste décrite selon le système de coordonnées équatoriales, soit

l'ascension droite (α) et la déclinaison (δ). Il importe donc de s'assurer que ces positions sont exactes à chaque époque avant de faire le calcul du mouvement propre. Il faut d'abord ajouter une correction due à la parallaxe. Cette dernière correspond au déplacement apparent d'un objet lorsqu'il est observé à partir de deux endroits différents ; elle est mesurée par l'angle entre les deux positions et l'objet. Smart (1977) a déterminé que les corrections qu'il faut apporter aux deux composantes de la position sont

$$Err_\alpha = \Pi(\cos \alpha \cos \varepsilon \sin \zeta - \sin \alpha \cos \zeta) \quad (1.1)$$

et

$$Err_\delta = \Pi(\cos \delta \sin \varepsilon \sin \zeta - \cos \alpha \sin \delta \cos \zeta - \sin \alpha \cos \delta \cos \varepsilon \sin \zeta). \quad (1.2)$$

Err_α est la correction à apporter à l'ascension droite alors que Err_δ est la correction à apporter à la déclinaison. ε correspond à l'obliquité de l'écliptique alors que ζ est la longitude écliptique du Soleil à l'époque des mesures.

Ceci permet de calculer le mouvement propre. Ce dernier est calculé ainsi

$$\mu_\alpha = \frac{\Delta\alpha}{\Delta t} \quad \text{et} \quad \mu_\delta = \frac{\Delta\delta}{\Delta t} \quad (1.3)$$

où $\Delta\alpha$ et $\Delta\delta$ sont les changements des coordonnées en ascension droite et en déclinaison d'un astre dans un intervalle de temps Δt .

L'amplitude du mouvement propre, μ , est donnée par l'équation

$$\mu^2 = \mu_\delta^2 + \mu_\alpha^2 \cos^2 \delta \quad (1.4)$$

où μ_δ correspond au mouvement propre en déclinaison et μ_α est le mouvement propre en ascension droite. Le facteur $\cos \delta$ vient corriger le mouvement propre en ascension droite, car l'angle d'arc sous-tendu par un certain angle d'ascension droite varie selon $\cos \delta$. Plus un objet est près d'un pôle céleste, plus la composante du mouvement parallèle à l'équateur correspond à un petit changement angulaire sur le ciel.

Afin de pouvoir calculer les mouvements propres pour divers astres, il est primordial d'avoir des mesures de positions ayant été faites à des époques différentes. La précision du calcul de mouvement propre augmente d'ailleurs si de nombreuses mesures de positions ont été faites à plusieurs époques. Il existe divers catalogues astronomiques qui ont mesuré la position d'astres de toutes sortes. Dans le cas présent, le catalogue 2MASS (Cutri et al. 2003), le catalogue *Sloan Digital Sky Survey* ou SDSS (Ahn et al. 2012), le catalogue *Wide-Field Infrared Survey Explorer* ou WISE (Cutri & et al. 2012) ainsi que le *Sondage Infrarouge de Mouvement Propre* ou SIMP (Artigau et al. 2009) ont été consultés. Ces catalogues sont utilisés, car ils ont détecté et répertorié des objets très froids. Ainsi, le catalogue 2MASS a une limite de sensibilité à 3σ de 17.1, 16.4 et 15.3 respectivement dans les bandes J , H et K_s . Les positions disponibles dans ce catalogue ont une incertitude entre 70 mas et 80 mas pour des magnitudes K_s entre 9 et 14. Dans le cas des bandes u' , g' , r' , i' et z' du catalogue SDSS, les magnitudes limites de détection sont de 22.0, 22.2, 22.2, 21.3 et 20.5, à 5σ . La précision astrométrique de SDSS est de $0.1''$. Enfin, les limites de détection du catalogue WISE sont 15.3, 14.4, 10.1 et 6.7 pour les bandes $W1$, $W2$, $W3$ et $W4$ avec une limite de sensibilité de 5σ . La précision astrométrique de WISE est de $0.4''$ en ascension droite et en déclinaison pour un signal sur bruit de 20. Il est à noter que, dans le cas de WISE, les objets qui sont séparés par moins de $7''$ ne sont pas résolus. Le catalogue SIMP a été réalisé avec la caméra panoramique proche infrarouge (CPAPIR) qui a été installée sur le télescope de 1.5 m de l'observatoire interaméricain du Cerro Tololo (CTIO) ainsi que sur celui de 1.6 m de l'observatoire du Mont-Mégantic (OMM). La magnitude limite est d'environ 16.5 dans la bande J , ce qui permet de trouver des naines T jusqu'à 25 pc ainsi que des naines L jusqu'à 100 pc. La précision astrométrique de SIMP par rapport à 2MASS est de $1''$ à 5σ .

1.2.2.2 Distance

Après s'être assuré que les deux objets aient un même mouvement propre, il importe de vérifier qu'ils soient à la même distance du Soleil. La distance trigonométrique est obtenue en calculant l'inverse de la parallaxe. Cette dernière correspond à la différence maximale

en position de l'objet vu de la Terre et vu du Soleil au cours de l'année. Il s'agit donc de l'angle sous-tendu à l'objet par le demi-grand axe de l'orbite de la Terre autour du Soleil.

Si la distance trigonométrique ne peut être obtenue, il est souvent possible d'estimer la distance photométrique à l'aide d'une mesure de flux et des couleurs ou du type spectral de l'objet. En effet, grâce à l'obtention de spectres dans l'optique ou de différentes couleurs photométriques, il est possible de déterminer le type spectral des objets et d'utiliser cette information (Hawley et al. (2002) ; Dupuy & Liu (2012)) pour en estimer la luminosité, et par la suite estimer sa distance en se basant sur les flux mesurés.

1.2.3 Binaires à éclipses

Les systèmes binaires à éclipses sont formés de deux objets qui, une ou deux fois à chaque orbite, se trouvent simultanément dans la ligne de visée de l'observateur. Dans ce cas, l'un des objets se trouve périodiquement à passer devant l'autre, ce qui crée une variation de la brillance apparente du système. Ils agissent donc comme des étoiles variables, car la luminosité des objets change lors des éclipses. Dans certains cas, les deux objets sont si près que leurs enveloppes gazeuses se sont fusionnées ou bien qu'ils se touchent. Le contact vient du fait qu'un des objets est plus gros que son lobe de Roche, et donc de la matière peut être transférée d'un objet à l'autre. Ce genre de système binaire est nommée binaire à contact.

La courbe de luminosité des systèmes binaires à éclipses permet de déterminer quelques caractéristiques des systèmes étudiés. D'abord, il est possible de déterminer la période orbitale du système. De plus, la taille relative des composantes peut être déterminée en terme du rayon de l'orbite en observant la profondeur des éclipses, soit le rythme auquel la luminosité diminue alors que l'un des objets passe devant l'autre.

1.2.4 Binaires astrométriques

Les systèmes binaires astrométriques sont caractérisés par le fait qu'une seule des deux composantes est visible et que celle-ci décrit un mouvement orbital sur le ciel. Elle semble donc orbiter autour du vide. L'absence visuelle d'une deuxième composante peut venir

du fait qu'elle est non-résolue ou qu'elle est masquée par la luminosité de la composante visible. Il est aussi possible qu'elle émette très peu de rayonnement électromagnétique et qu'elle soit, par exemple, une étoile à neutrons.

Afin de trouver un système binaire astrométrique, il faut pouvoir calculer avec précision la position apparente de l'objet visible dans le ciel afin de déterminer si elle varie dans le temps d'une façon différente de son mouvement propre ou parallactique. Ceci peut typiquement être réalisé pour des objets à moins de 10 pc qui ont un mouvement propre élevé. Une variation dans la position sera détectée si le compagnon a une masse suffisante. Celle-ci de même que la période orbitale du compagnon pourront être déterminées à l'aide des lois de Kepler si l'objet visible a été observé pendant une assez longue période de temps.

1.2.5 Propriétés générales des systèmes binaires

Les différents types de systèmes binaires décrits plus tôt ont diverses propriétés physiques qu'il est intéressant de déterminer. Il convient d'abord de s'intéresser à la fréquence à laquelle les systèmes binaires existent de même qu'au nombre moyen de compagnons par cible. Raghavan et al. (2010) ont montré que 44 ± 2 % des étoiles de type solaire ont au moins un compagnon. Ils ont aussi montré que le nombre moyen de compagnons pour une étoile de type solaire est de 0.62 ± 0.03 . Pour les systèmes binaires avec une étoile primaire de faible masse, l'étude la plus souvent citée est celle de Fischer & Marcy (1992). Ils ont déterminé que 42 ± 9 % des étoiles de type M0 à M3.5 ont au moins un compagnon de masse inférieure à une séparation entre 10 et 10000 UA, et que celles-ci ont en moyenne 0.58 compagnon. Or, ce calcul a été refait par Delfosse et al. (2004) avec un échantillon couvrant toutes les naines M. Ils ont montré que 26 ± 3 % des étoiles de type M forment un système binaire où elles sont la composante la plus massive. Ils ont aussi trouvé que le nombre moyen de compagnons par cible est de 0.33 ± 0.05 . Ainsi, la fréquence de systèmes multiples diminue lorsque toutes les naines M sont considérées plutôt que lorsque seulement les naines M0 à M3.5 sont étudiées. La fréquence de compagnons à grande séparation (50 à 10^5 UA) est fortement lié à la masse de l'étoile primaire (Dhital et al. 2010), les

étoiles les moins massives en ayant beaucoup moins. Cette tendance est cohérente avec la diminution de la fréquence de multiplicité total avec le type spectral mentionnée ci-haut..

Une autre caractéristique à considérer est la période orbitale. La distribution de celle-ci peut être approximée par une loi de puissance telle que $f(P) \propto P^\alpha$. Dans le cas où $\alpha = -1$, cette loi est nommée loi de Öpik. Une distribution log-normale paramétrisée par \bar{P} et $\sigma_{\log P}$ peut aussi être utilisée pour décrire la distribution des périodes orbitales. Différencier entre ces types de distributions donnerait des informations sur les processus de formation des systèmes binaires, car la loi de Öpik suggère des processus indépendants de l'échelle alors que la distribution log-normale indique que le processus de formation des systèmes binaires favorise une certaine échelle (Duchêne & Kraus 2013). Dans le cas où l'étoile primaire est de type solaire, la distribution de la période orbitale est très large, allant jusqu'à plus de 100 ans (Luyten 1930). Avec l'échantillon moderne de ce genre de systèmes, Raghavan et al. (2010) ont montré que la distribution de la période orbitale est bien décrite par une loi log-normale avec un $\bar{P} \approx 250$ ans et $\sigma_{\log P} \approx 2.3$. Dans le cas des systèmes binaires où la primaire est de faible masse, une fonction log-normale avec $\bar{P} \approx 27$ ans et $\sigma_{\log P} \approx 1.3$ est appropriée quand la séparation est plus petite que 500 UA. Lorsqu'elle est plus grande, la loi de Öpik se comporte de façon satisfaisante jusqu'à des séparations entre 0.2 et 0.3 pc quand la primaire est une naine M précoce (Dhital et al. 2010).

La distribution du rapport entre la masse du secondaire et du primaire varie beaucoup entre les systèmes binaires à grande ou petite séparation. Dans le cas où l'étoile primaire est de type solaire, les systèmes binaires avec une courte période orbitale ont un rapport de masse d'à-peu-près un et ce rapport diminue pour atteindre environ 0.3 pour des systèmes binaires à grande séparation (Duchêne & Kraus 2013). Un autre cas à considérer est celui où le compagnon est de très faible masse, défini comme ayant un rapport de masse plus petit que 0.1. Très peu de systèmes de ce genre sont connus à petite séparation, ce qui suggère la présence d'un désert de naines brunes autour des étoiles de type solaire (Grether & Lineweaver 2006). Dans le cas de systèmes binaires où la primaire est une naine M, le rapport de masse sera près de un si la période orbitale est courte (Reid & Gizis 1997). De plus, le rapport de masse sera plus faible si la primaire est une naine M précoce (Dieterich

et al. 2012). Il est aussi à noter que les naines brunes sont plus faciles à trouver autour des naines M que des étoiles de type solaire, mais que peu de ce genre de systèmes ont été découverts (Duchêne & Kraus 2013).

Dans le cadre du projet de recherche présenté ici, les systèmes binaires d'intérêt ont une composante de faible masse, soit une naine M ou une naine L, qui possiblement est aussi une naine brune. Le type spectral de l'autre composante varie de type solaire à type M. De plus, les deux composantes sont séparées par des distances de plus de 100 AU. Plusieurs systèmes de ce genre ont déjà été découverts et ils sont présentés dans le tableau 1.I. Le système connu ayant une composante de faible masse et ayant la plus grande séparation est Königstuhl 6 AB, composé d'une naine K7 et d'une naine M3 séparée par 100 000 à 200 000 AU.

1.3 Processus de formation

Les systèmes binaires à grande séparation sont intéressants, car ils permettent de mettre des contraintes directes sur les processus de formations des étoiles de faible masse et des naines brunes. En effet, bien que de très nombreuses étoiles de faible masse et naines brunes aient été découvertes dans les dernières années, la façon dont ces objets se forment reste encore nébuleuse. Pourtant, d'après la fonction de masse initiale de Kroupa (2001), 60% des étoiles sont des objets ayant une masse de moins de $0.2 M_{\odot}$, d'où l'intérêt d'étudier ce type d'objet.

La formation de naines brunes et d'objets de faible masse demande une très grande densité au sein du nuage moléculaire. En effet, pour que le nuage s'effondre, il faut que la masse du nuage soit au moins égale à masse de Jeans

$$M_{jeans} = \frac{4\pi^{5/2}}{24} \frac{v_{son}}{(G^3\rho)^2} \quad (1.5)$$

où v_{son} est la vitesse du son, G est la constante gravitationnelle et ρ est la densité du nuage. Or, la masse des étoiles de faible masse et des naines brunes est nettement inférieure à $\sim 0.7 M_{\odot}$, qui est la masse de Jeans typique dans un nuage moléculaire (Meyer et al. 2010). Il faut donc que la formation de ces objets ait lieu dans une zone où la

TAB. 1.I Systèmes binaires à grande séparation

Objets	Types spectraux	Séparation (AU)	Référence
TWA 5 AB	M1.5V + L1.5V	100	Lowrance et al. (2000)
GQ Lup AB	K7V + L1.5V	103	Neuhäuser et al. (2005)
GD 165 AB	DAZA + L4	120	Kirkpatrick et al. (1999a)
G203-50 + 2MJ17114559+4028578	M4.5V + L5V	135	Radigan et al. (2008)
LHS 5166 AB	dM4.5 + L4V	160	Seifahrt et al. (2005a)
GJ 1001 A BC	M4V + L4.5+L4.5V	180	Golimowski et al. (2004), Kirkpatrick et al. (1999a), Martin et al. (1999a)
LHS 102 AB	M3.5V + L5V	190	EROS Collaboration et al. (1999)
eta Tel	A0V + L1	190	Lowrance et al. (2000)
GSC 08047-00232 AB	K3V + M9.5V	200	Ortega et al. (2002)
GG Tau ABC D	K7V+M0.5V+M5V + M7V	210	Neuhäuser & Guenther (2004), Chauvin et al. (2005a)
2MASSJ1623361-240221AB	M5V + M5.5V	212	White et al. (1999)
DENIS J055146.0 + DENIS J443412.2	M8.5V + L0V	220	Close et al. (2007)
LP 213-67 A BC	M6.5V + M8V+L0	230	Billères et al. (2005)
2MASSJ1101192-773238	M7V + M8V	242	Gizis et al. (2000), Close et al. (2003)
2MASSJ1622252-240514	M9V + M9.5V	243	Luhman (2004)
GJ 1048	K2V+L1V	250	Jayawardhana & Ivanov (2006)
HD65216 A BC	G5V +M7V+L2V	253	Gizis et al. (2001)
AB Pic	K2V + L2V	275	Mugrauer et al. (2007)
LP96-3	M2.5V + L2V	300	Chauvin et al. (2005b), Song et al. (2003)
LP9-48-50 + SDSS0953	M4V + M9.5V	352	Rebolo et al. (1998)
SDSS130432 + SDSS130433	M4.5V + L0V	374	Zhang et al. (2010)
BD+13 1727 AB	K5V + M8V	380	Zhang et al. (2010)
Wolf 940AB	M4V + F8.5V	400	Cruz et al. (2007)
VI428 Aq1	M3V + M8V	400	Burningham et al. (2009)
Denis-P J1347-7610 AB	M0V + L0V	418	van Biesbroeck (1944)
Königstuhl 2 AB	M4V + M8.0V	450	Phan-Bao et al. (2008)
LP 261-75 AB	M4.5V + L6V	450	Caballero (2007a)
HD 3651 AB	K0V + T7.5V	480	Reid & Walkowicz (2006)
HD203030 AB	G8V + L7.5V	487	Luhman et al. (2007)
G16-7 AB C	M3.5+M3.5 + M9.5	634	Metchev & Hillenbrand (2006)
SDSS163126.17 + SDSS163126.15	M5.5V +M8V	756	Kirkpatrick et al. (2001)
HN Peg AB	G0V + T2.5V	795	Zhang et al. (2010)
LP 312-49 + SDSS 0858	M4V + L0V	801	Luhman et al. (2007)
GI 337 AB CD	G8V+K1V + L8V+L8V	880	Zhang et al. (2010)
GI 618.1 AB	M0V + L2.5V	1090	Wilson et al. (2001), Burgasser et al. (2005)
2M1348-1344 AB	M4.5V + T6V	1300	Wilson et al. (2001)
esp Indi A BC	K5V + T1+T6	1490	Muzić et al. (2012)
GI24-62 A BC	dM4.5 + L1V+L1V	1496	Scholz et al. (2003)
GI 570 ABC D	K4V+M1.5V+M3V + T7	1500	Seifahrt et al. (2005b)
LEHPM494 + DENIS-P J0021.0-42444	M6V + M9.5V	1800	Burgasser et al. (2000)
2M0522-7425 AB	M3V + L2V	2000	Caballero (2007b)
GI 417 AB CD	G0V+G0V + L4.5V+L6V	2000	Muzić et al. (2012)
TYC 1189-1246-1 + SDSS 0101	K5V + M9.5V	2050	Kirkpatrick et al. (2001), Bouy et al. (2003)
APMPM J2354-3316 AB C	DA+M4V + M8.5V	2200	Zhang et al. (2010)
SDSS163814 + SDSS163817	M4V + L0V	2418	Scholz et al. (2004)
HD 89744 AB	F7V + L0V	2460	Zhang et al. (2010)
G3-40 + SDSS0207	M1.5V + L3	2538	Wilson et al. (2001)
LP609-3 +SDSS 0956	M2V + M9V	2979	Zhang et al. (2010)
GI 584 AB C	G1V+G3V + L8V	3600	Zhang et al. (2010)
2MJ012655-49-502238.8 + 2MJ012702.83-502321.1	M6.5V + M8V	5100	Mugrauer et al. (2007)
Königstuhl 4 AB	M4.5V + M6.5V	5700	Mugrauer et al. (2007)
HD212168AB + DENIS J222644.3-750342	(G0V+K2.5) + M8.5V	6090	Artigau et al. (2007)
2MASS J1258+4013 AB	M7V + M6V	6700	Caballero (2011)
NLT1 20346 + 2MASS J0850359+105716.	(M5+M6) + L6	7700	Caballero & Montes (2012)
Königstuhl 3 A-BC	F8V + (M8V + L3V)	12000	Radigan et al. (2009)
Königstuhl 6 AB	K7V + M3V	100 000 à 200 000	Faherty et al. (2011)
			Caballero (2007a)

densité est très élevée. Plusieurs hypothèses peuvent expliquer la formation des objets peu massifs dans des milieux de haute densité. Dans ce qui suit, divers processus de formation d'objets de faible masse, soit l'éjection d'un embryon stellaire, la fragmentation du nuage protostellaire, la fragmentation du disque et la photo-érosion du coeur protostellaire seront décrits tout en faisant des liens avec la formation de systèmes binaires. Le processus de capture sera aussi décrit puisqu'il peut être à l'origine de la création de systèmes binaires.

1.3.1 Éjection d'un embryon stellaire

L'un des processus probables pour la formation d'objets peu massifs est l'éjection d'un embryon stellaire, qui a été étudié pour la première fois par Reipurth & Clarke (2001). Dans ce cas, l'effondrement du coeur protostellaire forme quelques objets (entre deux à quatre environ). L'objet le plus léger (ou les deux objets les plus légers) se fait éjecter du nuage, à cause des interactions dynamiques avec les autres composantes, et ne peut plus accréter de la matière. Si la masse de cet objet est inférieure à la masse minimale requise pour la fusion de l'hydrogène, alors l'objet est une naine brune. De récentes simulations numériques (Bate 2012) ont permis de montrer que des disques autour des naines brunes peuvent survivre à l'éjection. Cependant, le processus d'éjection devrait détruire la plupart des systèmes binaires à grande séparation. Bate (2009) a d'ailleurs montré que ce processus de formation permet de créer quelques systèmes binaires à grande séparation, mais que leur nombre est insuffisant par rapport au nombre de ce genre de systèmes déjà découverts dans le champ.

1.3.2 Fragmentation turbulente des nuages moléculaires

L'hypothèse de la fragmentation turbulente des nuages moléculaires est aussi étudiée. Dans ce cas, le nuage moléculaire se fragmente et certains de ces fragments s'assemblent grâce au flux turbulent pour former des masses gravitationnellement instables (Padoan & Nordlund 2004). La densité est parfois assez élevée pour que ces masses s'effondrent et forment des naines brunes ou des étoiles de faible masse. Cependant, le processus explique mal la formation de systèmes binaires dont une des composantes est de faible masse puis-

qu'il favorise la formation de systèmes de masse égale (Reggiani & Meyer 2011). De plus, les simulations numériques de ce genre de processus ont montré qu'il existe un lien entre le rapport de masse et la séparation, ce qui n'a pas été montré observationnellement.

1.3.3 Fragmentation du disque

La fragmentation du disque est une hypothèse de formation selon laquelle le disque d'accrétion, qui est formé lorsque le nuage protostellaire s'effondre dû à la rotation initiale, pourrait se fragmenter à cause de perturbations de densité. La masse de ces nouveaux fragments augmente alors qu'ils attirent le matériel de l'enveloppe protostellaire. Les objets qui sont formés en premier vont migrer vers l'intérieur du disque et vont gagner assez de masse pour devenir des étoiles tandis que les autres protoétoiles formées plus tard dans le disque vont se déplacer vers l'extérieur du disque. Ces dernières vont aussi voir leur masse augmenter mais moins que les objets formés en premier. Elles peuvent alors devenir gravitationnellement instables et s'effondrer pour former des étoiles de faible masse ou des naines brunes ayant des masses aussi faible que quelques dizaines de masses joviennes (Stamatellos & Whitworth 2009). La plupart des objets de faible masse créés de cette façon sont éjectés pour devenir des objets isolés ou bien sont repoussés tout en restant liés à l'étoile centrale, ce qui crée un système avec une orbite large. Un système binaire peut aussi être formé par capture alors que deux objets sont encore dans le disque et qu'ils sont éjectés ensemble. De plus, il est possible que ce genre de systèmes puisse produire des objets de masse planétaire, mais ceux-ci tendent à être éjectés du système pour devenir des planètes flottantes (Sumi et al. 2011).

La fonction de masse initiale des objets créés de cette manière est consistante avec celle des étoiles de faible masse et des naines brunes. De plus, les prédictions de ce modèle s'accordent bien avec les observations. Cependant, les premières étapes de la fragmentation du disque n'ont pas été observées (Stamatellos et al. 2012). Ceci est probablement dû au fait que la fragmentation se produit très rapidement (environ 10^3 années). Ainsi, pour avoir une chance de pouvoir observer ce processus, il faudra observer un grand nombre d'étoiles protostellaires.

Un problème lié à cette théorie a récemment fait surface, puisque les scientifiques se sont demandé s'il était possible que la radiation émergeant de la protoétoile réchauffe et stabilise le disque de façon à empêcher la formation d'étoiles de faible masse et de naines brunes. Stamatellos et al. (2012) ont cependant montré que la formation de naines brunes et d'étoiles de faible masse n'est pas affectée par la radiation de la protoétoile si l'accrétion de cette dernière ne se fait pas de manière continue. Or, il semble que l'accrétion de la protoétoile se fasse par sursauts. Ceci est soutenu par le fait que, si l'accrétion se faisait sans arrêt, la luminosité attendue de la protoétoile serait beaucoup plus élevée que ce qui est observé.

1.3.4 Photo-érosion du coeur protostellaire

La photo-érosion décrit un processus pendant lequel un coeur protostellaire de quelques masses solaires est érodé à cause de la forte radiation H II provenant d'une étoile massive situé à proximité (Whitworth & Zinnecker 2004). Ceci permet la formation de naines brunes et d'objets de masse planétaire. Cependant, bien que ce processus puisse se produire pour différentes conditions initiales, il est peu efficace, car le coeur protostellaire doit être très massif pour qu'une naine brune résulte de la photo-érosion. En effet, si le coeur protostellaire est peu massif dès le début du processus, il sera détruit par la photo-érosion ou bien il sera attiré par l'étoile massive. Dans le cas où le coeur protostellaire est assez massif, ses couches externes seront dispersées par l'érosion, ce qui signifie qu'elles ne seront pas accrétées par le coeur. Le matériel résultant ne sera donc pas suffisant pour former une étoile. Dans le cas de formation de systèmes binaires à grandes séparation, la présence d'une étoile aussi massive que celle d'où provient la radiation aurait tendance à défaire le lien entre les systèmes binaires de faible masse.

1.3.5 Capture

Un autre processus de formation des systèmes binaires est la capture (McDonald & Clarke 1993). Dans ce scénario, deux objets, faisant typiquement partie d'un amas globulaire et qui ne sont pas liés gravitationnellement, s'approchent l'un de l'autre de façon

à être déformés par la force de marée. Cette déformation change l'orbite de l'objet, ce qui fait qu'une partie de l'énergie orbitale est dissipée sous forme de chaleur. Les deux étoiles forment alors un système binaire. Ce processus expliquerait pourquoi la fonction de masse des compagnons est la même que celle du champ. Les systèmes binaires créés ainsi pourraient avoir une petite ou une grande séparation. Cependant, il semble improbable que ce processus soit responsable de la formation de tous les systèmes binaires (Boffin et al. 1998), car la capture ne peut se produire que dans un amas globulaire jeune et très peuplé.

Il est aussi possible qu'il y ait formation d'un système binaire ou triple lorsque trois objets s'approchent d'assez près pour se lier gravitationnellement. Si la troisième composante est éjecté du système et que les deux objets restants ont la même vitesse de libération, il y aura alors formation d'un système binaire.

1.4 Analyse des spectres individuels

L'étude des systèmes binaires permet non seulement de donner des indices sur le processus de formation des étoiles de faible masse et des naines brunes, mais aussi d'en apprendre davantage sur les objets peu massifs grâce aux informations obtenues lors de l'étude de l'étoile primaire. Ainsi, l'étude des spectres des deux composantes permet de mieux caractériser les objets individuels.

TAB. 1.II Indices spectraux

Indice	Numérateur (Å)	Dénominateur (Å)	Référence
PC3	8230-8270	7540-7580	Martin et al. (1996)
PC4	9190-9225	7540-7580	Martin et al. (1996)
PC5	9800-9880	7540-7580	Martin et al. (1996)
VO	Somme de 7350-7370 et 7550-7570		Cruz & Reid (2002)
TiO5	7126-7135	7042-7046	Cruz & Reid (2002)

1.4.1 Type spectral

Les spectres des étoiles de faible masse montrent plusieurs raies ou bandes d'absorption associées à différents éléments chimiques ou molécules. C'est en 1975 que Boeshaar (1975) a fait le lien entre les bandes d'absorption de TiO_5 et le changement dans l'allure des spectres des naines M. Ceci sera repris par Kirkpatrick et al. (1991) qui identifient d'autres bandes et raies d'absorption, soit CaH, Ti I, Na I et Ca II, dans le spectre visible des naines M. Comme la force relative des différentes raies ou bandes d'absorption varie avec la température effective, il est possible d'utiliser ces caractéristiques spectrales pour déterminer le type spectral des étoiles. Les largeurs équivalentes des raies atomiques peuvent aussi être utilisées de même que des indices spectraux.

Un indice spectral est associé à une certaine bande d'absorption. Il s'agit du rapport entre le flux dans l'intervalle de la bande d'absorption et le flux dans une zone où il n'y a ni émission ni absorption. Le tableau 1.II recense certains indices qui sont utilisés pour déterminer les types spectraux des naines M. Martin et al. (1996) ont défini les indices spectraux PC3, PC4 et PC5 afin de déterminer les types spectraux des naines M3 à M9.5. Puis, en 1999, Martín et al. (1999b) ont repris l'indice PC3 et ont trouvé deux équations qui font le lien entre cet indice et le type spectral, l'une pour des naines M2.5 à L1 et l'autre pour des naines L1 à L6. Cruz & Reid (2002) ont ensuite développé deux relations entre les types spectraux et l'indice spectral TiO_5 , une pour des naines M0 à M7.5 et une autre pour des naines M7.5 à L4. Ils ont aussi trouvé deux équations qui font le lien entre l'indice spectral VO et le type spectral, pour des naines allant de M3 à M9 et de M9 à L4. Le TiO_5 est faiblement affecté par l'activité dans la chromosphère, ce qui en fait un très bon choix pour déterminer les types spectraux des naines M. La figure 1.4, tirée de Cruz & Reid (2002), montre la bonne corrélation entre le type spectral des naines M à L et les indices spectraux VO et TiO_5 .

1.4.2 Âge

Si le spectre d'une étoile de faible masse ou d'une naine brune plus massive qu'environ soixante-cinq fois la masse de Jupiter montre l'absorption du lithium à 670.8 nm, alors cet

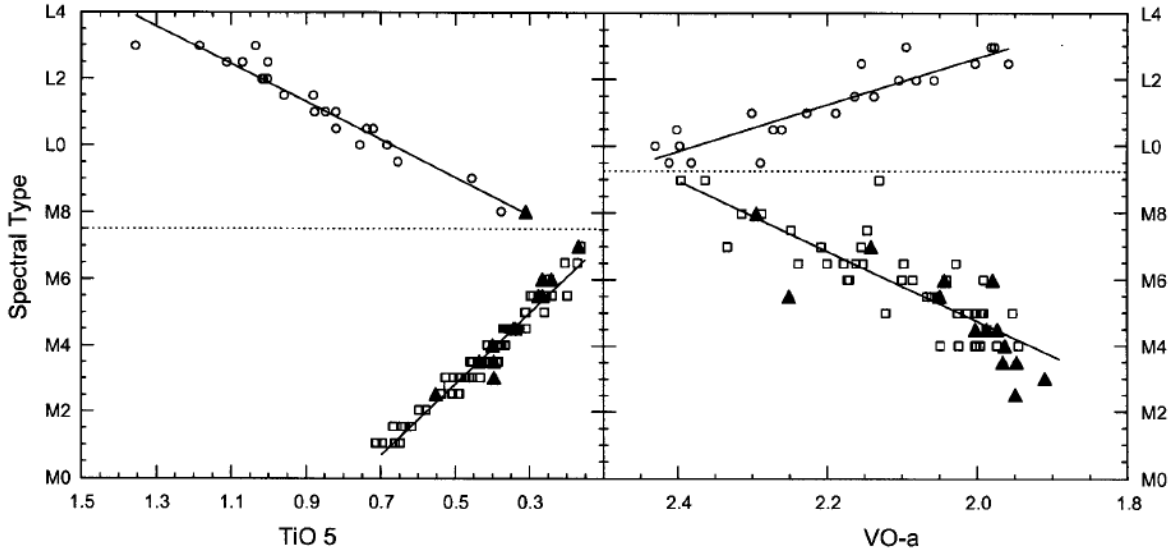


FIG. 1.4 Cette figure, qui est la figure 3 de Cruz & Reid (2002), représente la valeur des indices de TiO_5 et de VO pour des objets dont le type spectral varie entre M0V et L4 ainsi que M3V et L4, respectivement. Les lignes pointillées correspondent au changement de registre et les droites montrent le bon ajustement de la relation linéaire entre le type et l'indice spectral.

objet est jeune. En effet, le lithium est rapidement brûlé aux températures atteintes par ces objets.

Il est aussi possible de déterminer si un objet de faible masse est jeune en essayant d'évaluer s'il a une faible gravité. Si le spectre montre une faible présence de métaux neutres (par exemple, le sodium) de même qu'une absorption accrue des oxydes métalliques (comme l'oxyde de vanadium), alors la gravité de surface est faible (Allers et al. (2007), Cruz et al. (2009), Kirkpatrick et al. (2008)). Ceci implique typiquement un âge inférieur à 100 million d'années.

West et al. (2008) se sont basés sur la largeur équivalente de la raie $H\alpha$ ainsi que la distance verticale du plan de la Galaxie pour évaluer la durée pendant laquelle une naine de type M0 à M7 est active. Ils ont construit une relation entre l'âge et l'activité pour les naines M et ils ont trouvé que les naines de type M3 à M5 sont actives pendant plus longtemps, ce qui pourrait être causé par le début de la convection complète et par les changements subséquents dans les mécanismes qui produisent et emmagasinent le champ

magnétique dans l'étoile. Ainsi, la détection (ou la non-détection) de la raie $H\alpha$ permet de mettre des bornes, bien que très larges, sur l'âge de la naine.

Les couleurs $J-K_s$ peuvent aussi être utilisées pour donner une approximation très grossière de l'âge d'un objet de faible masse (Kirkpatrick et al. 2008). Faherty et al. (2009) ont combiné les couleurs avec la vitesse tangentielle et ont démontré que pour des objets ayant une vitesse tangentielle élevée ($>100 \text{ km s}^{-1}$), les couleurs ont tendance à être plus bleues par rapport à d'autres objets du même type spectral, alors que pour ceux avec une vitesse tangentielle faible ($<10 \text{ km s}^{-1}$), elles sont plus rouges. Ceci permet seulement de déterminer si l'objet est plutôt jeune ou plutôt vieux, sans donner une idée très précise de l'âge.

1.4.3 Masse

Il existe différentes façon d'estimer la masse d'une étoile de faible masse ou d'une naine brune. Delfosse et al. (2000) a développé des équations permettant d'estimer la masse des objets de type spectral M0V à M7V grâce à la magnitude en bande V , J , H et K_s , ainsi qu'à la couleur $V - K$. Il est aussi possible de déterminer la masse d'un objet grâce à son âge et sa magnitude absolue en utilisant un modèle évolutif. Ainsi, à l'aide du modèle évolutif de Chabrier et al. (2000), par exemple, la masse de naine M7 à L5 peut être déterminé pour des âges de 0.1, 0.5, 1, 5 et 10 milliards d'années.

1.4.4 Métallicité

En astrophysique, tous les éléments chimiques autres que l'hydrogène et l'hélium sont appelés des métaux. Le terme métallicité désigne communément la proportion de l'abondance des métaux (notée Z) par rapport à l'hydrogène pour un objet donné. Elle est typiquement proportionnelle à l'abondance de fer ($[\text{Fe}/\text{H}]$). Pour les étoiles de type M, la métallicité est beaucoup plus difficile à évaluer, mais il semble qu'il soit possible d'utiliser la magnitude M_k de même que la couleur $V - K$ pour estimer la valeur de l'abondance de fer (Neves et al. 2011). En effet, une étoile ayant une forte métallicité sera plus rouge en couleur $V - K$ qu'une étoile de même type spectral ayant une faible métallicité.

1.5 Objectif de l'étude des systèmes binaires à grande séparation dont l'une des composantes est de faible masse

Tel que discuté précédemment, le processus de formation des étoiles de faible masse et des naines brunes n'est pas encore bien connu, et plus particulièrement, leur formation en tant que compagnon éloigné à une étoile demeure difficile à expliquer. L'étude présente vise donc dans un premier temps à identifier des systèmes qui permettront, par comparaison de leurs propriétés aux prédictions des différents modèles de formation, de mieux comprendre comment les objets de faible masse se forment.

Ce genre de systèmes offre aussi la possibilité de mieux caractériser l'objet de faible masse, car ce dernier partage quelques caractéristiques avec son compagnon plus massif. Ainsi, si les deux objets sont formés en même temps à partir du même nuage, ils auront un âge commun ainsi que la même métallicité. Ceci est intéressant, car les compagnons tardifs sont plus difficiles à caractériser que leurs partenaires plus massifs. En assignant un âge et une métallicité à un compagnon de faible masse en se basant sur les valeurs déterminées pour l'étoile primaire, il sera possible d'établir une calibration empirique des différents diagnostics pouvant servir à la caractérisation des objets de faible masse.

CHAPITRE 2

SEARCH AND CHARACTERIZATION OF WIDE BINARY SYSTEMS WITH A VERY LOW-MASS COMPONENT

Frédérique Baron¹, David Lafrenière¹, Étienne Artigau¹, René Doyon¹, Jonathan Gagné¹, Cassy L. Davison², Lison Malo³, Jasmin Robert¹, Daniel Nadeau¹, and Céline Reylé⁴

To be submitted to The Astrophysical Journal

April 2014

¹Département de Physique, Université de Montréal, C.P. 6128 Succ. Centre-ville, Montréal, Qc H3C 3J7, Canada

²Department of Physics and Astronomy, Georgia State University, Atlanta, GA 30303, USA

³Canada-France-Hawaii Telescope, 65-1238 Mamalahoa Hwy, Kamuela, HI 96743, USA

⁴ Institut Utinam, CNRS UMR6213, Université de Franche-Comté, OSU THETA Franche-Comté-Bourgogne, Observatoire de Besan[c]on, BP 1615, 25010 Besançon Cedex, France

2.1 Abstract

We report the discovery of 14 low-mass binary systems containing mid-M to mid-L dwarf companions with separations larger than 250 AU. We also report the independent discovery of 9 other systems with similar characteristics that were recently discovered in other studies. We have identified these systems by searching for common proper motion sources in the vicinity of known high proper motion stars, based on a cross-correlation of wide area near-infrared surveys (2MASS, SDSS, and SIMP). An astrometric follow-up, for common proper motion confirmation, was made with SIMON and/or CPAPIR at the OMM 1.6 m and CTIO 1.5 m telescopes for all the candidates identified. A spectroscopic follow-up was also made with GMOS or GNIRS at Gemini to determine the spectral types of 11 of our newly identified companions and 10 of our primaries. Statistical arguments are provided to show that all of the systems we report here are very likely to be physical binaries. One of the new systems reported features a brown dwarf companion : LSPM J1259+1001 (M5) has an L4.5 (2M1259+1001) companion at ~ 340 AU. This brown dwarf was previously unknown. Seven other systems have a companion of spectral type L0–L1 at a separation in the 250–7500 AU range. Our sample includes 14 systems with a mass ratio below 0.3. Many of our systems are near the low-mass and high-separation envelope of the known binaries distribution and thus are interesting in the context of very low-mass star and brown dwarf formation studies.

keywords : binaries : general — stars : low-mass, brown dwarfs

2.2 INTRODUCTION

In the last two decades, the search for low-mass stars and brown dwarfs has intensified with the advent of wide area surveys such as 2MASS (Cutri et al. 2003), DENIS (Epchtein et al. 1999), SDSS (Ahn et al. 2012), UKIDSS (Lawrence et al. 2007), and more recently WISE (Cutri & et al. 2012). In addition, a handful of surveys were aimed at finding nearby binary systems including low mass stars such as the surveys of Reid & Gizis (1997) and Reid et al. (2001) for example. Dhital et al. (2010) assembled the SLoWPoKES catalog which contains 1342 binary systems with a projected separation of $\gtrsim 500$ AU, in which one of the components is a mid-K to mid-M dwarf. Numerous wide binary systems have also been discovered individually. Of all the systems known, very few have a separation larger than 7000 AU. The system composed of NLTT 20346 (an M5V and M6V binary) and 2MASS J0850359+105716 (an L6 dwarf) is one of these, with a separation of 7700 AU (Radigan et al. 2009), while Konigstuhl 3 A-BC (Faherty et al. 2011), a hierarchical system composed of an F8V orbited by an M8V and L3 binary, has a separation of 12,000 AU. The widest known stellar binary system is Konigstuhl 6 AB, a K7 + M3 dwarf system with a separation of 100,000 to 200,000 AU (Caballero et al. 2012). However, the two objects might not be truly bound, as the mass of the system and the large separation indicate that the probability of survival of this system for an age of a 1 Gyr or more is low (Weinberg et al. 1987).

An interest of binary systems is that both components share the same age and metallicity. For systems comprising an M dwarf companion for example, this can help calibrate the metallicity scale for this type of stars (Bonfils et al. 2005). The components of wide visual binaries can also be studied in detail individually using seeing-limited instruments, making their characterization much easier. Additionally, the evolution of each component of a wide binary system has not been influenced by the other component, and both can be viewed as an “isolated” star.

The discovery of numerous low-mass stars and brown dwarfs has led to a growing interest in understanding the formation mechanism of these objects whose masses are below the typical Jeans mass in a molecular cloud (Meyer et al. 2010), and numerous hypotheses

about their origin have been formulated over the years. Binary systems containing a low mass component provide a good tool for attempting to discriminate between the various possibilities, as their properties (e.g. separations, mass ratios) may be affected differently by different processes (Duchêne & Kraus 2013).

Wide binary systems with separation larger than hundreds of AU are of particular interest for this purpose as, being more weakly gravitationally bound and spanning sizes larger than typical protostellar disks, they bring additional and perhaps more stringent constraints on the underlying formation processes. For example, the ejection of protostellar embryos (Reipurth & Clarke 2001) from small clusters is a possible formation channel for low-mass stars and brown dwarfs, since if the ejection happens early-on, the ejected embryos are cut from their feeding envelopes and will thus stop growing prematurely. However, this process is dynamic, and thus may not be very conducive to the formation of widely separated low mass companions. Nevertheless, Bate (2009) has shown that this formation process can create a few wide binary systems, but likely not enough in comparison with the number already discovered in the field.

Another attractive hypothesis for the formation of binary systems containing a very low mass star or a brown dwarf is disk fragmentation, whereby parts of a perturbed marginally unstable disk collapse under their own gravity (Stamatellos & Whitworth 2009; Kratter et al. 2010). The fate of the collapsing fragments then depends on the properties of the star and disk and the stage at which the collapse occurs. In general, fragments that are formed early keep accreting mass and migrate towards the center of the disk, while those formed later accrete less and can migrate outward, toward the edge of the disk (Stamatellos & Whitworth 2009). The latter could thus form brown dwarf and low-mass star companions on wide orbits. However, some of the known very low mass companions to stars have separations that well exceed the typical sizes of protostellar disks, making this hypothesis less probable. Gravitational interaction between fragments could also be important under this scenario since they could scatter the fragments within the disk or eject them completely, an effect that should be more marked for the lowest mass ones.

Low-mass binary companions may also form in a star-like manner, through the frag-

mentation of pre-stellar cores (Padoan & Nordlund 2004). However, this process likely favors binary systems of equal masses (Reggiani & Meyer 2011), and should lead to a dearth of systems containing a solar mass star and a very low-mass star.

In this article, we report the discovery of 14 new binary systems that all have a component with a spectral type later than M6 and a separation larger than 250 AU. We also recovered nine previously known binaries with similar characteristics. Many of our new systems are near the low-mass and high-separation envelope of the known binaries distribution making them interesting in the context of very low-mass star and brown dwarf formation studies. Section 2.3 details our archival search for wide binaries and the identification of our candidates, while Section 2.4 describes the follow-up photometry and the calculations of the proper motion. The spectroscopic follow-up as well as the results extracted from these data are explained in Section 2.5. The probability of random alignment has been calculated for each system and is presented in Section 2.6. A short discussion is presented in section 2.7. Our results are summarized in section 2.8.

2.3 SEARCH AND IDENTIFICATION OF THE CANDIDATE COMPANIONS

2.3.1 Sample

We searched for new binary systems comprising a low-mass component through common proper motion based on multi-epoch wide area near-infrared surveys. As a starting point for potential primary stars, we considered the NLTT (Salim & Gould 2003) and LSPM (Lépine 2005) catalogs which include stars with proper motions larger than 0.18 mas yr^{-1} and 0.15 mas yr^{-1} , respectively. We retained only the stars with a relative proper motion measurement error of less than 30%. The large and precise proper motions of these stars are useful to limit the number of false positives, i.e. common proper motion between two sources resulting from chance or measurement errors. To calculate the proper motion of the sources in the vicinity of these target stars, we compared the 2MASS PSC data (Cutri et al. 2003) to data from the SDSS (Adelman-McCarthy et al. 2008) and/or the SIMP (Artigau et al. 2009) surveys. Of the roughly 60,000 stars included in the NLTT

and LSPM catalogs, about 25,000 have accurate proper motion measurements and were observed by SIMP or SDSS; those constitute our initial sample. Target baseline’s between the SDSS/SIMP and 2MASS observations span from 1 to 11 years, and the typical uncertainty of the calculated proper motions was 40 mas yr^{-1} .

2.3.2 Identifying Companions

For each target star, we calculated the proper motion of all sources within a radius of $4'$ and selected any source with a proper motion within 40 mas yr^{-1} of the target star as a candidate companion. Visual inspection was performed for all candidates to reject false detections of artifacts that are identified within catalogs as point sources. The available photometry from the 2MASS PSC catalog was then used to estimate a spectral type for each candidate companion (and target star when unknown). We also estimated a photometric distance and its uncertainty based on the J -band magnitude and the spectral-type–magnitude relation of Hawley et al. (2002) when the information was not available in the literature. We required that the estimated distances of the target and candidate companion agree within the estimated uncertainties. Following this procedure, we identified 29 pairs of potential binary systems. We obtained imaging and spectroscopic follow-up observations of most of these candidates to improve their proper motion measurements and their spectral type determinations. We then applied a more detailed analysis, detailed below, to make a better assessment of their nature. Following this analysis, we found out that 6 candidates systems are not comoving while 23 systems were found to be likely bound. These are the systems to be discussed in this paper (see Table 2.I).

Five of the 23 candidate pairs were found by other teams and reported as binary systems after we performed our initial search. The primary of these systems are NLTT 2274 (M4+M9.5), and NLTT 33793 (K4+M7.5), both found by Faherty et al. (2010), NLTT 20640 (Zhang et al. 2010, M4+L0), NLTT 251 (Burgasser et al. 2012, M7+M9+T5), and HD234344 (Mason et al. 2001, K7,M7). In addition, shortly prior to the submission of this manuscript, a new study by Deacon et al. (2014) reported the discovery of 4 other of our systems : NLTT 4558 (G5+L1+T3), NLTT56936 (K5+M8), NLTT26746 (M4+L4) and NLTT30510

(M2+M9.5).

2.4 NEAR-INFRARED IMAGING

2.4.1 Observations

We obtained *J*-band observations of 14 candidate companions between 2012 November and 2013 May using the Observatoire du Mont Mégantic (OMM) wide field near-infrared camera, CPAPIR (Artigau et al. 2004), installed on the OMM 1.6 m telescope, and the OMM near-infrared spectro-imager SIMON (Albert 2006) installed on the CTIO 1.5 m telescope. The field of view (FOV) of CPAPIR at the OMM is $30' \times 30'$ with a pixel scale of $0.89'' \text{ pixel}^{-1}$, while the FOV of SIMON at the Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO) 1.5 m is $8.4' \times 8.4'$ with a pixel scale of $0.49'' \text{ pixel}^{-1}$. Typically, the observations consisted of 15 individual exposures of 3 to 30 s, with a dither step of $2'$ between them. These observations provide a total time baseline of up to 15 years with respect to 2MASS for proper motion measurements.

2.4.2 Data Reduction

The reduction of the imaging data followed standard procedures. The images of SIMON and CPAPIR were sky subtracted using a median sky image constructed from the entire data set taken over the night in the *J* filter. The images were flat-fielded using a flat image derived from *on* and *off* dome images taken at the beginning or the end of the nights. Individual images astrometry was performed by cross-correlating point sources in the field with the 2MASS catalog. All images were then median-combined into a single science frame that was used for proper-motion measurement.

2.4.3 Results

We measured the positions of the sources in our CPAPIR and SIMON follow-up imaging by finding all of the stars in the image and then fitting a 2D Gaussian over each one. These positions have been compared to those of all the objects in the 2MASS catalog that

are up to $10'$ away from the target and the corresponding sources were associated. We determined the astrometric errors by computing the standard deviation of the difference in position between the 2MASS catalog and the CPAPIR or SIMON images. Our follow-up astrometry measurements are given in Table 2.II. We determined the source positions in the SIMP data, also obtained with CPAPIR, in the same manner; those measurements are also given in Table 2.II as they have not yet been published elsewhere.

For each candidate companion, we combined the position measurements from our follow-up imaging, 2MASS, SDSS, SIMP, and WISE to compute their proper motion using a weighted linear regression between the positions of the object and the measurement epochs. We adopted the uncertainty of the slope parameter as our uncertainty on the proper motion. The proper motions for all objects, corrected for the parallax estimated from their photometric distance (see below), are compiled in Table 2.V. As an example, our calculated proper motions for all stars within $10'$ of NLTT 26746 are plotted on Figure 2.1; the common proper motion of our candidate companion with the primary is obvious, and both are offset from the bulk of the distribution.

2.5 SPECTROSCOPY

2.5.1 Optical spectroscopy

We obtained optical spectroscopy follow-up observations of all candidates using the Gemini Multi-Object Spectrographs (GMOS) (Hook et al. 2004) at the Gemini South and North telescopes during semesters 2008A and 2008B (programs GN-2008A-Q-80, GN-2008A-Q-20, GS-2008A-Q-12, GS-2008B-Q-34, and GN-2008B-Q-107). We used a $1''$ wide slit, the R400 grating with OG515 blocking filter, and 2-pixel binning in both the spatial and the spectral direction. For each target, we obtained exposures with three central wavelength settings, 790 nm, 800 nm and 810 nm, to cover the small gaps between the three GMOS detectors. The exposure times range from 9.99s to 600s (see Table 2.III). We did not move the target in the slit during the observations. The resulting spectra have a resolving power of $R \sim 850$ and cover the wavelength range from 650 nm to 1000 nm. The typical seeing during the observations was $0.75''$ – $1.0''$. Standard calibrations were obtained

Tab. 2.II Astrometric measurements based on our observations

Name	RA	Uncertainty in RA	DEC	Uncertainty in DEC	Epoch (Reduced JD)	Source
2M1043-1706A	10 ^h 43 ^m 23 ^s .939	0 ^s .024	-17°6'4.24"	1.33"	54168.75	SIMP
	10 ^h 43 ^m 23 ^s .895	0 ^s .048	-17°6'4.64"	0.86"	56345.70	SIMON
	10 ^h 43 ^m 23 ^s .888	0 ^s .024	-17°6'4.50"	0.50"	56259.97	CPAPIR
2M1043-1706B	10 ^h 43 ^m 25 ^s .085	0 ^s .031	-17°6'8.43"	1.33"	54168.75	SIMP
	10 ^h 43 ^m 25 ^s .045	0 ^s .038	-17°6'8.81"	0.86"	56345.70	SIMON
	10 ^h 43 ^m 25 ^s .038	0 ^s .026	-17°6'8.64"	0.50"	56259.98	CPAPIR
HD234344	16 ^h 46 ^m 7 ^s .544	0 ^s .120	50°20'45.07"	1.37"	55232.88	SIMP
	16 ^h 46 ^m 21 ^s .969	0 ^s .072	50°28'59.77"	0.97"	56330.86	CPAPIR
2M1646+5019	16 ^h 46 ^m 11 ^s .385	0 ^s .125	50°19'50.34"	1.38"	55232.88	SIMP
	16 ^h 46 ^m 11 ^s .367	0 ^s .062	50°19'51.71"	0.97"	56330.86	CPAPIR
LSPM1259+1001	12 ^h 59 ^m 42 ^s .096	0 ^s .048	10°01'41.09"	0.50"	55232.91	SIMP
	12 ^h 59 ^m 42 ^s .052	0 ^s .072	10°01'40.94"	0.25"	56330.82	CPAPIR
2M1259+1001	12 ^h 59 ^m 41 ^s .605	0 ^s .041	10°01'38.67"	0.50"	55232.91	SIMP
	12 ^h 59 ^m 42 ^s	21 ^s	10°01'38"	19"	53900.55	CPAPIR
	12 ^h 59 ^m 41 ^s .583 ^s	0 ^s .068	10°01'38.537"	0.237"	56330.820	CPAPIR
LSPMJ1441+1856	14 ^h 41 ^m 22 ^s .064	0 ^s .024	18°56'43.65"	0.43"	55232.92	SIMP
	14 ^h 41 ^m 22 ^s .053	0 ^s .048	18°56'43.04"	0.83"	56330.89	CPAPIR
2M1441+1856	14 ^h 41 ^m 25 ^s .616	0 ^s .034	18°56'46.57"	0.43"	55232.92	SIMP
	14 ^h 41 ^m 30 ^s .348	0 ^s .053	19°05'38.87"	0.83"	56330.89	CPAPIR
NLTT182	00 ^h 05 ^m 41 ^s .510	0 ^s .024	06°26'25.01"	0.68"	53980.73	SIMON
2M0005+0626	00 ^h 05 ^m 41 ^s .510	0 ^s .029	06°26'25.01"	0.68"	53980.73	SIMP
	00 ^h 05 ^m 44 ^s .666	0 ^s .048	06°30'49.97"	0.65"	56619.50	SIMON
NLTT20640	08 ^h 58 ^m 36 ^s .793	0 ^s .024	27°11'4.9"	0.50"	55144.94	SIMP
	08 ^h 58 ^m 36 ^s .826	0 ^s .072	27°11'4.23"	0.50"	56329.48	CPAPIR
2M0858+2710	08 ^h 58 ^m 37 ^s .017	0 ^s .024	27°10'49.87"	0.50"	55144.94	SIMP
	08 ^h 58 ^m 42 ^s .059	0 ^s .082	27°19'11.74"	0.50"	56329.48	CPAPIR
NLTT33793	13 ^h 21 ^m 04 ^s .401	0 ^s .024	10°01'28.30"	0.22"	53838.67	SIMP
	13 ^h 21 ^m 04 ^s .398	0 ^s .048	10°01'28.27"	0.40"	56330.83	CPAPIR
	13 ^h 20 ^m 04 ^s .911	0 ^s .072	09°55'56.68"	0.72"	56349.75	SIMON
2M1320+0957	13 ^h 20 ^m 41 ^s .495	0 ^s .04	09°57'49.57"	0.22"	53838.67	SIMP
	13 ^h 20 ^m 41 ^s .393	0 ^s .038	09°57'48.60"	0.40"	56330.82	CPAPIR
	13 ^h 20 ^m 41 ^s .396	0 ^s .084	09°57'48.83"	0.72"	56349.75	SIMON
NLTT36369	14 ^h 08 ^m 18 ^s .988	0 ^s .048	37°08'30.37"	0.94"	55232.91	SIMP
	14 ^h 08 ^m 19 ^s .380	0 ^s .072	37°08'27.24"	0.58"	56330.80	CPAPIR
2M1408+3708	14 ^h 08 ^m 18 ^s .989	0 ^s .046	37°08'30.37"	0.94"	55232.91	SIMP
	14 ^h 08 ^m 19 ^s .380	0 ^s .062	37°08'27.24"	0.58"	56330.80	CPAPIR
NLTT41701	15 ^h 59 ^m 08 ^s .185	0 ^s .024	37°35'46.14"	0.43"	55232.89	SIMP
	15 ^h 59 ^m 08 ^s .199	0 ^s .024	37°35'45.60"	0.47"	56430.58	CPAPIR
2M1559+3735	15 ^h 59 ^m 07 ^s .441	0 ^s .029	37°35'25.84"	0.43"	55232.89	SIMP
	15 ^h 59 ^m 07 ^s .452	0 ^s .029	37°35'25.37"	0.47"	56430.58	CPAPIR
2M0122+0331	01 ^h 22 ^m 16 ^s .987	0 ^s .024	03°31'22.58"	0.29"	54036.68	SIMP
NLTT56936	23 ^h 28 ^m 05 ^s .310	0 ^s .024	04°58'30.94"	0.18"	53986.70	SIMP
	23 ^h 27 ^m 48 ^s .787	0 ^s .120	04°51'26.39"	0.76"	56572.54	SIMON
2M2327+0450	23 ^h 27 ^m 49 ^s .658	0 ^s .024	04°50'59.4"	0.18"	53986.70	SIMP
	23 ^h 27 ^m 49 ^s .863	0 ^s .115	04°51'00.86"	0.76"	56572.54	SIMON
2M0026+1704	00 ^h 26 ^m 59 ^s .846	0 ^s .017	17°04'45.84"	0.22"	53994.73	SIMP
BD-06813	04 ^h 05 ^m 02 ^s .748	0 ^s .048	-06°00'28.01"	0.50"	56349.54	SIMON
	04 ^h 05 ^m 02 ^s .734	0 ^s .024	-06°00'28.04"	0.40"	56258.78	CPAPIR
2M0405-0600	04 ^h 05 ^m 02 ^s .141	0 ^s .046	-06°00'42.73"	0.50"	56349.54	SIMON
	04 ^h 05 ^m 02 ^s .136	0 ^s .012	-06°00'42.73"	0.40"	56258.78	CPAPIR
NLTT2274	00 ^h 41 ^m 55 ^s .291	0 ^s .072	13°41'14.20"	0.7"	56619.54	SIMON
2M0041+1341	00 ^h 41 ^m 54 ^s .396	0 ^s .060	13°41'33.14"	0.79"	56619.54	SIMON
TYC1725-344-1	23 ^h 55 ^m 34 ^s .431	0 ^s .031	17°54'02.55"	0.50"	56619.54	SIMON
2M2355+1754	23 ^h 55 ^m 31 ^s .062	0 ^s .144	17°55'22.69"	1.98"	56619.54	SIMON
NLTT687	00 ^h 14 ^m 02 ^s .114	0 ^s .096	-18°14'58.63"	2.34"	56547.70	SIMON
2M0013-1816	00 ^h 13 ^m 58 ^s .822	0 ^s .101	-18°16'46.38"	2.34"	56547.70	SIMON
HD217246	22 ^h 59 ^m 18 ^s .018	0 ^s .048	08°06'49.21"	0.50"	56570.54	SIMON
2M2259+0806	22 ^h 59 ^m 16 ^s .421	0 ^s .043	08°06'56.56"	0.50"	56570.54	SIMON
NLTT251	00 ^h 06 ^m 47 ^s .393	0 ^s .024	-08°52'39.86"	1.58"	56547.75	SIMON
2M0006-0852	00 ^h 06 ^m 49 ^s .099	0 ^s .029	-08°52'50.59"	1.58"	56547.75	SIMON
LSPMJ1021+3704	10 ^h 21 ^m 52 ^s .273	0 ^s .048	37°04'26.90"	0.72"	56329.67	CPAPIR
2M1021+3704	10 ^h 21 ^m 53 ^s .738	0 ^s .043	37°04'14.91"	0.72"	56329.67	CPAPIR
NLTT26746	11 ^h 15 ^m 01 ^s .110	0 ^s .048	16°06'42.7"	0.43"	56329.69	CPAPIR
2M1115+1607	11 ^h 15 ^m 01 ^s .256	0 ^s .055	16°07'00.73"	0.43"	56329.69	CPAPIR
NLTT30510	12 ^h 22 ^m 20 ^s .211	0 ^s .072	36°43'53.29"	0.39"	56329.73	CPAPIR
2M1222+3643	12 ^h 22 ^m 18 ^s .648	0 ^s .072	36°43'47.93"	0.41"	56329.73	CPAPIR
LSPMJ1236+3000	12 ^h 36 ^m 35 ^s .731	0 ^s .048	30°00'29.66"	0.40"	56329.71	CPAPIR
2M1236+3000	12 ^h 36 ^m 36 ^s .654	0 ^s .041	30°00'29.95"	0.40"	56329.71	CPAPIR
NLTT29392	12 ^h 02 ^m 49 ^s .343	0 ^s .058	42°04'43.46"	0.76"	56258.91	CPAPIR
2M1202+4204	12 ^h 03 ^m 11 ^s .744	0 ^s .058	42°12'15.91"	0.76"	56258.91	CPAPIR

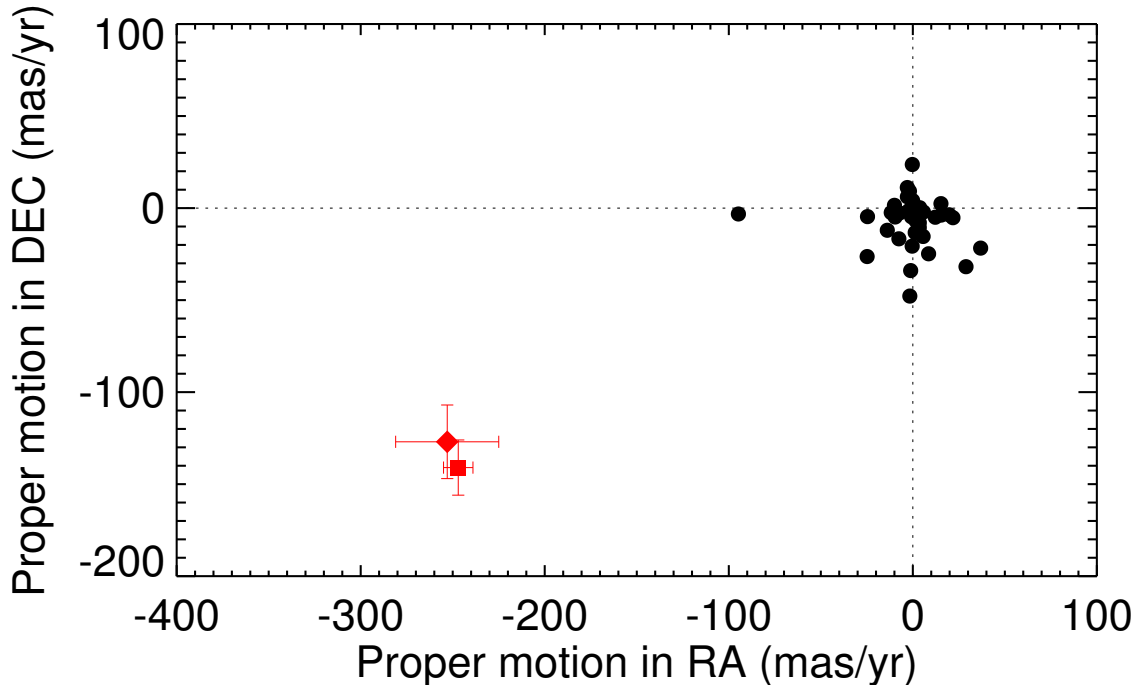


FIG. 2.1 Proper motions for all objects within $10'$ of NLTT 26746 based on our follow-up imaging (2MASS, SDSS, CPAPIR, and WISE data). The proper motion of the candidate companion 2M1115+1607 is shown with a red diamond, while the proper motion of the primary star is shown with a red square. The two components of the candidate binary have proper motions consistent within the estimated uncertainties.

for each science data set. We used the calibration data of the G subdwarf LTT9239, the DA white dwarf EG 274 and the B0 star HZ44 for telluric and instrumental transmission calibration. Our main goal was to characterize the candidate companions, but given the short additional time needed, we also acquired a spectrum of the primary star during a visit to a given system. When the primary was not too bright to saturate the detector in an exposure of a few hundred seconds, both the primary and the companion were put in the slit simultaneously, otherwise a shorter observation of the primary was obtained after observation of the companion. Due to various issues during the execution of the observations, we were unable to procure data for all of the systems. In all, we obtained a

TAB. 2.III GMOS and GNIRS Spectroscopic Observations

System	Component	Obs. Date	Instrument	Number of exposures	Exp. time	Standard
		YYYY-MM-DD				
NLTT251	Both	2008-06-14	GMOS-S	6	600.	EG 274
NLTT 687	Primary	2008-06-15	GMOS-S	6	60.4	EG 274
	Companion	2008-06-15	GMOS-S	6	600.	EG 274
NLTT 2274	Primary	2008-08-05	GMOS-S	6	60.4	LTT 9239
	Companion	2008-08-05	GMOS-S	3	900.	LTT 9239
BD-06 813	Primary	2008-01-28	GMOS-S	6	60.4	EG 274
	Companion	2008-01-28	GMOS-S	6	600.	EG 274
NLTT 20640	Both	2008-02-11	GMOS-N	6	599.	HZ44
LSPM J1021+3704	Both	2008-02-27	GMOS-N	2	599.	HZ44
2M1043-1706	Primary	2008-01-28	GMOS-S	6	600.	HZ44
NLTT 26746	Primary	2009-01-01	GMOS-S	3	900.	LTT 9239
NLTT 29392	Both	2008-02-11	GMOS-N	6	599.	HZ44
NLTT 36369	Both	2008-04-14	GMOS-N	9	599.	HZ44
LSPM J1441+1856	Companion	2007-08-06	GMOS-S	10	600.	LTT 9239
NLTT 41701	Primary	2008-03-15	GMOS-N	6	9.99	HZ44
	Companion	2008-03-15	GMOS-N	9	599.	HZ44
HD 234344	Primary	2008-03-02	GMOS-N	6	29.9	HZ44
	Companion	2008-03-02	GMOS-N	9	419.	HZ44
HD 217246	Companion	2007-06-24	GMOS-S	6	600.	LTT9239
NLTT 56936	Companion	2008-12-27	GMOS-S	3	900.	LTT9239
TYC 1725-344-1	Companion	2007-06-21	GMOS-S	6	600.	LTT9239
NLTT 182	Primary	2008-06-30	GMOS-S	6	600.	EG 274
2M1043-1706	Companion	2007-04-01	GNIRS	8	120.	HD 137873
2M1115+1607	Companion	2007-01-08	GNIRS	11	60.0	HD 137873
2M1259+1001	Companion	2007-01-08	GNIRS	15	60.0	HD 137873

spectrum for 14 candidate companions out for 23 and 10 candidate primaries out 23. A log of the observations is given in Table 2.III.

The GMOS spectroscopy data were reduced using a custom Interactive Data Language (*IDL*) routine. First, we corrected the individual exposures for the bias and flat field. We then extracted the spectral trace using a Moffat function extraction profile, allowing for a linear sky solution. We subsequently constructed a quadratic wavelength solution using calibration arc lamps, and corrected the spectra for wavelength-dependent instrumental transmission using a standard spectrum. The reference spectroscopic spectra were taken from Hamuy et al. (1994) and Massey et al. (1988). In the last step, we combined the individual spectra extracted from each of the 3 detector section, and finally combined all exposures together for a given object. The measurement uncertainties were estimated by extracting an empty sky region near the spectral trace, using the same method. All these spectra are normalized at $0.75 \mu\text{m}$. Figure 2.2 shows the GMOS spectra for 6 candidate primaries for which the spectral types were not published in the literature before this study. GMOS spectra at $R \sim 850$ of ten candidates are shown in Figure 2.3 and the remaining four are shown in Figure 2.4 with $R \sim 400$. The latter figure present the smoothed spectra our four faintest targets observed with GMOS. In that case, a significant residual signal is present, which comes from an important fringing effect from the detector. Even

with this fringing, we are still able to identify the spectral type of the objects.

2.5.2 Near-Infrared Spectroscopy

Three of our candidate companions, 2M1043-1706B, 2M1115+1607, and 2M1259+1001, were identified on their own as brown dwarf candidates in a separate search for high proper motion brown dwarfs in the SIMP data (Artigau et al. 2009, Robert et al., in preparation), but have not yet been published. As other candidates identified in that search for brown dwarfs, they were followed-up using near-infrared spectroscopy with GNIRS at the Gemini South telescope in semester 2007A (GS-2007A-Q-28). We used a $0.3''$ wide slit, the 32 l mm^{-1} grating, the short camera, and the cross-dispersed mode for a resolving power of $R \sim 1700$ and a spectral coverage from $0.9 \mu\text{m}$ to $2.5 \mu\text{m}$. Observatory standard calibrations were obtained with each observation. For telluric and instrumental transmission calibration, the A0 star HD 137873 was observed shortly before/after each observation. The observations were obtained with a typical ABBA dither pattern along the slit with individual exposures of 60 to 120s with 8 to 15 exposures. The details of the observations are shown in Table 2.III.

The reduction of the spectra was made using custom (*IDL*) routines as described in Delorme et al. (2008). First, successive image pairs were subtracted to remove the sky emission and divided by a median combined spectral flat. They were then corrected for both spectral and spatial distortions. To extract the spectra, a positive and a negative extraction box that matched the trace profile was used. An argon arc lamp spectrum was taken at the end of each sequence, which was used as a first wavelength calibration. The wavelength scale was then more precisely adjusted to the atmospheric OH-lines (Rousselot et al. 2000). Finally, the spectra for each target extracted from image pairs were normalized and their median was taken to make the final spectra. The GNIRS spectra of the three companions are shown on Figure 2.5 along with a spectra from the SPEX IRTF Spectral Library (Cushing et al. 2005; Rayner et al. 2009)⁵ corresponding to the same spectral type as determined below.

⁵http://irtfweb.ifa.hawaii.edu/~spex/IRTF_Spectral_Library

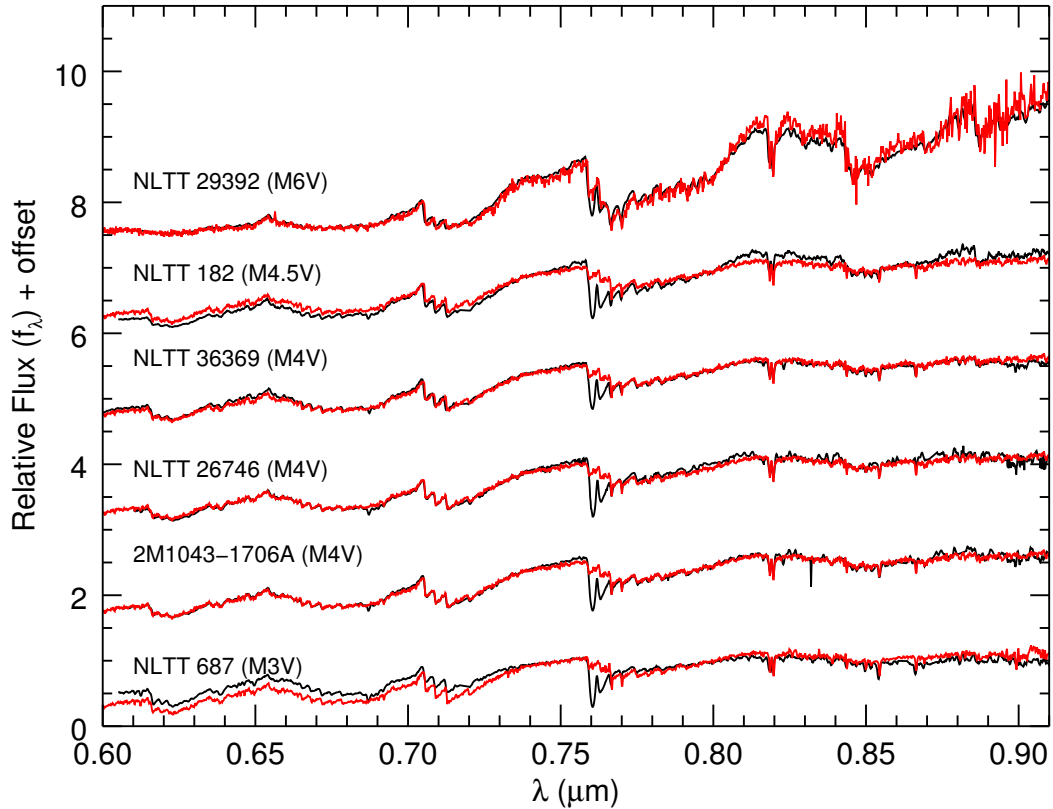


FIG. 2.2 GMOS spectra of our 6 candidate primaries for which a spectral type was not available in the literature, displayed with a resolution of $R \sim 850$. The spectra are normalized at $0.75 \mu\text{m}$. As a comparison, we display in red the SDSS template spectra from Hawley et al. (2002) for the appropriate spectral type convolved to the same resolution. The feature in our spectra at $0.76 \mu\text{m}$ is telluric absorption that we did not correct. Different observation setups account for the different wavelength range.

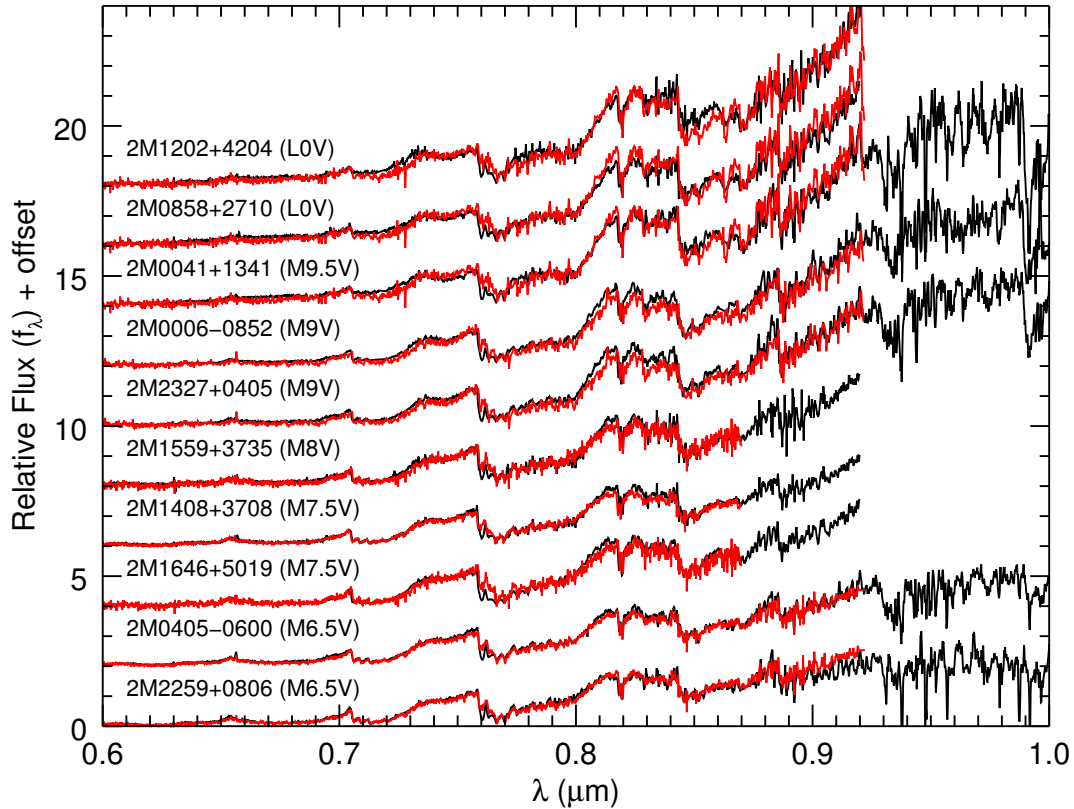


FIG. 2.3 GMOS spectra of 10 of our candidate companions, displayed with a resolution of $R \sim 850$. The spectra are normalized at $0.75 \mu\text{m}$. As a comparison, we display in red the SDSS template spectra from Hawley et al. (2002) for the appropriate spectral type convolved to the same resolution. The feature in our spectra at $0.76 \mu\text{m}$ is telluric absorption that we did not correct. Different observation setups account for the different wavelength range.

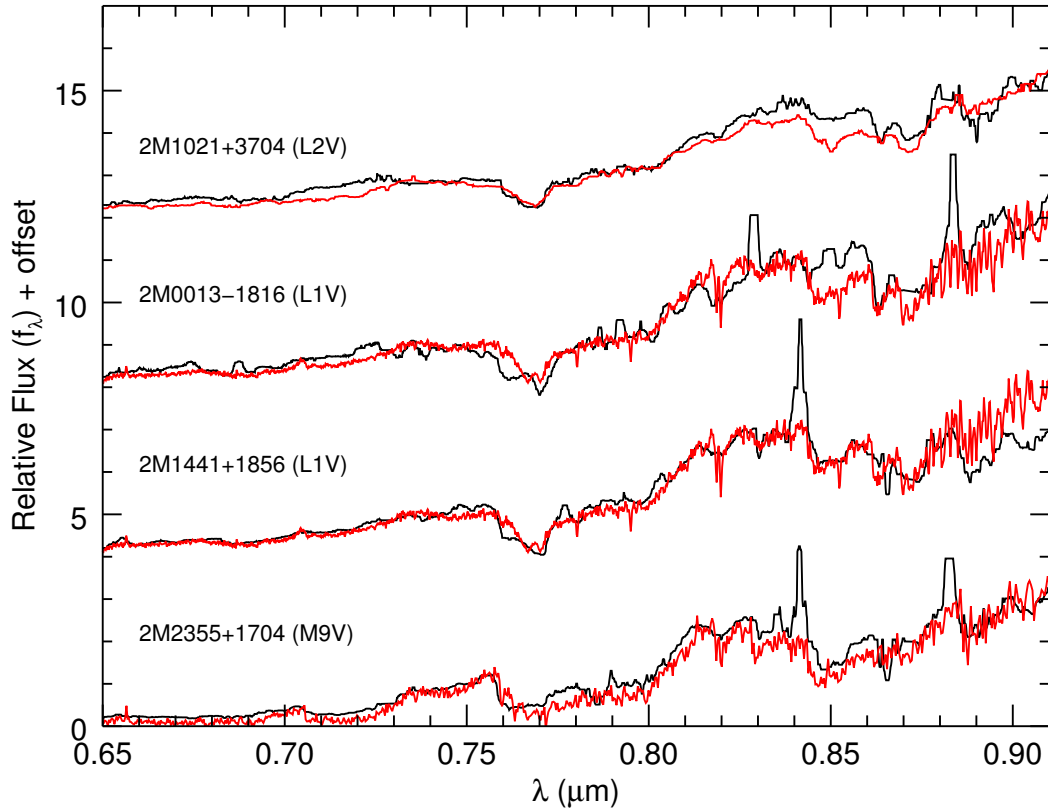


FIG. 2.4 GMOS spectra of 4 of our candidate companions, displayed with a degraded resolution of $R \sim 400$ as these candidates were fainter and a lower signal-to-noise ratio was reached at full resolution. There is important fringing in the data leading to a significant residual signal for these faint targets. The spectra are normalized at $0.75 \mu\text{m}$. As a comparison, we display in red the SDSS template spectra from Hawley et al. (2002) for the appropriate spectral type convolved to the same resolution.

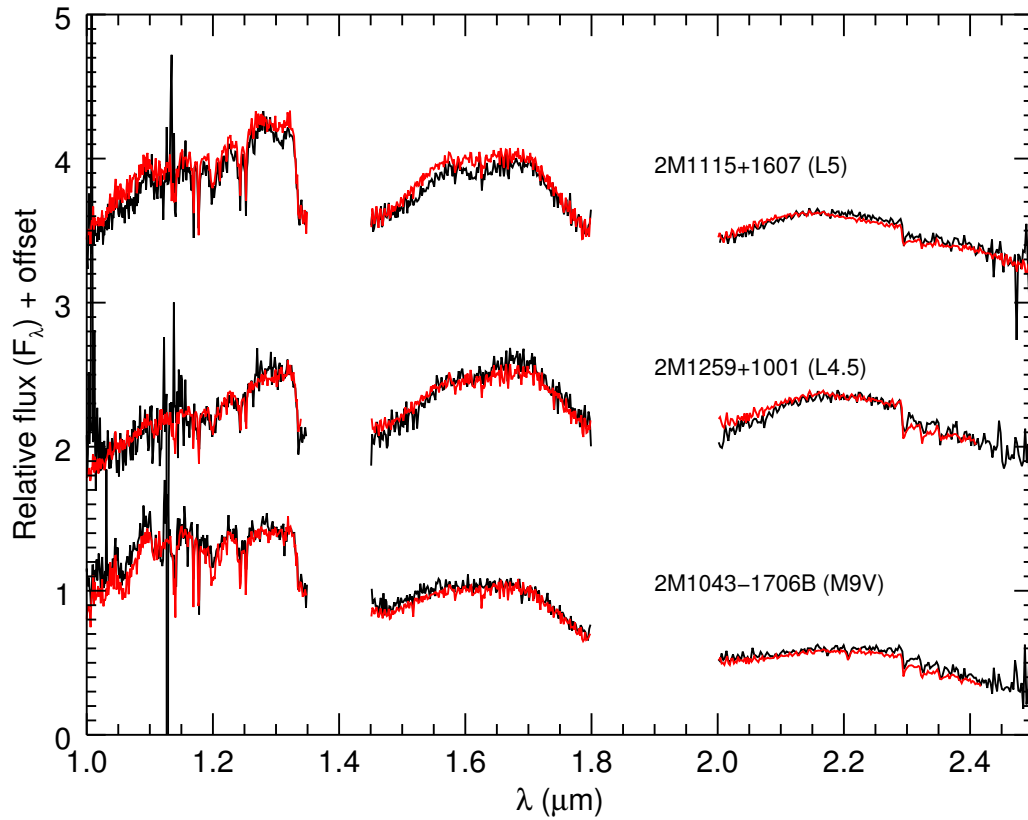


FIG. 2.5 GNIRS spectra of 3 of our candidate companions, displayed with a spectral resolution of $R \sim 1700$. The spectra are normalized at $1.1 \mu\text{m}$. As a comparison, we display in red the spectra from SPEX IRTF Spectral Library (Cushing et al. 2005; Rayner et al. 2009) for the appropriate spectral type.

2.5.3 Results

We determined the spectral type of all objects observed with GMOS from spectral indices, and then confirmed them by visual comparison with templates. For each spectrum we computed the following spectral indices : PC3, PC4, and PC5 as defined by Martin et al. (1996) and Martín et al. (1999b), TiO5 and VO from Cruz & Reid (2002), CaH, Ti I, and Ca II from Kirkpatrick et al. (1991), and VO 2 and TiO7 defined by Lépine et al. (2003). Each of these indices constitutes a good spectral type indicator in some restricted spectral type interval, but altogether they cover the range from K5 to L6 dwarfs. The index values–spectral type relations and regimes of validity were taken from the respective papers. The measured indices are compiled in Table 2.IV, along with the derived spectral types. The latter are averages of the spectral types obtained from all the indices that are valid for a given type. The few blanks in the table are caused by the fact that some spectra had a shorter spectral coverage and therefore we were not able to determine range of the PC5 and Ti I indices in all cases. We then visually compared our spectra to templates from the Pickles Atlas (Pickles 1998) or to SDSS spectra of M and L dwarfs from Hawley et al. (2002) to ensure that there were no gross errors in spectral typing. The spectral types of all companions observed with GMOS range from M6.5 to L1.

We determined the spectral type of the three companions observed with GNIRS using the spectral indices defined by Allers & Liu (2013), which are based on the H₂O, H₂O-1, H₂O-2, and H₂OD indices and which are valid for M5V to L7V dwarfs. Then, we visually compared our spectra to the templates of M and L dwarfs from the SPEX IRTF Spectral Library. We determined a spectral type of $M9.0 \pm 0.5$ for 2M1043-1706B, $L5 \pm 1$ for 2M1115+1607, and $L4.5 \pm 0.5$ for 2M1259+1001 ; these are indicated in Table 2.V.

There are 19 objects for which we do not have GMOS nor GNIRS observations. Among these are 10 primaries and 2 companions for which a spectral type was known from the literature and we adopted those values. For the remaining seven, we estimated a spectral type from their 2MASS and SDSS colors based on the color–spectral type relations of Sheppard & Cushing (2009). The spectral types adopted for all objects are summarized in Table 2.V. This table is divided in the two parts : the top half is for systems for which

we have a spectrum for the companions while the lower half is for systems for which we did not have a spectrum for the companions.

For each object we estimated a photometric distance using their 2MASS J band magnitude and the M_J -spectral type relations from Hawley et al. (2002) for late-K to M5 dwarfs, and from Dupuy & Liu (2012) for later type objects, M6 to L5. These distance estimates are given in Table 2.V.

2.6 PROBABILITY OF RANDOM ALIGNMENT

After determining the proper motion, the spectral types and the distance for all components, we need to confirm that they form a bound pair. The probability of random alignment is the probability that from chance, in a search like ours, we would find a physically unrelated companion star having the same proper motion and photometric distance as the primary, within our uncertainties, and that is separated by less than the observed separation of our candidate. This is given by the probability of finding two stars of the relevant spectral types within a given separation of each other and at the same distance, times the probability of finding two stars of the relevant spectral types with the same proper motion, given that they are at a similar location on the sky.

For the former probability, as our search targeted a fixed set of potential primary stars, we need only calculate the probability of finding a companion star close to those primaries. All of our candidate companions have spectral types in the M6–L5 range, thus this is the relevant range for statistical calculations. From the spatial density of M6V–M8V dwarfs of $2.2 \times 10^{-3} \text{ pc}^{-3}$ per I -band magnitude interval determined by Phan-Bao et al. (2003) and the spatial density of M8V–L3.5V of $1.64 \times 10^{-3} \text{ pc}^{-3}$ per J -band magnitude interval determined by Phan-Bao et al. (2008), we calculated the overall spatial density of late-M dwarfs to early-L dwarfs (M6V to L3.5V). We used this density to calculate the number of such stars in a spherical shell of radius equal to the distance to a candidate and thickness given by our distance estimate uncertainty. Then, from this number we calculated, the average number of stars in a sky projected disk of radius equal to the separation of our candidate binary, assuming an isotropic distribution of stars. We multiplied this number

TAB. 2.IV Spectral Indices

Object	PC3 ^a	PC4 ^a	PC5 ^a	TiO5 ^b	VO ^b	CaH ^c	Ti I ^c	Ca II ^c	VO2 ^d	TiO7 ^d	Spectral Type
NLTT251	1.3695	1.6816	1.7827	0.19484	2.1168	1.5603	1.0704	1.0764	0.56026	0.65387	M6 ± 0.5
2M0006-0852	2.3435	3.8938	4.8902	0.34909	2.3607	1.5009	1.0326	1.0677	0.32328	0.46659	M9 ± 0.5
NLTT687	1.0306	1.0248	0.93255	0.58126	2.0021	1.1914	1.0622	1.2380	0.89734	0.92856	M3 ± 0.5
2M0013-1816	2.8484	6.2637	7.3279	0.96672	2.3180	1.4236	1.0617	1.1923	0.60007	0.95069	L1 ± 0.5
NLTT2274	1.1037	1.1221	1.0918	0.40346	1.9970	1.2715	1.0803	1.1374	0.77698	0.85842	M4 ± 0.5
2M0041+1341	2.7069	4.6043	5.7158	0.68651	2.5128	1.3602	1.0093	1.0645	0.36967	0.62286	M9± 0.5
2M0405-0600	1.6339	2.3019	2.4712	0.26199	2.2343	1.3667	1.1098	1.1253	0.42198	0.57595	M6 ± 1
NLTT20640	1.1217	1.2361	...	0.37900	2.0244	1.3055	1.0679	1.1134	0.72927	0.85573	M4 ± 0.5
2M0858+2710	2.4959	4.7033	...	0.64835	2.3871	1.2406	0.98143	1.0637	0.38629	0.65786	L0 ± 1
LSPMJ1021+3704	1.0898	1.1628	...	0.38845	1.9939	1.2819	1.0796	1.1583	0.75780	0.88121	M4 ± 0.5
2M1021+3704	2.7920	5.3320	...	1.0516	0.46435	0.92451	...	1.0668	0.60661	0.66820	L2
2M1043-1706A	1.0665	1.1986	1.1118	0.41786	1.9828	1.2421	...	1.1573	0.77439	0.87779	M4 ± 0.5
NLTT26746	1.0896	1.0664	1.1495	0.44003	1.9733	1.2758	1.1094	1.1651	0.83645	0.85031	M4 ± 0.5
NLTT29392	1.3948	2.0186	...	0.21082	2.1644	1.4311	1.0827	1.0974	0.49018	0.65474	M6 ± 0.5
2M1202+4204	2.7094	5.3242	...	0.66899	2.4729	1.3948	0.96756	1.0718	0.39638	0.70797	L0 ± 0.5
NLTT36369	1.0359	1.0841	...	0.42531	2.0007	1.2596	1.0741	1.1489	0.80273	0.89932	M4 ± 0.5
2M1408+3708	1.6805	2.5229	...	0.22558	2.3573	1.4836	1.0556	1.1543	0.37181	0.57255	M7 ± 0.5
2M1441+1856	2.7019	4.2794	2.7264	0.88903	2.2368	1.5198	0.75043	1.2276	0.50723	0.76976	L1 ± 1
2M1559+3735	1.8393	2.9506	...	0.27357	2.4630	1.3777	1.0318	1.1406	0.33012	0.55086	M8 ± 0.5
2M1646+5019	2.0450	3.0980	...	0.17044	2.1751	1.8641	1.0559	1.1482	0.39253	0.54864	M7 ± 0.5
2M2259+0806	1.5610	1.8795	1.6930	0.14590	2.1279	1.5757	1.0905	1.2289	0.50888	0.61669	M6 ± 0.5
2M2327+0405	2.1572	3.2263	3.8603	0.27870	2.4432	1.4433	1.0444	1.0839	0.33743	0.49614	M9 ± 0.5
2M2355+1754	2.2927	3.7816	2.9846	0.42313	2.4953	1.3452	1.0084	1.1327	0.40961	0.76501	M9 ± 0.5

^a Martin et al. (1996)

^bCruz & Reid (2002)

^cKirkpatrick et al. (1991)

^dLépine et al. (2003)

^eThe spectral types shown in the last column are the median of the spectral types computed using the spectral indices presented in the table.

by 25,000, the number of primary stars targeted by our search, and finally calculated the corresponding probability of detecting at least one object within this total search area.

For the latter probability, we used Monte Carlo calculations to determine the proper motion distribution of stars of a given spectral type and at the sky position of the candidate system based on the observed Galactic space velocity (UVW) distributions of stars in the solar neighborhood. The UVW distributions were derived from the velocity dispersions given by Mikami & Heck (1982) for F, G and K stars, by Bochanski et al. (2011) for M dwarfs, and by Schmidt et al. (2010) for L dwarfs. We then determined the probability that a star of the spectral class of the primary and a star of the spectral class of the secondary, at the sky position of the system, would have proper motions larger than 0.1 mas yr^{-1} and consistent with each other within 2σ .

We finally multiplied the above two probabilities to get the probability of random alignment; the results are given in Table 2.V. For all of our candidate systems, this probability is less than 1.3×10^{-3} , indicating that they most likely form truly bound systems.

TAB. 2.V Derived parameters for the binary systems

Name	Spectral type ^a	$\mu_\alpha \cos \delta$ (mas/yr)	μ_δ (mas/yr)	Sep. ($''$)	Distance ^b (pc)	Prob.	P. sep. (AU)	Mass ^c (M_\odot)
NLTT 251P	M6.0±0.5	-70±9	-311±6	28±7	25 ⁺⁷ ₋₁₁	2.8 × 10 ⁻⁵	850 ⁺⁸⁴ ₋₁₅₂	0.153–0.209
2M0006-0852	M9.0±0.5	-59±18	-318±9		37 ⁺⁵ ₋₁₁			0.108–0.118
NLTT 687	M3.0±0.5	-44±12	-173±5	119±46	42 ⁺²⁶ ₋₁₆	3.9 × 10 ⁻⁴	7400 ⁺¹¹⁶⁰ ₋₁₂₅₀	0.360–0.783
2M0013-1816	L1.0±0.5	-20±53	-212±51		83 ⁺⁷ ₋₂₇			0.096–0.102
NLTT 2274 ^f	M4.0±0.5	-165±56	-155±2	23±8	23 ⁺¹⁴ ₋₉	1.6 × 10 ⁻⁴	725 ⁺²³⁰ ₋₂₅₃	0.259–0.543
2M0041+1341	M9.5±0.5	-162±58	-153±13		40 ⁺⁶ ₋₁₂			0.105–0.113
BD-06 813	K0 ^o	23±13	-138±15	17±4	68±10 ^h	7.6 × 10 ⁻⁴	1340 ⁺¹⁰² ₋₃₄₀	0.898–1.096
2M0405-0600	M6.5±1	42±7	-119±9		86 ⁺² ₋₃₇			0.140–0.174
NLTT 20640 ^q	M4.0±0.5	103±5	-179±5	15±6	54 ⁺³² ₋₂₀	2.2 × 10 ⁻⁵	780 ⁺²⁶³ ₋₂₇₀	0.259–0.543
2M0858+2710	L0±1	104±7	-182±6		48 ⁺³ ₋₁₄			0.102–0.108
LSPM J1021+3704	M4.0±0.5 ^h	-132±9	-141±4	25±18	88 ⁺³⁹ ₋₁₃	1.3 × 10 ⁻³	3000 ⁺⁶⁵⁰ ₋₆₇₅	0.259–0.543
2M1021+3704	L0.0±1	-131±8	-124±12		93 ⁺¹³ ₋₃₆			0.090–0.096
2M1043-1706A	M4.0±0.5	-98±21	-141±22	18±3	42 ⁺²⁶ ₋₁₆	7.1 × 10 ⁻⁴	1020 ⁺²⁸⁸ ₋₃₀₆	0.259–0.543
2M1043-1706B	M9.0±0.5	-91±18	-142±22		75 ⁺⁶ ₋₂₃			0.112–0.113
NLTT 26746 ^v	M4.0±0.5	-247±8	-141±2	18±6	36 ⁺²² ₋₁₄	1.5 × 10 ⁻⁴	660 ⁺²¹⁶ ₋₄₄₁	0.259–0.543
2M1115+1607	L5±1 ^t	-253±28	-127±20		37 ⁺³ ₋₃₅			0.079–0.084
NLTT 29392	M6.0±0.5	-296±8	-275±9	9±2	33 ⁺³ ₋₁₆	1.1 × 10 ⁻⁵	310 ⁺¹⁶ ₋₁₃₅	0.153–0.209
2M1202+4204	L0.0±0.5	-292±6	-276±11		38 ⁺² ₋₁₁			0.102–0.108
LSPM J1259+1001	M5±1 ^g	-142±15	22±9	8±4	42 ⁺⁴⁴ ₋₂₁	2.9 × 10 ⁻³	345 ⁺¹⁹⁶ ₋₁₅₆	0.181–0.312
2M1259+1001	L4.5±0.5	-146±5	29±7		47 ⁺⁵ ₋₁₈			0.080–0.085
NLTT 36369	M4.0±0.5	-247±8	80±1	9±2	55 ⁺³³ ₋₂₁	9.3 × 10 ⁻⁵	590 ⁺¹⁶² ₋₁₈₀	0.258–0.543
2M1408+3708	M7.5±0.5	-249±1	80±10		84 ⁺⁴ ₋₂₉			0.124–0.140
LSPM J1441+1856	M6 ^h	-56±9	-154±9	53±26	56 ⁺³⁷ ₋₁₀	8.7 × 10 ⁻⁴	4110 ⁺¹²¹⁹ ₋₁₁₆₆	0.467–0.474
2M1441+1856	L1±1	-59±9	-185±12		99 ⁺¹⁰ ₋₃₄			0.096–0.102
NLTT 41701 ^u	K2 ^h	42±12	-137±9	23±4	(61 ⁺⁶¹ ₋₂₇) ⁱ	8.1 × 10 ⁻⁴	1735 ⁺⁶⁹⁰ ₋₆₄₄	0.592–1.154
2M1559+3735	M8.0±0.5	46±9	-152±14		89 ⁺⁶ ₋₂₉			0.118–0.130
HD 234344 ^s	K7 ^h	-129±29	394±12	79±13	31.6±0.9 ^m	2.4 × 10 ⁻⁴	2700 ⁺¹⁵⁸ ₋₅₉₃	0.794–0.848
2M1646+5019	M7.5±0.5	-115±5	404±6		36 ⁺³ ₋₁₄			0.124–0.140
HD217246	G5 ^h	137±34	59±19	25±7	(68 ⁺⁷⁰ ₋₃₂) ⁱ	3.6 × 10 ⁻⁴	2340 ⁺¹¹²⁵ ₋₁₀₀₀	0.894–1.016
2M2259+0806	M6.5±0.5	122±6	69±5		121 ⁺⁵ ₋₅₁			0.140–0.174
NLTT 56936 ^v	K2+K5 ⁿ	443±1	171±8	30±5	64±9 ^k	4.7 × 10 ⁻⁵	1825 ⁺¹⁸⁰ ₋₃₉₀	1.46±0.09 ⁿ
2M2327+04505	M9±0.5	443±6	191±12		57 ⁺³ ₋₁₇			0.108–0.118
TYC 1725-344-1	G5III ^h	-65±21	-78±14	95±28	(40 ⁺²⁸ ₋₁₅) ⁱ	2.8 × 10 ⁻⁴	6700 ⁺¹⁸⁰⁵ ₋₂₄₇₀	1.91±0.11 ^h
2M2355+1754	M9.0±0.5	-69±16	-86±3		103 ⁺¹⁰ ₋₃₇			0.108–0.118
NLTT 182	M4.5±0.5	213±6	-113±7	6±2	62 ⁺³⁸ ₋₂₃	1.4 × 10 ⁻⁴	400 ⁺¹²⁶ ₋₁₃₅	0.201–0.397
2M0005+0626	L0±1 ^g	205±7	-126±8		69 ⁺⁵ ₋₂₂			0.102–0.108
LSPM J1236+3000	M6±1 ^g	140±5	-124±4	13±9	112 ⁺⁶ ₋₅₂	1.9 × 10 ⁻³	1580 ⁺¹⁵⁶ ₋₆₂₄	0.108–0.118
2M1236+3000	M9.0±1 ^g	162±27	-102±15		126 ⁺¹³ ₋₄₄			0.108–0.118
HD 2292	G5 ^f	-143±15	-113±19	30±11	(42 ⁺²⁸ ₋₁₄) ⁱ	2.6 × 10 ⁻⁴	1200 ⁺¹⁸⁰ ₋₅₁₀	0.692–1.174
2M0026+1704	M9±1 ^g	-152±10	-129±40		65 ⁺⁴ ₋₂₀			0.108–0.118
NLTT 30510 ^v	M3±1 ^g	269±12	-39±16	24±15	45 ⁺⁴⁷ ₋₂₃	1.9 × 10 ⁻⁴	1635 ⁺⁶⁴⁸ ₋₃₈₄	0.360–0.783
2M1222+3643	L0 ^e	272±30	-36±7		70±10 ^j			0.102–0.108
NLTT 33793 ^l	K5 ^{aa}	-210±64	-131±12	170±46	(38.1 ^{+2.6} _{-2.3}) ^{aa}	5.4 × 10 ⁻⁵	5780 ⁺²⁰⁴⁰ ₋₁₁₉₀	0.645–1.027
2M1320+0957	M8 ^{aa}	-222±38	-141±10		36±3 ^{aa}			0.124–0.140
NLTT 4558 ^v	G5 ^m	22±13	-142±15	44±9	(58±3) ^k	3.5 × 10 ⁻⁵	2222 ⁺³⁰⁸ ₋₉₆₀	0.700–1.227
2M0122+0331	L2±1 ^g	25±11	-162±5		43 ⁺¹³ ₋₄₀			0.090–0.096

^aSpectral type are extracted from our GMOS or GNIRS spectra unless noted otherwise,^b Distance computed using the spectral types and the relations from Dupuy & Liu (2012) and Hawley et al. (2002), ^c Probability of random alignment,^d Masses are evaluated using the mass-M_J relation from the BT-Settl model of Allard (2014), ^eZhang et al. (2009a),^f This system has been identified as a M4+L0 binary by Faherty et al. (2010). Their spectral types, proper motions, distance and separation are consistent with the ones we found,^g Spectral type calculated from i'-J (Sheppard & Cushing 2009),^h Pickles & Depagne (2010),ⁱ Photometric distance from Ammons et al. (2006), ^j This system has been identified as a M4+L0 binary by Faherty et al. (2010),^k Heliocentric distance from Anderson & Francis (2013),^l Photometric distance from Zhang et al. (2009a),^m Heliocentric distance from Anderson & Francis (2013),ⁿHrivnak et al. (1995), ^o The spectral type is from Barney (1951),^p This system has been identified to be a hierarchical triple system with an M7.0±0.05 primary and an M8.5±0.05+T5±1 secondary byBurgasser et al. (2012). Their proper motions, distance and separation are consistent with the ones we found,^q This system has been identified as a M4+L0 binary by Zhang et al. (2010). Their spectral types, proper motions, distance and separation are consistent with the ones we found,^r Kharchenko (2001),^s This system has been identified as a K7+M7 binary by Mason et al. (2001). Their spectral types, proper motions, distance and separation are consistent with the ones we found,^tZhang et al. (2009b) found a spectral type of L1 by colors and has identified it as a brown dwarf candidate.,^uThe spectral type of NLTT 41701 has been found by Pickles & Depagne (2010). Ammons et al. (2006) has estimated a distance that matches to one obtained from the spectral type extracted from the optical GMOS spectrum.,^v This system has been identified by Deacon et al. (2014).

2.7 DISCUSSION

We estimated the mass of the companions in our systems based on evolution models. First of all, the tangential velocity, which is an indicator of the population to which an object belongs, has been compared to the Besançon Galactic model (Robin et al. 2003) for each of our systems. All of our systems have tangential velocities consistent with being part of the thin disk. According to the Galactic model simulations, most of our targets have a $> 80\%$ probability to be younger than 3 to 5 Gyr. We also looked for sign of youth in our GNIRS spectra. We used the spectral indices defined by Allers & Liu (2013), already used to compute the spectral types, which are also sensitive to surface gravity. According to these indices, none of the three companions have low surface gravity. We also looked for $H\alpha$ emission, at 656.3 nm, which is indicative of the stellar activity (West et al. 2008). Visual inspection of the spectra and calculations of the $H\alpha$ equivalent widths indicate that 2M0405-0600 (M6.5), 2M1202+4204 (L0) and 2M1043B (M9) have equivalent widths higher than 1 \AA , and are thus active. Schmidt et al. (2010) had already identified that NLTT 29392B was an active L0 dwarf. However, this does not mean that they are particularly young as M dwarfs can be active during a few Gyr. Thus none of our systems appears to be particularly young. We assumed that the ages of all of them are roughly 1–7 Gyr. We then evaluated the masses using the mass– M_J relation from the BT-Settl model of Allard (2014), where the M_J are obtained from our inferred spectral types using the relation of Hawley et al. (2002) and Dupuy & Liu (2012). The mass estimates for a target’s age between 1 to 7 Gyr are given in Table 2.V. The uncertainties come from the propagation of the error of spectral types on the inferred magnitudes.

Figure 2.6 shows the projected separation of our systems as a function of the total masses of the systems, in comparison with other known binaries (Gomes et al. 2013; Dhital et al. 2010; Faherty et al. 2010; Metchev & Hillenbrand 2004; Reid et al. 2001; Wilson et al. 2001; Reid & Gizis 1997; Fischer & Marcy 1992; Close et al. 1990) as well as very low mass binary from the Very Low Mass Binaries Archive (Burgasser et al. 2007)⁶.

⁶See <http://www.vlmbinaries.org/> for an up-to-date census of the known very low mass binaries, maintained by N. Siegler, C. Gelino and A. Burgasser.

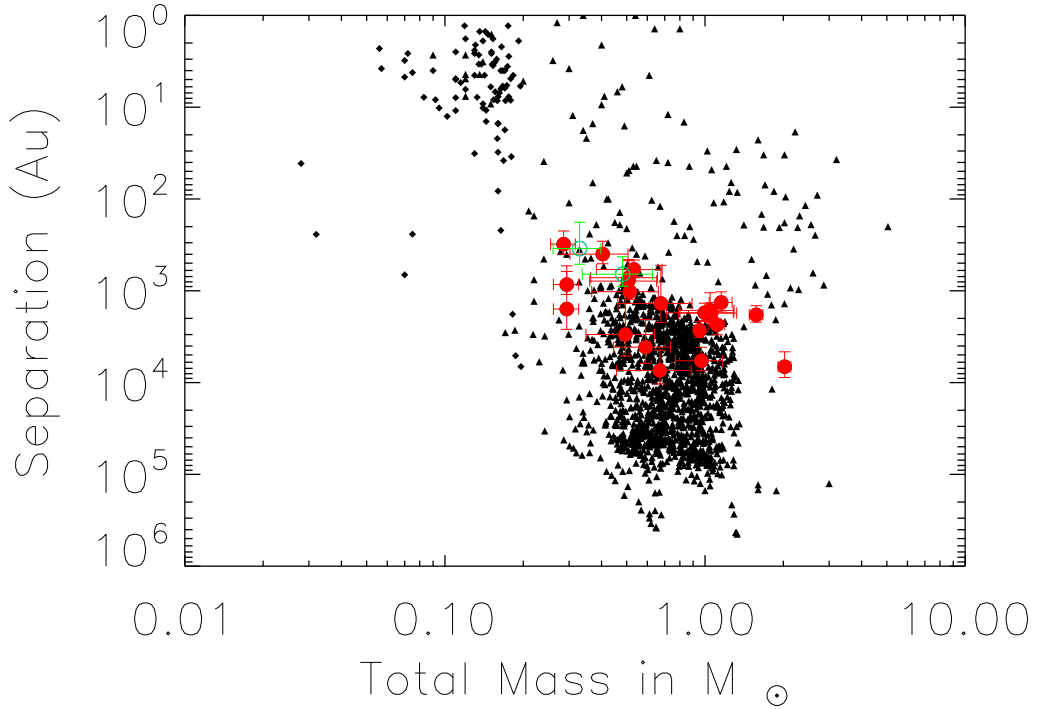


FIG. 2.6 Separation (in AU) versus total mass (in solar mass) for our systems and for known binaries. The red circles represent our sample. The LSPMJ1259+1001 system and the NLTT26746 system, for which the companion is either a L4.5 or a L5 dwarf, are shown with the open green circle. Very low mass binaries from the Very Low Mass Binaries Archive are shown as a diamond while the triangles represent binary systems from Gomes et al. (2013) and references therein, Dhital et al. (2010), Faherty et al. (2010) and references therein, Metchev & Hillenbrand (2004), Reid et al. (2001), Wilson et al. (2001), Reid & Gizis (1997), Fischer & Marcy (1992), and Close et al. (1990).

Figure 2.7 also presents the total mass as a function of the binding energy for our systems and for other known binaries. Both of these figures show that our 5 systems with the lowest total mass (below $0.4 M_{\odot}$) fall in sparsely populated regions of these diagrams, near the low-mass and high separation/low binding energy envelopes of the known binaries. These systems are particularly interesting in the context of the formation mechanism of binaries and of low mass and substellar objects.

Figure 2.8 shows the mass ratio of our systems as a function of their total mass, as compared with other known binaries. Our new systems, having lower mass ratios, clearly

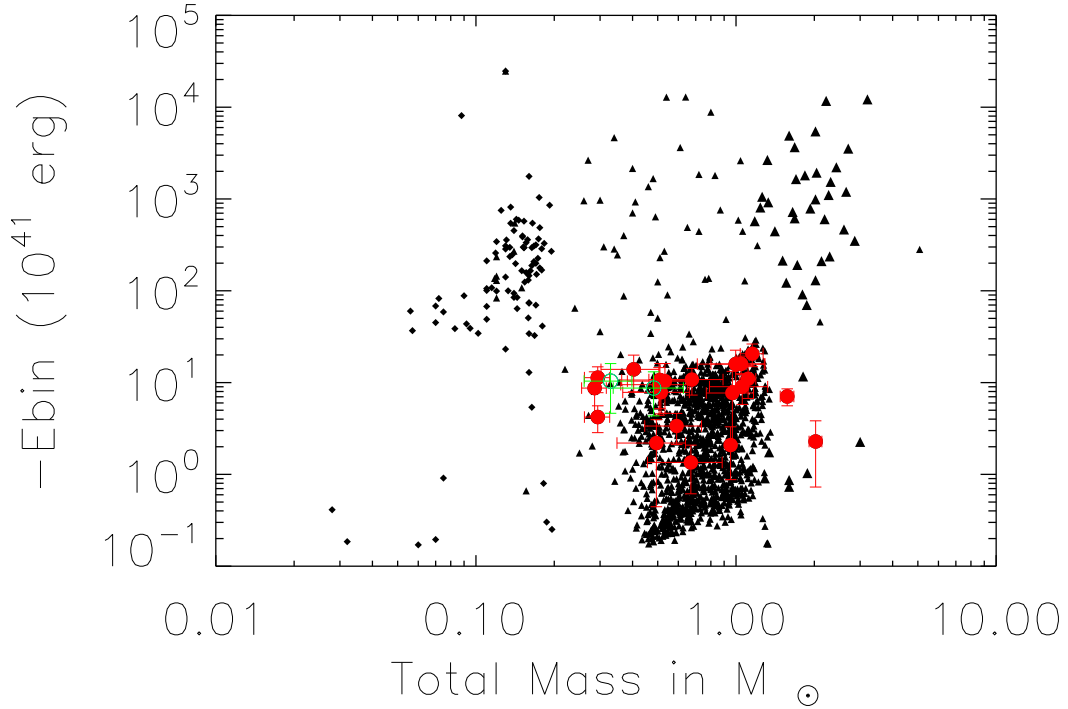


FIG. 2.7 Total mass (in solar mass) versus binding energy for our systems and for known binaries. The symbol used here are the same as for Figure 2.6.

stand out from the bulk of the distribution in this diagram. In particular, we found 14 systems with a mass ratio less than 0.3, below the bulk of the previously known population. The apparent gap between our systems and most of the known ones is due to the fact that the surveys we used for our search were deeper than those used in some previous searches, notably in the search of Dhital et al. (2012) who is responsible for the vast majority of the known systems shown. As such, fewer systems with low mass ratio are known because of the observational bias. Our systems thus help better define the parameter space in which wide low-mass companions can form. While the low masses/mass ratios and large separations of our companions may not be the most extreme that can result from the pre-stellar core fragmentation, disk fragmentation or the protostellar embryos ejection processes, they are nevertheless challenging to produce and any successful model of formation should be readily able to explain them. However, our results are too scarce to

be able to make a further analysis. A proper complete sample of wide binaries is needed to assess the properties of the systems as well as their frequency. It would then be possible to compare those observational results to the predictions of the models.

As some of our system have a low binding energy, it is interesting to find out if the systems are stable. Orbital evolution is possible for wide, weakly bound binaries and it might lead to their disruption as they travel through the Galaxy and encounter stars and giants molecular clouds. Weinberg et al. (1987) worked out the calculations for the evolution and lifetimes of such wide binary systems in the solar neighborhood; these can easily be scaled to very low-mass stars as was done by Artigau et al. (2007). For all of our binaries, we find that the half-life is of the order of a Hubble time or larger. The probability of survival is thus high for all systems.

Burgasser et al. (2005) have shown that the binary fraction is higher for ultra cold dwarfs that are in a wide binary system where the primary is a stellar object. Furthermore, Whitworth & Stamatellos (2006) discussed the possibility that H₂ dissociation might trigger a secondary fragmentation of a companion low-mass protostar if the latter is at the cooler outer parts of the circumstellar disk (> 100 AU) and is spinning at a high enough rate. Thus, it is possible that some of our companions (and perhaps primaries) are unresolved binaries themselves. If that were the case, this could be reconciled with our common photometric distance estimates given the large associated uncertainties.

To differentiate the evolutionary states of our stars, we use the four spectral classes of metallicity defined by Lépine et al. (2007) that are defined by the $\zeta_{TiO5/CaH}$ index, which is based on the CaH2, CaH3 and TiO5 molecular bands in the optical. This index has been re-calibrated by Dhital et al. (2012) and is used to differentiate dwarfs, subdwarfs, extreme subdwarfs and ultrasubdwarfs. Using this index for all of our M dwarfs, we found that they all have $\zeta_{TiO5/CaH} > 0.85$, meaning that they all are in the dwarf metallicity class with near-solar metallicity.

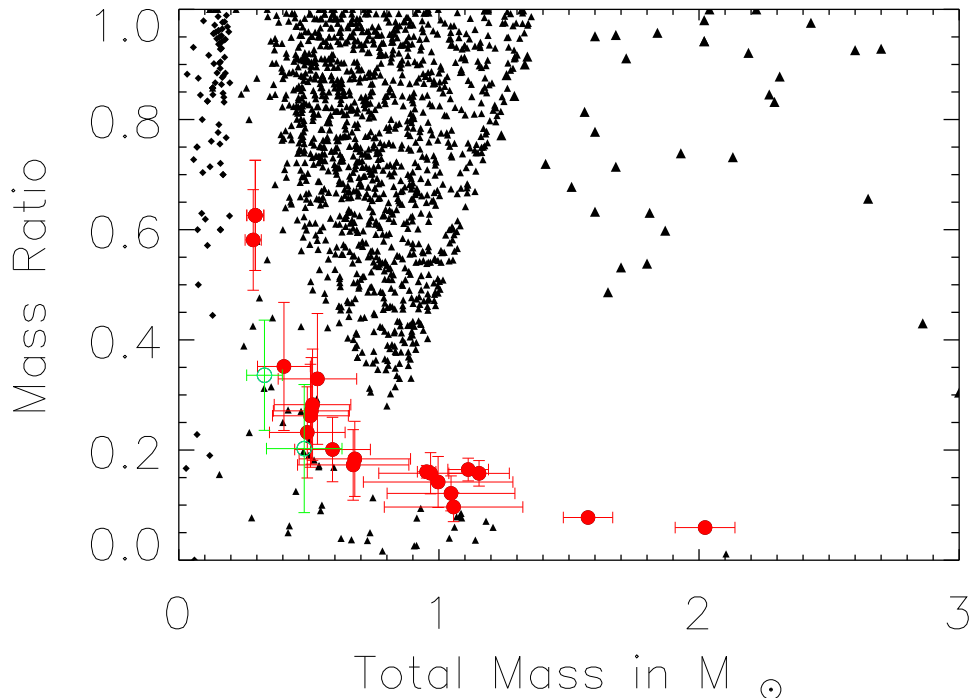


FIG. 2.8 Mass ratio as a function of total mass for our systems and for known binaries. The symbol used here are the same as for Figure 2.6.

2.8 CONCLUSION

We have discovered 14 new binary systems with companions of spectral types M6–L5 at separations of $6''$ – $170''$ from their primaries, corresponding to projected separations 250–7500 AU at the distances of the systems. We also recovered nine already known binaries. Ten of our companions have a spectral type of L0 or later, two of them being comfortably in the brown dwarf regime : 2M1115+1607 ($L5\pm 1$) and 2M1259+1001 ($L4.5\pm 0.5$). The latter is a newly identified brown dwarf and orbits a mid-M dwarf. The most widely separated system is NLTT 687, consisting of an M3+L1 pair with a separation of 7400 AU. Other very wide systems are TYC 1725-344-1, a G5+M9 pair with a separation of 6700 AU and LSPMJ1441+1856, a M6+L1 pair with a separation of 4110 AU. Some of our systems challenge the formation theories as they have a low mass ratio and a high separation.

David Lafrenière is supported in part through grants from the Natural Sciences and

Engineering Research Council, Canada (NSERC). This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France and of the VizieR catalogue access tool, CDS, Strasbourg, France. This publication makes use of data products from the Two Micron All Sky Survey, which is a joint project of the University of Massachusetts and the Infrared Processing and Analysis Center/California Institute of Technology, funded by the National Aeronautics and Space Administration and the National Science Foundation. This publication makes use of data products from the Wide-field Infrared Survey Explorer, which is a joint project of the University of California, Los Angeles, and the Jet Propulsion Laboratory/California Institute of Technology, funded by the National Aeronautics and Space Administration. This research has benefitted from the M, L, T, and Y dwarf compendium housed at DwarfArchives.org. This publication has made use of the Very-Low-Mass Binaries Archive housed at <http://www.vlmbinaries.org> and maintained by Nick Siegler, Chris Gelino, and Adam Burgasser. This research has benefitted from the SpeX Prism Spectral Libraries, maintained by Adam Burgasser at <http://pono.ucsd.edu/~adam/browndwarfs/spexprism>.

CHAPITRE 3

CONCLUSION

Les nombreuses découvertes d'objets de faible masse dans les vingt dernières années ont propulsé la recherche dans ce domaine. Le projet de recherche qui a été présenté ici s'inscrit dans ce champ de recherche, puisqu'il consistait à rechercher et à caractériser des systèmes binaires à grande séparation dont au moins l'une des composantes est de faible masse. Grâce à une analyse de données d'imagerie et à un calcul statistique, il a été possible de construire une liste de systèmes binaires candidats ayant un mouvement propre élevé et commun, ainsi qu'une grande séparation. Un suivi astrométrique a ensuite été réalisé avec des données d'imagerie des caméras SIMON et CPAPIR obtenues au télescope de l'OMM ou du CTIO. Ces images ont par la suite été réduites afin d'en extraire les positions des cibles. Elles ont été ensuite comparées aux positions obtenues par les catalogues 2MASS, WISE et SDSS afin de calculer le mouvement propre des objets d'intérêt. Ceci avait pour objectif de s'assurer que les mouvements des deux composantes des systèmes sont bien les mêmes avec des mesures plus précises.

Un suivi spectroscopique a aussi été réalisé sur la plupart des objets de l'échantillon. Des spectres dans la partie rouge du domaine visible ont été obtenus avec GMOS à Gemini tandis que quelques spectres dans le proche infrarouge ont été pris avec GNIRS à Gemini. Ces spectres ont par la suite été réduits et analysés, ce qui a permis, en autres, de déterminer les types spectraux des objets. Afin de s'assurer que le système binaire candidat n'est pas un double optique, il a été nécessaire de vérifier que les deux composantes du système sont à la même distance du Soleil. Cette distance photométrique a été estimée à l'aide du type spectral et de la magnitude J .

Enfin, un calcul de probabilité a été effectué pour tous les systèmes binaires dont les composantes avaient un même mouvement propre et qui étaient à une distance comparable afin de s'assurer qu'elles n'ont pas le même mouvement propre et la même distance par hasard, soit sans former un système lié gravitationnellement.

Notre analyse a permis d'identifier vingt-trois systèmes binaires ayant une séparation supérieure à 250 UA et dont au moins l'une des composantes est une naine M ou une naine L. Cinq des systèmes binaires candidats avaient déjà été identifiés comme tels précédemment dans la littérature, ce qui confirme la validité de notre démarche. Deux des nouveaux systèmes binaires ont une naine brune comme compagnon : NLTT 26746 (M4) a une naine L5 comme compagnon (2M1115+1607) avec une séparation de ~ 660 UA et LSPM J1259+1001 (M5) a une naine L4.5 comme compagnon (2M1259+1001) avec une séparation de ~ 345 UA. Ces deux naines brunes n'étaient pas connues auparavant. Sept autres systèmes ont un compagnon de type spectral L0–L1 à une séparation allant de 250–7500 UA. Trois systèmes ont une séparation > 5000 UA : le système NLTT33793 a une séparation de ~ 5780 UA, le système TYC 1725-344-1 a une séparation de ~ 6700 UA et le système NLTT 687 a une séparation de ~ 7400 UA. Les systèmes ayant les plus faibles masses se trouvent à la limite de la distribution des systèmes binaires connus dans un diagramme de la séparation en fonction de la masse totale. De plus, nos systèmes ont la plus faible énergie de liaison pour des masses totales de ~ 0.2 . Notre système ayant la plus faible masse ($\sim 0.28 M_{\odot}$) a une énergie de liaison de $10 \pm 3 \times 10^{41}$ erg. Enfin, les rapports de masse de nos systèmes se situent parmi les plus faibles connus, puisque quatorze de nos systèmes ont un rapport de masse inférieur à 0.3.

Les systèmes binaires à grande séparation dont l'une des composantes est de faible masse permettent de mettre des contraintes sur le processus de formation des objets peu massifs. En effet, certaines façons d'expliquer la formation de ces objets ne sont pas compatibles avec la formation d'un système binaire à grande séparation, ce qui fait que les procédés expliquant la naissance de ce genre de systèmes reste encore nébuleux. Il serait donc intéressant de rechercher des systèmes ayant des masses encore plus faibles que ceux présentés ici ainsi que des séparations encore plus élevées afin de pouvoir mieux contraindre les processus de formation des étoiles de faible masse, des naines brunes et des planètes. Un échantillon complet de systèmes binaires à grande séparation sera aussi nécessaire afin de pouvoir déterminer leurs propriétés. Il sera alors possible de comparer ces résultats à ce qui est prédit par les différents modèles.

L'étude de systèmes binaires à grande séparation contenant une étoile F, G ou K de même qu'une naine L, comme certains des systèmes que nous avons trouvés, pourrait aussi permettre de déterminer l'échelle de métallicité des naines L. Ceci a déjà été fait pour les naines M, en utilisant des systèmes binaires à grande séparation. Ainsi, des systèmes comme NLT 4558 (G5) + 2M0122+0331 (L2), que nous avons trouvés dans ce travail, pourraient être de grand intérêt afin de déterminer l'échelle de métallicité des naines L puisque seulement deux autres systèmes binaires contenant une naine G et une naine L sont connus.

BIBLIOGRAPHIE

- Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., et al. 2008, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 175, 297
- Ahn, C. P., Alexandroff, R., Allende Prieto, C., et al. 2012, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 203, 21
- Albert, L. 2006, Ph.D. Thesis, 13
- Allard, F. 2014, in , 271–272, 00000
- Allers, K. N., & Liu, M. C. 2013, *The Astrophysical Journal*, 772, 79
- Allers, K. N., Jaffe, D. T., Luhman, K. L., et al. 2007, *The Astrophysical Journal*, 657, 511
- Ammons, S. M., Robinson, S. E., Strader, J., et al. 2006, *The Astrophysical Journal*, 638, 1004
- Anderson, E., & Francis, C. 2013, *VizieR Online Data Catalog*, 5137, 0
- Artigau, E., Doyon, R., Vallee, P., Riopel, M., & Nadeau, D. 2004, in , 1479–1486
- Artigau, É., Lafrenière, D., Doyon, R., et al. 2007, *The Astrophysical Journal Letters*, 659, L49
- Artigau, É., Lafrenière, D., Doyon, R., et al. 2009, in , 493–496
- Barney, I. 1951, *Transactions of the Astronomical Observatory of Yale University*, 23, 1, 00000
- Bate, M. R. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 392, 590
- . 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 419, 3115
- Becklin, E. E., & Zuckerman, B. 1988, *Nature*, 336, 656

- Billères, M., Delfosse, X., Beuzit, J.-L., et al. 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 440, L55
- Bochanski, J. J., Hawley, S. L., & West, A. A. 2011, *The Astronomical Journal*, 141, 98
- Boeshaar, P. C. 1975, 7, 272
- Boffin, H. M. J., Watkins, S. J., Bhattal, A. S., Francis, N., & Whitworth, A. P. 1998, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 300, 1189
- Bonfils, X., Delfosse, X., Udry, S., et al. 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 442, 635
- Bouy, H., Brandner, W., Martín, E. L., et al. 2003, *The Astronomical Journal*, 126, 1526
- Burgasser, A. J., Kirkpatrick, J. D., & Lowrance, P. J. 2005, *The Astronomical Journal*, 129, 2849
- Burgasser, A. J., Luk, C., Dhital, S., et al. 2012, *The Astrophysical Journal*, 757, 110
- Burgasser, A. J., Reid, I. N., Siegler, N., et al. 2007, *Protostars and Planets V*, 427
- Burgasser, A. J., Kirkpatrick, J. D., Cutri, R. M., et al. 2000, *The Astrophysical Journal Letters*, 531, L57
- Burningham, B., Pinfield, D. J., Leggett, S. K., et al. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 395, 1237
- Caballero, J. A. 2007a, *The Astrophysical Journal*, 667, 520
- . 2007b, *Astronomy and Astrophysics*, 462, L61
- . 2011, Cool dwarfs in wide multiple systems : Paper I : Two mid-M dwarfs in a loosely-bound common-proper-motion pair, arXiv e-print 1112.0691
- Caballero, J. A., Genebriera, J., Miret, F. X., Tobal, T., & Cairol, J. 2012, *The Observatory*, 132, 252
- Caballero, J. A., & Montes, D. 2012, *The Observatory*, 132, 176

- Chabrier, G., Baraffe, I., Allard, F., & Hauschildt, P. 2000, *The Astrophysical Journal*, 542, 464
- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Lacombe, F., et al. 2005a, *Astronomy and Astrophysics*, 430, 1027
- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Zuckerman, B., et al. 2005b, *Astronomy and Astrophysics*, 438, L29
- Close, L. M., Richer, H. B., & Crabtree, D. R. 1990, *The Astronomical Journal*, 100, 1968
- Close, L. M., Siegler, N., Freed, M., & Biller, B. 2003, *The Astrophysical Journal*, 587, 407
- Close, L. M., Zuckerman, B., Song, I., et al. 2007, *The Astrophysical Journal*, 660, 1492
- Cruz, K. L., Kirkpatrick, J. D., & Burgasser, A. J. 2009, *The Astronomical Journal*, 137, 3345
- Cruz, K. L., & Reid, I. N. 2002, *The Astronomical Journal*, 123, 2828
- Cruz, K. L., Reid, I. N., Kirkpatrick, J. D., et al. 2007, *The Astronomical Journal*, 133, 439
- Cushing, M. C., Rayner, J. T., & Vacca, W. D. 2005, 623, 1115
- Cutri, R. M., & et al. 2012, *VizieR Online Data Catalog*, 2311, 0
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, *VizieR Online Data Catalog*, 2246, 0
- Deacon, N. R., Liu, M. C., Magnier, E. A., et al. 2014, *ArXiv e-prints*, arXiv :1407.2938
- Delfosse, X., Forveille, T., Ségransan, D., et al. 2000, *Astronomy and Astrophysics*, 364, 217
- Delfosse, X., Beuzit, J.-L., Marchal, L., et al. 2004, 318, 166

- Delorme, P., Delfosse, X., Albert, L., et al. 2008, *Astronomy and Astrophysics*, 482, 961, 00101
- Dhital, S., West, A. A., Stassun, K. G., & Bochanski, J. J. 2010, *The Astronomical Journal*, 139, 2566
- Dhital, S., West, A. A., Stassun, K. G., et al. 2012, *The Astronomical Journal*, 143, 67
- Dieterich, S. B., Henry, T. J., Golimowski, D. A., Krist, J. E., & Tanner, A. M. 2012, *The Astronomical Journal*, 144, 64
- Duchêne, G., & Kraus, A. 2013, arXiv :1303.3028 [astro-ph]
- Dupuy, T. J., & Liu, M. C. 2012, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 201, 19
- Epchtein, N., Deul, E., Derriere, S., et al. 1999, *Astronomy and Astrophysics*, 349, 236
- EROS Collaboration, Goldman, B., Delfosse, X., et al. 1999, *Astronomy and Astrophysics*, 351, L5
- Faherty, J. K., Burgasser, A. J., Bochanski, J. J., et al. 2011, *The Astronomical Journal*, 141, 71
- Faherty, J. K., Burgasser, A. J., Cruz, K. L., et al. 2009, *The Astronomical Journal*, 137, 1
- Faherty, J. K., Burgasser, A. J., West, A. A., et al. 2010, *The Astronomical Journal*, 139, 176
- Fischer, D. A., & Marcy, G. W. 1992, *The Astrophysical Journal*, 396, 178
- Gizis, J. E., Kirkpatrick, J. D., & Wilson, J. C. 2001, *The Astronomical Journal*, 121, 2185
- Gizis, J. E., Monet, D. G., Reid, I. N., Kirkpatrick, J. D., & Burgasser, A. J. 2000, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 311, 385
- Golimowski, D. A., Henry, T. J., Krist, J. E., et al. 2004, *The Astronomical Journal*, 128, 1733

- Gomes, J. I., Pinfield, D. J., Marocco, F., et al. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 431, 2745
- Grether, D., & Lineweaver, C. H. 2006, *The Astrophysical Journal*, 640, 1051
- Habets, G. M. H. J., & Heintze, J. R. W. 1981, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 46, 193
- Hamuy, M., Suntzeff, N. B., Heathcote, S. R., et al. 1994, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 106, 566
- Hawley, S. L., Covey, K. R., Knapp, G. R., et al. 2002, *The Astronomical Journal*, 123, 3409
- Herschel, J. 1834, *Traité d'astronomie / par Sir John F.-W. Herschel,...*; trad. de l'anglais [par Augustin Cournot]. et suivi d'une Addition sur la distribution des orbites cométaires dans l'espace / par Augustin Cournot,... (Paulin (Paris))
- Hook, I. M., Jørgensen, I., Allington-Smith, J. R., et al. 2004, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 116, 425, 00290
- Hrivnak, B. J., Guinan, E. F., & Lu, W. 1995, *The Astrophysical Journal*, 455, 300
- Jayawardhana, R., & Ivanov, V. D. 2006, *Science*, 313, 1279
- Kharchenko, N. V. 2001, *Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel*, 17, 409
- Kirkpatrick, J. D., Allard, F., Bida, T., et al. 1999a, *The Astrophysical Journal*, 519, 834
- Kirkpatrick, J. D., Dahn, C. C., Monet, D. G., et al. 2001, *The Astronomical Journal*, 121, 3235
- Kirkpatrick, J. D., Henry, T. J., & McCarthy, D. W. 1991, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 77, 417
- Kirkpatrick, J. D., Reid, I. N., Liebert, J., et al. 1999b, *The Astrophysical Journal*, 519, 802

- Kirkpatrick, J. D., Cruz, K. L., Barman, T. S., et al. 2008, *The Astrophysical Journal*, 689, 1295
- Kratter, K. M., Murray-Clay, R. A., & Youdin, A. N. 2010, *The Astrophysical Journal*, 710, 1375
- Kroupa, P. 2001, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 322, 231
- Kumar, S. S. 1963, *The Astrophysical Journal*, 137, 1121
- Lawrence, A., Warren, S. J., Almaini, O., et al. 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 379, 1599
- Lépine, S. 2005, *The Astronomical Journal*, 130, 1680
- Lépine, S., Rich, R. M., & Shara, M. M. 2003, *The Astronomical Journal*, 125, 1598
- . 2007, *The Astrophysical Journal*, 669, 1235
- Lowrance, P. J., Schneider, G., Kirkpatrick, J. D., et al. 2000, *The Astrophysical Journal*, 541, 390
- Luhman, K. L. 2004, *The Astrophysical Journal*, 614, 398
- Luhman, K. L., Patten, B. M., Marengo, M., et al. 2007, *The Astrophysical Journal*, 654, 570
- Luyten, W. J. 1930, *Proceedings of the National Academy of Science*, 16, 257
- Magazzu, A., Martin, E. L., & Rebolo, R. 1991, *Astronomy and Astrophysics*, 249, 149
- Martín, E. L., Basri, G., & Zapatero Osorio, M. R. 1999c, *The Astronomical Journal*, 118, 1005
- Martin, E. L., Brandner, W., & Basri, G. 1999a, *Science*, 283, 1718
- Martín, E. L., Delfosse, X., Basri, G., et al. 1999b, *The Astronomical Journal*, 118, 2466

- Martin, E. L., Rebolo, R., & Zapatero-Osorio, M. R. 1996, *The Astrophysical Journal*, 469, 706
- Mason, B. D., Wycoff, G. L., Hartkopf, W. I., Douglass, G. G., & Worley, C. E. 2001, *The Astronomical Journal*, 122, 3466
- Massey, P., Strobel, K., Barnes, J. V., & Anderson, E. 1988, *The Astrophysical Journal*, 328, 315
- McDonald, J. M., & Clarke, C. J. 1993, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 262, 800
- Metchev, S. A., & Hillenbrand, L. A. 2004, in , 238
- Metchev, S. A., & Hillenbrand, L. A. 2006, *The Astrophysical Journal*, 651, 1166
- Meyer, M. R., Adams, F. C., Hillenbrand, L. A., Carpenter, J. M., & Larson, R. B. 2010, *Protostars and Planets IV* (Vince Mannings, A. P. Boss, and S.S. Russell)
- Mikami, T., & Heck, A. 1982, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 34, 529
- Mugrauer, M., Seifahrt, A., & Neuhäuser, R. 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 378, 1328
- Mužić, K., Radigan, J., Jayawardhana, R., et al. 2012, *The Astronomical Journal*, 144, 180
- Nakajima, T., Oppenheimer, B. R., Kulkarni, S. R., et al. 1995, *Nature*, 378, 463
- Neuhäuser, R., & Guenther, E. W. 2004, *Astronomy and Astrophysics*, 420, 647
- Neuhäuser, R., Guenther, E. W., Wuchterl, G., et al. 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 435, L13
- Neves, V., Bonfils, X., Santos, N. C., et al. 2011, arXiv :1110.2694 [astro-ph]
- Ortega, V. G., de la Reza, R., Jilinski, E., & Bazzanella, B. 2002, *The Astrophysical Journal Letters*, 575, L75

- Padoan, P., & Nordlund, Å. 2004, *The Astrophysical Journal*, 617, 559
- Phan-Bao, N., Crifo, F., Delfosse, X., et al. 2003, *Astronomy and Astrophysics*, 401, 959
- Phan-Bao, N., Bessell, M. S., Martín, E. L., et al. 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 383, 831
- Pickles, A., & Depagne, É. 2010, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 122, 1437
- Pickles, A. J. 1998, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 110, 863
- Powell, R. 2006, HR Diagram. <http://www.atlasoftheuniverse.com/hr.html>, dernier accès le 2014-03-15
- Radigan, J., Lafrenière, D., Jayawardhana, R., & Doyon, R. 2008, *The Astrophysical Journal*, 689, 471
- . 2009, *The Astrophysical Journal*, 698, 405
- Raghavan, D., McAlister, H. A., Henry, T. J., et al. 2010, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 190, 1
- Rayner, J. T., Cushing, M. C., & Vacca, W. D. 2009, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 185, 289
- Rebolo, R., Zapatero Osorio, M. R., Madrugá, S., et al. 1998, *Science*, 282, 1309
- Rebolo, R., Zapatero Osorio, M. R., & Martín, E. L. 1995, *Nature*, 377, 129
- Reggiani, M. M., & Meyer, M. R. 2011, *The Astrophysical Journal*, 738, 60
- Reid, I. N., & Gizis, J. E. 1997, *The Astronomical Journal*, 114, 1992
- Reid, I. N., Gizis, J. E., Kirkpatrick, J. D., & Koerner, D. W. 2001, *The Astronomical Journal*, 121, 489

- Reid, I. N., & Walkowicz, L. M. 2006, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 118, 671
- Reipurth, B., & Clarke, C. 2001, *The Astronomical Journal*, 122, 432
- Robin, A. C., Reyl e, C., Derri ere, S., & Picaud, S. 2003, *Astronomy and Astrophysics*, 409, 523
- Rousselot, P., Lidman, C., Cuby, J.-G., Moreels, G., & Monnet, G. 2000, *Astronomy and Astrophysics*, 354, 1134
- Salim, S., & Gould, A. 2003, *The Astrophysical Journal*, 582, 1011
- Schmidt, S. J., West, A. A., Hawley, S. L., & Pineda, J. S. 2010, *The Astronomical Journal*, 139, 1808
- Scholz, R.-D., Lodieu, N., Ibata, R., et al. 2004, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 347, 685
- Scholz, R.-D., McCaughrean, M. J., Lodieu, N., & Kuhlbrodt, B. 2003, *Astronomy and Astrophysics*, 398, L29
- Seifahrt, A., Guenther, E., & Neuhäuser, R. 2005a, *Astronomy and Astrophysics*, 440, 967
- Seifahrt, A., Mugrauer, M., Wiese, M., Neuhäuser, R., & Guenther, E. W. 2005b, *Astronomische Nachrichten*, 326, 974
- Sheppard, S. S., & Cushing, M. C. 2009, *The Astronomical Journal*, 137, 304
- Smart, W. M. 1977, *Textbook on Spherical Astronomy* (Cambridge University Press)
- Song, I., Zuckerman, B., & Bessell, M. S. 2003, *The Astrophysical Journal*, 599, 342
- Stamatellos, D., & Whitworth, A. P. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 392, 413
- Stamatellos, D., Whitworth, A. P., & Hubber, D. A. 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 427, 1182

- Stauffer, J. R., Schultz, G., & Kirkpatrick, J. D. 1998, *The Astrophysical Journal Letters*, 499, L199
- Sumi, T., Kamiya, K., Bennett, D. P., et al. 2011, *Nature*, 473, 349
- van Biesbroeck, G. 1944, *The Astronomical Journal*, 51, 61
- Weinberg, M. D., Shapiro, S. L., & Wasserman, I. 1987, *The Astrophysical Journal*, 312, 367
- West, A. A., Hawley, S. L., Bochanski, J. J., et al. 2008, *The Astronomical Journal*, 135, 785
- White, R. J., Ghez, A. M., Reid, I. N., & Schultz, G. 1999, *The Astrophysical Journal*, 520, 811
- Whitworth, A. P., & Stamatellos, D. 2006, *Astronomy and Astrophysics*, 458, 817
- Whitworth, A. P., & Zinnecker, H. 2004, *Astronomy and Astrophysics*
- Wilson, J. C., Kirkpatrick, J. D., Gizis, J. E., et al. 2001, *The Astronomical Journal*, 122, 1989
- Zhang, Z. H., Pokorny, R. S., Jones, H. R. A., et al. 2009a, *Astronomy and Astrophysics*, 497, 619
- . 2009b, *Astronomy and Astrophysics*, 497, 619
- Zhang, Z. H., Pinfield, D. J., Day-Jones, A. C., et al. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 404, 1817