

Université de Montréal

Étude de variabilité photométrique infrarouge de naines brunes

par
François Girardin

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

Mars, 2011

© François Girardin, 2011.

Université de Montréal
Faculté des études supérieures

Ce mémoire intitulé:

Étude de variabilité photométrique infrarouge de naines brunes

présenté par:

François Girardin

a été évalué par un jury composé des personnes suivantes:

Daniel Nadeau,	président-rapporteur
René Doyon,	directeur de recherche
François Wesemael,	membre du jury

Mémoire accepté le:

RÉSUMÉ

Les naines brunes sont des objets astronomiques de faible masse ($0.012 - 0.075 M_{\odot}$) et de basse température ($T < 3,500 \text{ K}$). Bien qu'elles se forment comme des étoiles, c'est-à-dire par l'effondrement d'un nuage de gaz moléculaire, les naines brunes n'ont pas une masse suffisante pour entretenir des réactions de fusion nucléaire en leur coeur. Les naines brunes relativement chaudes (type L) sont recouvertes de nuages de poussière mais ces derniers disparaissent progressivement de l'atmosphère lorsque la température chute sous les $1,500 \text{ K}$ (type T). Les naines brunes près de la transition L/T devraient donc être partiellement recouvertes de nuages. De par leur rotation relativement rapide (2 h - 12 h), le couvert nuageux inhomogène des naines brunes devrait produire une variabilité photométrique observable en bande J ($1.2 \mu\text{m}$), la longueur d'onde à laquelle les nuages ont la plus forte opacité.

Ce mémoire présente les résultats d'une recherche de variabilité photométrique infrarouge pour une dizaine de naines brunes de type spectral près de la transition L/T. Les observations, obtenues à l'*Observatoire du Mont-Mégantic*, ont permis le suivi photométrique en bande J de neuf cibles. Une seule d'entre elles, SDSS J105213.51+442255.7 (T0.5), montre des variations périodiques sur une période d'environ 3 heures avec une amplitude pic-à-pic variant entre 40 et 80 mmag. Pour les huit autres cibles, on peut imposer des limites (3σ) de variabilité périodique à moins de 15 mmag pour des périodes entre 1 et 6 heures. Ces résultats supportent l'hypothèse qu'un couvert nuageux partiel existe pour des naines brunes près de la transition L/T mais ce phénomène demeure relativement peu fréquent.

Mots clés: naines brunes, variabilité, photométrie, infrarouge, CPAPIR, OMM.

ABSTRACT

Brown dwarfs are astronomical objects of low mass ($0.012 - 0.075 M_{\odot}$) and low temperature ($T < 3,500 \text{ K}$). While they do form like stars through gravitational collapse of a molecular gas cloud, they do not have sufficient mass to sustain nuclear fusion reactions in their core. Relatively hot brown dwarfs (type L) are covered by an homogeneous dust cloud cover that progressively disappears from their atmosphere when the temperature falls below $1,500 \text{ K}$ (type T). Therefore, brown dwarfs near the L/T transition should be partially covered with clouds. Due to the fast rotation of brown dwarfs (2 h - 12 h), this inhomogeneous cloud cover should produce photometric variability observable in the *J* band ($1.2 \mu\text{m}$), the wavelength at which the clouds have the strongest opacity.

This thesis presents the results of a search for infrared photometric variability in brown dwarfs near the L/T transition. The observations, obtained at the *Observatoire du Mont-Mégantic*, have allowed the photometric follow-up of nine targets in the *J* band. Only one of them, SDSS J105213.51+442255.7 (T0.5), showed periodic variations with a period of about 3 hours with a peak-to-peak amplitude ranging from 40 to 80 mmag. For the remaining eight targets, we can place upper limits (3σ) of 15 mmag for the amplitude of periodic variability over a period range between 1 and 6 hours. While these results support the hypothesis that partial dust cloud covers do exist among L/T dwarfs, this phenomenon is by no means ubiquitous.

Keywords: brown dwarfs, variability, photometry, infrared, CPAPIR, OMM.

TABLE DES MATIÈRES

RÉSUMÉ	iii
ABSTRACT	iv
TABLE DES MATIÈRES	v
LISTE DES TABLEAUX	vii
LISTE DES FIGURES	viii
LISTE DES SIGLES	x
DÉDICACE	xi
REMERCIEMENTS	xii
CHAPITRE 1 : INTRODUCTION	1
1.1 Les naines brunes	1
1.1.1 Définition	1
1.1.2 Processus de formation	3
1.1.3 Structure et composition	4
1.1.4 Réactions nucléaires	7
1.1.5 Évolution, âge et température de surface	10
1.1.6 Rotation	11
1.1.7 Multiplicité	11
1.2 Propriétés atmosphériques	13
1.2.1 Composition	13
1.2.2 Nuages de gaz et de poussière	14
1.2.3 Spectres infrarouges	15
1.3 Types spectraux des naines brunes	17

1.3.1	Naines M : 3,500 K - 2,200 K	17
1.3.2	Naines L : 2,200 K - 1,400 K	19
1.3.3	Naines T : 1,400 K - 400 K	20
1.3.4	Naines Y : 400 K et moins	20
1.4	Variabilité à la transition L/T	21
1.4.1	Transition L/T	21
1.4.2	<i>J-band brightening</i>	23
1.4.3	Variabilité photométrique	25
1.5	Contribution de ce mémoire	25
CHAPTER 2: A SEARCH FOR VARIABILITY IN L/T BROWN DWARFS		29
2.1	Introduction	29
2.2	Observations and data reduction	32
2.2.1	Sample selection	32
2.2.2	Observations	32
2.2.3	Data reduction	34
2.2.4	Comparison and reference stars	34
2.2.5	Night-to-night variations	36
2.3	Results	37
2.3.1	Light curves	37
2.3.2	Periodograms	37
2.3.3	SD1052	42
2.4	Discussion	46
2.5	Conclusion	52
CHAPITRE 3: CONCLUSION		54
BIBLIOGRAPHIE		56

LISTE DES TABLEAUX

2.I	List of selected targets	33
2.II	Observation log	35
2.III	Photometric precision	41
2.IV	Periodic variability amplitudes	43

LISTE DES FIGURES

1.1	Diagramme de <i>Hertzsprung-Russell</i> servant à comparer les divers types de corps célestes (planètes, naines brunes et étoiles). Source : Artigau (2006)	2
1.2	Évolution de la température du coeur en fonction de la masse de l'objet et de son âge. On peut aussi voir les seuils de combustion du deutérium (D), du lithium (Li), et de l'hydrogène (H). Source : Chabrier et Baraffe (2000)	8
1.3	Exemples d'atmosphères de naines brunes montrant la présence de gaz et nuages de poussière. De gauche à droite, on voit des atmosphères de plus en plus chaudes. De haut en bas, on descend vers la surface et la température augmente. Source : Burgasser et al. (2009)	16
1.4	Exemples de spectres de naines brunes. Les principales sources d'absorption atmosphérique sont identifiées. Le spectre de Jupiter est inclus en guise de comparaison. Source : Marley et Leggett (2009)	18
1.5	Détection de naines Y par la prochaine génération d'instruments et de télescopes. On peut y voir les limites de détection ainsi que des spectres typiques de naines Y de différentes températures. Source : Burgasser et al. (2009)	22
1.6	Illustration du phénomène de <i>J-band brightening</i> à la transition L/T. La courbe pleine représente les prédictions des modèles théoriques avec nuages. Les points représentent des naines brunes dont la magnitude absolue est connue. Source : Kirkpatrick (2008) . . .	24

1.7	Évolution des couleurs infrarouges $J - K$ à travers la transition L/T. Les courbes pleines représentent les divers modèles théoriques : sans sédimentation (DUSTY) , avec sédimentation (CLEAR) , avec sédimentation partielle (% = fraction sédimentée). Les points représentent des naines brunes dont la magnitude absolue est connue. Source : Artigau (2006)	26
1.8	Courbes de lumière de la naine T2.5 SIMP0136 (<i>haut</i>) et d'une étoile de comparaison (<i>bas</i>). On peut y voir une variabilité photométrique d'environ 50 mmag sur une période de 2.4 heures. Cette variabilité est produite par les nuages à la transition L/T. Source : Artigau et al. (2009)	27
2.1	Light curves of all targets except SD1052. <i>Bottom</i> : Target ; <i>Top</i> : Comparison star	39
2.2	Light curves of SD1052. <i>Bottom</i> : Target ; <i>Top</i> : Comparison star .	40
2.3	Periodogram of 2M1106 (solid curve) with its 1σ , 2σ , and 3σ detection limits plotted as a dotted line, a dashed line and a dot-dash line, respectively.	42
2.4	Periodograms of SD1052 (solid curve) with its 1σ , 2σ , and 3σ detection limits plotted as a dotted line, a dashed line and a dot-dash line, respectively.	45
2.5	Constraints on the period of SD1052 coming from the combination (multiplication) of its three periodograms (Groups 1, 2, 4). The period found at 3.0 hours has been identified with a vertical line. .	47
2.6	Light curves of SD1052 folded over the detected period of 3.0 hours.	48

LISTE DES SIGLES

2MASS	Two Microns All Sky Survey
ApJ	Astrophysical Journal
CPAPIR	Caméra PANoramique Proche InfraRouge
DENIS	DEep Near Infrared Survey (of the Southern Sky)
FOV	Field-Of-View
FWHM	Full Width at Half-Maximum
IAU	Union Astronomique Internationale
IDL	Interactive Data Language
IRAC	InfraRed Array Camera (on the Spitzer Space Telescope)
K	Kelvin
M_{\odot}	Masse du Soleil
mmag	Millimagnitude
μm	Micron
OMM	Observatoire du Mont-Mégantic
PSF	Point Spread Function
R_{\odot}	Rayon du Soleil
RMS	Root Mean Square
SDSS	Sloan Digital Sky Survey
SIMP	Sondage Infrarouge de Mouvement Propre
SNR	Signal-to-Noise Ratio
UA	Unité Astronomique
WISE	Wide-field Infrared Survey Explorer

(dédicace) À mes parents, Lise et Sylvain ...

REMERCIEMENTS

J'aimerais tout d'abord remercier mes parents, Lise et Sylvain, pour leur support tout au long de mes études. Je remercie également mon directeur de recherche, René Doyon, pour son aide et ses conseils, mais aussi d'avoir cru en moi tout ce temps. Je tiens particulièrement à remercier Étienne Artigau pour son aide inestimable dans l'analyse des données. Finalement, je veux aussi remercier les assistants d'observation à l'OMM, Bernard Malenfant et Ghislain Turcotte, pour m'avoir aidé à collecter les données.

CHAPITRE 1

INTRODUCTION

1.1 Les naines brunes

1.1.1 Définition

Les naines brunes sont des objets astronomiques à mi-chemin entre les étoiles et les planètes. On les décrit parfois comme des *étoiles manquées* et on les considère souvent comme le *lien manquant* entre les étoiles naines rouges et les planètes géantes gazeuses. Les naines brunes sont donc des objets sous-stellaires qui se situent tout juste sous la séquence principale dans le diagramme de *Hertzsprung-Russell* comme on peut le voir sur la Figure 1.1. Les naines brunes se forment à la manière des étoiles mais leur masse est insuffisante pour atteindre la température de fusion de l'hydrogène dans leur coeur (Burrows et al., 2001). Malheureusement, cette définition n'est pas très pratique car il est impossible d'observer directement le processus de formation ou les réactions se produisant au coeur de l'objet en question. C'est pourquoi on utilise habituellement la masse de l'objet comme critère de sélection. Selon les modèles théoriques de formation stellaire, la masse minimale pour entretenir la fusion de l'hydrogène au centre d'une étoile est d'environ $0.075 M_{\odot}$ (Burrows et al., 2001). En ce qui concerne la limite inférieure, l'*Union Astronomique Internationale (IAU)* a convenu en 2003 de la fixer à $0.012 M_{\odot}$ correspondant au seuil de combustion du deutérium (Chabrier et al., 2000a, Saumon et al., 1996) mais cette limite demeure arbitraire. En fait, la frontière entre naine brune et planète est assez floue et il faut parfois analyser d'autres caractéristiques de l'objet (e.g. : le mécanisme de formation ; difficile à contraindre observationnellement) pour s'assurer qu'il s'agit bel et bien d'une naine brune. Néanmoins, il est d'usage de définir les naines brunes simplement comme des objets sous-stellaires de masse comprise entre 0.012 et $0.075 M_{\odot}$. En guise de comparaison, le Soleil est environ 1,000 fois plus massif que Jupiter qui est déjà 300 fois plus massive que la planète Terre.

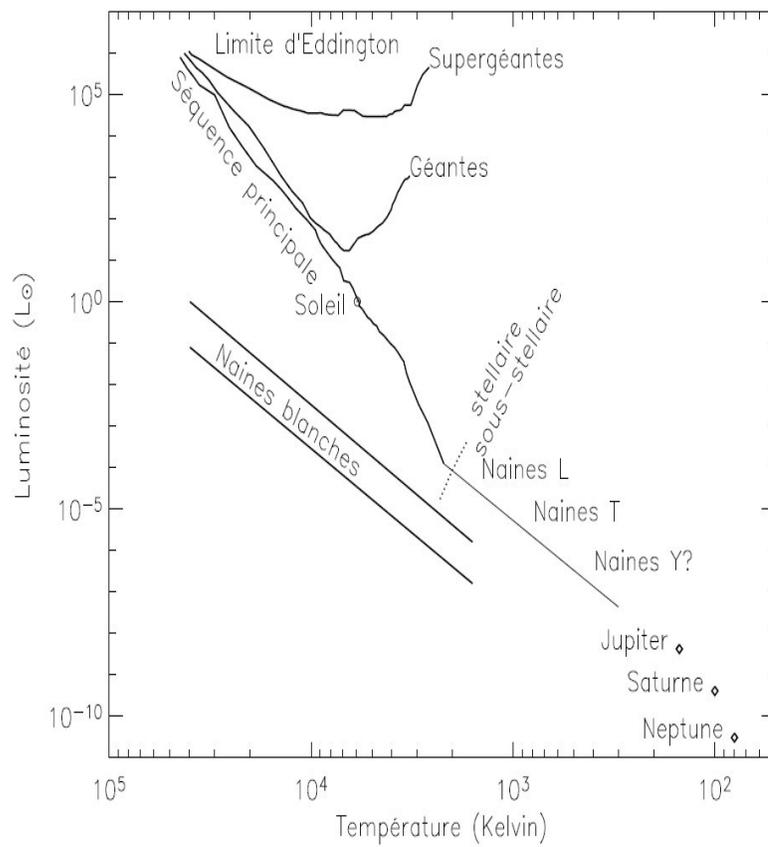


Figure 1.1 – Diagramme de *Hertzsprung-Russell* servant à comparer les divers types de corps célestes (planètes, naines brunes et étoiles). Source : Artigau (2006)

1.1.2 Processus de formation

1.1.2.1 Scénario standard par effondrement gravitationnel

On pense que les naines brunes et les étoiles partagent le même mode de formation, lequel débute par l'effondrement gravitationnel d'un nuage de gaz interstellaire relativement froid (~ 10 K) et composé d'hydrogène moléculaire mais aussi de traces d'éléments plus lourds qui affecteront la métallicité de l'objet formé de ce nuage (Luhman et al., 2007). Lors de l'effondrement du nuage de gaz, l'énergie gravitationnelle libérée réchauffe progressivement le centre du nuage de gaz qui émet alors de plus en plus de radiation à la manière d'un corps noir. Ces radiations provenant du centre chaud du nuage interagissent avec le reste du nuage et provoquent une pression de radiation vers l'extérieur. Il y a aussi une pression gazeuse vers l'extérieur qui résiste à la contraction gravitationnelle. Au fur et à mesure que le nuage se contracte, la densité et la température du gaz augmentent considérablement. Si la masse du nuage proto-stellaire est suffisante pour former une étoile, alors la température du coeur augmentera suffisamment pour allumer des réactions de fusion de l'hydrogène. Cette source d'énergie nucléaire viendra chauffer le gaz de l'étoile et la pression gazeuse va donc augmenter. Cela va permettre à la pression gazeuse de freiner l'effondrement gravitationnel de l'objet. Dans les étoiles les plus massives ($M > 10 M_{\odot}$), on retrouvera aussi une pression de radiation qui aidera la pression gazeuse à arrêter la contraction de l'étoile. Mais si la masse de l'objet n'est pas suffisante pour atteindre de telles températures de fusion et freiner la contraction, alors la densité continuera d'augmenter jusqu'à atteindre le seuil critique où l'on voit apparaître la pression de dégénérescence quantique due aux électrons (Burrows et al., 2001). Cela va permettre à la pression interne de compenser de mieux en mieux la force gravitationnelle jusqu'au point où la pression totale sera suffisante pour arrêter complètement l'effondrement gravitationnel. Lorsque la contraction gravitationnelle s'arrête, on obtient alors un objet compact et stable qui se refroidit lentement puisqu'il ne possède aucune source d'énergie interne. C'est ce qu'on appelle une naine brune. Il faut bien distinguer ce processus de formation de celui des planètes qui se forment probablement, en général, par l'accrétion de matériel provenant d'un disque circumstellaire (Chabrier

et Baraffe, 1997a).

1.1.2.2 Scénarios alternatifs

Le processus de formation par effondrement gravitationnel que nous venons de décrire est le scénario de formation le mieux accepté par la communauté astronomique mais ce n'est pas le seul. Pour une revue des divers scénarios de formation des naines brunes, on peut se référer à Whitworth et al. (2007). La principale critique du scénario classique d'effondrement gravitationnel est que les simulations de Boss (2001) et Bate et al. (2003) montrent qu'une naine brune en formation devrait continuer d'accréter la poussière environnante jusqu'au point d'atteindre une masse suffisante pour brûler l'hydrogène et devenir une étoile. Le scénario classique ne fournit aucun moyen d'arrêter l'accrétion ou de faire disparaître la poussière autour de l'objet (Luhman et al., 2007). Il est possible qu'il manque aux simulations un élément de physique important, tel que la turbulence (Luhman et al., 2007), qui pourrait freiner l'accrétion. Néanmoins, on continue d'étudier les scénarios alternatifs qui débutent quand même tous avec l'effondrement gravitationnel d'un nuage de gaz interstellaire. Parmi les plus prometteurs, on retrouve le scénario de formation par éjection (Bate et al., 2002, Reipurth et Clarke, 2001). Dans ce scénario, la proto-étoile serait éjectée de son nuage de gaz environnant par l'interaction gravitationnelle avec une autre proto-étoile passant à proximité. Cela explique naturellement pourquoi l'accrétion de poussière s'arrête prématurément et semble mieux prédire la fréquence des systèmes binaires (Burgasser et al., 2005) que le scénario conventionnel.

1.1.3 Structure et composition

1.1.3.1 Composition interne

Comme on croit que les naines brunes sont extrêmement convectives (Baraffe et Allard, 1997), leur composition interne est donc plus ou moins homogène à toutes les profondeurs. Ce n'est pas comme les étoiles dont l'intérieur se divise en plusieurs couches de compositions différentes. Les naines brunes n'ont donc pas vraiment de coeur qui se distingue du reste de leur intérieur. En général, leur intérieur est un mélange mé-

tallique d'hydrogène et d'hélium (Burrows et al., 2001). On sait que la recombinaison moléculaire de l'hydrogène ($H + H \rightarrow H_2$) favorise fortement les instabilités convectives (Baraffe et Allard, 1997). En effet, la convection est si efficace qu'elle pénètre profondément dans l'atmosphère jusqu'à atteindre les plus hautes couches de la photosphère (Allard, 1998, Chabrier et Baraffe, 1997b). Par conséquent, la composition de l'atmosphère reflète bien celle de la naine brune en entier. La seule différence notable lorsqu'on s'éloigne du centre est que la température diminue, sauf dans le coeur dégénéré où la température est approximativement constante. Et même si ce gradient de température est sans conséquence pour l'intérieur de la naine brune, nous verrons bientôt qu'il joue un rôle primordial dans la structure des couches supérieures de l'atmosphère. Lorsque la naine brune se refroidit avec l'âge, il n'y a pratiquement aucun changement à son intérieur mais son atmosphère évolue considérablement.

1.1.3.2 Rayon

Bien qu'il existe une grande variété de masses pour les naines brunes, elles ont toutes environ la même dimension. Leur rayon est à peine plus grand que celui de la planète Jupiter mais leur densité est bien supérieure. On se rappelle que Jupiter est 10 fois plus petite que le Soleil et 10 fois plus grande que la Terre.

À première vue, il peut sembler étrange que les naines brunes aient toutes la même dimension quand leur masse varie presque d'un facteur 100. Pour comprendre, il faut se rappeler que les naines brunes ont deux sources de pression interne. La première est la pression gazeuse dont l'équation d'état (gaz classique) indique que le rayon devrait augmenter avec la masse. La deuxième est la pression de dégénérescence quantique des électrons avec une équation d'état qui suggère que le rayon diminue quand la masse augmente. Bien que contre-intuitif, cet effet a maintes fois été confirmé chez les naines blanches qui sont entièrement supportées par la pression de dégénérescence. C'est donc la compétition entre ces deux types de pression qui fait que le rayon d'une naine brune ne varie pratiquement pas en fonction de sa masse (Burrows et al., 2001). Cependant, les naines brunes plus massives ont une plus haute densité qui fait augmenter la contribution relative de la pression de dégénérescence. Par conséquent, les naines brunes plus mas-

sives peuvent être légèrement plus petites mais les variations de rayon n'excèdent guère 30% (Burrows et al., 2001).

1.1.3.3 Gravité de surface

Malheureusement, les naines brunes sont si petites qu'on ne peut pas les résoudre observationnellement même si elles sont relativement proches de la Terre. Il est donc extrêmement difficile de mesurer leur rayon. Les effets du rayon et de la densité de la naine brune ne sont visibles qu'à travers sa gravité de surface. Puisque les naines brunes ont environ toutes le même rayon malgré leurs masses assez différentes, leur gravité de surface peut varier considérablement ($3.5 < \log g < 5.5$) (Chabrier et Baraffe, 1997b). Une plus grande gravité de surface implique une plus forte pression près de la surface là où les raies spectrales sont produites. Cette pression produit un élargissement des raies spectrales qui permet d'estimer la gravité de surface grâce à la spectroscopie. Par exemple, les spectres d'objets de faible gravité de surface (souvent des objets jeunes) montrent un continu en bande H de forme triangulaire et un doublet de potassium à $\sim 1.35 \mu\text{m}$ relativement faible (Lafrenière et al., 2008, Rice et al., 2010).

1.1.3.4 Métallicité

La métallicité des naines brunes isolées est très difficile à déterminer et on doit souvent se contenter de pouvoir dire si un objet est riche ou pauvre en métaux (Chabrier et Baraffe, 2000). Par conséquent, les effets de la métallicité sur les raies spectrales ne sont toujours pas très bien compris (Chabrier et Baraffe, 2000). Allard et Hauschildt (1995) et Brett (1995) ont étudié les effets sur la structure de l'atmosphère à l'aide de simulations numériques tandis que Chabrier et Baraffe (1997b) et Saumon et al. (1994) se sont plutôt attardés aux effets sur l'évolution des naines brunes.

On sait qu'une plus faible métallicité implique une plus faible opacité moyenne et donc une atmosphère plus transparente (Chabrier et Baraffe, 2000). Conséquemment, la photosphère se situe à un niveau plus profond où la température est supérieure. C'est l'une des raisons pour lesquelles la métallicité affecte le spectre des naines brunes. Une

autre raison est évidemment l'abondance souvent limitée des métaux et donc des molécules qui en contiennent. Cela affecte directement l'intensité des raies spectrales et bandes moléculaires associées à ces molécules. La métallicité est assez problématique pour les modèles d'atmosphère car on doit découpler cet effet de celui de la gravité de surface. Pour l'instant, il existe très peu de contraintes observationnelles sur la métallicité des naines brunes. Les meilleures contraintes viennent des naines brunes formant un système binaire avec une étoile car on peut associer à la naine brune la même métallicité que celle mesurée pour l'étoile hôte.

1.1.4 Réactions nucléaires

1.1.4.1 Étoiles, naines brunes et planètes

Dans la plupart des étoiles, les réactions thermonucléaires dans le coeur engendrent une pression radiative et gazeuse qui compense la pression due à la contraction gravitationnelle. Par contre, on sait que les naines brunes sont soutenues par la pression de dégénérescence, ainsi que la pression gazeuse, et non par des réactions nucléaires. Néanmoins, les naines brunes peuvent avoir des phases d'activité thermonucléaire temporaires (Burrows et al., 2001). Ce critère est utilisé pour distinguer les naines brunes des planètes car ces dernières n'ont jamais de réactions nucléaires (Oppenheimer et al., 2000). Sur la Figure 1.2, on peut clairement distinguer les étoiles, les naines brunes et les planètes grâce aux courbes d'évolutions de la température au centre de l'objet et des seuils de combustion du deutérium (D), du lithium (Li), et de l'hydrogène (H). On se souvient qu'une naine brune est définie comme étant capable de soutenir la fusion du deutérium ($T_D \sim 5 \times 10^5$ K) mais pas de l'hydrogène ($T_H \sim 3 \times 10^6$ K).

1.1.4.2 Hydrogène (H)

Selon la définition d'une naine brune, elle ne peut pas soutenir la fusion de l'hydrogène. Cela implique que la masse d'une naine brune ne doit pas dépasser la masse minimale pour la combustion de l'hydrogène. Cependant, cette limite n'est pas très stricte car la masse minimale pour la combustion de l'hydrogène augmente quand la métallicité

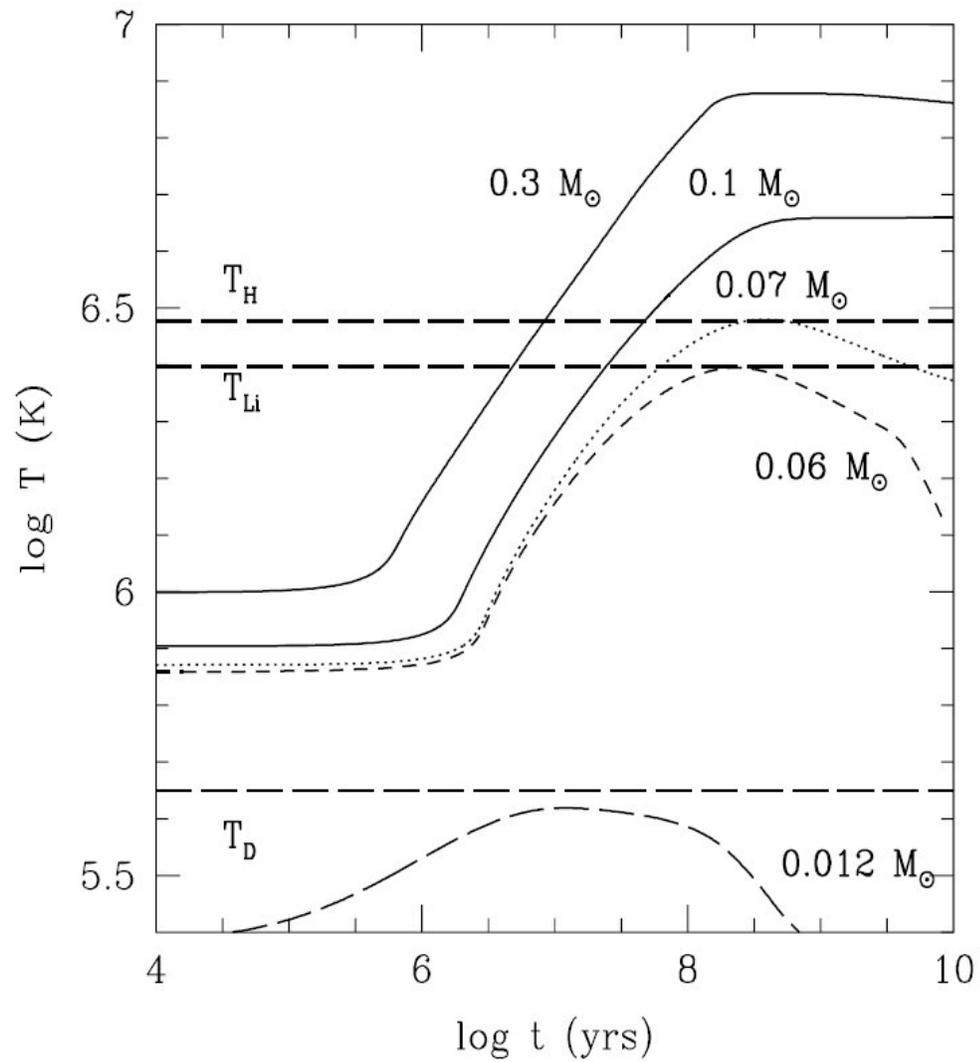


Figure 1.2 – Évolution de la température du coeur en fonction de la masse de l'objet et de son âge. On peut aussi voir les seuils de combustion du deutérium (D), du lithium (Li), et de l'hydrogène (H). Source : Chabrier et Baraffe (2000)

diminue (Chabrier et Baraffe, 2000). Par exemple, on l'estime à environ $0.074 M_{\odot}$ pour une métallicité solaire mais à plus de $0.092 M_{\odot}$ pour une métallicité nulle (Burrows et al., 2001, Chabrier et Baraffe, 1997a). D'autres facteurs qui tendent à faire augmenter la masse minimale pour la combustion de l'hydrogène seraient une plus faible opacité de l'atmosphère et une plus faible fraction d'hélium (Burrows et al., 2001).

1.1.4.3 Deutérium (*D*)

Par définition, une naine brune doit être en mesure de brûler toutes ses réserves de deutérium. Effectivement, toutes les naines brunes brûlent leur deutérium très rapidement ce qui augmente considérablement leur température. La combustion soutenue du deutérium stabilise la naine brune d'une manière similaire à l'hydrogène pour les étoiles mais comme le deutérium est très peu abondant, il est brûlé entièrement en quelques dizaines de millions d'années (Burrows et al., 2001). Cependant, la combustion du deutérium ne fait que légèrement retarder le refroidissement inévitable de la naine brune. Pendant la majorité de son existence, il n'y a pas de combustion nucléaire et la naine brune se refroidit tout simplement.

1.1.4.4 Lithium (*Li*)

Tout comme l'hydrogène et l'hélium, le lithium est un élément primordial qui se retrouve dans les étoiles et les naines brunes. Cependant, le lithium est rapidement détruit ($\text{Li} + \text{p} \rightarrow 2 \text{He}$) lorsque la température approche le seuil de combustion de l'hydrogène. Par conséquent, on sait que le lithium sera détruit lorsqu'il y a fusion de l'hydrogène et on comprend donc pourquoi toutes les étoiles brûlent leur réserve entière de lithium en moins de 100 millions d'années (Oppenheimer et al., 2000). Cependant, les naines brunes ne sont pas assez chaudes pour détruire leur lithium.

Puisque les étoiles détruisent très rapidement leur lithium, la présence de lithium nous permet souvent de faire la distinction entre une étoile et une naine brune. C'est ce qu'on appelle couramment le *test du lithium* (Rebolo et al., 1992). Bien que le *test du lithium* ne soit pas parfait, c'est probablement le meilleur test disponible pour différen-

cier les étoiles de faible masse des naines brunes. Le lithium est facilement identifiable par l'une de ses transitions atomiques qui produit une raie spectrale dans le visible à 670.8 nm (Burrows et al., 2001). Pour les naines brunes les plus froides (type T tardif), le lithium se retrouve malheureusement sous forme moléculaire (LiCl), la raie spectrale disparaît, et le *test du lithium* devient impossible car le LiCl ne possède qu'une raie spectrale dans l'infrarouge moyen (15.5 μm) qui est seulement accessible de l'espace (Burrows et al., 2001).

1.1.5 Évolution, âge et température de surface

La plupart des naines brunes ont une température de surface entre 800 K et 2,400 K. La température de surface fixe les processus physiques et chimiques qui peuvent se produire dans l'atmosphère. La température de surface détermine donc en grande partie les types de molécules pouvant exister dans l'atmosphère de la naine brune et par conséquent son spectre émergent. Au fur et à mesure que la naine brune se refroidit, sa température de surface diminue et son atmosphère peut changer considérablement. En ce sens, les naines brunes évoluent beaucoup au cours de leur vie. On peut donc utiliser la température de surface comme un indicateur du stade évolutif de la naine brune. Logiquement, on s'attend à ce que les naines brunes les plus vieilles soient les plus froides mais ce n'est pas toujours le cas car les plus massives vont naître plus chaudes et se refroidir plus lentement. Par exemple, une naine brune de faible masse ($0.03 M_{\odot}$) débute sa vie à 1,800 K et requiert un milliard d'années pour se refroidir à 1,000 K tandis qu'une naine brune relativement massive ($0.06 M_{\odot}$) se forme à environ 2,600 K et atteint 1,800 K après un milliard d'années, mais il lui faudra ensuite dix milliards d'années pour refroidir jusqu'à 1,000 K (Chabrier et al., 2000b). On retrouve donc une grande diversité de combinaisons d'âge et de température. Comme les naines brunes de faible masse deviennent plus rapidement froides et peu lumineuses, cela favorise la détection des naines brunes les plus massives. Ce biais observationnel doit être pris en compte dans les statistiques pour caractériser la population des naines brunes du voisinage solaire.

La majorité des naines brunes de notre galaxie sont probablement trop froides pour être détectables à partir de la Terre. Si elles étaient assez nombreuses, elles pourraient

expliquer une partie de l'énigmatique matière sombre. Nous savons maintenant que ce n'est pas le cas car elles auraient dû être indirectement détectées en grand nombre par le sondage de micro-lentilles gravitationnelles MACHO (Alcock et al., 1998). Ces études suggèrent que les naines brunes ne représentent qu'une infime fraction ($\sim 0.1\%$) de la matière sombre (Ryan et al., 2005).

1.1.6 Rotation

Comme tous les objets célestes, les naines brunes sont en rotation. La vitesse de rotation des naines brunes est habituellement de quelques dizaines de kilomètres par seconde (Bailer-Jones, 2004, Basri et al., 2000, Blake et al., 2007, Mohanty et Basri, 2003, Zapatero Osorio et al., 2006). À cause de leur petite taille, cela correspond à une période de rotation allant de quelques heures à quelques jours (Herbst et al., 2007). En guise de comparaison, Jupiter possède une période de rotation assez similaire de 10 heures tandis que celle du Soleil est de 25 jours. Comme pour les étoiles, la période de rotation des naines brunes dépend fortement de leur masse (Herbst et al., 2007). En effet, les objets plus massifs ont tendance à tourner plus lentement sur eux-mêmes. Pour la majorité des naines brunes, qui sont vieilles et froides, les périodes de rotation ne devraient jamais excéder une quinzaine d'heures (Herbst et al., 2007). On sait aussi qu'il est impossible pour une naine brune de faire une rotation en significativement moins qu'une heure car la force centrifuge causerait son autodestruction. La période de rotation moyenne semble se situer autour de 6 heures mais la dispersion est assez grande (Herbst et al., 2007). Quant à la rotation différentielle, elle doit être présente à un certain degré chez les naines brunes comme chez les planètes géantes mais l'ampleur du phénomène est incertaine car il n'a jamais pu être observé directement.

1.1.7 Multiplicité

1.1.7.1 Systèmes multiples

En théorie, les naines brunes se forment comme des étoiles. Elles peuvent être isolées ou proche d'un compagnon (naine brune ou étoile), en se formant à partir du même

nuage moléculaire. Il existe aussi des systèmes multiples comprenant plus de deux objets. Les systèmes multiples de naines brunes se divisent en deux catégories principales : les systèmes binaires rapprochés et les compagnons stellaires éloignés. On retrouve aussi une combinaison de ces deux configurations lorsqu'un système binaire rapproché est en orbite autour d'un compagnon stellaire éloigné. Ce type de système se forme surtout autour des étoiles assez massives et les naines brunes sont habituellement plutôt éloignées de l'étoile hôte (Burgasser et al., 2005).

1.1.7.2 Systèmes binaires

Si le compagnon de la naine brune est une autre naine brune, alors on parle d'un système binaire. Généralement, les deux compagnons se forment en même temps et ils ont donc le même âge. Cependant, ils ont rarement la même température de surface, ce qui reflète leur différence de masse (Burgasser et al., 2005). Les observations semblent aussi montrer que la séparation physique entre les compagnons est toujours assez modeste (< 20 UA) (Burgasser et al., 2005). Puisque leur séparation n'est que de quelques UA, il est souvent difficile de les résoudre spatialement. Malheureusement, les binaires non-résolues sont involontairement classées dans une mauvaise catégorie (i.e. type spectral) puisque le spectre observé est la superposition des spectres des deux objets. Le scénario de formation standard n'explique pas pourquoi il n'existe pas de binaires à grande séparation. Toutefois, l'explication vient facilement dans le cadre du scénario de formation par éjection puisque l'attraction gravitationnelle à grande séparation serait insuffisante pour que le système binaire puisse rester lié pendant l'éjection (Bate et al., 2002).

1.1.7.3 Compagnons stellaires

Les naines brunes se retrouvent parfois dans des systèmes binaires comprenant généralement une étoile de la séquence principale, laquelle est typiquement dix fois plus massive que la naine brune (Burgasser et al., 2005). La plupart des naines brunes se trouvent à des dizaines voire des centaines de UA de l'étoile ; on ne retrouve que très peu de naines brunes orbitant à moins de 5 UA de leur étoile (Grether et Lineweaver,

2006, Marcy et Butler, 2000). L'absence de naines brunes à faible séparation orbitale est bien évidente dans les sondages de vitesse radiale (Marcy et Butler, 2000). On surnomme cette absence de compagnons rapprochés le *désert de naines brunes* (Marcy et Butler, 1998, 2000). L'origine de ce terme découle du fait qu'à l'intérieur de 5 UA d'une étoile quelconque il est possible de trouver une autre étoile ou une planète mais rarement une naine brune. La cause du *désert de naines brunes* demeure très incertaine. Il se pourrait qu'une naine brune se formant à moins de 5 UA de son étoile soit absorbée par celle-ci pendant leur processus de formation commun (Luhman et al., 2007).

1.1.7.4 Systèmes planétaires

Par définition, les naines brunes ne se forment jamais à l'intérieur d'un disque proto-planétaire comme les planètes. Par conséquent, elles ne devraient jamais faire partie d'un système planétaire. Par contre, il leur est possible d'avoir leur propre système planétaire à la manière des étoiles. Il faut noter qu'on ne connaît que très peu de naines brunes ayant des planètes car elles sont très difficiles à détecter (Chauvin et al., 2004, Joergens et Müller, 2007). Il est aussi possible que la formation de planètes soit beaucoup plus facile chez les étoiles que chez les naines brunes (Whitworth et al., 2007).

1.2 Propriétés atmosphériques

1.2.1 Composition

L'atmosphère des naines brunes diffère significativement de celle des étoiles. La principale différence est que leur atmosphère est suffisamment froide pour permettre la formation de plusieurs molécules tandis qu'on en retrouve rarement dans les atmosphères d'étoiles plus chaudes (sauf dans les régions externes plus froides) (Chabrier et al., 2005). À première vue, on semble pouvoir former d'innombrables molécules à partir des divers éléments présents dans les atmosphères de naines brunes. Cependant, on sait que les conditions atmosphériques de température et de pression dictent les abondances à l'équilibre des molécules. Puisque l'abondance de plusieurs éléments est souvent limitée, on ne les retrouve que dans les types de molécules les plus favorisés par les

conditions d'équilibre actuelles. Les calculs et les observations démontrent que la liste de molécules possiblement présentes dans les atmosphères de naines brunes est relativement restreinte et qu'elle varie beaucoup en fonction de la température de l'atmosphère (Burrows et al., 2001).

En général, chaque élément ne se retrouve que sous une seule forme dominante à l'équilibre et celle-ci change en fonction de la température et de la composition de l'atmosphère. Cependant, le même élément peut aussi se retrouver dans d'autres molécules selon la disponibilité des autres éléments composant la molécule. Par exemple, l'hydrogène (H) se retrouve dans diverses molécules mais surtout sous forme de H_2 . Puisque l'hydrogène est de loin l'élément le plus abondant, son omniprésence dans les atmosphères de naines brunes permet aux hydrures légers (H_2O, CH_4, NH_3, H_2S) et plus lourds (FeH, CrH, CaH, MgH) de jouer un rôle important dans l'opacité de l'atmosphère (Burrows et al., 2001). On retrouve aussi beaucoup de carbone (C) sous la forme de monoxyde de carbone (CO) à haute température puis de méthane (CH_4) à de plus basses températures. L'oxygène (O) se retrouve surtout sous forme de vapeur d'eau (H_2O) mais il est disponible en quantité suffisante pour permettre la formation d'une variété d'oxydes (TiO, VO, SiO) si la température est assez chaude (Burrows et al., 2001). Quant à l'azote (N), il se retrouve surtout sous forme moléculaire (N_2) mais il se transforme en ammoniac (NH_3) lorsque les températures sont vraiment froides (~ 600 K). On remarque aussi la présence de métaux alcalins neutres (Li, Na, K) lorsque la température descend sous les 1,500 K. Bien que la composition atmosphérique soit évidemment beaucoup plus complexe que cela, ce sont ces principales composantes qui gouvernent la structure de l'atmosphère et donc le spectre émergent.

1.2.2 Nuages de gaz et de poussière

Les conditions de température et de pression affectent l'état des molécules. Lorsque la température est trop élevée, la formation des molécules est impossible car elles se dissocieraient immédiatement sous l'action des interactions cinétiques aléatoires. Lorsque la température descend sous un certain seuil, on commence à voir apparaître des molécules à l'état gazeux dont la concentration augmente plus la température diminue. Si

la température descend encore plus, alors on peut atteindre le point de condensation où les molécules passent progressivement à l'état solide et se transforment en grains de poussière. Les grains de poussière constituent une source importante d'opacité qui a tendance à rediriger le flux de la naine brune vers l'infrarouge. On pense que les grains de poussière forment des nuages en suspension dans la photosphère. Lorsque la température diminue encore, les molécules se condensent davantage et se sédimentent sous la photosphère où elles n'ont que très peu d'influence sur l'atmosphère de la naine brune. Toutefois, comme la température varie considérablement en fonction de l'altitude dans l'atmosphère, on retrouve parfois la même molécule sous différentes phases telles que gazeuse ou solide i.e. grains de poussière. Et lorsque les températures sont adéquates, on devrait voir apparaître un cycle d'évaporation - condensation - précipitation similaire à celui de l'eau sur Terre. Il ne faut jamais oublier que les températures évoquées plus haut peuvent varier beaucoup d'une molécule à l'autre. C'est pourquoi les atmosphères de naines brunes sont composées d'un complexe mélange de gaz et de nuages de poussière. La Figure 1.3 illustre les différents processus de condensation, c'est-à-dire de formation de nuages, dans les atmosphères de naines brunes.

1.2.3 Spectres infrarouges

Puisque les naines brunes sont relativement froides, elles émettent la majorité (90%) de leur énergie dans l'infrarouge proche (Burrows et al., 2001), soit à des longueurs d'ondes plus grandes que 1 micron avec un maximum d'émission se situant environ entre 1 et 2 microns (Chabrier et al., 2005). Bien que les plus chaudes naines brunes émettent aussi dans le visible, il est habituellement nécessaire d'obtenir un spectre infrarouge de la naine brune pour bien l'identifier et la classifier. Comme pour les étoiles, on classifie les naines brunes selon un type spectral qu'on détermine à partir du spectre de l'objet. Pour les étoiles, on utilise les types spectraux O, B, A, F, G, K, et M mais les naines brunes sont si froides qu'il a fallu inventer de nouveaux types spectraux : L, T, et Y (Kirkpatrick, 2005, Kirkpatrick et al., 1999, Leggett et al., 2009). Bien que le type spectral soit déterminé à partir des raies d'absorption présentes dans le spectre, il est aussi un bon indicateur de la température de surface de l'objet. Puisque la surface des

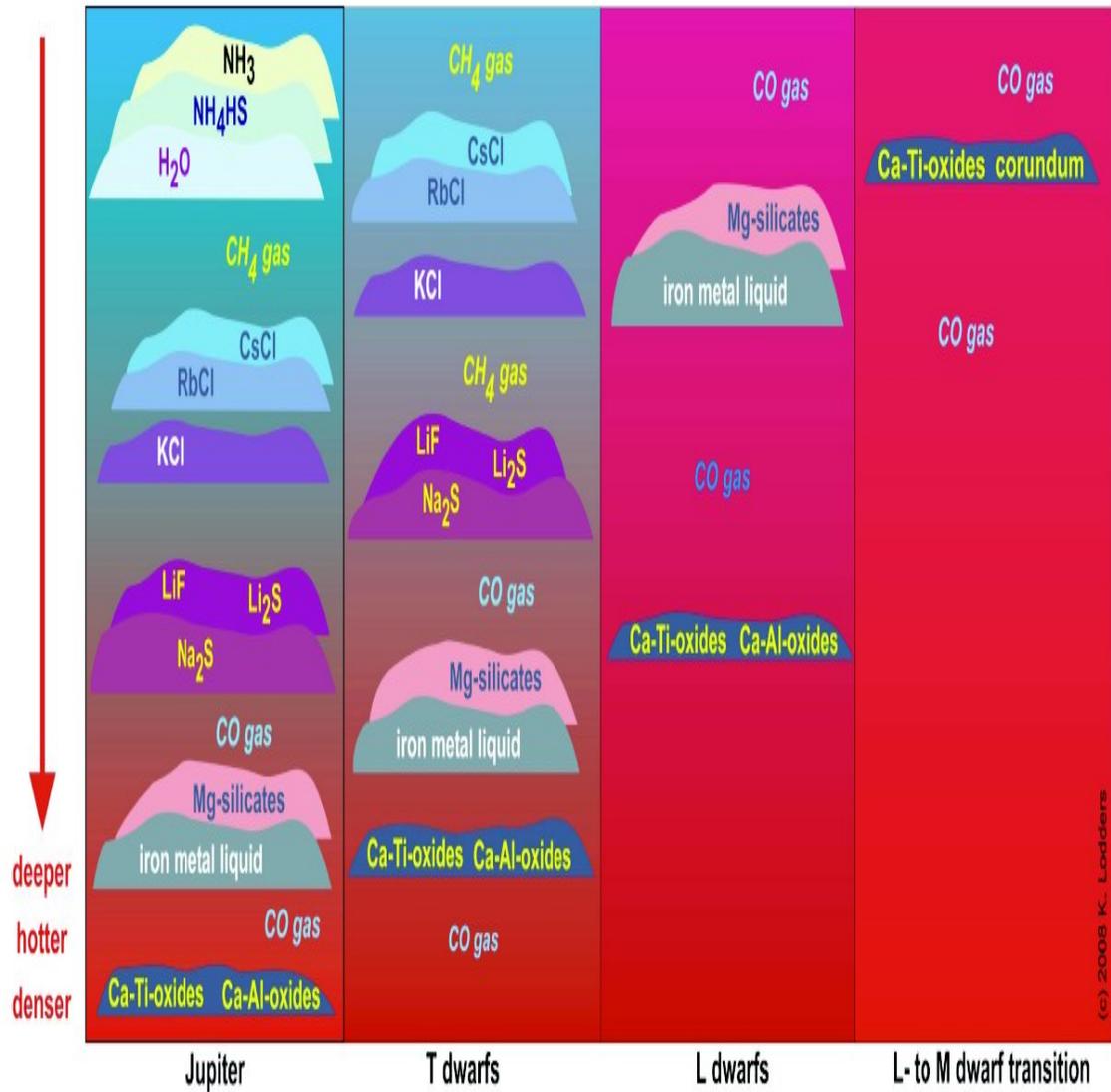


Figure 1.3 – Exemples d’atmosphères de naines brunes montrant la présence de gaz et nuages de poussière. De gauche à droite, on voit des atmosphères de plus en plus chaudes. De haut en bas, on descend vers la surface et la température augmente. Source : Burgasser et al. (2009)

naines brunes est toujours très froide, les seuls types spectraux possibles sont M, L, T, et Y. Bien que les naines brunes se ressemblent toutes à l'intérieur, leur atmosphère change beaucoup en fonction du type spectral.

Comparativement aux atmosphères d'étoiles normales et de naines blanches, les atmosphères de naines brunes sont extrêmement difficiles à modéliser car leurs spectres contiennent tellement de transitions atomiques et moléculaires qu'il n'y a aucune fenêtre de continu (Allard, 1998). Ainsi, les spectres ne ressemblent guère à celui d'un corps noir (Chabrier et Baraffe, 2000). On parle de plusieurs millions de raies d'absorption dont l'intensité doit être déterminée expérimentalement, mais plus souvent par des calculs théoriques (Burrows et al., 2001). De plus, l'effet direct des nuages est encore difficile à modéliser (Burrows et al., 2001, Jones et Tsuji, 1997). Néanmoins, on réussit bien à identifier les principales composantes atmosphériques des spectres de naines brunes. Ceci nous permet donc de déterminer assez rigoureusement leur type spectral. Sur la Figure 1.4, on peut voir les principaux types de spectres de naines brunes selon leur température effective.

1.3 Types spectraux des naines brunes

1.3.1 Naines M : 3,500 K - 2,200 K

Les naines M ont des températures de surface variant de 2,200 K jusqu'à plus de 3,500 K. À ces températures, elles peuvent émettre assez de lumière dans le visible pour être détectables mais elles le sont encore plus facilement dans l'infrarouge. Elles sont souvent actives magnétiquement et peuvent parfois avoir des éruptions. Tout le carbone est sous forme de CO et leur atmosphère est composée entre autres d'oxyde de titane (TiO) et de vanadium (VO) qui couvrent la surface entière sous la forme d'un gaz opaque et que l'on détecte par la présence de fortes bandes d'absorption dans le spectre des naines M. En fait, l'intensité relative des bandes d'absorption du TiO et du VO sert à définir la séquence spectrale des naines M dans le visible et le proche infrarouge (Burrows et al., 2001, Kirkpatrick et al., 1991). Les naines brunes de type M sont toujours tardives (M6 et +) et relativement jeunes. Elles sont beaucoup plus brillantes et donc

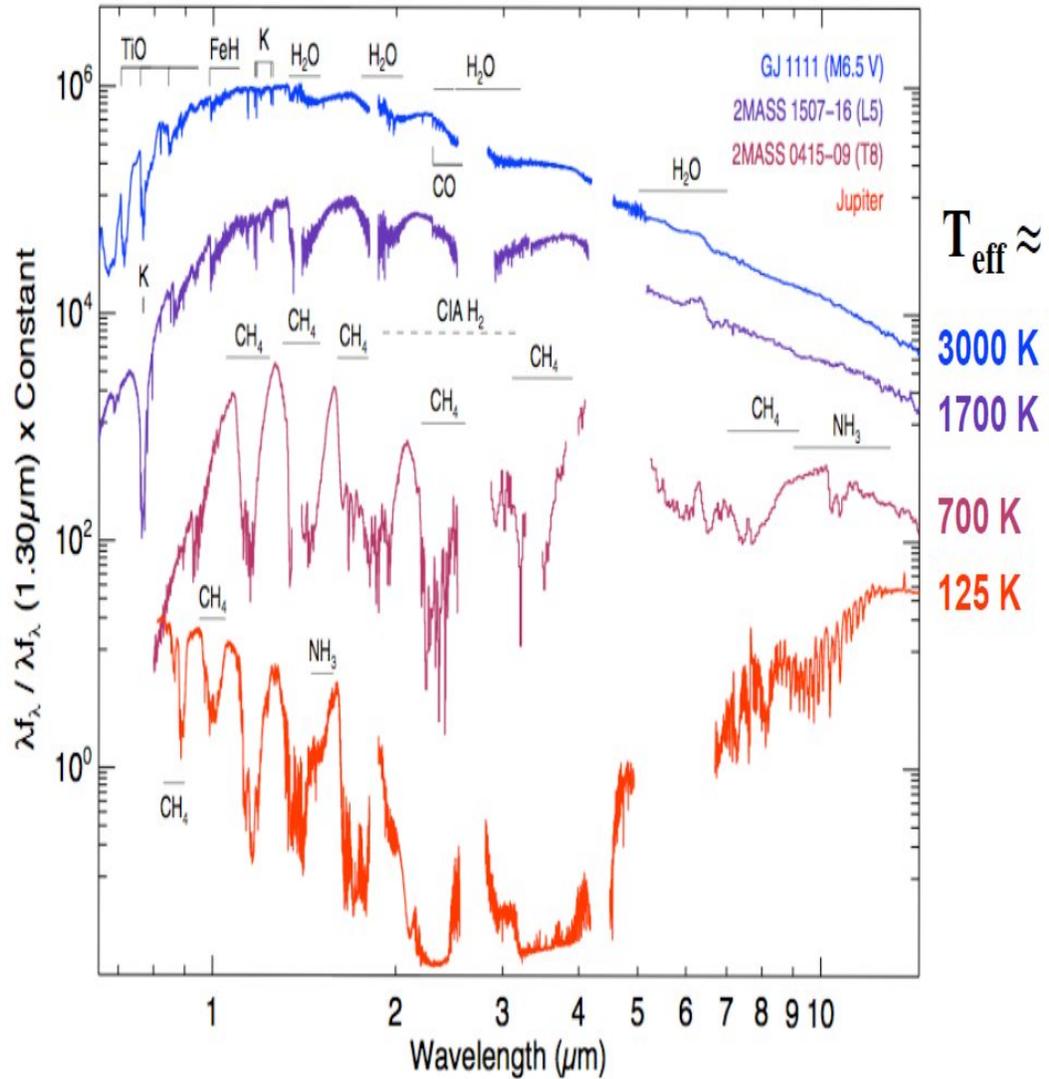


Figure 1.4 – Exemples de spectres de naines brunes. Les principales sources d'absorption atmosphérique sont identifiées. Le spectre de Jupiter est inclus en guise de comparaison. Source : Marley et Leggett (2009)

plus facilement détectables que les autres types de naines brunes plus froides (moins massives et/ou plus vieilles).

1.3.2 Naines L : 2,200 K - 1,400 K

Lorsque la température descend sous les 2,000 K, les oxydes métalliques (TiO,VO) commencent à se condenser et à disparaître de la haute atmosphère. Par conséquent, on ne voit plus vraiment de TiO et VO dans les spectres de naines L (Chabrier et al., 2005). On voit aussi la formation de grains de poussière métalliques (FeH,CrH) qui forment des nuages extrêmement opaques partout sur la surface. Dans ces nuages, on retrouve aussi divers composés de silicium (Si), calcium (Ca), et magnésium (Mg) (ex. : enstatite (MgSiO_3), forsterite (Mg_2SiO_4), perovskite (CaTiO_3)) (Allard, 1998). On sait aussi que le carbone se retrouve sous forme de CO tandis que l'oxygène est en vapeur d'eau (H_2O) (Burrows et al., 2001). Ces deux gaz, ainsi que les nuages de poussière, constituent la principale source d'opacité de l'atmosphère des naines L. Avec une atmosphère totalement dominée par la poussière, les naines L sont donc très rouges lorsqu'observées en infrarouge proche (bandes *J*, *H*, *K*) (Homeier et al., 2005). Bien que les hydrures métalliques (FeH,CrH,MgH,CaH) se retrouvent sous forme gazeuse dans les naines L de type précoce, leurs signatures spectrales s'effacent progressivement au fur et à mesure que la température diminue et que les grains de poussière se condensent davantage pour les type spectraux plus tardifs. L'intensité relative des raies d'hydrures métalliques est ainsi utilisée pour classifier les naines L (Kirkpatrick et al., 1999, Martín et al., 1999). Pour les naines L plus tardives avec une température inférieure à 1,500 K, les métaux alcalins neutres (Na,K) apparaissent avec des raies spectrales proéminentes qui sont utilisées pour la classification des naines L tardives (Burrows et al., 2001). La majorité des naines brunes connues sont de type L. À ce jour, on en dénombre environ 600 (*DwarfArchives.org*).

On croit aussi que plusieurs phénomènes météorologiques se produisent dans l'atmosphère des naines L, tels que d'énormes tempêtes et ouragans similaires à la *tache rouge* de Jupiter. Il pourrait aussi y avoir un cycle de pluie constituée de métaux liquides. Ces phénomènes météorologiques, difficilement observables car la photosphère

se situe au-dessus des nuages, seraient aussi présents chez les naines T précoces.

1.3.3 Naines T : 1,400 K - 400 K

Lorsqu'on approche de la transition L/T, les nuages de poussière se sédimentent progressivement sous la photosphère où ils ne contribuent plus à l'opacité. Les atmosphères des naines T sont donc très claires, c'est-à-dire dépourvues de nuages, comparativement à celles des naines M et L. En-deçà de 1,800 K, la forme dominante à l'équilibre du carbone n'est plus le CO mais le méthane (CH_4) (Fegley et Lodders, 1996). Bien qu'on décèle une faible présence de CH_4 chez les naines L très tardives, l'absorption par le méthane (CH_4) sert à définir la séquence spectrale des naines T (Chabrier et al., 2005). Dans les spectres de naines T, les bandes de CO disparaissent assez rapidement pour faire place aux bandes de CH_4 (Allard, 1998). On y voit aussi de très fortes raies d'absorption de Na et K qui aident également à définir la séquence spectrale. La classification des naines T a été modifiée à plusieurs reprises grâce à la découverte de naines brunes de plus en plus froides mais on se sert toujours des bandes d'absorption du CH_4 dans l'infrarouge autour de 1.6 et 2.2 microns. Présentement, c'est la classification de Burgasser et al. (2006a) qui est le plus souvent utilisée. Les naines T sont actuellement les naines brunes les plus froides que l'on connaisse. Elles ont une faible luminosité, sont difficiles à détecter, et ne sont observables qu'en infrarouge. À ce jour, une centaine de naines T ont été identifiées, la vaste majorité dans le voisinage solaire à moins de 20-30 parsec du Soleil. La prochaine génération de télescopes, en particulier la mission spatiale WISE en cours, devrait permettre d'en découvrir sur une bien plus grande distance et des bien plus froides (voir Figure 1.5).

1.3.4 Naines Y : 400 K et moins

Quand la température descend sous les 600 K, la formation d'ammoniac (NH_3) devient possible et tout l'azote qui était en N_2 va progressivement se transformer en NH_3 (Chabrier et al., 2005). Bien qu'on détecte un peu de NH_3 dans les naines T les plus tardives, sa présence est encore trop faible pour pouvoir définir correctement la classe

spectrale Y. Les naines Y seraient des naines brunes encore plus froides que les naines T. Tandis que la classification des naines T se fait sur la base du méthane, celle des naines Y se ferait sur la base de l'ammoniac (Leggett et al., 2009). On sait aussi que la signature spectrale des métaux alcalins neutres (Na,K) devient de plus en plus faible sous les 1,000 K (Burrows et al., 2001). On s'attend donc à les voir disparaître des spectres de naines Y. Dans la haute atmosphère des naines Y, il y aurait aussi des nuages d'eau (H₂O) car la température y serait suffisamment froide. À des températures sous les 200 K, les conditions sont alors favorables à la formation de nuages d'ammoniac (NH₃) comme on en retrouve sur Jupiter. Bien qu'il devrait exister beaucoup de naines Y dans la galaxie, très peu d'entre elles ont eu le temps de refroidir suffisamment pour avoir des nuages de NH₃ à notre époque (Burrows et al., 2001). Bien qu'il n'existe aucune naine Y clairement identifiée à ce jour, on connaît deux candidates fort probables à la transition T/Y (Eisenhardt et al., 2010, Lucas et al., 2010). De toute évidence, il faudra plus que des objets de transition pour définir proprement la séquence spectrale des naines Y. La prochaine génération d'instruments et de télescopes nous promet une moisson significative de naines Y (voir Figure 1.5).

1.4 Variabilité à la transition L/T

1.4.1 Transition L/T

On a déjà vu que les naines L et T ont des atmosphères très différentes. En particulier, les naines L sont couvertes de nuages de poussière tandis que ces nuages ont disparu sous la photosphère chez les naines T. Par conséquent, les naines brunes près de la transition L/T sont partiellement sédimentées et donc assez particulières. Les modèles avec nuages de poussière (*dusty*) expliquent bien les naines L tandis que les modèles sans nuages (*clear*) reproduisent bien les naines T assez tardives (Allard et al., 2003). Cependant, les modèles théoriques ont encore beaucoup de difficultés à bien décrire la transition L/T (Marley et al., 2003). La transition se produit entre le type L très tardif et le type T précoce (L7-T4) (Burgasser et al., 2002c, Marley et al., 2003, Tsuji, 2005). Durant la transition, le couvert nuageux se fragmente, s'amincit, et sédimente sous la

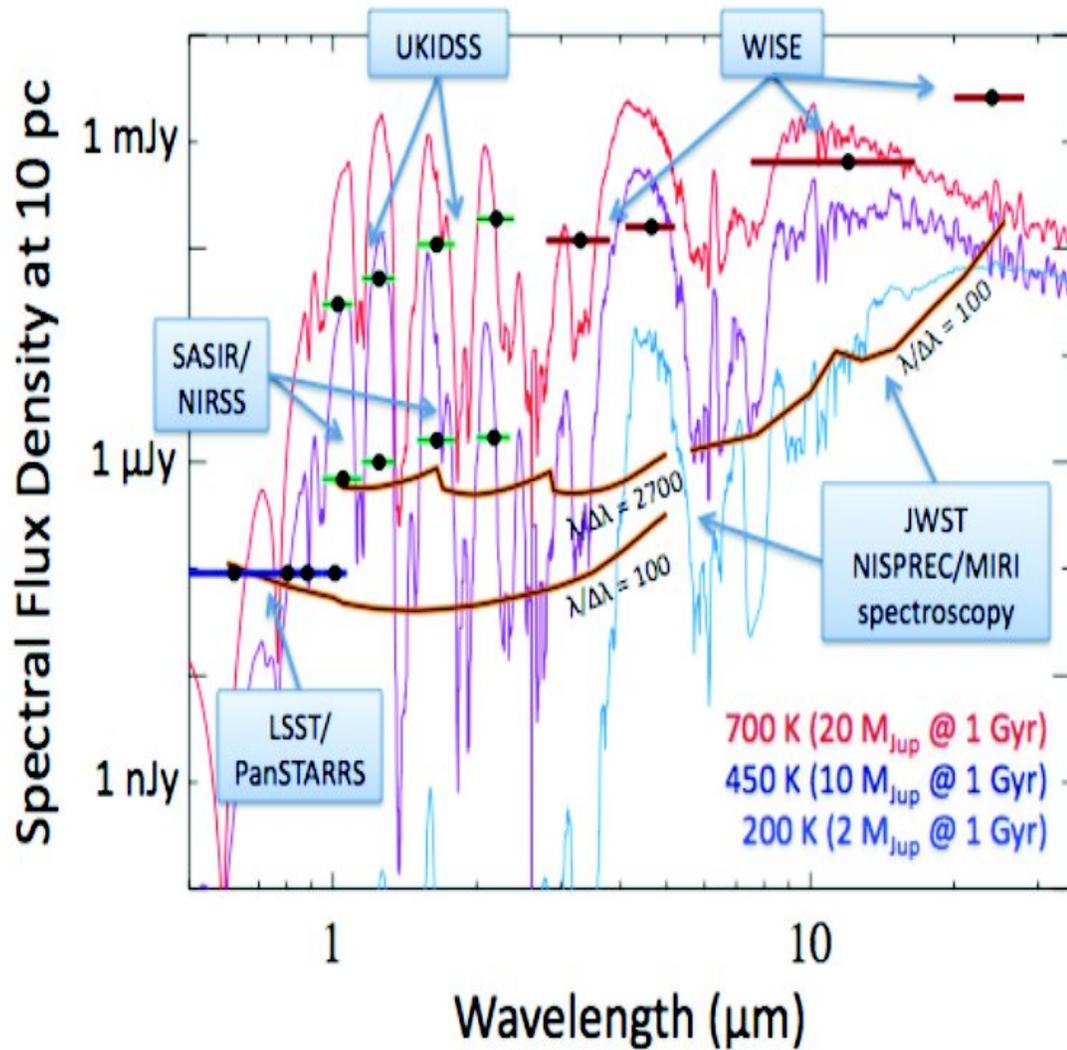


Figure 1.5 – Détection de naines Y par la prochaine génération d'instruments et de télescopes. On peut y voir les limites de détection ainsi que des spectres typiques de naines Y de différentes températures. Source : Burgasser et al. (2009)

photosphère en se refroidissant (Marley et al., 2003). Ceci permet au flux des régions plus profondes de l'atmosphère d'émerger et de changer considérablement l'apparence de la naine brune, c'est-à-dire son spectre (Burgasser et al., 2002c). En fait, l'évolution temporelle du couvert nuageux pourrait probablement mieux expliquer l'évolution spectrale des naines brunes à travers la transition L/T que le refroidissement de son atmosphère (Burgasser et al., 2002c, Tsuji, 2005). Lorsque la transition L/T est terminée, tous les grains de poussière sont désormais sous la photosphère et ne contribuent donc plus à l'opacité (Baraffe et al., 2003).

1.4.2 *J-band brightening*

Comme pour les étoiles, les naines brunes ont une magnitude absolue qui augmente avec le type spectral. Cela reflète simplement le fait que les naines brunes sont moins brillantes lorsqu'elles sont plus froides. Cependant, les naines brunes à la transition L/T ne suivent pas cette tendance et deviennent soudainement plus brillantes avec le type spectral. Ce phénomène intrigant se nomme le *J-band brightening* car la surbrillance est surtout dans la bande *J* ($1.25 \mu\text{m}$). Pour comprendre ce phénomène, il faut savoir que la température de l'atmosphère augmente au fur et à mesure qu'on descend vers le centre de la naine brune. Après qu'une partie des nuages aient disparu pendant la transition L/T, les régions claires (sans nuages) peuvent laisser passer la lumière provenant de régions beaucoup plus profondes de l'atmosphère. Puisque le flux provient maintenant de régions plus chaudes, il est normal que l'objet paraisse plus brillant. Et comme les grains de poussière métalliques qui composent les nuages ont leurs principales bandes d'absorption autour de $1 \mu\text{m}$, l'effet se manifeste principalement dans la bande *J*. Les modèles théoriques de la transition L/T sont habituellement basés sur la fraction de la naine brune qui est recouverte de nuages et ils arrivent ainsi à bien décrire, de manière phénoménologique, le *J-Band Brightening* comme on peut le voir sur la Figure 1.6. Près du type spectral T2-T3, la brillance en bande *J* augmente par plus d'une magnitude, ce qui est très significatif.

Le refroidissement d'un objet, tel une naine L, est habituellement accompagné d'un rougisement de ses couleurs, mais cette tendance s'inverse près de la transition L/T. Au

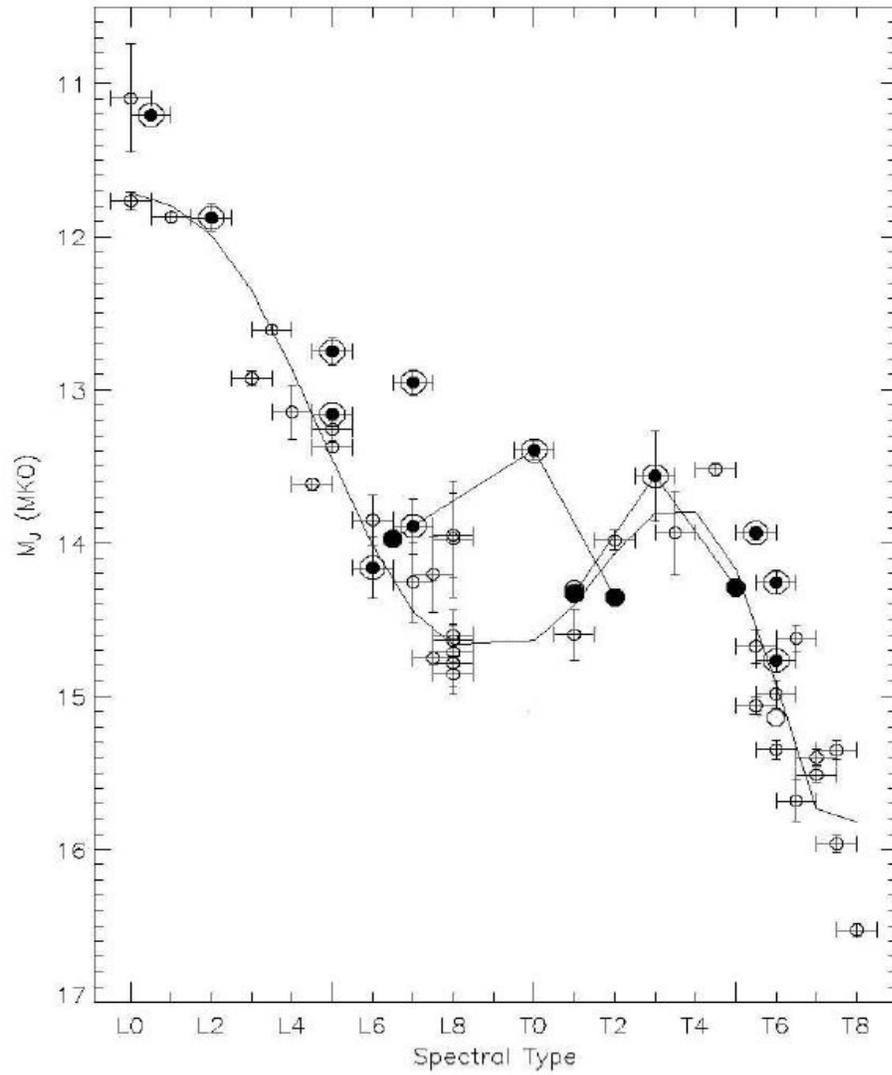


Figure 1.6 – Illustration du phénomène de *J-band brightening* à la transition L/T. La courbe pleine représente les prédictions des modèles théoriques avec nuages. Les points représentent des naines brunes dont la magnitude absolue est connue. Source : Kirkpatrick (2008)

fur et à mesure que la couverture nuageuse disparaît, les couleurs infrarouges ($J - K$, $H - K$) changent très rapidement vers le bleu puisque le flux en J augmente beaucoup (Burrows et al., 2001, Chabrier et al., 2005, Marley et al., 2003). Bien que ce phénomène soit probablement relié au *J-band brightening*, il est moins bien compris car l'évolution des couleurs ne semble pas suivre de tendance simple (Knapp et al., 2004, Tinney et al., 2003, Vrba et al., 2004). On observe donc une dispersion en couleur ($J - K$) des naines brunes à la transition L/T, telle qu'illustrée sur la Figure 1.7.

1.4.3 Variabilité photométrique

Puisque les naines brunes à la transition L/T sont partiellement recouvertes de nuages, certaines régions sont forcément plus dégagées que d'autres. Au fur et à mesure que la naine brune tourne sur elle-même, le couvert nuageux vu de la Terre change. Comme les nuages diminuent l'intensité lumineuse de la naine brune, cela se traduit par une variation de luminosité d'à peine quelques centièmes de magnitude mais qui est néanmoins détectable. L'amplitude des variations dépend de la disposition des nuages à la surface de la naine brune ainsi que de l'angle d'inclinaison de l'axe de rotation par rapport à la Terre. Puisque les variations sont des modulations rotationnelles, elles sont périodiques avec la même période que la rotation de la naine brune. On sait que les naines brunes près de la transition L/T ont des périodes de rotation de quelques heures. On se rappelle aussi que l'absorption maximale des nuages se situe dans la bande J et c'est donc là que la variabilité devrait être le plus facilement détectable. Ce n'est que tout récemment qu'on a fait la détection incontestable de ces nuages sur la naine T2.5 SIMP0136 (Artigau et al., 2009). On peut voir un exemple de la courbe de lumière de cette naine brune sur la Figure 1.8.

1.5 Contribution de ce mémoire

Afin de mieux comprendre la transition L/T, il est primordial d'en savoir plus sur l'évolution du couvert nuageux qui gouverne cette transition. En étudiant la variabilité photométrique produite par ces nuages, on peut espérer en apprendre davantage sur les

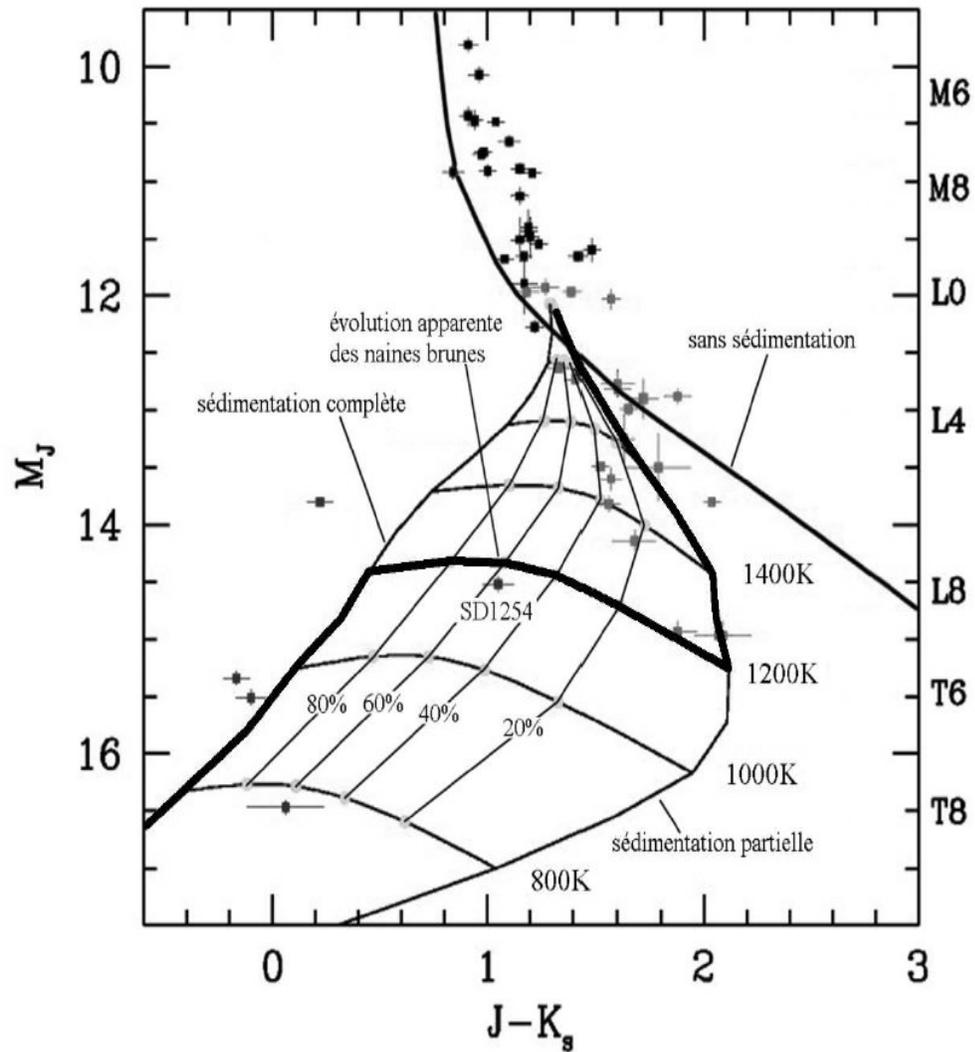


Figure 1.7 – Évolution des couleurs infrarouges $J - K$ à travers la transition L/T. Les courbes pleines représentent les divers modèles théoriques : sans sédimentation (DUSTY) , avec sédimentation (CLEAR) , avec sédimentation partielle (% = fraction sédimentée). Les points représentent des naines brunes dont la magnitude absolue est connue. Source : Artigau (2006)

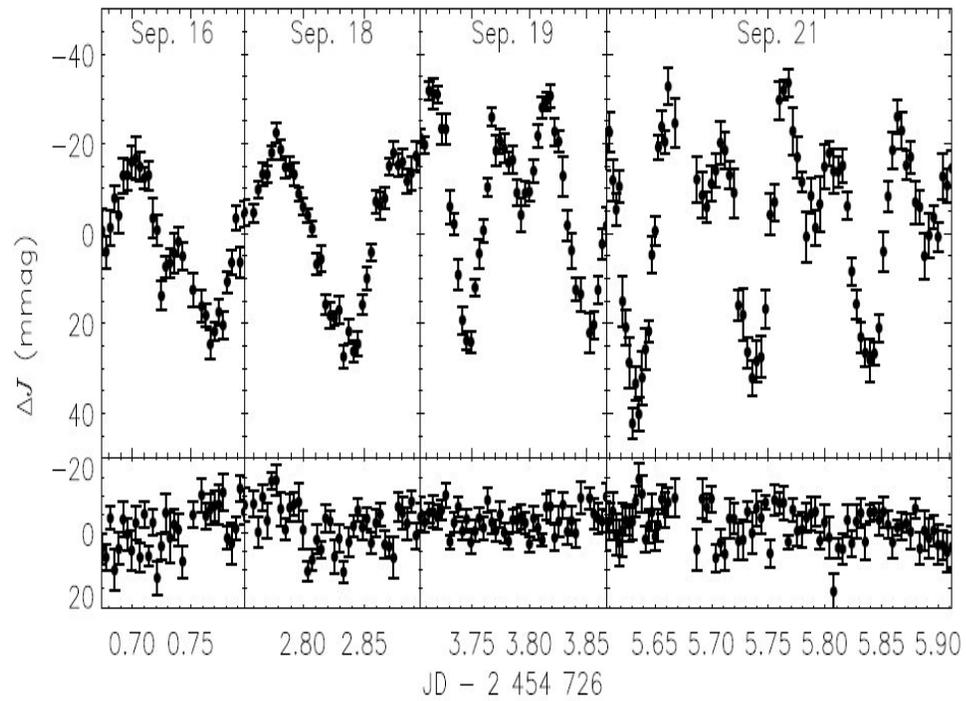


Figure 1.8 – Courbes de lumière de la naine T2.5 SIMP0136 (*haut*) et d’une étoile de comparaison (*bas*). On peut y voir une variabilité photométrique d’environ 50 mmag sur une période de 2.4 heures. Cette variabilité est produite par les nuages à la transition L/T. Source : Artigau et al. (2009)

phénomènes météorologiques à la surface des naines brunes. À partir d'une courbe de lumière comme celle de SIMP0136 à la Figure 1.8, on peut déterminer la fraction de la surface recouverte par des nuages ainsi que leur température. Puisqu'on ne connaît aucune autre naine brune variable pour l'instant, il importe de sonder photométriquement plusieurs autres naines brunes (surtout près de la transition L/T) pour mieux comprendre ce phénomène de variabilité et aussi pour en établir la prépondérance parmi les naines brunes en général. Ce mémoire présente un sondage de variabilité infrarouge auprès d'une dizaine de naines brunes. Les résultats sont présentés dans un article intitulé *A search for variability in L/T brown dwarfs*, qui sera bientôt soumis pour publication à l'*Astrophysical Journal (ApJ)*. Cet article constitue le deuxième chapitre de ce mémoire de maîtrise.

Avant de présenter l'article en question, je dois préciser le rôle de chacun des auteurs. Étant le premier auteur, j'ai fait la majorité du travail. J'ai fait la collecte des données, mais une partie des données a aussi été obtenue grâce au mode queue de l'OMM. J'ai aussi effectué l'analyse des données avec mes propres programmes IDL, mais le traitement préliminaire des images a été fait avec les programmes déjà existants pour CPAPIR (ex. : identification des mauvais pixels, ajout des coordonnées astrométriques, inversion des quadrants, ...). J'ai aussi rédigé l'article en entier, mais les deux co-auteurs, René Doyon et Étienne Artigau, ont fait la révision de l'article et leurs commentaires ont permis d'améliorer le manuscrit. Étienne Artigau a aussi aidé dans l'analyse des données en me donnant plusieurs conseils de programmation.

CHAPTER 2

A SEARCH FOR VARIABILITY IN L/T BROWN DWARFS

2.1 Introduction

The discovery of brown dwarfs is fairly recent (Nakajima et al., 1995, Rebolo et al., 1995) but they are already well-established astronomical objects. Their low surface temperature allows the emergence of new spectral features which forced the introduction of the new spectral classes L (Kirkpatrick et al., 1999, Martín et al., 1999) and T (Burgasser et al., 2006a, Kirkpatrick, 2005, Leggett et al., 2005). Early-L dwarfs are characterized by a dusty atmosphere mostly constituted of metal hydride grains that form a global cloud deck around the brown dwarf. As the brown dwarf cools down, dust grains sink down below the photosphere and the cloud deck eventually disappears completely in the much cooler atmosphere of late-T dwarfs. Although atmospheric models correctly predict the properties of early-L (dusty models) and late-T (clear models) brown dwarfs, explaining the L/T transition remains a challenge (Allard et al., 2003, Burrows et al., 2006, Helling et al., 2008). During this transition, the cloud deck must disappear from the atmosphere but the exact mechanisms at play are not well-understood. The L/T transition is characterized by the peculiar *J-band brightening* which challenges current models (Burgasser et al., 2006b, Vrba et al., 2004). There is also a large color dispersion amongst late-L and early-T brown dwarfs which can be explained with patchy clouds (Burgasser et al., 2002c). Another potential explanation for the *J-band brightening* is that some of these transition objects could be unresolved binaries (Burgasser et al., 2002a, 2006b, Liu et al., 2006) but the unusually high binary fraction may be due to selection effects and the rapidity of the L/T transition (Burgasser, 2009). The favoured explanation is that the global cloud deck breaks up into discrete patches of clouds that eventually disappear from above the photosphere by shrinking or sinking (Burgasser et al., 2002c, Marley et al., 2010). In this scenario, one would expect to find clouds on the surface of late-L and early-T brown dwarfs. As the brown dwarf rotates, the inho-

mogeneous cloud cover should produce an observable photometric variability due to the rotation of the brown dwarf and/or the secular evolution of the cloud pattern.

The search for variability in brown dwarfs started shortly after their discovery in 1995 but early studies focused mainly on optical variability of early-L dwarfs, showing that many early-L dwarfs exhibit brightness variations of a few percents in the *I*-band on timescales ranging from hours to weeks (Bailer-Jones et al., 1999, 2001, Clarke et al., 2002, Gelino et al., 2002, Martín et al., 2001, Terndrup et al., 1999, Tinney et al., 1999). These brightness variations were found to be transient and rarely periodic. Follow-up observations of four of these optical variables failed to show any kind of variability in the near-infrared despite photometric measurements at the 10 mmag level in the *J*, *H*, and *K_s* bands (Koen et al., 2005). This suggests that those brightness variations may not be due only to the rotational modulation of dust clouds in the atmosphere of early-L dwarfs but also to the rapid evolution of their atmospheric features (Gelino et al., 2002). Due to the low surface temperature of brown dwarfs, it is unlikely that the brightness variations are caused by mechanisms such as flaring (Burgasser et al., 2002b), accretion (Zapatero Osorio et al., 2003), or magnetic activity (Bailer-Jones, 2008, Martín et al., 2001).

As for the colder brown dwarfs, it becomes necessary to observe them in the near-infrared because they are too faint in the optical or far-red domain. There have been many observing campaigns to detect near-infrared variability in late-L to early-T dwarfs in recent years. Enoch et al. (2003) monitored nine brown dwarfs near the L/T transition using *K_s*-band photometry and reported relatively large variations (20% – 40%) with some evidence of periodicity (1.5-3.0 hours) on three targets. However, the targets were observed only a few times per night and the photometric uncertainties were relatively large ($\sim 10\%$). Moreover, none of these variations could be confirmed by follow-up observations of the same targets by Koen et al. (2005). Koen et al. (2004) also observed 18 dwarfs sampling the L/T transition with significantly smaller photometric uncertainties (~ 10 mmag in *J, H, K_s*) by monitoring each target continuously for about 2-4 hours. While the data hint at some variability, there is no clear detection of periodic variations larger than 10 mmag in the *J* band. Artigau (2006) also searched for *J*-band variability

on a sample of 10 L/T dwarfs and reported some marginal evidence of variability (~ 50 mmag ; 1σ) on timescales of days but with no clear periodicity. Morales-Calderón et al. (2006) used *Spitzer* to monitor 3 late-L dwarfs at mid-infrared wavelengths (IRAC : $4.5 \mu\text{m}$ and $8.0 \mu\text{m}$) and, despite the remarkable photometric precision achievable with space-based observations ($\sim 3\text{-}4$ mmag), no unambiguous variability detection was reported with perhaps some marginal evidence of periodicity on 2MASS J2244+2043 (4.6 hours) and DENIS-P J0255-4700 (7.4 hours).

Few groups have searched for spectroscopic variability at the L/T transition in recent years. Bailer-Jones (2008) also observed 4 potentially variable targets and identified correlated variations in their spectra, showing that the variability is real and not simply due to telluric absorption effects. On the other hand, Goldman et al. (2008) performed spectroscopic observations on 6 other brown dwarfs but did not detect properly correlated variations nor periodic variability.

The recent discovery of correlated photometric variability in the J and K_s bands on the T2.5 dwarf SIMP J0136+0933 (Artigau et al., 2009) provides strong evidence for the presence of clouds on the surface of this brown dwarf. The observed periodic variability reaches a peak-to-peak amplitude of 50 ± 5 mmag in the J -band with an unambiguous period of ~ 2.4 hours. Since this period is consistent with the expected rotational period of 1-12 hours (Herbst et al., 2007, Zapatero Osorio et al., 2006), it gives credence to the hypothesis that these variations are caused by the rotational modulation of cloud features. In addition, another early-T dwarf was recently found to be variable with modulation amplitudes reaching ~ 100 mmag (Radigan, private communications).

Previous studies have clearly shown that photometric variability is not ubiquitous in brown dwarfs even for those near the L/T transition where one expects cloud patterns to emerge, but this result remains somewhat qualitative and needs to be confirmed with better statistics i.e. more observations. This paper presents the results of a J -band variability search conducted on 9 brown dwarfs, the majority with spectral types near the L/T transition.

2.2 Observations and data reduction

2.2.1 Sample selection

The targets were selected from the brown dwarf archive database available from *DwarfArchives.Org*. The sample was not constructed to be complete or unbiased in any way. Since atmospheric modelling suggests that photometric variability should be prominent in early-T dwarfs (Marley et al., 2003), our targets were primarily chosen to have spectral types near the L/T transition but our sample also includes mid/late T-dwarfs, one unresolved spectroscopic binary (SDSS J0805+4812 ; Burgasser (2007)), and one recently discovered binary (SDSS J1052+4422 ; Liu et al. (2010)). Another selection criterion was that the target should be visible for more than 4 hours continuously with an airmass less than 2.0 at the time of the observations. Finally, the sample was restricted to relatively bright sources so as to maximize the signal-to-noise ratio. In the end, 9 targets were selected for observation ; they are listed in Table 2.I.

2.2.2 Observations

The observations were obtained on the 1.6 m telescope of the *Observatoire du Mont-Mégantic* (OMM ; Racine (1978)) in southern Québec (Canada) between 2009 March 12 and 2010 May 24. The first observing mission was done in classical mode, with full-time access to the telescope, while the remaining missions were executed through the queue observing mode recently implemented at the OMM (Artigau et al., 2010). The detailed observation log is given in Table 2.II.

All observations were obtained with the CPAPIR near-infrared camera (Artigau et al., 2004) featuring a 2048×2048 Hawaii-2 detector with a pixel scale of $0.89''$ and a wide field of view of $30' \times 30'$. All observations were carried out in the *J* band to minimize sky background (compared to *H* and *K_s*) and also because brown dwarf models predict that photometric variability should peak around $1 \mu\text{m}$ (Burgasser et al., 2002c). Observing in the *J* band was also guided by our past experience of detecting a strong photometric variability in SIMP J0136+0933 (Artigau et al., 2009) in this band.

Two observing strategies were used for extracting the light curves, namely staring

Table 2.I: List of selected targets

Designation	Discovery Name	J	$J-K_s$	SpT ^a
2M0602	2MASS J06020638+4043588	15.544	0.378	T4.5
2M0727	2MASSI J0727182+171001	15.600	0.044	T7
SD0758	SDSS J075840.33+324723.4	14.947	1.068	T2
SD0805	SDSS J080531.84+481233.0	14.734	1.290	L9 ^b
2M0937	2MASSI J0937347+293142	14.648	-0.619	T6
SD1052	SDSS J105213.51+442255.7	15.958	1.390	T0.5 ^c
2M1106	2MASS J11061197+2754225	14.824	1.023	T2.5
SD1254	SDSSp J125453.90-012247.4	14.891	1.054	T2
2M1503	2MASS J15031961+2525196	13.937	-0.026	T5

^a SpT : Infrared spectral type

^b Unresolved spectroscopic binary : L4.5 + T5

^c Binary : T0.5 + T0.5

and dithering. Both methods yielded similar photometric precision. In staring mode, the target is kept at a fixed position on the detector with sub-pixel accuracy to minimize slight flat-field errors introduced by the intra-pixel response. However, the guiding probe was unable to keep a target perfectly fixed over a long period of time due to flexures between the probe and the telescope. This jitter problem was solved by running an IDL script during the observations to provide real-time offset corrections. The telescope was also intentionally defocused to spread the point-spread function (PSF) of the target over more pixels to reduce flat-field errors. The PSF full width at half maximum (FWHM) was thus increased from its natural seeing value of $1'' - 2''$ to about $3.5''$. The exposure time was calculated for each target in order to optimize the signal-to-noise ratio while staying well within the linear range of the detector. The exposure times varied between 10 and 30 seconds and exposures were co-added to get a frame rate of 1-2 per minute.

The dithered observations were obtained by moving the telescope randomly by $\sim 20''$ around the nominal position between each exposure. The exposure time was fixed to 20 seconds in order to reach a reasonable signal-to-noise ratio (SNR) without saturating the target and reference stars. The telescope was kept in focus this time to maximize the SNR since the targets are relatively faint. The seeing conditions varied between $1''$ and

2'' for all nights.

The observations were carried under a wide range of photometric conditions but only the data obtained in good conditions (no clouds except thin cirrus, seeing under 2'') were included in the analysis. A set of dome flats and darks were taken at the end of each night. The exposure time of the flats were set so as to accumulate enough photons to reach a pixel-to-pixel flat-field precision better than 1 part in 1000.

2.2.3 Data reduction

All images were first processed with standard image reduction procedures consisting of subtracting the dark-current, dividing by the flat-field, and flagging bad pixels. The next step was to remove the sky background of each image. For observations obtained in staring mode, the best approximation to the background sky level is given by taking the median of the entire image. For the dithered observations, the sky of each image was constructed by median-combining the 10 closest images (5 before, 5 after) with their stars properly masked. This method yielded a noticeably smaller background noise than in staring mode. Once the sky background was properly removed, the average FWHM for each image was calculated. Any residual background was then removed around every star by subtracting the median signal measured within an annulus with an inner diameter of 4 FWHM and an outer diameter of 8 FWHM. The star intensity was obtained by integrating the flux within a circular aperture with a diameter of 2 FWHM. Many other aperture sizes were tried but this value seemed to give the best results overall.

2.2.4 Comparison and reference stars

The flux of the target star was normalized by that of an average reference star constructed by combining the flux of many non-variable stars near the target (within an 8' radius) and with similar brightnesses (brighter by less than 1.5 mag). These reference stars were iteratively selected by keeping only those with small enough photometric uncertainties (final cut-off at 15 mmag). Typically, over a dozen reference stars were retained to define the average reference signal. While there were many more stars avail-

Table 2.II: Observation log

Designation	Observation Date	MJD ^a	Run Length	Method
2M0602	2009 Oct 25	55130.694	4.9 h	Dithering
	2009 Nov 01	55137.690	5.0 h	Dithering
2M0727	2010 Mar 09	55265.527	4.5 h	Dithering
SD0758	2010 Mar 10	55266.489	5.3 h	Dithering
SD0805	2009 Mar 19	54910.540	2.2 h	Staring
	2009 Mar 22	54913.529	3.2 h	Staring
2M0937	2009 Mar 12	54903.574	1.9 h	Staring
	2009 Mar 14	54905.496	3.3 h	Staring
	2009 Mar 15	54906.509	3.4 h	Staring
SD1052	2010 Mar 12	55268.607	5.6 h	Dithering
	2010 Mar 15	55271.597	4.8 h	Dithering
	2010 Mar 17	55273.501	4.0 h	Dithering
	2010 Apr 30	55317.707	1.1 h	Dithering
	2010 May 23	55340.593	3.2 h	Dithering
	2010 May 24	55341.652	1.9 h	Dithering
2M1106	2010 Mar 11	55267.637	6.0 h	Dithering
SD1254	2009 Mar 13	54904.681	5.3 h	Staring
	2009 Mar 14	54905.656	4.9 h	Staring
	2009 Mar 15	54906.670	5.7 h	Staring
2M1503	2009 Mar 19	54910.650	6.8 h	Staring
	2010 Mar 09	55265.796	3.6 h	Dithering

^a Modified Julian Date at the start of observations (MJD = JD - 2,400,000)

able within the $30' \times 30'$ field of view of the camera, it was decided to avoid stars near the periphery of the field-of-view (FOV) which could be more affected by systematic errors in the flat-field due to optical distortion.

Assessing variability was done by comparing the target light curve with that of a comparison star chosen to be very similar to the target in J -band brightness. Otherwise, atmospheric absorption may slightly and systematically differ between them. The comparison star was also chosen to be as close as possible ($\sim 2' - 3'$) to the target because the focus was not perfectly constant over the entire FOV.

2.2.5 Night-to-night variations

As can be seen in Table 2.II, many targets have more than one night of photometry. However, the sky conditions can change considerably over just a few days. Therefore, it is necessary to normalize each night separately but still with the same reference/comparison stars. The night-to-night variations can then be removed by adjusting the zero point of the photometry to have the same median every night, which allows the combination of multiple nights for analysis. Otherwise, it becomes nearly impossible to look for periodic variability over data sets spanning more than one night.

Although our search was focused on short-term variability, there might be interesting long-term variations over multiple nights. The night-to-night variations in the median flux of each star show some photometric variations ranging from a few mmag to just over 20 mmag. These variations are present on most stars in any given FOV and their amplitudes are not correlated to the star brightness, color or position. Therefore, nothing can be deduced from these night-to-night variations. However, it is essential to correct for them because they are random and clearly not intrinsic to the stars. It is suspected that these variations are caused by a combination of factors (sky brightness, weather conditions, mirror temperature, exposure time, ...) which are inevitably changing from night to night.

2.3 Results

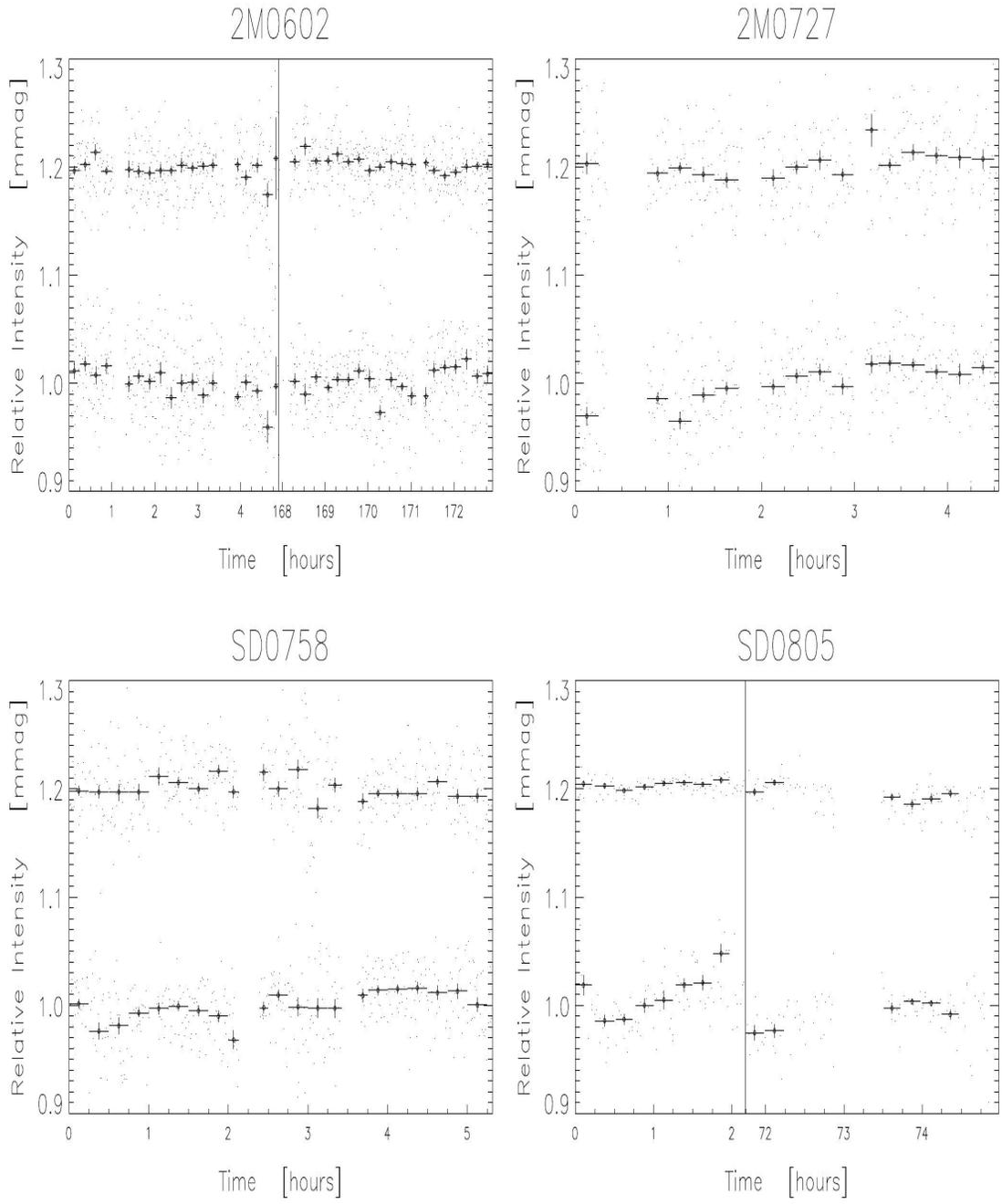
2.3.1 Light curves

The light curves of all targets, each with a comparison star, are presented in Figures 2.1 and 2.2. The x-axis on Figures 2.1 and 2.2 represents the time in hours elapsed since the first image (t_0). The light curves are shown with the data sampled every minute typically and averaged over a 15 minute period. Table 2.III gives the photometric precision that was reached in the J band for all observing periods. It was estimated by averaging the 1σ error bars given by the standard deviation of each 15-min bin. Another way to estimate the photometric precision is to calculate the bin-to-bin rms given by the standard deviation of the differences between subsequent bins. Both methods yield similar values that are within $\sim 20\%$ of each other. In each case, it was verified that all stars with similar brightness in the J band, including the target and comparison star, have similar photometric precision as one would expect. From this table, we estimate that our differential photometry accuracy is typically 10 mmag over 15 minutes.

It can be seen from Figures 2.1 and 2.2 that the only target whose light curve shows significant variations is SD1052. All other light curves shown in Figure 2.1 are flat and not varying significantly more than their comparison stars. While only one comparison star is included in Figures 2.1 and 2.2, different comparison stars were tried to prevent false or missed detections. From the light curves alone, one can only detect variability with an amplitude 2-3 times larger than the photometric precision. Table 2.III gives the photometric uncertainty achieved for each night. Except for SD1052, the data do not show any short term (a few hours) variability at the level (3σ) of a few tens of mmag which is a relatively tight constraint. However, as discussed in the following section, one can put a much more stringent constraint on the amplitude of a coherent (periodic) variability signal.

2.3.2 Periodograms

To search for periodic variability, periodograms of each target were constructed for every night separately, and then for every combination of nights. The periodograms were



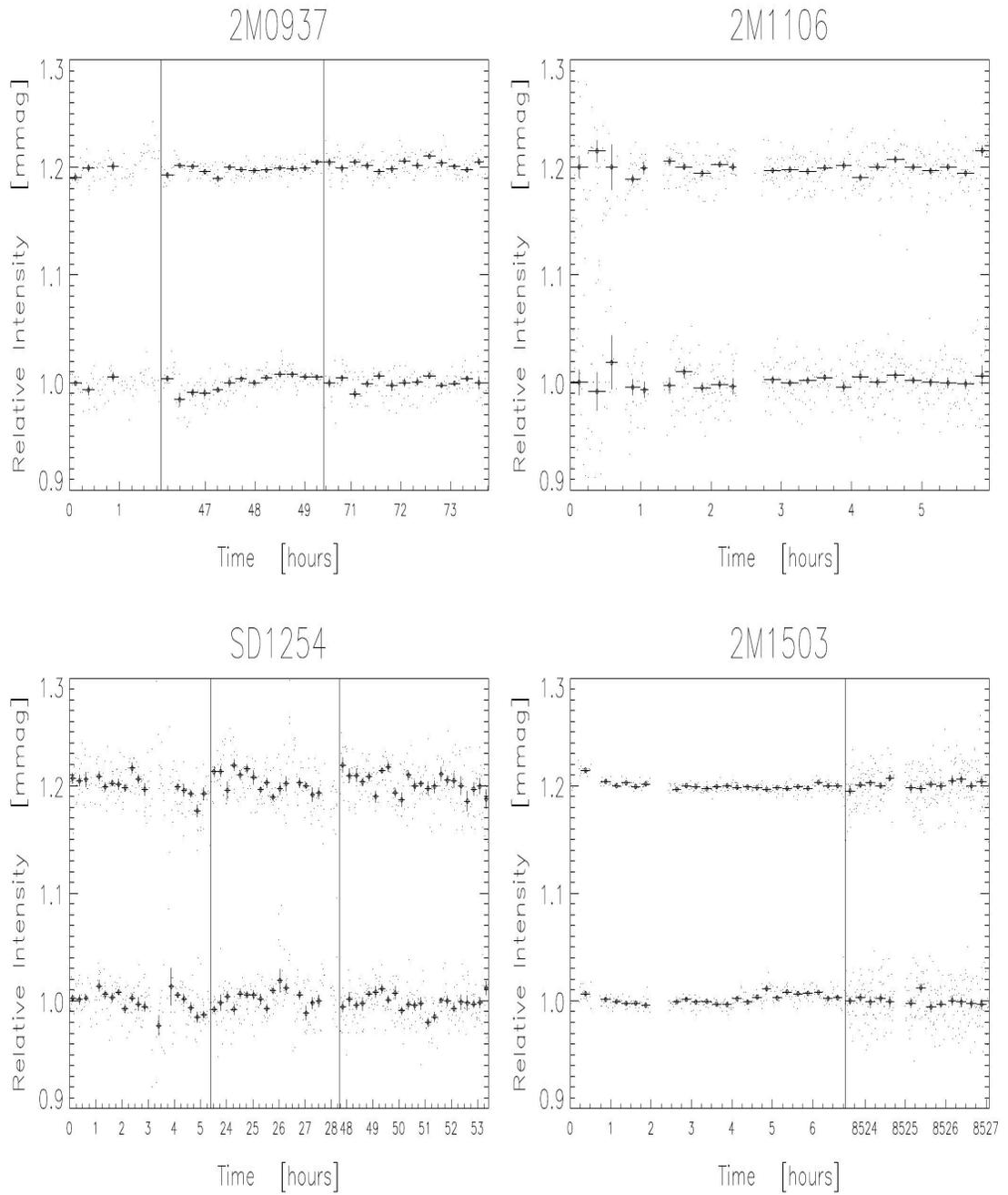


Figure 2.1: Light curves of all targets except SD1052. *Bottom:* Target ; *Top:* Comparison star .

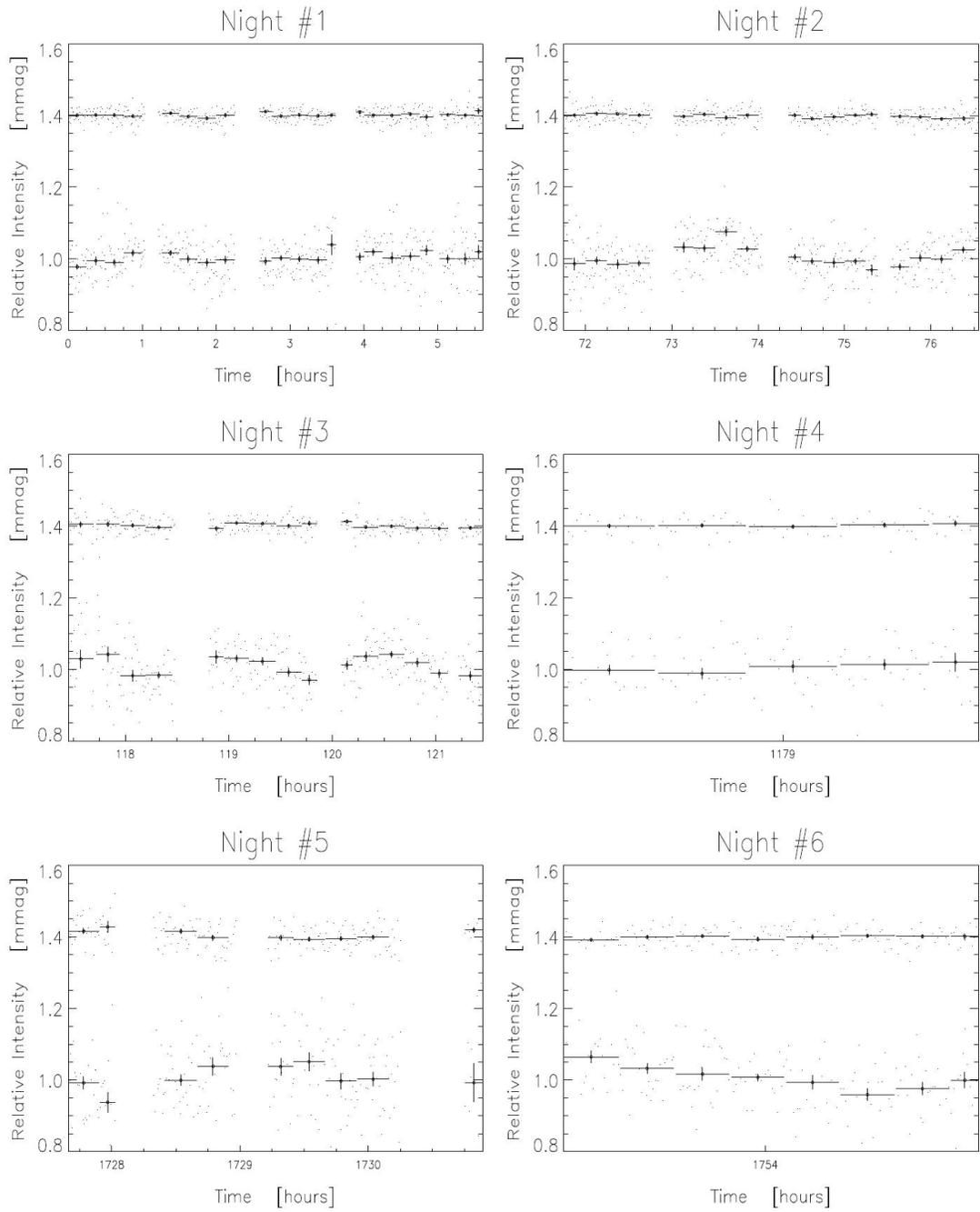


Figure 2.2: Light curves of SD1052. *Bottom*: Target ; *Top*: Comparison star .

Table 2.III: Photometric precision

Designation	J [mag]	Observing Periods [hours]	Photometric Precision ^a [mmag]
2M0602	15.5	5, 5	12, 10
2M0727	15.6	5	11
SD0758	14.9	5	8
SD0805	14.7	2, 3	16, 10
2M0937	14.6	2, 3, 3	9, 6, 6
SD1052	15.9	6, 5, 4 1, 3, 2	14, 20, 23 34, 25, 24
2M1106	14.8	6	6
SD1254	14.9	5, 5, 6	7, 9, 6
2M1503	13.9	7, 4	3, 6

^a Estimated from the average of 1σ error bars

done with a least-square sinusoidal fitting procedure equivalent to the Lomb-Scargle periodogram (Lomb, 1976, Scargle, 1982) and the detection limits were derived through Monte-Carlo simulations. Such periodograms are thus a plot of the amplitude of the sinusoidal best-fit as a function of period. Although one can only search reliably for periods up to 1.5 times the length of the observing run, this is probably not a problem since the expected periods are about 2-6 hours and never longer than 12 hours (Herbst et al., 2007, Zapatero Osorio et al., 2006).

To evaluate the significance of the periodogram peaks, Monte-Carlo simulations were performed by randomly shuffling data points before constructing the periodograms. The 1σ , 2σ , and 3σ detection limits are fixed by finding the amplitude at which 68.3%, 95.4%, and 99.7% of the Monte-Carlo simulations yield smaller periodogram amplitudes. If the target exhibits significant periodic variability, then there should be a peak above the 3σ threshold in the periodogram at a given period. SD1052 is the only target satisfying this criterion ; a more detailed analysis of its periodograms is presented later. As an example of a non-variable target, the periodogram for 2M1106 is shown in Figure 2.3.

When no statistically significant peaks are found in the periodograms of a target, a

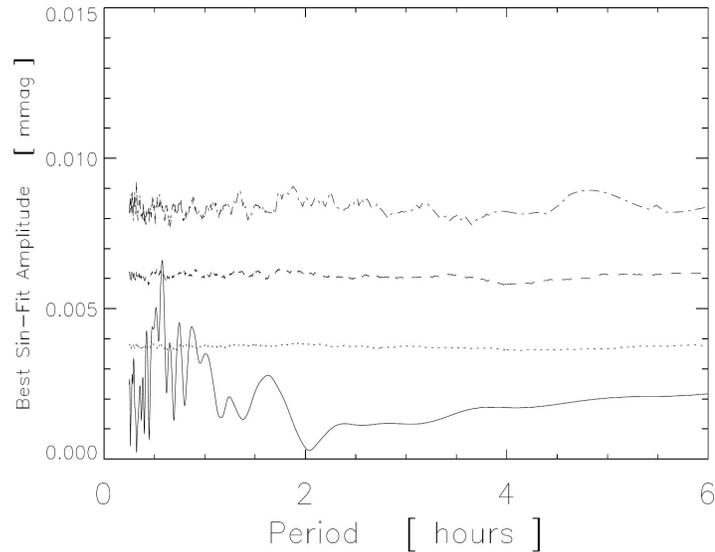


Figure 2.3: Periodogram of 2M1106 (solid curve) with its 1σ , 2σ , and 3σ detection limits plotted as a dotted line, a dashed line and a dot-dash line, respectively.

3σ upper limit on the amplitude of a periodic variability is inferred for the 1-6 hr period range. Table 2.IV summarizes the 3σ variability limit of all targets for this period. When there are multiple nights available, these limits will vary depending on the combination of nights because some nights have better sky conditions than others. However, only the smallest detection limits are given because they are the strongest constraints that can be imposed on these targets from the periodogram search.

2.3.3 SD1052

As mentioned before, the periodogram search found statistically significant periodic variability for SD1052. As discussed below, there is clearly a significant peak located near a period of ~ 3 hours and there is another one located at roughly half that period, which suggests the presence of the first harmonic. Although these periodogram peaks are present during all nights, it is impossible to combine all nights together because the relative phase and amplitude of the first harmonic seems to be changing over just a few nights. Moreover, some nights are spread so far away in time that the precision is

Table 2.IV: Periodic variability amplitudes

Designation	Amplitude ^a [mmag]
2M0602	< 9
2M0727	< 13
SD0758	< 9
SD0805	< 12
2M0937	< 6
	22 ± 4
SD1052 ^b	36 ± 7
	34 ± 9
2M1106	< 8
SD1254	< 5
2M1503	< 4

^a '<' indicates a 3σ upper limit for periods ranging from 1 to 6 hours.

^b Detected amplitudes for Group 1, 2, and 4 (see text).

insufficient to correctly fold the light curve over so many periods. Nevertheless, there are so many nights of photometry on SD1052 that good constraints can be imposed on its period if the analysis is done with care.

There are 6 nights of photometry on SD1052 but it is best to split them into 4 groups of data. The first two nights are combined together because they are just 3 days apart and the variability looks similar (*Group 1*). Although the third night is just a few days later, the amplitude of the first harmonic has considerably increased so it should be analyzed individually (*Group 2*). For this night only, it is the first harmonic that was fitted but it was accounted for by doubling the period in the periodogram. The fourth night occurred over a month later and it only has one hour of photometry so there cannot be any real peaks in the periodogram. Since there are no other nights nearby to combine with, the periodogram search will not work with this fourth night (*Group 3*). As for the last two nights, they occurred about a month later but they are two adjacent nights so they can be easily combined (*Group 4*). The periodograms for groups 1, 2, and 4 are presented in Figure 2.4.

Although the periodogram peaks are not very sharp, they are significantly and systematically higher than the 3σ threshold which is suggestive of a genuine periodic variability. It can be seen in Figure 2.4 that the peaks are relatively wide. Their width is directly related to the goodness of the sinusoidal fit, which is not excellent because the variations are not perfectly sinusoidal. For periodograms combining more than one night, the peaks are made of multiple sub-peaks which is expected since these sub-peaks simply represent the uncertainty on the number of periods elapsed between the various nights. In fact, they provide constraints on the actual period. The periodograms of SD1052 clearly show some periodic variability at a period of about 3 hours with amplitudes ranging from about ~ 20 to ~ 40 mmag (~ 40 to ~ 80 mmag peak-to-peak). While the amplitude is not constant over multiple nights, the period remains similar. The best constraint on the period is obtained by combining (multiplying) all three periodograms together. The result is shown in Figure 2.5 and the best peak has a period of 3.0 hours with other acceptable solutions around 2.7 and 3.3 hours. Assuming that the highest peak identified in Figure 2.5 is the correct one, the error on the period is then given by

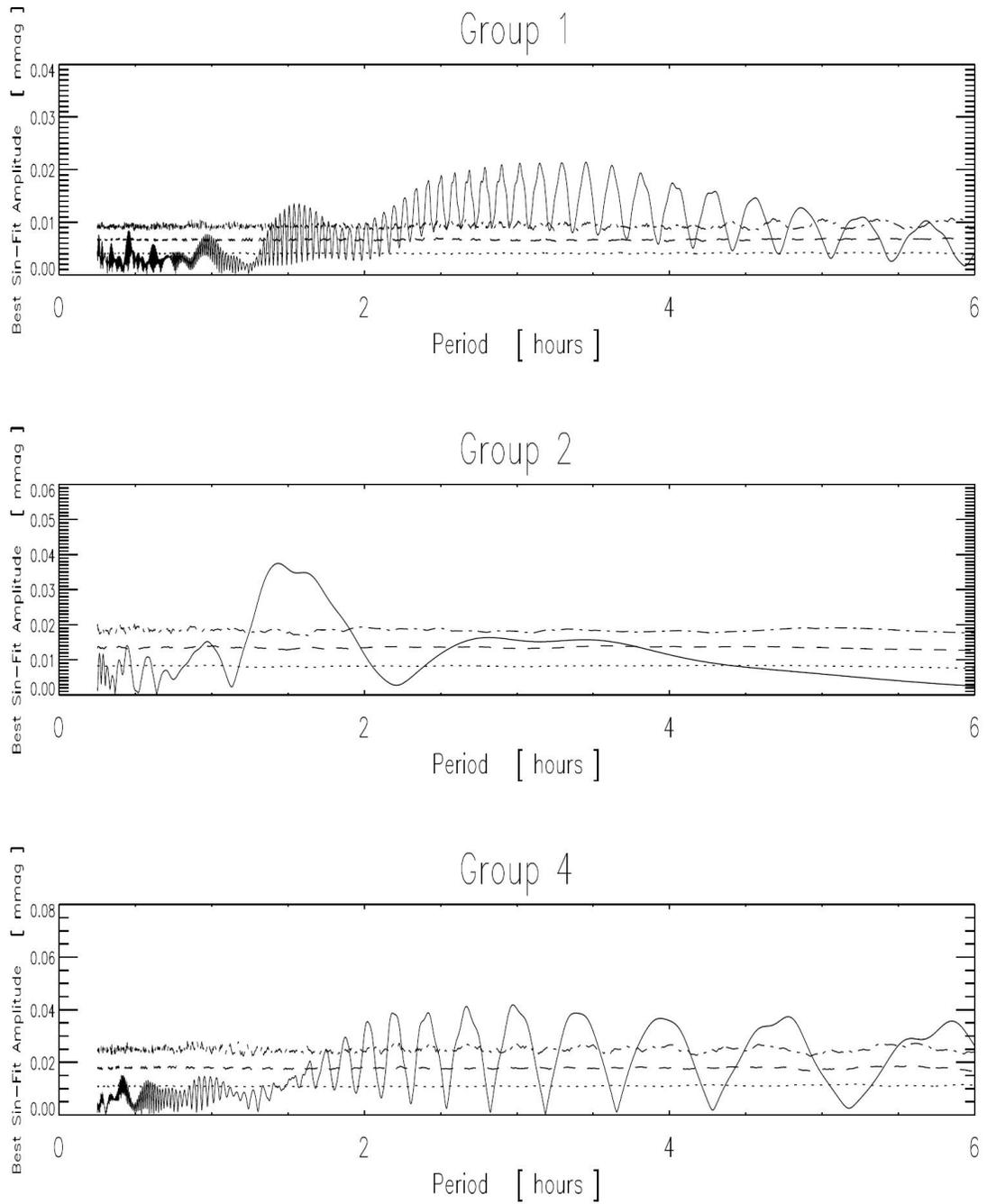


Figure 2.4: Periodograms of SD1052 (solid curve) with its 1σ , 2σ , and 3σ detection limits plotted as a dotted line, a dashed line and a dot-dash line, respectively.

its full width at half maximum corresponding to a period of 3.0 ± 0.1 hours.

The best way to verify the validity of the period detection is to fold the light curve over the period found. However, it is impossible to fold together the light curves from all nights for the same reasons that the periodograms could only be properly constructed for specific combinations of nights. Therefore, the data are once again divided into the same 4 groups before folding them. The best way to fold over the detected period is to first fold over all individual data points to this period and then combine them into equally spaced bins. The period was divided into 14 bins in order to have enough bins to distinguish some features such as the first harmonic while keeping the photometric uncertainties as small as possible. In Figure 2.6, these bins are plotted twice in a row to see two consecutive periods from which periodic behavior can be more clearly identified. The plots for *Group 1*, *Group 2*, and *Group 4* are presented and they are all folded over the detected period of 3.0 hours. There is also an overplot of the best-fit curve (sinus + harmonic) so that the relative phase and amplitude of the first harmonic can be seen varying over time.

The periodic variability previously detected through our periodogram search is even more evident when looking at Figure 2.6. Although the variations are not perfectly sinusoidal and vary from one group to another, all folded light curves show a clear periodic signal with a similar peak-to-peak amplitude of ~ 60 mmag. Note that the periods and amplitudes seen in these plots match what was found through the periodogram search (see Figure 2.4). It was also verified that the variations are not correlated with any known systematics such as seeing conditions, telescope focus and background sky level. All of this gives credence to the period detection near 3 hours for SD1052. While the periodic variability of SD1052 is almost certainly real, more data are needed to better constrain the period.

2.4 Discussion

A sample of 9 brown dwarfs near the L/T transition were monitored photometrically in the *J* band. Each target was continuously observed for at least 4 hours over one or

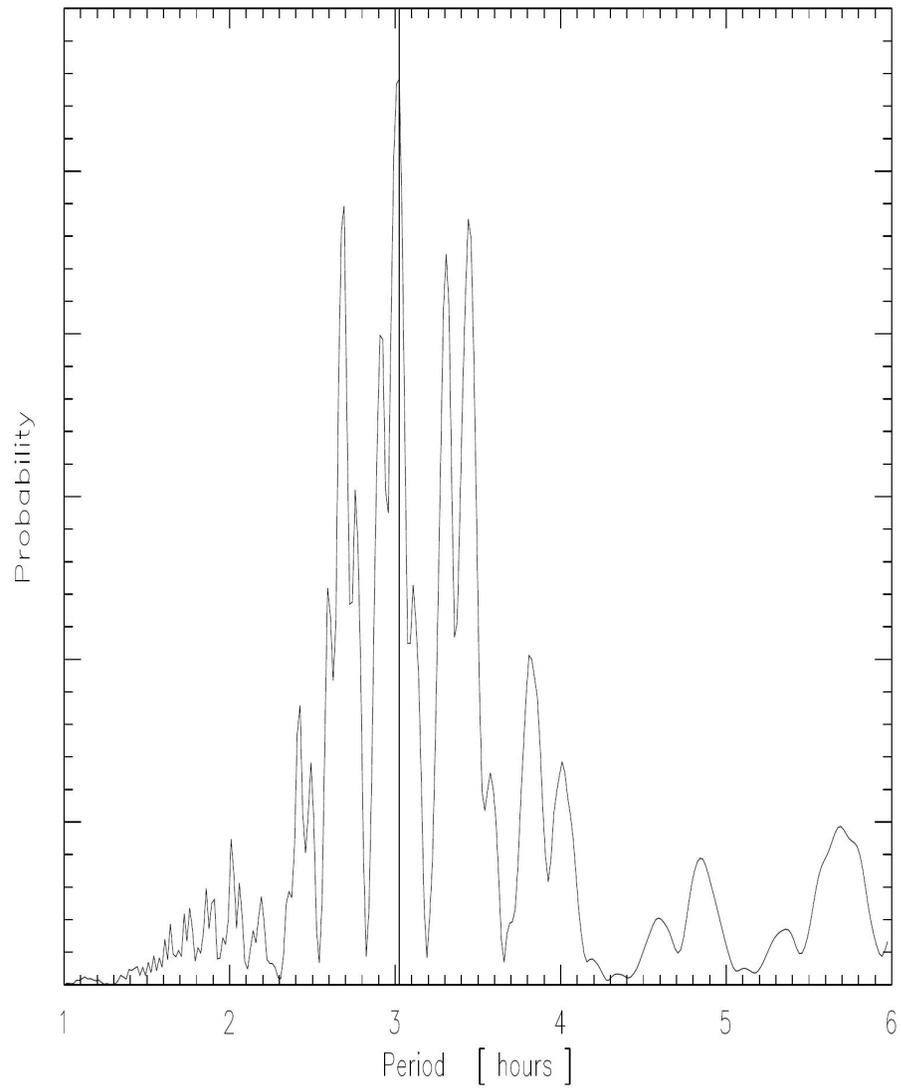


Figure 2.5: Constraints on the period of SD1052 coming from the combination (multiplication) of its three periodograms (Groups 1, 2, 4). The period found at 3.0 hours has been identified with a vertical line.

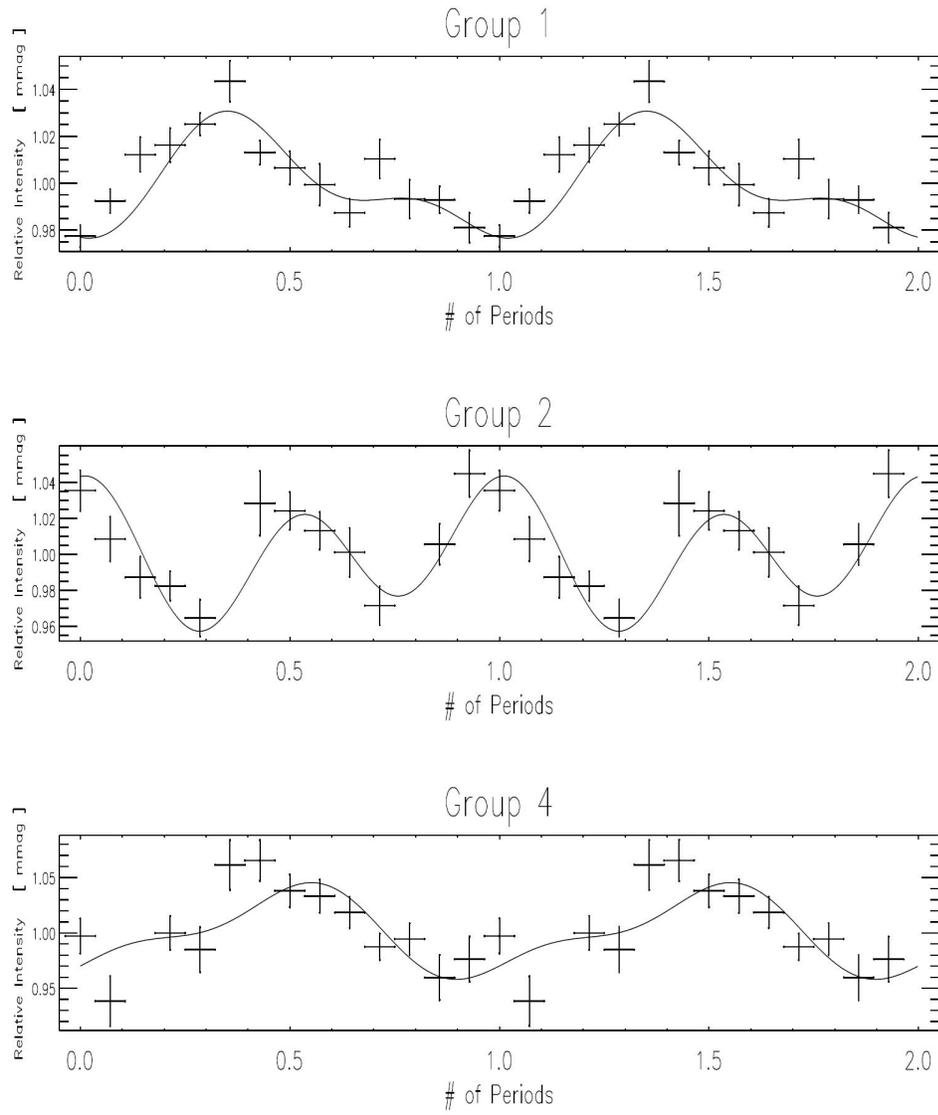


Figure 2.6: Light curves of SD1052 folded over the detected period of 3.0 hours.

more nights. Except for SD1052, none of the nine targets showed any periodic variability down to ~ 10 mmag on average, as indicated by Table 2.IV. SD1052 is the only target showing evidence for a periodic photometric variability ; it is amongst the few variable brown dwarfs discovered near the L/T transition (Artigau et al. (2009); Radigan, private communications). The variability of SD1052 was already apparent from its light curve (see Figure 2.2) and its periodicity was clearly seen in its periodograms (see Figure 2.4). The period search shown in Figure 2.5 reveals a period of 3.0 hours with peak-to-peak amplitudes ranging from 40 to 80 mmag. The period and amplitudes of the variations seen in SD1052 are very similar to that on SIMP0136 (Artigau et al., 2009). SD1052 is adding to a short list of variable brown dwarfs near the L/T transition. As for SIMP0136, the simplest explanation for the periodic variability is that SD1052 features an inhomogeneous cloud cover.

Along with the periodic variability, the presence of the first harmonic was also identified. It can be explained by supposing that a second cloud/hole appeared on the opposite side of the first one. Although the relative phase and amplitude of the first harmonic keeps changing, the folded curves in Figure 2.6 show that it is always present. Some plausible explanations are that the cloud cover is changing or that the clouds are drifting over. This suggests that brown dwarfs' atmospheres are evolving over a time scale of days. The observing sky conditions might also affect the apparent amplitude of the variations between different nights since the random night-to-night variations were shown to be quite significant. It should be noted that the presence of this harmonic makes it impossible for the periodicity to be caused by a grazing binary, which would be strictly periodic, and thus reinforces the cloud cover hypothesis for the observed periodic variability. In addition, the shapes of the folded light curves shown in Figure 2.6 suggest that the photometric variability is caused by some holes rather than some clouds. It is mainly because the light curves show rather sharp upward peaks. Sharp peaks are caused by localized inhomogeneities. Since the peaks are upward, the flux is increasing which means that it is coming from deeper through a hole. SD1052 also has red infrared colors ($J - K_s = 1.390$) suggesting a large cloud deck into which localized holes should be able to form. Although the presence of clouds/holes cannot be confirmed from photom-

etry alone, the periodic variability of SD1052 is quite convincing and definitely warrants further attention to this particular target.

At the time of the observations, we were unaware that SD1052 was an unresolved binary (Liu et al., 2010). Since variability near the L/T transition is a relatively rare phenomenon ($\sim 1/9$ - this paper ; $\sim 1/8$ - Radigan, private communication), it is unlikely that both components are variable. However, it is impossible, without further observations, to know which component is responsible for the observed variability because Liu et al. (2010) classify both components as T0.5 with almost identical fluxes. Assuming that only one component exhibits variability would imply that the observed variability amplitude is diluted by a factor 2 which would put the intrinsic variability amplitude at about 10%. The binarity of SD1052 does not affect our analysis of its variability but warrants more care in interpreting the results.

As for the 8 remaining targets, one can impose strong constraints on their variability since no periodic variations in the *J* band were detected down to about 10 mmag. In turn, these variability limits yield some constraints on the presence of localized clouds/holes in their atmosphere. Although there could be variations smaller than this detection limit, a non-detection might also be due to a misaligned rotation axis which would prevent the cloud/hole from going both behind and in front of the brown dwarf during a single rotation. For randomly oriented spheres, more than half would be viewed within 30° of the equator where cloud detection is optimal, and they would rarely ($\sim 5\%$) be viewed within 20° from the poles where periodic variability might be undetectable. An inhomogeneous cloud cover could also be distributed in such ways that there is no rotational modulation (e.g. longitudinal clouds). The variability could also be transient as suggested by the evolution of the light curves of SD1052 and SIMP0136 (Artigau et al., 2009). Variability might also be restricted to early-T dwarfs (T0-T3) even though clouds can be present in late-T dwarfs too (Burgasser et al., 2010). Finally, one cannot exclude that the targets are unresolved binaries whose variability would be reduced to undetectable levels. Such unresolved binaries are quite common amongst early-T dwarfs (Burgasser, 2009).

Assuming that the photometric variability is caused by the rotational modulation of

an inhomogeneous cloud cover, the variability should have the same period as the brown dwarf itself. The available data on the rotational velocities of brown dwarfs indicate that they are fast rotators with $v \sin i$ between 15 and 40 km s⁻¹ (Bailer-Jones, 2004, Blake et al., 2007, Herbst et al., 2007, Zapatero Osorio et al., 2006). With a typical radius of 0.08-0.1 R_{\odot} (Baraffe et al., 2003, Burrows et al., 1997), this suggests periods ranging from 1 to 12 hours with shorter periods for T-dwarfs, as empirically observed (Herbst et al., 2007, Zapatero Osorio et al., 2006). Although one can only identify periods up to 1.5 times the observing period, most targets were observed continuously for at least 4 hours and sometimes up to 7 hours. Multiple nights of photometry on the same target also helps to detect even longer periods. Therefore, periodic variability should be detectable over nearly the entire period range but the detection limits presented in Table 2.IV are best when restricted to periods under 6 hours.

As for the expected amplitude of these variations, it is somewhat harder to estimate. Using the theoretical cloud models of Allard et al. (2003), one can superpose condensed (COND model, clouds) and settled (SETT model, holes) regions to find that the variability amplitude would reach about 50 mmag if some localized inhomogeneity, which could be clouds or holes, cover even just 5% of the surface. From previous studies, it appears that variability amplitudes can be over 100 mmag and SIMP0136 showed variations reaching 50 mmag over a period of 2.4 hours (Artigau et al., 2009). In the end, it looks like our detection limits are more than sufficient to detect the expected photometric variability. Therefore, those inhomogeneous cloud covers should have been detected if they were indeed present on the observed brown dwarfs.

Another target worth mentioning is the T2-dwarf SD1254 because it has been observed many times before with the aim of detecting photometric (Koen et al., 2004) or spectroscopic (Artigau, 2006, Goldman et al., 2008) variability. While the spectroscopic data do show some slight variations, they are not properly correlated and cannot be related to periodic photometric variability in the J -band. Koen et al. (2004) monitored SD1254 photometrically in the near-infrared and showed that SD1254 does not vary by more than 7, 6, and 10 mmag in the J , H , and K_s bands respectively. These observations are consistent with the results presented in Table 2.IV showing that SD1254 does not

vary periodically by more than 5 mmag in the J band. Therefore, SD1254 is not variable despite its promising spectral type (T2) and infrared color ($J - K_s = 1.054$). However, it could be variable at some other times as suggested by the evolution of light curves such as SD1052 and SIMP0136 (Artigau et al., 2009).

Since only one variable target was found out of a sample of nine T dwarfs, one can infer that variability above the 10 mmag level is probably not the norm for T dwarfs, being either intermittent or only present in some objects. However, our sample is too small to impose any good constraints on the fraction of variable brown dwarfs but early estimates based on our sample alone would put it at about 10%. Unfortunately, atmospheric modelling tells us that most brown dwarfs near the L/T transition should exhibit variability. We suggest that this discrepancy might be explained by the presence of complex weather patterns greatly affecting the distribution of clouds and rendering detectable large-scale inhomogeneities rare and transient. This hypothesis is somewhat supported by the observed evolutions in the light curves of SD1052 and SIMP0136 but further studies are required before any conclusions can be drawn.

2.5 Conclusion

We have conducted a survey of photometric variability near the L/T transition and found that only one variable brown dwarf (SD1052 ; T0.5) out of a selected sample of 9 brown dwarfs. SD1052 shows periodic variations with peak-to-peak amplitudes of 40-80 mmag (80-160 mmag if we account for its binarity) over a period of approximately 3 hours while the other 8 targets are not variable periodically by more than 15 mmag on periods ranging from 1 to 6 hours. This sample is too small to put strong constraints on the fraction of variable brown dwarfs but our observations suggest that the occurrence of variability at the L/T transition is relatively modest, roughly 10%. Since the variable brown dwarf SIMP0136 was an early-T dwarf (T2.5), the detection of variability on SD1052, another very early T-dwarf (T0.5), suggests that rotation-induced variability could be limited to the early-T domain. The evolution of the light curves of SD1052 and SIMP0136 on time scales of days indicates that atmospheric features are evolving quite

fast. It may be that periodic variability at the L/T transition is a transient phenomenon, lasting for months or years. More observational data are needed to assess the ubiquity of photometric variability among brown dwarfs near the L/T transition. SD1052 should be observed again to see how its variability evolves over time.

CHAPITRE 3

CONCLUSION

Notre étude de la variabilité photométrique des naines brunes à la transition L/T avait pour but de découvrir des naines brunes de type T-précoce montrant des variations périodiques de leur flux en bande J ($1.2 \mu\text{m}$, proche infrarouge). Parmi les 9 cibles observées avec CPAPIR à l'OMM, une seule s'avéra être variable (SDSS J105213.51+442255.7). Cette naine brune de type T0.5 montre une variabilité périodique avec une période estimée à 3.0 heures et dont l'amplitude pic-à-pic varie entre 40 et 80 mmag en bande J . Les modèles d'atmosphères de naines brunes suggèrent fortement que cette variabilité serait due à la présence de nuages de poussière en suspension dans l'atmosphère de la naine brune mais nos observations photométriques ne permettent pas de tirer une conclusion définitive. On peut néanmoins exclure l'hypothèse d'une binaire rasante à cause de l'évolution de la variabilité sur une échelle temporelle de quelques jours et de la présence de la première harmonique. En effet, nos résultats suggèrent plutôt que le couvert nuageux de la naine brune évolue très rapidement. Bien qu'on ne connaisse que très peu de naines brunes variables près de la transition L/T, nos résultats sur la variabilité de SD1052 semblent concorder avec ceux de SIMP0136, le prototype de naine brune variable à la transition L/T.

Quant aux 8 autres naines brunes observées, l'absence de variations périodiques nous permet de contraindre leur variabilité en bande J à une valeur inférieure à 5-15 mmag. Ces contraintes sont meilleures (1 à 3 fois plus petites) que celles des études précédentes de variabilité à la transition L/T. Bien que notre échantillon ne soit pas suffisamment grand pour obtenir des statistiques fiables, il permet d'estimer grossièrement la fraction de naines brunes variables près de la transition L/T à environ 10%. La variabilité n'est donc pas la norme chez les naines T-précoces, étant soit intermittente ou présente seulement dans certains objets.

Les résultats de nos travaux constituent un ajout significatif à l'étude de la variabilité des naines brunes à la transition L/T. On espère qu'ils permettront d'améliorer les

modèles d'atmosphères qui tentent de décrire la transition L/T à l'aide de nuages de poussière. La détection de variations périodiques sur SD1052 renforce l'hypothèse de l'existence de nuages en suspension dans les naines brunes près de transition L/T. L'amplitude des variations de SD1052 nous fournit aussi quelques indices sur l'ampleur du couvert nuageux. De plus, l'évolution rapide de cette variabilité suggère la présence de phénomènes météorologiques d'envergure sur cette naine brune. SD1052 est donc une cible très particulière qui se doit d'être observée de nouveau pour mieux contraindre la nature de sa variabilité. Par exemple, un simple suivi photométrique en bande K ($2.2 \mu\text{m}$) devrait permettre de déterminer la différence de température entre les nuages et le reste de l'atmosphère. Des observations spectroscopiques résolues dans le temps pourraient aussi nous en apprendre beaucoup sur la composition de ces nuages de poussière.

Nos travaux ont également permis de démontrer les capacités de CPAPIR à l'OMM pour la photométrie différentielle de haute précision. Bien que notre précision photométrique se révéla légèrement inférieure à celle que l'on avait espérée, la précision atteinte est très compétitive. Nos résultats sont donc très encourageants en vue de mener d'autres études similaires à l'OMM ou sur de plus grands télescopes.

BIBLIOGRAPHIE

- C. Alcock, R. A. Allsman, D. Alves, R. Ansari, E. Aubourg, T. S. Axelrod, P. Bareyre, J.-P. Beaulieu, A. C. Becker, D. P. Bennett, S. Brehin, F. Cavalier, S. Char, K. H. Cook, R. Ferlet, J. Fernandez, K. C. Freeman, K. Griest, P. Grison, M. Gros, C. Gry, J. Guibert, M. Lachieze-Rey, B. Laurent, M. J. Lehner, E. Lesquoy, C. Magneville, S. L. Marshall, E. Maurice, A. Milsztajn, D. Minniti, M. Moniez, O. Moreau, L. Moscoso, N. Palanque-Delabrouille, B. A. Peterson, M. R. Pratt, L. Prevot, F. Queinsec, P. J. Quinn, C. Renault, J. Rich, M. Spiro, C. W. Stubbs, W. Sutherland, A. Tomaney, T. Vandehei, A. Vidal-Madjar, L. Vigroux et S. Zylberajch. EROS and MACHO Combined Limits on Planetary-Mass Dark Matter in the Galactic Halo. *Astrophysical Journal, Letters*, 499:L9+, mai 1998.
- F. Allard. Model Atmospheres : Brown Dwarfs from the Stellar Perspective. Dans *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, R. Rebolo, E. L. Martin, & M. R. Zapatero Osorio, éditeur, volume 134, pages 370–+, 1998.
- F. Allard, T. Guillot, H.-G. Ludwig, P. H. Hauschildt, A. Schweitzer, D. R. Alexander et J. W. Ferguson. Model Atmospheres and Spectra : The Role of Dust. Dans *IAU Symposium*, E. Martín, éditeur, volume 211, pages 325–+, juin 2003.
- F. Allard et P. H. Hauschildt. Model atmospheres for M (sub)dwarf stars. 1 : The base model grid. *Astrophysical Journal*, 445:433–450, mai 1995.
- É. Artigau. *Variabilité temporelle des naines T et construction d'une caméra infrarouge à grand champ*. Thèse de doctorat, Université de Montréal (Canada), 2006.
- É. Artigau, S. Bouchard, R. Doyon et D. Lafrenière. Photometric Variability of the T2.5 Brown Dwarf SIMP J013656.5+093347 : Evidence for Evolving Weather Patterns. *Astrophysical Journal*, 701:1534–1539, août 2009.
- É. Artigau, R. Doyon, P. Vallee, M. Riopel et D. Nadeau. CPAPIR : a wide-field infrared camera for the Observatoire du Mont Mégantic. Dans *Society of Photo-Optical*

- Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, A. F. M. Moorwood & M. Iye, éditeur, volume 5492, pages 1479–1486, septembre 2004.
- É. Artigau, R. Lamontagne, R. Doyon et L. Malo. Queue observing at the Observatoire du Mont-Mégantic 1.6-m telescope. Dans *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, David R. Silva, Alison B. Peck, & B. Thomas Soifer, éditeur, volume 7737, juillet 2010.
- C. A. L. Bailer-Jones. Spectroscopic rotation velocities of L dwarfs from VLT/UVES and their comparison with periods from photometric monitoring. *Astronomy and Astrophysics*, 419:703–712, mai 2004.
- C. A. L. Bailer-Jones. Correlated spectral variability in brown dwarfs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 384:1145–1157, mars 2008.
- C. A. L. Bailer-Jones et R. Mundt. A search for variability in brown dwarfs and L dwarfs. *Astronomy and Astrophysics*, 348:800–804, août 1999.
- C. A. L. Bailer-Jones et R. Mundt. Variability in ultra cool dwarfs : Evidence for the evolution of surface features. *Astronomy and Astrophysics*, 367:218–235, février 2001.
- I. Baraffe et F. Allard. Atmosphere models for very low mass stars, brown dwarfs and exoplanets. Dans *IAU Symposium*, T. R. Bedding, A. J. Booth, & J. Davis, éditeur, volume 189, pages 227–233, 1997.
- I. Baraffe, G. Chabrier, T. S. Barman, F. Allard et P. H. Hauschildt. Evolutionary models for cool brown dwarfs and extrasolar giant planets. The case of HD 209458. *Astronomy and Astrophysics*, 402:701–712, mai 2003.
- G. Basri, S. Mohanty, F. Allard, P. H. Hauschildt, X. Delfosse, E. L. Martín, T. Forveille et B. Goldman. An Effective Temperature Scale for Late-M and L Dwarfs, from Resonance Absorption Lines of Cs I and Rb I. *Astrophysical Journal*, 538:363–385, juillet 2000.

- M. R. Bate, I. A. Bonnell et V. Bromm. The formation mechanism of brown dwarfs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 332:L65–L68, mai 2002.
- M. R. Bate, I. A. Bonnell et V. Bromm. The formation of a star cluster : predicting the properties of stars and brown dwarfs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 339:577–599, mars 2003.
- C. H. Blake, D. Charbonneau, R. J. White, M. S. Marley et D. Saumon. Multiepoch Radial Velocity Observations of L Dwarfs. *Astrophysical Journal*, 666:1198–1204, septembre 2007.
- A. P. Boss. Formation of Planetary-Mass Objects by Protostellar Collapse and Fragmentation. *Astrophysical Journal, Letters*, 551:L167–L170, avril 2001.
- J. M. Brett. Opacity sampling model photospheres for M dwarfs. I. Computations, sensitivities and comparisons. *Astronomy and Astrophysics*, 295:736–+, mars 1995.
- A. J. Burgasser. SDSS J080531.84+481233.0 : An Unresolved L Dwarf/T Dwarf Binary. *Astronomical Journal*, 134:1330–1336, octobre 2007.
- A. J. Burgasser. Clouds, Brightening and Multiplicity Across the L Dwarf/T Dwarf Transition. Dans *American Institute of Physics Conference Series*, E. Stempels, éditeur, volume 1094, pages 501–504, février 2009.
- A. J. Burgasser, J. Bloom, K. Cruz, M. Cushing, S. Legget, K. Lodders, A. Mainzer, M. Marley, S. Metchev, S. Mohanty, B. Oppenheimer et A. West. Toward the End of Stars : Discovering the Galaxy’s Coldest Brown Dwarfs. Dans *astro2010 : The Astronomy and Astrophysics Decadal Survey*, pages 33–+, 2009.
- A. J. Burgasser, T. R. Geballe, S. K. Leggett, J. D. Kirkpatrick et D. A. Golimowski. A Unified Near-Infrared Spectral Classification Scheme for T Dwarfs. *Astrophysical Journal*, 637:1067–1093, février 2006a.

- A. J. Burgasser, J. D. Kirkpatrick et M. E. Brown. Three Binary T Dwarfs Identified with HST and Keck. Dans *Bulletin of the American Astronomical Society*, volume 34, pages 658–+, mai 2002a.
- A. J. Burgasser, J. D. Kirkpatrick, K. L. Cruz, I. N. Reid, S. K. Leggett, J. Liebert, A. Burrows et M. E. Brown. Hubble Space Telescope NICMOS Observations of T Dwarfs : Brown Dwarf Multiplicity and New Probes of the L/T Transition. *Astrophysical Journal, Supplement*, 166:585–612, octobre 2006b.
- A. J. Burgasser, J. D. Kirkpatrick et P. J. Lowrance. Multiplicity among Widely Separated Brown Dwarf Companions to Nearby Stars : Gliese 337CD. *Astronomical Journal*, 129:2849–2855, juin 2005.
- A. J. Burgasser, J. Liebert, J. D. Kirkpatrick et J. E. Gizis. A Search for Variability in the Active T Dwarf 2MASS 1237+6526. *Astronomical Journal*, 123:2744–2753, mai 2002b.
- A. J. Burgasser, M. S. Marley, A. S. Ackerman, D. Saumon, K. Lodders, C. C. Dahn, H. C. Harris et J. D. Kirkpatrick. Evidence of Cloud Disruption in the L/T Dwarf Transition. *Astrophysical Journal, Letters*, 571:L151–L154, juin 2002c.
- A. J. Burgasser, R. A. Simcoe, J. J. Bochanski, D. Saumon, E. E. Mamajek, M. C. Cushing, M. S. Marley, C. McMurtry, J. L. Pipher et W. J. Forrest. Clouds in the Coldest Brown Dwarfs : Fire Spectroscopy of Ross 458C. *Astrophysical Journal*, 725:1405–1420, décembre 2010.
- A. Burrows, W. B. Hubbard, J. I. Lunine et J. Liebert. The theory of brown dwarfs and extrasolar giant planets. *Reviews of Modern Physics*, 73:719–765, juillet 2001.
- A. Burrows, M. Marley, W. B. Hubbard, J. I. Lunine, T. Guillot, D. Saumon, R. Freedman, D. Sudarsky et C. Sharp. A Nongray Theory of Extrasolar Giant Planets and Brown Dwarfs. *Astrophysical Journal*, 491:856–+, décembre 1997.
- A. Burrows, D. Sudarsky et I. Hubeny. L and T Dwarf Models and the L to T Transition. *Astrophysical Journal*, 640:1063–1077, avril 2006.

- G. Chabrier et I. Baraffe. Structure and evolution of low-mass stars. *Astronomy and Astrophysics*, 327:1039–1053, novembre 1997a.
- G. Chabrier et I. Baraffe. Theory of low mass stars, brown dwarfs and extra-solar giant planets. Dans *IAU Symposium*, T. R. Bedding, A. J. Booth, & J. Davis, éditeur, volume 189, pages 331–340, 1997b.
- G. Chabrier et I. Baraffe. Theory of Low-Mass Stars and Substellar Objects. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 38:337–377, 2000.
- G. Chabrier, I. Baraffe, F. Allard et P. Hauschildt. Deuterium Burning in Substellar Objects. *Astrophysical Journal, Letters*, 542:L119–L122, octobre 2000a.
- G. Chabrier, I. Baraffe, F. Allard et P. Hauschildt. Evolutionary Models for Very Low-Mass Stars and Brown Dwarfs with Dusty Atmospheres. *Astrophysical Journal*, 542: 464–472, octobre 2000b.
- G. Chabrier, I. Baraffe, F. Allard et P. H. Hauschildt. Review on low-mass stars and brown dwarfs. *ArXiv Astrophysics e-prints*, septembre 2005.
- G. Chauvin, A.-M. Lagrange, C. Dumas, B. Zuckerman, D. Mouillet, I. Song, J.-L. Beuzit et P. Lowrance. A giant planet candidate near a young brown dwarf. Direct VLT/NACO observations using IR wavefront sensing. *Astronomy and Astrophysics*, 425:L29–L32, octobre 2004.
- F. J. Clarke, C. G. Tinney et K. R. Covey. Periodic photometric variability of the brown dwarf Kelu-1. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 332:361–366, mai 2002.
- P. R. M. Eisenhardt, R. L. Griffith, D. Stern, E. L. Wright, M. L. N. Ashby, M. Brodwin, M. J. I. Brown, R. S. Bussmann, A. Dey, A. M. Ghez, E. Glikman, A. H. Gonzalez, J. D. Kirkpatrick, Q. Konopacky, A. Mainzer, D. Vollbach et S. A. Wright. Ultracool Field Brown Dwarf Candidates Selected at 4.5 μm . *Astronomical Journal*, 139:2455–2464, juin 2010.

- M. L. Enoch, M. E. Brown et A. J. Burgasser. Photometric Variability at the L/T Dwarf Boundary. *Astronomical Journal*, 126:1006–1016, août 2003.
- B. Fegley, Jr. et K. Lodders. Atmospheric Chemistry of the Brown Dwarf Gliese 229B : Thermochemical Equilibrium Predictions. *Astrophysical Journal, Letters*, 472:L37+, novembre 1996.
- C. R. Gelino, M. S. Marley, J. A. Holtzman, A. S. Ackerman et K. Lodders. L Dwarf Variability : I-Band Observations. *Astrophysical Journal*, 577:433–446, septembre 2002.
- B. Goldman, M. C. Cushing, M. S. Marley, É. Artigau, K. S. Baliyan, V. J. S. Béjar, J. A. Caballero, N. Chanover, M. Connelley, R. Doyon, T. Forveille, S. Ganesh, C. R. Gelino, H. B. Hammel, J. Holtzman, S. Joshi, U. C. Joshi, S. K. Leggett, M. C. Liu, E. L. Martín, V. Mohan, D. Nadeau, R. Sagar et D. Stephens. CLOUDS search for variability in brown dwarf atmospheres. Infrared spectroscopic time series of L/T transition brown dwarfs. *Astronomy and Astrophysics*, 487:277–292, août 2008.
- D. Grether et C. H. Lineweaver. How Dry is the Brown Dwarf Desert ? Quantifying the Relative Number of Planets, Brown Dwarfs, and Stellar Companions around Nearby Sun-like Stars. *Astrophysical Journal*, 640:1051–1062, avril 2006.
- C. Helling, A. Ackerman, F. Allard, M. Dehn, P. Hauschildt, D. Homeier, K. Lodders, M. Marley, F. Rietmeijer, T. Tsuji et P. Woitke. Comparison of cloud models for Brown Dwarfs. Dans *IAU Symposium*, Y.-S. Sun, S. Ferraz-Mello, & J.-L. Zhou, éditeur, volume 249, pages 173–177, mai 2008.
- W. Herbst, J. Eislöffel, R. Mundt et A. Scholz. The Rotation of Young Low-Mass Stars and Brown Dwarfs. *Protostars and Planets V*, pages 297–311, 2007.
- D. Homeier, F. Allard, P. Hauschildt, T. Barman, A. Schweitzer et E. Baron. Spectral Properties of Brown Dwarfs and Hot Jupiters. Dans *High Resolution Infrared Spectroscopy in Astronomy*, H. U. Käufel, R. Siebenmorgen, & A. Moorwood, éditeur, pages 465–476, 2005.

- V. Joergens et A. Müller. 16-20 M_{Jup} Radial Velocity Companion Orbiting the Brown Dwarf Candidate Cha H_α 8. *Astrophysical Journal, Letters*, 666:L113–L116, septembre 2007.
- H. R. A. Jones et T. Tsuji. Spectral Evidence for Dust in Late-Type M Dwarfs. *Astrophysical Journal, Letters*, 480:L39+, mai 1997.
- J. D. Kirkpatrick. New Spectral Types L and T. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 43:195–245, septembre 2005.
- J. D. Kirkpatrick. Outstanding Issues in Our Understanding of L, T, and Y Dwarfs. Dans *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, G. van Belle, éditeur, volume 384, pages 85–+, avril 2008.
- J. D. Kirkpatrick, T. J. Henry et D. W. McCarthy, Jr. A standard stellar spectral sequence in the red/near-infrared - Classes K5 to M9. *Astrophysical Journal, Supplement*, 77: 417–440, novembre 1991.
- J. D. Kirkpatrick, I. N. Reid, J. Liebert, R. M. Cutri, B. Nelson, C. A. Beichman, C. C. Dahn, D. G. Monet, J. E. Gizis et M. F. Skrutskie. Dwarfs Cooler than “M” : The Definition of Spectral Type “L” Using Discoveries from the 2 Micron All-Sky Survey (2MASS). *Astrophysical Journal*, 519:802–833, juillet 1999.
- G. R. Knapp, S. K. Leggett, X. Fan, M. S. Marley, T. R. Geballe, D. A. Golimowski, D. Finkbeiner, J. E. Gunn, J. Hennawi, Z. Ivezić, R. H. Lupton, D. J. Schlegel, M. A. Strauss, Z. I. Tsvetanov, K. Chiu, E. A. Hoversten, K. Glazebrook, W. Zheng, M. Hendrickson, C. C. Williams, A. Uomoto, F. J. Vrba, A. A. Henden, C. B. Luginbuhl, H. H. Guetter, J. A. Munn, B. Canzian, D. P. Schneider et J. Brinkmann. Near-Infrared Photometry and Spectroscopy of L and T Dwarfs : The Effects of Temperature, Clouds, and Gravity. *Astronomical Journal*, 127:3553–3578, juin 2004.
- C. Koen, N. Matsunaga et J. Menzies. A search for short time-scale JHK variability in ultracool dwarfs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 354:466–476, octobre 2004.

- C. Koen, T. Tanabé, M. Tamura et N. Kusakabe. JHK_s time-series observations of a few ultracool dwarfs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 362:727–736, septembre 2005.
- D. Lafrenière, R. Jayawardhana et M. H. van Kerkwijk. Direct Imaging and Spectroscopy of a Planetary-Mass Candidate Companion to a Young Solar Analog. *Astrophysical Journal, Letters*, 689:L153–L156, décembre 2008.
- S. K. Leggett, F. Allard, A. J. Burgasser, H. R. A. Jones, M. S. Marley et T. Tsuji. Spectral classification beyond M. Dans *ESA Special Publication*, F. Favata, G. A. J. Hussain, & B. Battrick, éditeur, volume 560, pages 143–+, mars 2005.
- S. K. Leggett, M. C. Cushing, D. Saumon, M. S. Marley, T. L. Roellig, S. J. Warren, B. Burningham, H. R. A. Jones, J. D. Kirkpatrick, N. Lodieu, P. W. Lucas, A. K. Mainzer, E. L. Martín, M. J. McCaughrean, D. J. Pinfield, G. C. Sloan, R. L. Smart, M. Tamura et J. Van Cleve. The Physical Properties of Four ~600 K T Dwarfs. *Astrophysical Journal*, 695:1517–1526, avril 2009.
- M. C. Liu, T. J. Dupuy et S. K. Leggett. Discovery of a Highly Unequal-mass Binary T Dwarf with Keck Laser Guide Star Adaptive Optics : A Coevality Test of Substellar Theoretical Models and Effective Temperatures. *Astrophysical Journal*, 722:311–328, octobre 2010.
- M. C. Liu, S. K. Leggett, D. A. Golimowski, K. Chiu, X. Fan, T. R. Geballe, D. P. Schneider et J. Brinkmann. SDSS J1534+1615AB : A Novel T Dwarf Binary Found with Keck Laser Guide Star Adaptive Optics and the Potential Role of Binarity in the L/T Transition. *Astrophysical Journal*, 647:1393–1404, août 2006.
- N. R. Lomb. Least-squares frequency analysis of unequally spaced data. *Astrophysics and Space Science*, 39:447–462, février 1976.
- P. W. Lucas, C. G. Tinney, B. Burningham, S. K. Leggett, D. J. Pinfield, R. Smart, H. R. A. Jones, F. Marocco, R. J. Barber, S. N. Yurchenko, J. Tennyson, M. Ishii, M. Tamura, A. C. Day-Jones, A. Adamson, F. Allard et D. Homeier. The discovery

- of a very cool, very nearby brown dwarf in the Galactic plane. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 408:L56–L60, octobre 2010.
- K. L. Luhman, V. Joergens, C. Lada, J. Muzerolle, I. Pascucci et R. White. The Formation of Brown Dwarfs : Observations. *Protostars and Planets V*, pages 443–457, 2007.
- G. W. Marcy et R. P. Butler. Detection of Extrasolar Giant Planets. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 36:57–98, 1998.
- G. W. Marcy et R. P. Butler. Planets Orbiting Other Suns. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 112:137–140, février 2000.
- M. S. Marley, A. S. Ackerman, A. J. Burgasser, D. Saumon, K. Lodders et R. Freedman. Clouds and Clearings in the Atmospheres of the L and T Dwarfs. Dans *IAU Symposium*, E. Martín, éditeur, volume 211, pages 333–+, juin 2003.
- M. S. Marley et S. K. Leggett. *The Future of Ultracool Dwarf Science with JWST*, pages 101–+. Springer Netherlands, 2009.
- M. S. Marley, D. Saumon et C. Goldblatt. A Patchy Cloud Model for the L to T Dwarf Transition. *Astrophysical Journal, Letters*, 723:L117–L121, novembre 2010.
- E. L. Martín, X. Delfosse, G. Basri, B. Goldman, T. Forveille et M. R. Zapatero Osorio. Spectroscopic Classification of Late-M and L Field Dwarfs. *Astronomical Journal*, 118:2466–2482, novembre 1999.
- E. L. Martín, M. R. Zapatero Osorio et H. J. Lehto. Photometric Variability in the Ultracool Dwarf BRI 0021-0214 : Possible Evidence for Dust Clouds. *Astrophysical Journal*, 557:822–830, août 2001.
- S. Mohanty et G. Basri. Rotation and Activity in Mid-M to L Field Dwarfs. *Astrophysical Journal*, 583:451–472, janvier 2003.

- M. Morales-Calderón, J. R. Stauffer, J. D. Kirkpatrick, S. Carey, C. R. Gelino, D. Barro y Navascués, L. Rebull, P. Lowrance, M. S. Marley, D. Charbonneau, B. M. Patten, S. T. Megeath et D. Buzasi. A Sensitive Search for Variability in Late L Dwarfs : The Quest for Weather. *Astrophysical Journal*, 653:1454–1463, décembre 2006.
- T. Nakajima, B. R. Oppenheimer, S. R. Kulkarni, D. A. Golimowski, K. Matthews et S. T. Durrance. Discovery of a cool brown dwarf. *Nature*, 378:463–465, novembre 1995.
- B. R. Oppenheimer, S. R. Kulkarni et J. R. Stauffer. Brown Dwarfs. *Protostars and Planets IV*, pages 1313–+, mai 2000.
- R. Racine. The Mont Megantic astronomical observatory - A new major observatory for Canada. *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada*, 72:324–334, décembre 1978.
- R. Rebolo, E. L. Martin et A. Magazzu. Spectroscopy of a brown dwarf candidate in the Alpha Persei open cluster. *Astrophysical Journal, Letters*, 389:L83–L86, avril 1992.
- R. Rebolo, M. R. Z. Osorio et E. L. Martín. Discovery of a brown dwarf in the Pleiades star cluster. *Nature*, 377:129–131, septembre 1995.
- B. Reipurth et C. Clarke. The Formation of Brown Dwarfs as Ejected Stellar Embryos. *Astronomical Journal*, 122:432–439, juillet 2001.
- E. L. Rice, J. K. Faherty et K. L. Cruz. The Lowest-mass Member of the β Pictoris Moving Group. *Astrophysical Journal, Letters*, 715:L165–L170, juin 2010.
- R. E. Ryan, Jr., N. P. Hathi, S. H. Cohen et R. A. Windhorst. Constraining the Distribution of L and T Dwarfs in the Galaxy. *Astrophysical Journal, Letters*, 631:L159–L162, octobre 2005.
- D. Saumon, P. Bergeron, J. I. Lunine, W. B. Hubbard et A. Burrows. Cool zero-metallicity stellar atmospheres. *Astrophysical Journal*, 424:333–344, mars 1994.

- D. Saumon, W. B. Hubbard, A. Burrows, T. Guillot, J. I. Lunine et G. Chabrier. A Theory of Extrasolar Giant Planets. *Astrophysical Journal*, 460:993–+, avril 1996.
- J. D. Scargle. Studies in astronomical time series analysis. II - Statistical aspects of spectral analysis of unevenly spaced data. *Astrophysical Journal*, 263:835–853, décembre 1982.
- D. M. Terndrup, A. Krishnamurthi, M. H. Pinsonneault et J. R. Stauffer. A Search for Photometric Rotation Periods in Low-Mass Stars and Brown Dwarfs in the Pleiades. *Astronomical Journal*, 118:1814–1818, octobre 1999.
- C. G. Tinney, A. J. Burgasser et J. D. Kirkpatrick. Infrared Parallaxes for Methane T Dwarfs. *Astronomical Journal*, 126:975–992, août 2003.
- C. G. Tinney et A. J. Tolley. Searching for weather in brown dwarfs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 304:119–126, mars 1999.
- T. Tsuji. Dust in the Photospheric Environment. III. A Fundamental Element in the Characterization of Ultracool Dwarfs. *Astrophysical Journal*, 621:1033–1048, mars 2005.
- F. J. Vrba, A. A. Henden, C. B. Luginbuhl, H. H. Guetter, J. A. Munn, B. Canzian, A. J. Burgasser, J. D. Kirkpatrick, X. Fan, T. R. Geballe, D. A. Golimowski, G. R. Knapp, S. K. Leggett, D. P. Schneider et J. Brinkmann. Preliminary Parallaxes of 40 L and T Dwarfs from the US Naval Observatory Infrared Astrometry Program. *Astronomical Journal*, 127:2948–2968, mai 2004.
- A. Whitworth, M. R. Bate, Å. Nordlund, B. Reipurth et H. Zinnecker. The Formation of Brown Dwarfs : Theory. *Protostars and Planets V*, pages 459–476, 2007.
- M. R. Zapatero Osorio, J. A. Caballero, V. J. S. Béjar et R. Rebolo. Photometric variability of a young, low-mass brown dwarf. *Astronomy and Astrophysics*, 408:663–673, septembre 2003.

M. R. Zapatero Osorio, E. L. Martín, H. Bouy, R. Tata, R. Deshpande et R. J. Wainscoat.
Spectroscopic Rotational Velocities of Brown Dwarfs. *Astrophysical Journal*, 647:
1405–1412, août 2006.