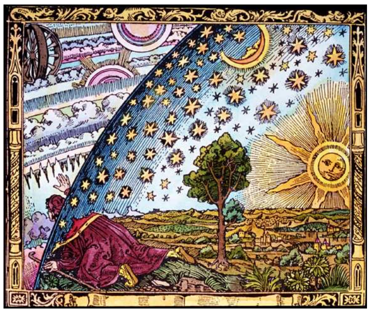
Chapitre 3

Calibration en magnitude absolue des étoiles de type B dans le proche IR



– Gravure sur bois de la Renaissance

L'un des intérêts majeurs qui nous pousse à obtenir de façon précise les magnitudes absolues des étoiles du haut de la séquence principale dans l'infrarouge proche est l'utilisation de ces étoiles lumineuses en tant qu'indicateurs de distance pour étudier la structure du disque Galactique. La notion de calibration est nécessaire non seulement pour appréhender notre place dans l'Univers, mais aussi pour déterminer les positions relatives et absolues de chacun de ses constituants. Cette idée est remarquablement bien représentée sur l'image ci-dessus où toutes les étoiles étaient considérées à la même distance, sur la sphère des fixes. Au-delà régnait l'inconnu. De nos jours, la vision que l'on a de la répartition des étoiles est plus complexe et il faut définir une échelle de calibration des distances. Grâce à leur grande luminosité, les étoiles du haut de la séquence principale sont visibles sur de grandes distances. De plus, leur courte durée de vie contribue à garder ces étoiles proches de leur lieu de naissance, il n'y a pas de migration majeure. Ainsi, les étoiles du haut de la séquence principale sont d'excellents traceurs de la distribution des populations les plus jeunes. Notons toutefois le fait important suivant : il n'est pas acceptable de faire des hypothèses sur la structure Galactique pour en déduire la distance de ces étoiles qui justement vont servir à calibrer les critères de luminosité. Les seules méthodes qui restent ainsi à notre disposition sont donc la parallaxe trigonométrique ou bien le recours à des étoiles qui font partie de systèmes binaires ou d'amas et dont les distances à ces derniers ont été calculées indépendamment de toute hypothèse sur la structure Galactique. À l'heure actuelle, les données les plus précises concernant la mesure des distances sont issues de la mission Hipparcos qui a permis la détermination des parallaxes de quelques 100 000 étoiles avec une précision jusque-là inégalée dans l'histoire de l'astronomie. Comparé au domaine visible, l'infrarouge proche présente de nombreux avantages pour établir une telle calibration. L'extinction y est moindre et surtout, le nombre de jeunes amas ouverts dans notre Galaxie a considérablement augmenté avec la mise à disposition publique de grands relevés infrarouges très sensibles comme 2MASS qui a révélé des centaines d'objets distants trop obscurcis pour être détectés dans le visible (Bica et al. 2003 ; Ivanov et al. 2002). Des outils de calibration basés sur l'infrarouge sont donc une étape nécessaire dans la détermination des distances et des propriétés de ces amas.

Les étoiles les plus lumineuses du haut de la séquence principale (de Jager 1980), de type spectral O, semblent les plus appropriées pour établir une calibration et déterminer l'échelle des distances extragalactiques. Néanmoins, leur évolution rapide et relativement peu comprise, la dispersion observée parmi leurs propriétés, le rôle important joué par la perte de masse dans leur signature spectrale jettent un doute quand à la faisabilité d'une telle entreprise (Garmany 1990). On remarquera également les subtiles différences spectroscopiques observées pour des stades évolutifs différents (Morris et al. 1996). Nous nous limiterons donc à des étoiles moins extrêmes, à savoir celles de type spectral B (Underhill & Doazan 1982), qui fournissent une bonne alternative, surtout du point de vue Galactique.

Après un bref résumé des propriétés de ces étoiles de type B, nous sélectionnerons les données Hipparcos et 2MASS les plus appropriées à l'élaboration de la calibration magnitude infrarouge proche vs type spectral et nous réaliserons leur identification croisée. Ensuite nous examinerons en détails les propriétés photométriques et spectrales des étoiles de notre échantillon qui seront également dérougies. Puis nous présenterons le résultat de la calibration magnitude absolue vs type spectral. Pour finir, afin d'évaluer l'origine de la dispersion observée sur cette calibration et de quantifier l'importance d'effets non considérés, nous effectuerons une simulation prenant en compte les diverses sources d'erreurs.

3.1 Caractéristiques des étoiles de type B

Les étoiles de type B sont considérées comme des phares célestes. Sans elles, le ciel nocturne vu par l'œil humain perdrait toute signification : la Croix du Sud disparaîtrait, la fleuve Eridan n'aurait pas de fin et le Scorpion serait méconnaissable. Le Chasseur se réduirait à son épaule gauche avec Bételgeuse, dans Orion.

Parmi les 100 étoiles les plus proches, aucune n'est de type spectral B. Par contre, parmi les 100 étoiles les plus brillantes du ciel, un tiers est constitué d'étoiles de type B, beaucoup plus que pour n'importe quel autre type spectral. Grâce à ce paradoxe étonnant, lié à leur grande luminosité intrinsèque, les étoiles de type B semblent dominer le ciel nocturne, bien plus que ne le reflète leur réelle proportion au sein des divers types d'étoiles.

L'une des plus fameuses étoiles de type B est Sanduleak, qui explosa pour donner naissance à la supernova SN1987A dans le Grand Nuage de Magellan, à proximité de la nébuleuse de la Tarentule. Cette étoile était initialement une *tranquille* supergéante de type B3Iab de 12 mag. Pourtant distante de 50 000 parsecs, l'événement spectaculaire de son explosion la rendit visible à l'œil nu sous la forme d'une étoile de 3 mag.

Les étoiles de type B sont fréquemment associées aux étoiles de type O, encore plus rares, mais qui partagent de nombreuses propriétés communes. Ces deux types caractérisent des étoiles chaudes, bleues, génératrices d'abondantes radiations ultraviolettes. Leurs raies de l'hydrogène s'affaiblissent pour des températures croissantes, ils possèdent tous deux des raies de l'hélium. Pour finir, ces deux types sont bien souvent spatialement corrélés. Pour toutes ces raisons, on regroupe parfois les étoiles de type B avec les étoiles de type O sous la forme plus générale d'étoiles OB.

Les étoiles de type B sont des étoiles chaudes, massives, avec des températures effectives comprises entre 10 000 et 30 000 K et des masses allant de 2 à 20 $M_\odot$. Ce sont des étoiles jeunes, qui traversent rapidement les différentes étapes de l'évolution stellaire. Leur durée de vie est négligeable à l'échelle de temps Galactique, mais elles prennent néanmoins une part essentielle au processus d'évolution Galactique. Par l'intermédiaire de leurs vents stellaires durant leur vie, mais aussi lors de leur mort lorsqu'elles explosent en supernovae, ces étoiles injectent de grandes quantités d'énergie cinétique dans le milieu interstellaire. De la même façon, elles éjectent des éléments lourds, produits au plus profond de leur cœur stellaire, contribuant ainsi à l'enrichissement en métallicité du milieu interstellaire. Néanmoins leur évolution est loin d'être entièrement comprise. Une grande variété de phénomènes stellaires est observée. Shore (1993) présente une vue d'ensemble des divers types d'étoiles massives et la taxonomie associée.

3.1.1 Propriétés spectrales

Les étoiles de type B sont très proéminentes dans l'ultraviolet. Plus on remonte la séquence principale, plus cette radiation est présente dans les spectres stellaires. En revanche, les types spectraux ont été définis dans le but de décrire les spectres des étoiles obtenus dans le domaine visible. Ainsi, classification spectrale et domaine visible sont intimement liés. C'est pourquoi nous limiterons la description des spectres des étoiles de type B au domaine visible. Cette information spectrale est précieuse pour les étoiles de type jeune car elles ne peuvent pas être classifiées sur la seule base de leur photométrie (Massey 1985 ; Conti 1986). Même dans l'UV, on observe seulement la queue de distribution de Rayleigh-Jeans et il n'y a pas de relation entre les couleurs intrinsèques et le type spectral.

L'intensité des raies spectrales, qui dépend de la température et de la pression électronique, est gérée par la loi de Boltzmann et la formule de Saha. Ainsi, dans le domaine visible, une étoile de type B ($\sim$ 20 000 K) est une étoile dont le spectre laisse apparaître les raies de l'hélium neutre HeI. En revanche, les raies ionisées de l'hélium sont absentes de son spectre, ceci étant une propriété caractéristique des étoiles de type O. À titre de comparaison, les raies de l'HeI sont invisibles dans le spectre des étoiles de type A. Le spectre des étoiles de type B est également dominé par les raies de l'hydrogène de la série de Balmer. Les raies de l'HeI atteignent un maximum aux alentours du type spectral B2, alors que les raies de l'hydrogène de la série de Balmer culminent au type spectral A2. Ainsi, le long de la séquence des étoiles de type B, les raies de l'hélium et de l'hydrogène montrent des comportement opposés.

À partir de 9 500 K, les raies de l'hydrogène commencent à disparaître, l'hydrogène s'ionise rapidement. Au même moment, les raies de l'hélium neutre apparaissent, pour la première fois aux alentours du type spectral B9. Elles s'intensifient jusqu'au type spectral B2 puis disparaissent avec l'amorçage rapide de l'ionisation de l'hélium. Les raies dominantes du spectre sont alors celles de l'HeII qui apparaissent au type spectral B2 et continuent de se développer pour les types spectraux O. La plupart des lignes métalliques sont absentes ou faibles mais on trouve un certain nombre d'états d'ionisation plus élevés pour le silicon, l'oxygène et le carbone.

Les étoiles de type B posent un problème de classification en raison de leur large bande spectrale couverte. Elles englobent un intervalle de température énorme, allant de 10 000 K pour le type spectral B9, jusqu'à près de 30 000 K pour le type spectral B0. Cet intervalle reflète une dispersion similaire pour la distribution de masse, allant approximativement de 3 à 20 $M_{\odot}$. Les simples sous types spectraux ne suffisent plus à décrire le large éventail de phénomènes. Les types B0.5 et B9.5 font leur apparition. L'acuité du problème s'intensifie lorsque l'on a affaire aux diverses classes de luminosité.

3.1.2 Associations OB

La distribution apparente des étoiles de type B est loin d'être uniforme. Les étoiles de type B sont confinées dans le plan Galactique (échelle de hauteur de 100 parsecs), là où sont concentrés la poussière interstellaire et le gaz. Si l'on considère uniquement les étoiles de type B de magnitudes apparentes plus brillantes que 6.5, on obtient une distribution le long d'un plan incliné d'environ 20 degrés par rapport au plan Galactique. Cette concentration d'étoiles correspond à ce que l'on nomme la ceinture de Gould, du nom de son découvreur au XIXe siècle. L'inclinaison de ce plan semble être liée à une déformation locale du disque Galactique. Cette relation entre étoiles chaudes et confinement spatial au plan Galactique est un exemple de la corrélation stellaire entre le type spectral et la distribution spatiale dans la Galaxie. Par exemple, les étoiles de type M sont nettement moins associées au disque Galactique et peuvent se répartir sur de grandes distances, jusqu'à l'intérieur du halo Galactique sphéroïdal. Ces distinctions sont liées aux différents âges stellaires. Dans la mesure où les étoiles OB, massives et lumineuses, brûlent leur réservoir nucléaire à des taux vertigineux, leur durée de vie est limitée, les étoiles massives se sont formées récemment et on les trouve donc nécessairement à proximité de leur lieu de naissance, là où se situent aussi les plus grandes concentrations de gaz et de poussières interstellaires d'où elles sont issues, principalement dans les bras spiraux. Code (1993) met en valeur le lien entre le développement de l'astronomie et la compréhension des étoiles massives et de quelle manière cela a mené à la première représentation de la structure spirale de la Galaxie avec Morgan, Sharpless & Osterbrock (1952).

Une autre caractéristique spatiale de ces étoiles est qu'elles forment des concentrations, des amas, comme en témoignent les deux grands rivaux mythologiques Scorpion et Orion. Ce phénomène est particulièrement visible pour les étoiles de type B0 à B3. Cette propriété fut découverte pour la première fois par Pannekoek (1929) et à la fin des années 40, Ambartsumian (1947) montra que les étoiles de type B, étant des objets jeunes, ne pouvaient pas être très éloignées de leur lieu de naissance, expliquant ainsi les concentrations d'étoiles. Une concentration d'étoiles de types O et B, entourées de nébulosité, est nommée une association OB. Lada & Lada (1991) définissent une telle concentration comme un groupe de 10 étoiles ou plus, physiquement liées et dont la densité spatiale se situe bien en dessous de la limite de stabilité de $1\ \mathrm{M}_{\odot}.\mathrm{pc}^{-1}$. De nombreuses propriétés des associations OB ont été présentées par Blaauw (1964). Garmany (1991, 1994) donne un point de vue historique et discute la formation des étoiles massives. Les étoiles massives se sont formées récemment, 50% d'entre elles dans des associations OB d'après Massey (1990). La plus brillante étoile de type B connue est Cyg OB2 12, la douzième étoile de l'association OB numéro deux de la constellation du Cygne. Le plus fameux des amas est celui des Pleïades, dans le Taureau. Chacune des sept sœurs sont des étoiles de type B. N'oublions pas que cet amas joue un rôle décisif dans la calibration du diagramme HR par la technique de l'ajustement à la séquence principale. Sans cet amas précieux, dont la présence nocturne marque les cieux hivernaux de l'hémisphère nord, et dont les diverses apparitions ont indiqué les temps propres aux semailles et aux moissons, sans cet amas connu de toutes les cultures et civilisations, l'humanité serait bien appauvrie.

3.2 Difficultés observationnelles

De nombreuses tentatives ont été menées pour obtenir une calibration précise des magnitudes absolues des étoiles de type B. Malheureusement, on doit faire face à de nombreuses difficultés observationnelles.

Tout d'abord ce sont des étoiles massives qui évoluent rapidement. Leur durée de vie étant courte, on a donc moins de chances de les observer que les étoiles de type spectral plus tardif qui restent plus longtemps sur la séquence principale. De plus, en raison de la pente raide de la Fonction de Masse Initiale ou FMI (Miller & Scalo 1979 ; Hill et al. 1994), elles sont initialement peu nombreuses, comparées aux étoiles de plus faibles masses et de type spectraux plus tardifs.

En plus d'être peu nombreuses, très peu de ces étoiles sont proches du Soleil. Comme il est difficile d'obtenir des mesures de distance précises pour les objets éloignés, on dispose de très peu d'étoiles de type B dont la luminosité est connue. Seulement quelques unes d'entre elles ont une parallaxe trigonométrique suffisamment précise pour tenter de déterminer l'échelle absolue des magnitudes. Cette échelle est donc mal connue, la statistique étant insuffisante. Pour les étoiles les plus distantes, non seulement l'incertitude sur la distance relative augmente, mais également l'extinction interstellaire d'avant-plan qui introduit la nécessité d'une correction qui rend les magnitudes intrinsèques encore plus incertaines. De plus, les étoiles de type jeune sont souvent localisées dans des régions de formation d'étoiles récentes associées à de considérables densités de colonne de poussières qui peuvent faire varier l'extinction d'une ligne de visée à l'autre. Par ailleurs, des effets difficiles à mesurer pour les étoiles individuelles, tels que la rotation ou une binarité non détectée, sont susceptibles d'altérer leurs propriétés observées.

Pour s'affranchir du problème lié à la détermination des distances, on tire souvent avantage du fait que les étoiles de type B sont très souvent membres d'amas ou d'associations OB. La mesure des distances aux étoiles de type B est alors basée sur la distance de l'association mère, qui est elle-même déterminée par la méthode de l'ajustement à la séquence principale (Blaauw 1963). On comprendra donc qu'il est crucial de vérifier que l'étoile est bien un membre physique de l'association. Garmany & Stencel (1992) ont réexaminé en détails les distances et appartenances disponibles au travers de la littérature mais n'ont pas trouvé d'amélioration à la grande dispersion observée sur M_{V} pour un type spectral donné. Il est à noter que Walborn (2002) a examiné de façon critique cette dernière étude et a conclu à une dispersion significativement plus petite. La meilleure façon de procéder est encore de montrer que le mouvement de chaque étoile dans le groupe est le même. Pour cela, il faut disposer à la fois des vitesses radiales et des mouvements propres. Pour tester l'appartenance de l'étoile au groupe, on peut aussi s'assurer de la proximité apparente de l'étoile sur le ciel par rapport au groupe, ou bien encore regarder la position apparente de l'étoile dans le diagramme couleur-magnitude du groupe. Cette dernière possibilité suppose que l'on connaisse au préalable les magnitudes absolues approximatives pour chaque type spectral et où les étoiles sont censées se situer dans le diagramme couleur-magnitude. Or de nombreuses étoiles de type jeune sont des binaires proches, non résolues lorsque des mesures de magnitudes et de couleurs sont effectuées. Il s'ensuit une dispersion inévitable dans le diagramme couleur-magnitude de n'importe quel amas ou groupe d'étoiles jeunes.

La méthode des parallaxes spectroscopiques n'est pas mieux adaptée car elle nécessite l'aide d'une bonne calibration, ce qui est précisément ce que l'on recherche ici ! Une comparaison des méthodes photométriques et spectroscopiques est donnée par Reed (1995).

Notons l'existence d'une autre méthode à laquelle on peut avoir recours pour estimer les magnitudes absolues des étoiles. Cette méthode s'applique aux systèmes binaires assez éloignés afin d'éviter toute déformation et contamination par les effets de marée. En effet, la luminosité d'une étoile est donnée par :

$$L = (4\pi R^2) \times (\sigma T_{\mathrm{eff}}^4)$$

où R est le rayon de l'étoile, T_{eff} sa température effective et σ la constante de Stefan. La différence entre la magnitude bolométrique absolue du Soleil et celle de l'étoile est alors donnée par :

$$\Delta M_{\mathrm{bol}} = 2.5 \log \frac{L}{L_\odot} = 5 \log \frac{R}{R_\odot} + 10 \log \frac{T_{\mathrm{eff}}}{T_{\mathrm{eff}\odot}}$$

La magnitude bolométrique absolue du soleil, son rayon et sa température effective étant connus, il reste à estimer le rayon de l'étoile à partir des courbes de lumière et des vitesses radiales de la binaire, ainsi que la température effective à partir du type spectral pour aboutir à la magnitude absolue bolométrique de l'étoile. Finalement, pour avoir accès à la magnitude absolue de l'étoile dans une bande photométrique, il reste un dernier paramètre à estimer, la correction bolométrique, que l'on déduit d'études théoriques.

Il fallut attendre la mission spatiale Hipparcos et ses mesures de parallaxes précises à la milliseconde d'arc près (ESA 1997) pour réaliser avec une précision jusque là inégalée les mesures des distances aux associations OB (de Zeeuw et al. 99), et par voie de conséquence aux étoiles de type B qu'elles contiennent. Une nouvelle ère s'est ouverte avec l'avènement d'Hipparcos, qui a rendu possible l'établissement de calibrations plus précises et contribué au développement de nouvelles méthodes de calibrations (Luri et al. 1996). Les distances aux étoiles de type B sont maintenant beaucoup mieux connues (Cramer 1997, 1999). Hipparcos a permis une avancée importante en direction d'une calibration absolue des magnitudes de ces étoiles.

Néanmoins, les étoiles des associations OB sont souvent entourées d'une quantité non négligeable de poussières circumstellaires, les résidus de leur naissance, ce qui entraîne localement une forte extinction dans le domaine visible. Les données Hipparcos ne nous sont ici d'aucune utilité pour résoudre ce problème car les mesures de magnitudes réalisées par Hipparcos ont été effectuées dans le domaine visible. Plus généralement, il faut disposer de magnitudes infrarouges, par ex. celles du catalogue 2MASS, pour s'affranchir du problème de l'extinction. L'infrarouge permet d'obtenir une vue pratiquement non obscurcie de ces étoiles jeunes enfouies dans la poussière. Whittet & van Breda (1980) insistent sur le fait que même si le flux intrinsèque d'une étoile dans l'infrarouge est plus faible que dans le visible, tout ceci est largement compensé par le fait que l'extinction totale à $2\ \mu\mathrm{m}$ est plus faible qu'à $2\ 000$ Å d'un facteur $\sim 2 \times 10^5$. Le seul inconvénient majeur de l'infrarouge est lié à la contribution non négligeable de la poussière à l'émission totale pour les étoiles les plus jeunes (Thé et al. 1986 ; Steenman & Thé 1989), bien que cet effet puisse généralement s'estimer à partir de diagrammes couleur-couleur JHK. Les radiations émises par les jeunes étoiles massives ionisent le gaz environnant, chauffant ainsi le cocon de poussières circumstellaires, qui réémet fortement dans l'infrarouge (Chini & Krügel 1985). On observe alors dans le spectre de ces étoiles ce que l'on nomme un excès infrarouge. Les spectres infrarouges de ces étoiles sont aussi contaminés par de l'émission non-photosphérique liée à l'émission *free-free* induite par les vents stellaires (Leitherer & Wolf 1984). L'utilisation des bandes photométriques situées dans le proche infrarouge, plutôt que dans le visible ou l'infrarouge, apparaît alors comme un compromis nécessaire et efficace. D'une part le proche infrarouge est parfaitement adapté pour éliminer le problème de l'extinction, et d'autre part, il n'est pas situé dans des longueurs d'ondes suffisamment rouges pour subir les effets additionnels de l'émission infrarouge circumstellaire.

3.3 Premières tentatives de calibration

On peut calibrer la luminosité absolue des étoiles en fonction soit de la photométrie sur les raies de Balmer, soit des couleurs, soit des types spectraux. En matière de classification spectrale et de son intérêt, on se reportera au livre de Jaschek & Jaschek (1987) et aussi à Kaler (1989).

Depuis plusieurs dizaines d'années, la calibration des étoiles de type jeune a été entreprise dans le visible par nombre d'auteurs. Les premiers travaux pourront être trouvés dans Blaauw (1963), Murphy (1969), Underhill (1966), Walborn (1972) et une synthèse sur le sujet dans de Geus (1990). En dépit de méthodes d'analyses de plus en plus raffinées et du matériel observationnel de meilleure qualité utilisés pour pallier aux difficultés présentées à la Section précédente, la conclusion reste la même. Dans le visible, quel que soit le type spectral, on observe une large dispersion pouvant atteindre plusieurs magnitudes, dans la calibration des magnitudes absolues des étoiles de type jeune. Dans la mesure où les améliorations techniques et observationnelles ne changent guère la conclusion, on peut conclure que l'origine de cette dispersion provient des propriétés astrophysiques intrinsèques des échantillons d'étoiles. Il est d'ailleurs intéressant de comparer les résultats similaires trouvés par Blaauw (1956) et Jaschek & Gómez (1998), en dépit du gain en qualité des échantillons d'étoiles utilisés dans ces travaux, sur un intervalle de temps de 40 ans !

3.4 Données

Le présent travail s'appuie sur la combinaison de deux échantillons de données homogènes et de très haute qualité : Hipparcos et 2MASS *All-Sky Release*. Disponibles depuis quelques années, ils ont rendu possible la production d'un échantillon fiable d'étoiles de type B membres d'associations OB dont l'appartenance aux associations et les magnitudes infrarouges sont parfaitement déterminées.

3.4.1 Associations OB, Hipparcos et 2MASS

De Zeeuw et al. (1999), ci-après DZ99, ont réalisé un relevé stellaire complet de 12 associations OB comprises dans une sphère de 1 kpc centrée sur le Soleil. La liste des membres de ces associations est basée sur l'information positionnelle et cinématique obtenue par le satellite astrométrique Hipparcos. Les données Hipparcos ont également permis à DZ99 de calculer des distances moyennes précises ($D_{\rm moy}$) pour chacune de ces associations OB. Le résultat de leur compilation est disponible sous forme d'une table électronique au Centre de Données astronomiques de Strasbourg (CDS) par l'intermédiaire de la base de données VizieR (Ochsenbein et al. 2000) sous le numéro J/AJ/117/354. L'appartenance aux associations OB est assurée car elle a été déterminée à la fois à l'aide des positions, mouvements propres et parallaxes Hipparcos. Quelques-uns des principaux résultats de DZ99 sont résumés dans la Tab. 3.1. Pour chaque étoile répertoriée dans leur catalogue, le nom de l'association OB à laquelle elle appartient, l'identificateur Hipparcos ainsi que la probabilité d'appartenance est donnée. Le catalogue contient 1 130 étoiles.

De plus, l'utilisation d'un échantillon de données homogène, tel Hipparcos, évite les effets systématiques difficiles à évaluer lorsqu'il s'agit d'une compilation de données issue de différents auteurs et méthodes.

Les distances moyennes aux associations OB fournies par Hipparcos sont connues avec une grande précision comme l'attestent les résultats de DZ99 cités dans le Tab. 3.1. Si toutes les étoiles membres d'une même association OB pouvaient être considérées à la même distance du Soleil, l'incertitude systématique introduite sur leur magnitude absolue, directement liée à l'incertitude sur $D_{\rm moy}$ (Tab. 3.1, $\Delta M_{\rm moy}$), excéderait à peine 0.1 mag dans le pire des cas. Cependant, la taille L de l'association est dans tous les cas beaucoup plus large que l'incertitude sur la distance moyenne $D_{\rm moy}$ de ses étoiles. Ainsi, l'incertitude liée à la profondeur de l'association domine sur l'incertitude de la distance moyenne. La contribution à l'incertitude sur la magnitude absolue, induite par l'effet de profondeur, peut être estimée en supposant que l'extension spatiale de l'association le long de la ligne de visée est égale à sa taille projetée en parsec (Brown et al. 1999), calculée à partir de son extension sur le ciel et en supposant une symétrie sphérique. Les valeurs $\Delta M_{\rm prof}$ calculées pour chaque association sont reportées dans le Tab. 3.1. L'incertitude totale sur les magnitudes absolues doit donc prendre en compte les deux sources d'erreurs de la façon suivante :

$$\Delta M = \frac{2.17}{D_{\rm moy}} \times (\Delta D_{\rm moy} + L/2)$$

Dans certains cas, notamment pour les étoiles des associations les plus proches, il peut s'avérer que l'incertitude générée par l'effet de profondeur devienne suffisamment conséquent pour devoir chercher une alternative à l'utilisation de $D_{\rm moy}$ pour la distance aux étoiles. Dans ce cas, on fera tout simplement usage des parallaxes Hipparcos, dont l'erreur standard médiane est de ~ 1 mas (Mignard 1997) pour les étoiles plus brillantes que la magnitude 9.

Il y a donc deux cas de figure pour le calcul de la magnitude absolue :

- Cas a. Si la taille de l'association n'est plus négligeable devant sa distance, c'est-à-dire si $(L/2)/D_{\rm moy} > 0.1$, alors on utilise la parallaxe Hipparcos comme source d'information sur la distance de l'étoile :

  $$M_{\rm J} = m_{\rm J_{2MASS}} + 5 \log \pi'' + 5$$

  Il s'agit principalement des associations les plus proches : Upper Scorpius, Upper Centaurus Lupus et Lower Centaurus Lupus.
- Cas b. Si l'association est suffisamment loin pour pouvoir négliger l'effet de profondeur, c'est-à-dire si $(L/2)/D_{\rm moy} < 0.1$, alors on utilise la distance moyenne de l'association comme source d'information sur la distance de l'étoiles :

  $$M_{\rm J} = m_{\rm J_{2MASS}} - 5 \log D^{\rm pc}_{\rm moy} + 5$$

  Cela concerne principalement les associations les plus lointaines. Ce choix est d'autant plus justifié que plus l'étoile est loin, plus sa parallaxe Hipparcos devient imprécise.

Notons le cas particulier de l'association Cassiopeia-Taurus, pour laquelle la notion de distance moyenne n'est pas définie en raison de sa trop grande extension sur le ciel. Pour cette association, il est alors fait usage des parallaxes individuelles Hipparcos pour déterminer les distances des étoiles qu'elle contient.

3.4.2 Résultats de l'identification croisée entre Hipparcos et 2MASS

Les coordonnées Hipparcos sont données dans le système ICRS (J2000.0) mais pour l'époque J1991.25, alors que les coordonnées 2MASS sont données pour l'époque J2000.0. Pour comparer les coordonnées présentes dans les deux catalogues, nous avons choisi de transformer les coordonnées Hipparcos comme suit :

$$\alpha = \alpha_0 + (T - T_0) \times \mu_{\alpha_0^*} \times \sec \delta_0$$

$$\delta = \delta_0 + (T - T_0) \times \mu_{\delta_0}$$

où $T_0 = 1991.25$, $T = 2000.0$ et $\mu_{\alpha_0^*} = \mu_\alpha \times \cos \delta$.

Les données 2MASS sont disponibles depuis l'interface GATOR qui permet aux utilisateurs d'avoir accès aux catalogues infrarouges archivés à NASA/Infrared Science Archive. La liste d'entrée passée en paramètre à l'interface est la liste complète des coordonnées Hipparcos modifiées pour les 1 130 sources répertoriées par DZ99. Le rayon de recherche

Association	$D_{\rm moy}$ (pc)	$\Delta M_{\rm moy}$	L (pc)	$\Delta M_{\rm prof}$	Nb. d'étoiles B retenues LC V	LC III
Up. Scorpius (A)	145 ± 02	0.03	30	0.22	15	0
Up. Cent. Lupus (B)	140 ± 02	0.03	65	0.50	20	0
Low. Cent. Crux (C)	118 ± 02	0.04	45	0.41	11	0
Vela OB2 (D)	410 ± 12	0.06	70	0.19	19	7
Trumpler 10 (E)	366 ± 23	0.14	45	0.13	9	0
Collinder 121 (F)	592 ± 28	0.10	115	0.21	16	13
Perseus OB2 (G)	318 ± 27	0.18	45	0.15	2	0
α Persei (H)	177 ± 04	0.05	15	0.09	12	1
Cassiopeia-Taurus (I)					6	0
Lacerta OB1 (J)	368 ± 17	0.10	65	0.19	5	0
Cepheus OB2 (K)	615 ± 35	0.12	105	0.19	5	3
Cepheus OB6 (L)	270 ± 12	0.10	40	0.16	0	1
Total					120	25

TABLEAU 3.1 : *Liste et principaux paramètres des associations OB. La distance moyenne* $D_{\rm moy}$ *aux associations OB provient de DZ99. La dispersion en magnitude associée à l'incertitude sur la distance moyenne est donnée par* $\Delta M_{\rm moy} = 2.17 \Delta D_{\rm moy} / D_{\rm moy}$. *La taille* L *de chaque association provient de Brown et al. (1999). L'estimation de la dispersion en magnitude associée à la profondeur de l'association est donnée par* $\Delta M_{\rm prof} = 2.17 (L/2)/D_{\rm moy}$. *La dernière colonne du tableau précise le nombre d'étoiles de type B retenues dans la calibration, en fonction de leur CL. Notons que l'association Cassiopeia-Taurus est trop étendue sur le ciel pour qu'on puisse lui associer une distance moyenne.*

est de $10''$. L'astrométrie étant suffisamment précise dans les deux catalogues, lorsque plusieurs associations 2MASS sont possibles pour une même source Hipparcos, on considère l'association ayant la distance au plus proche voisin comme étant la plus probable. Le taux d'identification est de 100%. La Fig. 3.1 montre la distribution des sources en fonction de la distance au plus proche voisin. La médiane des distances au plus proche voisin est de $0.1''$. Pour plus de sûreté, toutes les identifications ayant des distances supérieures à $0.3''$ sont rejetées en tant que possibles associations aléatoires.

À ce stade, nous avons effectué une sélection préliminaire sur les types spectraux pour ne garder que les étoiles de type B et dont la classe de luminosité est disponible. Cette sélection est basée sur l'information spectrale présente dans le catalogue Hipparcos. Ces types spectraux proviennent d'observations au sol et ne font pas partie des données Hipparcos proprement dites. Plus de détails sur ces types spectraux sont disponibles dans le Vol. 1 *Introduction and Guide to the Data* de ESA (1997). Nous avons rejeté 534 étoiles ne possédant pas le type spectral B ainsi que 86 étoiles sans classe de luminosité.

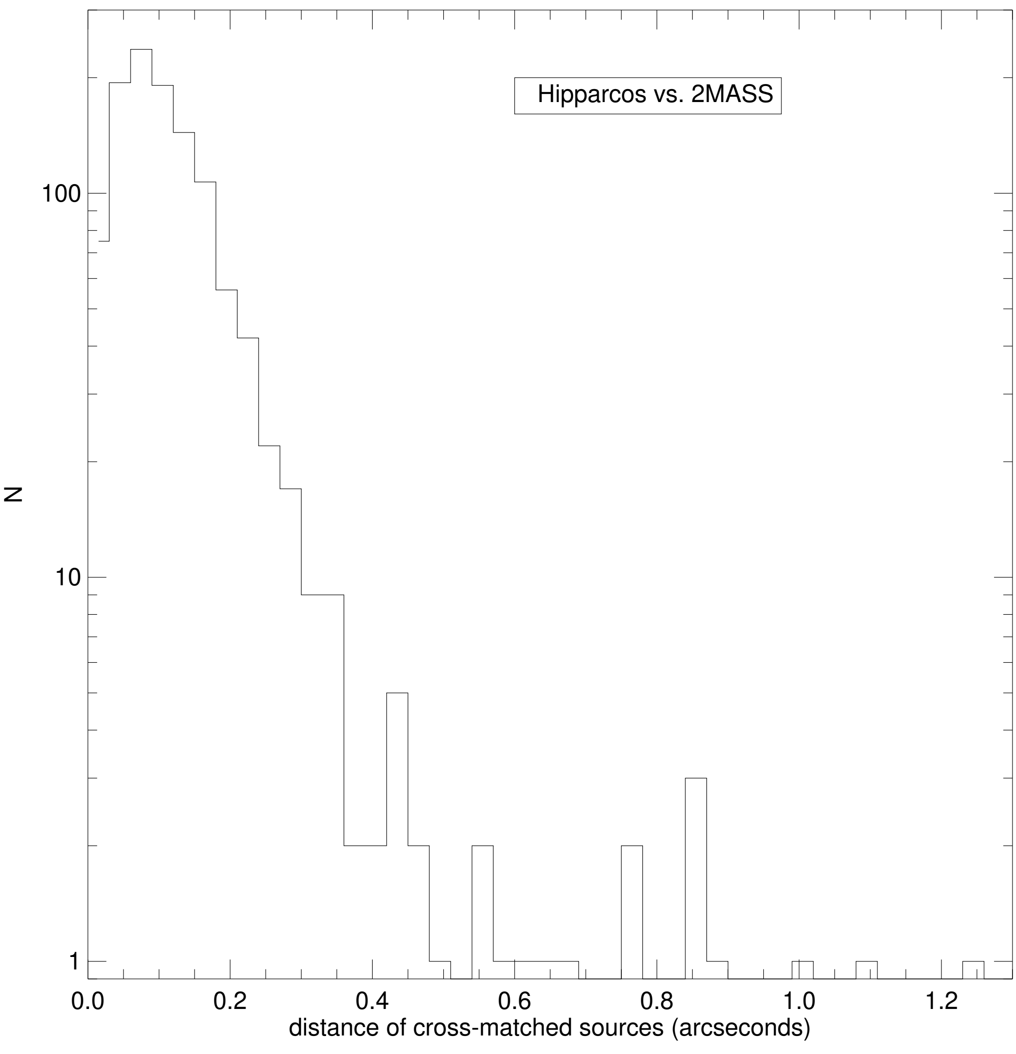


FIGURE 3.1 : *Résultat de l'identification croisée entre Hipparcos et 2MASS. Histogramme des distances au plus proche voisin. La largeur des intervalles est de 0.03″.*

3.5 Élaboration de l'échantillon

3.5.1 Sélection de la photométrie 2MASS

Pour s'assurer une calibration irréprochable du point de vue de la photométrie, il est nécessaire d'appliquer plusieurs filtres de sélection photométriques sur les 465 sources 2MASS restantes. Pour ce faire, pas moins de quatre flags sont dédiés à la photométrie dans le catalogue 2MASS. Nous avons donc imposé que les étoiles remplissent successivement les conditions suivantes, dans les trois bandes JHK_{s} :

- `rd_flg = 1 ou 2`
  Ce flag traduit l'origine de la photométrie. Dans les meilleures conditions, il vaut 2, c'est-à-dire que la magnitude est issue d'une photométrie avec ajustement de profil et l'étoile n'est pas saturée. Malheureusement, pour notre étude, on ne peut pas se contenter d'une sélection des étoiles basée sur cette seule valeur car nous obtiendrions trop peu d'étoiles. En effet, nous avons affaire à des étoiles de type B, c'est-à-dire intrinsèquement brillantes et dans de nombreux cas elles vont donc saturer les détecteurs pour les poses longues. Les magnitudes ne pourront alors être déterminées qu'à partir des poses obtenues sur un temps court. Dans ce cas, le flag vaut 1 et on réalise une photométrie d'ouverture.
- `ph_qual = A`
  Ce flag traduit la qualité photométrique de la source, basée sur le rapport signal sur bruit, la qualité de la mesure, la statistique de détection, etc. Les sources les plus fiables sont labellées 'A' et leurs incertitudes de mesure sont inférieures à 10%.
- `cc_flg = 0`
  Ce flag indique la présence éventuelle de contamination ou de confusion sur des sources astrophysiques réelles. Il est lié à la proximité sur l'image d'artefacts causés par des étoiles brillantes ou bien des sources proches d'égal ou plus grand éclat. Afin de s'assurer une probabilité de contamination la plus faible possible, il faut le prendre égal à zéro dans chacune des trois bandes.
- `bl_flg = 1`
  Ce flag désigne le nombre de composantes mesurées simultanément lors du processus photométrique. Si sa valeur est supérieure à un, la source se situe dans un environnement confus entraînant une dégradation de la précision photométrique.

Nous avons également vérifié les flags `ext_key` pour les sources étendues, `gal_contam` pour la contamination galactique et `mp_flg` pour les planètes mineures, comètes et satellites. Il se sont tous avérés égaux à zéro ou `null`. Après application des filtres, il reste 374 étoiles, soit 80.4% de l'échantillon initial d'étoiles de type B avec type spectral et classe de luminosité disponibles.

3.5.2 Multiplicité et singularité

Pour assurer l'homogénéité de l'échantillon, les étoiles multiples et particulières doivent être éliminées. Nous avons procédé en trois étapes successives.

La première étape a consisté à interroger la base SIMBAD (Wenger et al. 2000) par numéro d'identificateur Hipparcos pour déterminer si l'échantillon ne contient pas d'étoiles singulières susceptibles d'accroître la dispersion de la calibration de façon artificielle. Ainsi, on a trouvé et éliminé 17 étoiles à raies d'émissions, 4 étoiles de type Be, 7 binaires spectroscopiques et 8 binaires à éclipses.

La deuxième étape a consisté à tirer avantage du flag de proximité présent dans le catalogue 2MASS. Ce flag donne la distance entre une source et son plus proche voisin dans le catalogue. Cette information est capitale dans la mesure où les étoiles doubles rapprochées et les sources multiples ne sont pas résolues par 2MASS si la séparation angulaire entre chaque composante est inférieure à $6''$. Ainsi, afin d'éviter une possible contamination photométrique, les 15 étoiles de notre échantillon présentant une valeur de proximité inférieure à $6''$ ont été rejetées.

La troisième étape a consisté en une recherche plus systématique des étoiles doubles avérées en faisant une requête directement sur le catalogue *Components of Double and Multiple stars* ou CCDM (Dommanget & Nys 2002). Bien que l'information sur la multiplicité issue du catalogue CCDM est en principe visible de SIMBAD, il s'est avéré nécessaire de faire une requête directement sur le catalogue lui-même. En effet, un certain nombre d'étoiles enregistrées dans le catalogue CCDM et qui auraient dû figurer comme telles dans SIMBAD, ne présentent aucun identificateur CCDM dans SIMBAD. Ainsi, 78 étoiles communes à notre échantillon et au catalogue CCDM ont été trouvées. Environ 60% de ces étoiles ont une séparation avec leur compagnon inférieure à $6''$ et ont donc été rejetées, l'information sur la séparation étant cette fois issue du catalogue CCDM. Ces binaires à faible séparation correspondent en principe aux binaires non résolues par 2MASS. Pour des séparations supérieures à $6''$, les étoiles n'ont pas été rejetées. En tant que binaires lointaines, leur photométrie n'est pas susceptible d'être affectée par l'étoile compagnon.

Notons que grâce à SIMBAD nous avons trouvé une étoile multiple supplémentaire, non présente dans le CCDM. Au cours de cette analyse sur la nature des étoiles de l'échantillon, on a mis en évidence un cas de source redondante dans l'échantillon de DZ99. Il s'agit de deux étoiles possédant le même numéro Hipparcos, HIP 15531, l'une appartenant à l'association α Persei et l'autre à Cas-Tau. D'après DZ99 (communication privée), cette seule et même étoile doit être assignée à α Persei, car cet amas constitue probablement le noyau de l'association Cas-Tau.

À la suite de cette recherche sur la singularité, proximité et multiplicité des étoiles et tout en sachant que certaines étoiles cumulent plusieurs de ces propriétés, il reste 289 étoiles dans l'echantillon.

3.5.3 Sélection des types spectraux

Il convient maintenant d'examiner en détail les types spectraux des 289 étoiles de l'échantillon. Rappelons que le catalogue Hipparcos fournit une information spectrale de base, à savoir un type spectral par étoile, issu d'observations au sol et donc indépendant de la mission spatiale Hipparcos. Néanmoins, il arrrive bien souvent qu'une étoile dispose de plus d'une détermination de son type spectral, par différents auteurs indépendants. Ainsi, afin de déterminer la valeur la plus probable du type spectral d'une étoile, nous avons mené, par l'intermédiaire de SIMBAD, une recherche bibliographique sur l'origine et la précision des types spectraux pour chacune des 289 étoiles de l'échantillon.

Tout d'abord, 11 étoiles ont dû être exclues de l'échantillon car l'origine de leur type spectral n'est pas spécifiée.

Ensuite, environ la moitié de notre échantillon est composé d'étoiles dont l'origine des types spectraux est unique, à savoir le *Michigan Spectral Survey* (Houk et al.) ou MSS. Aucune autre source d'observation n'est disponible. Le relevé MSS est basé sur une spectroscopie à prisme objectif, avec une dispersion de $108\ \text{Å.mm}^{-1}$. Ce type de spectroscopie, très utile pour des relevés massifs, est relativement imprécis comparé à, par exemple, une spectroscopie de fente. Ainsi, les 25 étoiles pour lesquelles le type spectral n'est pas sûr, par exemple B8/B9V ou encore B8IV/V, ainsi que les 17 étoiles dont le type spectral est accompagné du flag X, c'est-à-dire recouvrement de spectre, ont été rejetées. De plus, un indice sur la qualité de l'information spectrale est fourni dans le MSS, pour chaque étoile, allant de un (bonne qualité) à quatre (mauvaise qualité). Nous avons trouvé et rejeté 10 étoiles d'indice de qualité 3.

L'autre moitié des étoiles dispose de plusieurs déterminations indépendantes de leur type spectral par divers auteurs. Certaines déterminations sont plus fiables que les types spectraux du MSS et seront gardées préférentiellement car issues d'un instrument de plus grance dispersion et/ou de spectroscopie de fente. Toutes les observations possédant une dispersion (facteur de plaque) plus faible que celle du MSS sont considérées trop imprécises pour être utilisées dans la calibration que l'on se propose ici d'établir et ne seront donc pas prises en compte dans l'analyse des références bibliographiques. Il n'est pas rare qu'une étoile classifiée indépendamment par différents auteurs montre des désaccords entre ses diverses classifications plutôt que de voir coïncider toutes ses classifications. Le problème critique est alors de déterminer combien les inhomogénéités sont sérieuses. En se basant sur Jaschek & Jaschek (1966), nous avons répertorié les différences en termes de type spectral et de CL afin de les quantifier. Nous avons considéré les inhomogénéités comme petites et acceptables lorsque les types spectraux diffèrent d'au plus un dixième de type spectral (une sous classe) et/ou d'une classe majeure de luminosité (ex. III → IV). Au-delà, les inhomogénéités sont considérées comme grandes et l'étoile est rejetée de l'échantillon. Comme la CL IV n'est pas bien définie pour les étoiles de type spectral jeune, nous avons choisi d'être moins strict que Jaschek & Jascheck (1966) qui eux considéraient les inhomogénéités en terme de CL comme petites pour au plus une divergence d'une division de CL (ex. III-IV → IV).

Vingt-quatre étoiles ont été rejetées car aucune classification suffisamment précise de leur type spectral n'était disponible. Quinze cas individuels ont été répertoriés pour lesquels une étoile est rejetée sur la base d'inhomogénéités trop importantes parmi plusieurs classifications suffisamment précises ; la liste de ces étoiles est donnée dans les notes du Tab. 3 de l'Annexe B. Les types spectraux des étoiles sont parfois annotés de divers symboles. Une étoile possédant le symbole "+" synonyme de spectre composite et une autre le symbole "+" synonyme d'incertain ont été rejetées. Quatre étoiles manifestant une binarité spectroscopique dans les mesures de vitesses radiales de SIMBAD ont été rejetées. Trois étoiles de CL intermédiaire (IV-V ou II-III) et sans aucune autre détermination compatible du type V ou III ont été rejetées. Pour finir, les étoiles dont la classe de luminosité est apparue clairement différente de V ou III (27 CL IV, 3 CL II, 2 CL Ib), ainsi qu'une étoile dont le type spectral s'est avéré être A, ont été rejetées.

Les 145 étoiles retenues pour la présente calibration sont répertoriées dans le Tab. 3 de l'Annexe B avec leur type spectral définitif et leur référence.

3.6 Extinction et correction du rougissement interstellaire

3.6.1 Poussières et milieu interstellaire

La lumière en provenance des étoiles est profondément affectée par la poussière présente dans le milieu interstellaire (MIS). Les effets se traduisent de trois manières différentes :

- l'absorption, qui conduit au chauffage de la poussière et est à l'origine du rayonnement thermique subséquent. Les poussières chauffées réémettent un fort rayonnement infrarouge.
- la diffusion, qui dépend de la longueur d'onde. Les longueurs d'ondes les plus courtes vont être plus affectées que les plus longues.
- la polarisation. Les grains de poussières interstellaires sont de formes irrégulières, mais ils sont tout de même amenés à s'aligner en partie, sous l'action du champ magnétique (faible, 10^{-6} gauss) régnant dans le disque Galactique. Les grains agissent alors comme un filtre polarisant.

Les effets combinés de l'absorption et de la diffusion font apparaître les étoiles plus faibles et plus rouges qu'elles ne le devraient. L'effet sera d'autant plus marqué que l'étoile sera bleue.

Normalement, une étoile de type B intermédiaire possède un indice de couleur d'environ -0.2 et apparaît bleue. Mais il n'est pas rare, en raison de la présence de poussières, de trouver une telle étoile avec un indice de couleur $(B-V)$ de +1.2, c'est-à-dire aussi jaune qu'une étoile de type G, voire même dans certains cas encore plus rouge, avec un indice de couleur $(B-V)$ de 2.0.

Pour prendre en compte cet effet différentiel du rougissement, on introduit l'excès de couleur E, c'est-à-dire la différence entre l'indice de couleur observé et l'indice de couleur intrinsèque :

$$E_{\lambda_1-\lambda_2} = (m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}) - (m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2})_0 = A_{\lambda_1} - A_{\lambda_2}$$

où A_λ est le facteur de correction de l'extinction dans la bande photométrique considérée. Dans l'infrarouge, la loi d'extinction définie par

$$R_\lambda = \frac{A_\lambda}{E_{B-V}}$$

est spatialement très uniforme. En effet, comme on se place dans le régime de Rayleigh pour la diffusion, la taille des grains de poussières est beaucoup plus petite que la longueur d'onde incidente, et la distribution spatiale des tailles de grains n'affecte pas la forme de la courbe d'extinction (Martin & Whittet 1990), à l'exception des cœurs denses dans les régions de formation d'étoiles qui contiennent des grains plus grands (Thé et al. 1989).

Il faut corriger les magnitudes de l'extinction A_λ due à l'absorption et à la diffusion :

$$M_\mathrm{J} = m_\mathrm{J} - 5 \log D^\mathrm{pc} + 5 - A_\mathrm{J}$$

3.6.2 Influence des poussières sur le calcul des distances

Les poussières sont un immense problème pour la détermination des distances stellaires D. Généralement, on détermine D à partir de la magnitude observée m et de la magnitude absolue M déduite du spectre de l'étoile. S'il y a de la poussière absorbante sur la ligne de visée à l'étoile, l'étoile nous apparaîtra plus faible qu'elle ne devrait l'être, la magnitude observée m sera trop grande, ce qui conduira à surestimer D. À titre d'exemple, une extinction de l'ordre de la magnitude correspond à une étoile située 60% trop loin. Hors, des valeurs de l'extinction de plusieurs magnitudes sont courantes. On imagine le désastre dans les échelles de distances ! Heureusement, la poussière n'absorbe pas uniformément sur tout le spectre stellaire. Le comportement de l'infrarouge par rapport à l'extinction est beaucoup plus avantageux que le visible au simple regard de la constatation suivante : $A_\mathrm{J}/A_\mathrm{V} = 0.282$, Rieke & Lebofsky (1985). L'extinction est réduite de plus d'un tiers quand on passe du visible à l'infrarouge.

3.6.3 Le diagramme ($J - H$, $H - K_\mathrm{s}$)

Pour estimer l'effet de l'extinction sur les étoiles de notre échantillon, nous avons construit le diagramme couleur-couleur ($J - H$, $H - K_\mathrm{s}$). La ligne brisée superposée aux données traduit les couleurs intrinsèques des étoiles de la séquence principale, telles que déterminées par Koornneef (1983), après conversion dans le système photométrique 2MASS. Les relations de conversion sont données par Carpenter (2001), élaborées à partir des données du 2MASS 2^{nd} *Incremental Release*. Elles sont maintenant mises à jour, suite à la publication des données du 2MASS *All-Sky Data Release*, dans la section IV.4.b du *Explanatory Supplement to the 2MASS All-Sky Data Release*, disponible en ligne sur le site web 2MASS :

$$(J - H)_\mathrm{2MASS} = 1.019 \times (J - H)_\mathrm{Koornneef} - 0.038$$

$$(H - K_\mathrm{s})_\mathrm{2MASS} = 0.779 \times (H - K)_\mathrm{Koornneef} + 0.030$$

La séquence de couleurs de Koornneef (1983) s'étend du type spectral 09 (en bas à gauche), au type spectral A2 (en haut à gauche). Pour les types spectraux jeunes, le tracé couleur-couleur de la séquence principale diffère quelque peu de celui des géantes, mais la différence n'est pas considérable (Wegner 1994). Ainsi, nous supposerons ici qu'ils sont confondus.

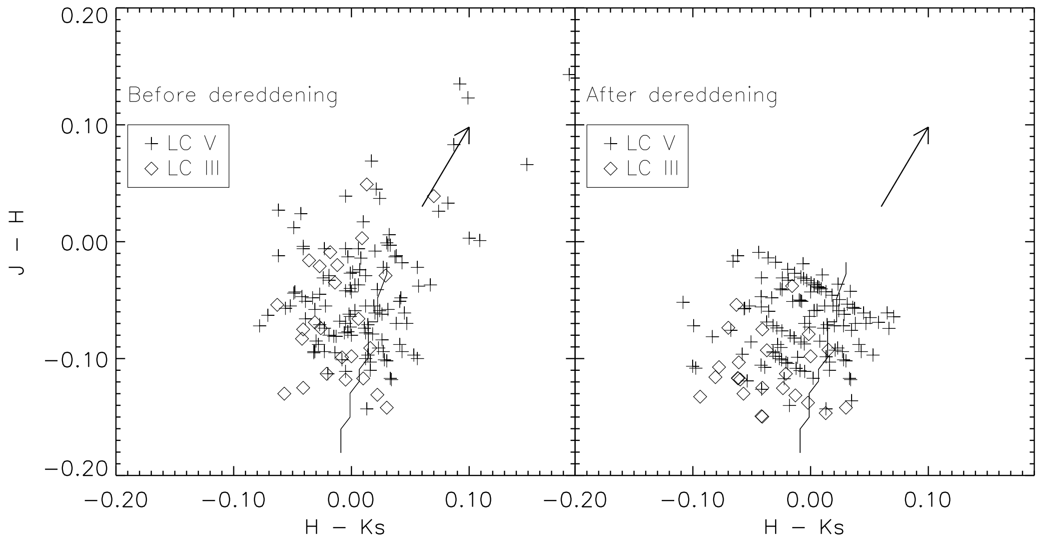


FIGURE 3.2 : *Détermination de l'extinction à l'aide du diagramme couleur-couleur (J-H, H-K_S). La ligne brisée représente la séquence principale d'après Koornneef (1983), du type spectral O9 (en bas à gauche) au type spectral A2 (en haut à droite). Cette relation a été convertie dans le système photométrique 2MASS. Le vecteur de rougissement provient de la loi d'extinction de Rieke & Lebofsky (1985).*

La pente du vecteur de rougissement, indiqué par une flèche, est déduite de la loi d'extinction donnée par Rieke & Lebofsky (1985) :

$$\frac{A_{\rm J}}{A_{\rm V}} = 0.282 \qquad \frac{A_{\rm H}}{A_{\rm V}} = 0.175 \qquad \frac{A_{\rm K_s}}{A_{\rm V}} = 0.112$$

L'amas de points sur le diagramme couleur-couleur ($J-H$, $H-K_{\rm s}$) de la Fig. 3.2 présente une dispersion remarquablement petite. Sur l'axe ($J-H$), la dispersion est de 0.05 mag et sur l'axe ($H-K_{\rm s}$) de 0.04 mag. On ne remarque pas non plus la signature d'un quelconque excès infrarouge d'origine circumstellaire, pour aucune des étoiles. Un tel excès se serait traduit par un déplacement des points par rapport à la concentration principale, le long d'une ligne de pente différente à celle du vecteur de rougissement. Cet absence d'excès de rougissement est en partie due à l'élimination préalable dans l'échantillon des étoiles présentant des spécificités spectrales singulières, telles les étoiles Be, pouvant se traduire par des excès infrarouges. Ainsi, devant des résultats si homogènes, nous avons supposé que la principale source de dispersion par rapport aux couleurs intrinsèques est l'extinction liée à la présence de poussières interstellaires d'avant-plan le long de la ligne de visée.

L'estimation de la quantité d'extinction en direction de chaque étoile individuelle est faite en assignant à l'étoile considérée la couleur intrinsèque tabulée par Koornneef (1983) et correspondant à son type spectral. Ensuite, on glisse la position de l'étoile dans le diagramme ($J-H$, $H-K_{\rm s}$) le long du vecteur de rougissement jusqu'à ce que sa distance à la valeur tabulée ($J-H$, $H-K_{\rm s}$)$_0$ soit minimisée. Finalement, à partir des relations

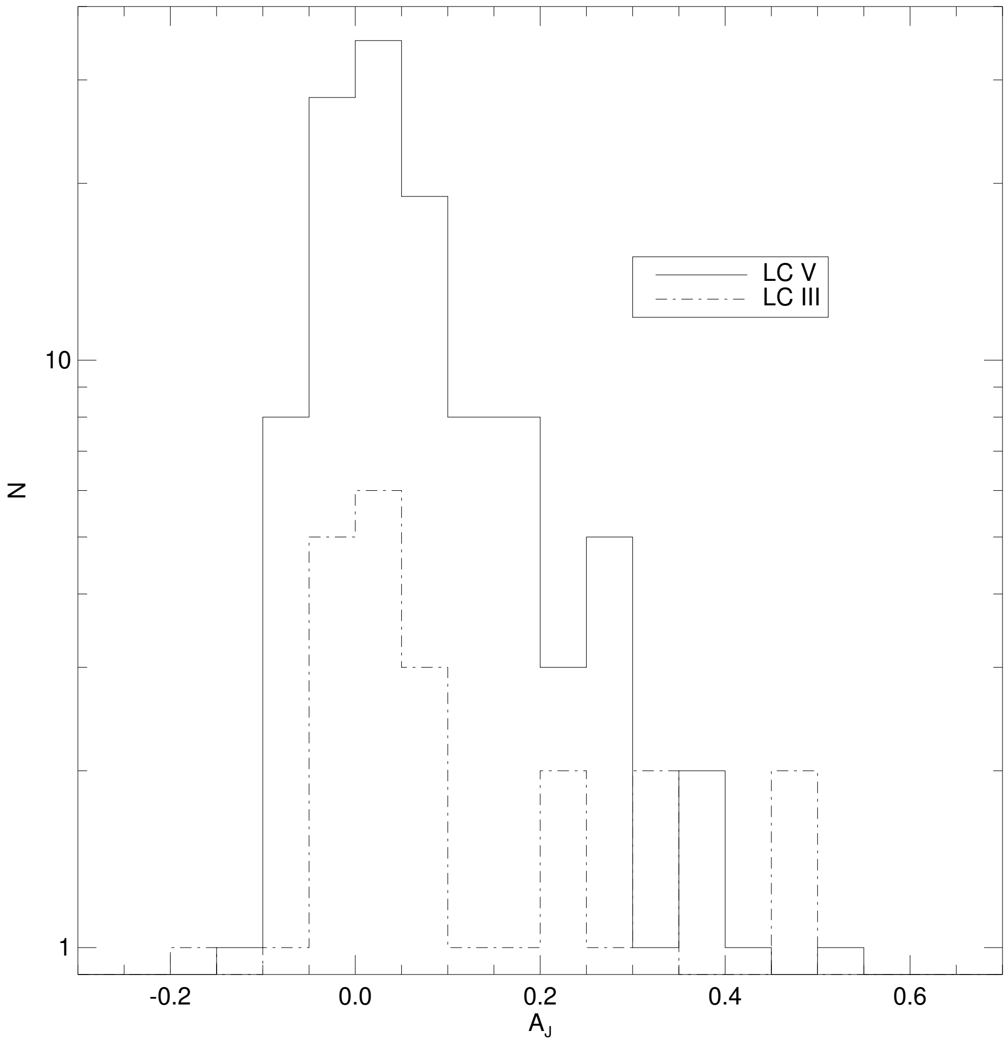


FIGURE 3.3 : *Histogrammes des facteurs de correction A_J de l'extinction. La largeur des intervalles est 0.05 mag.*

suivantes :

$$A_\mathrm{J} - A_\mathrm{H} = (J - H) - (J - H)_0$$

$$\frac{A_\mathrm{J}}{A_\mathrm{H}} = 1.61$$

on peut déduire la quantité A_J d'extinction pour chaque étoile :

$$A_\mathrm{J} = 2.64 \times [(J - H) - (J - H)_0]$$

La distribution de toutes les extinctions trouvées pour chacune des 145 étoiles est présentée Fig. 3.3. Dans certains cas, nous avons trouvé une valeur légèrement négative de A_J, qui pourrait être due à une différence entre les valeurs des couleurs intrinsèques supposées et leurs réelles valeurs. Seulement deux cas ont une valeur négative dépassant 0.1 mag. Nous avons donc imposé $A_\mathrm{J} = 0$ pour toutes les étoiles ayant un facteur de correction négatif.

3.7 Calibration M_{J}-type spectral

La magnitude J absolue est tracée en fonction du type spectral sur la Fig. 3.4. Un ajustement linéaire aux étoiles de CL V conduit à la relation suivante :

$$M_{\mathrm{J}} = (0.27 \pm 0.02) \times S - (4.33 \pm 0.32)$$

où S est le sous type spectral B. L'écart-type autour de cette droite est de 0.56 mag. La dispersion est à peu près constante quel que soit le sous type spectral pour les étoiles plus tardives que B2 mais plus importante pour les sous types les plus jeunes. Dans la mesure où des librairies spectrales standards existent dans la bande H (Meyer et al. 1998), et pourraient donc être utiles une fois combinées avec une calibration en magnitude absolue dans la même bande, nous avons sciemment inclus dans notre travail une calibration M_{H}-type spectral (Fig.3.5) obtenue sur le même principe que pour la bande J et avec le même échantillon d'étoiles de type B. La dispersion moyenne observée dans la calibration est aussi élevée dans la bande H que dans la bande J. Une partie de cette dispersion est imputable aux erreurs observationnelles qui résultent de la précision limitée des types spectraux ici utilisés ou encore des incertitudes sur la distance à chaque étoile. Les raies spectrales reflètent les conditions physiques qui règnent dans la partie de l'atmosphère stellaire où elles se sont formées. Un profil de raie dépend donc de facteurs tels que température, pression électronique, champ magnétique, etc... Il existe cependant d'autres facteurs qui affectent toutes les raies, et ceci indépendamment de leur origine. Il s'agit de la rotation stellaire et de la binarité. Des compagnons binaires proches, non détectés, peuvent aussi venir augmenter artificiellement la luminosité de l'étoile primaire et contribuer à l'augmentation de la dispersion. Finalement, des propriétés intrinsèques aux étoiles, telle la rotation, sont également susceptibles d'influencer les paramètres observables de la calibration.

Dans la suite, on évalue la contribution des diverses sources de dispersion en produisant des données synthétiques bruitées simulant les effets des incertitudes sur la classification spectrale, la photométrie, les distances et la correction de l'extinction, en supposant des erreurs gaussiennes. On simulera aussi le biais induit par une binarité non détectée sur la calibration.

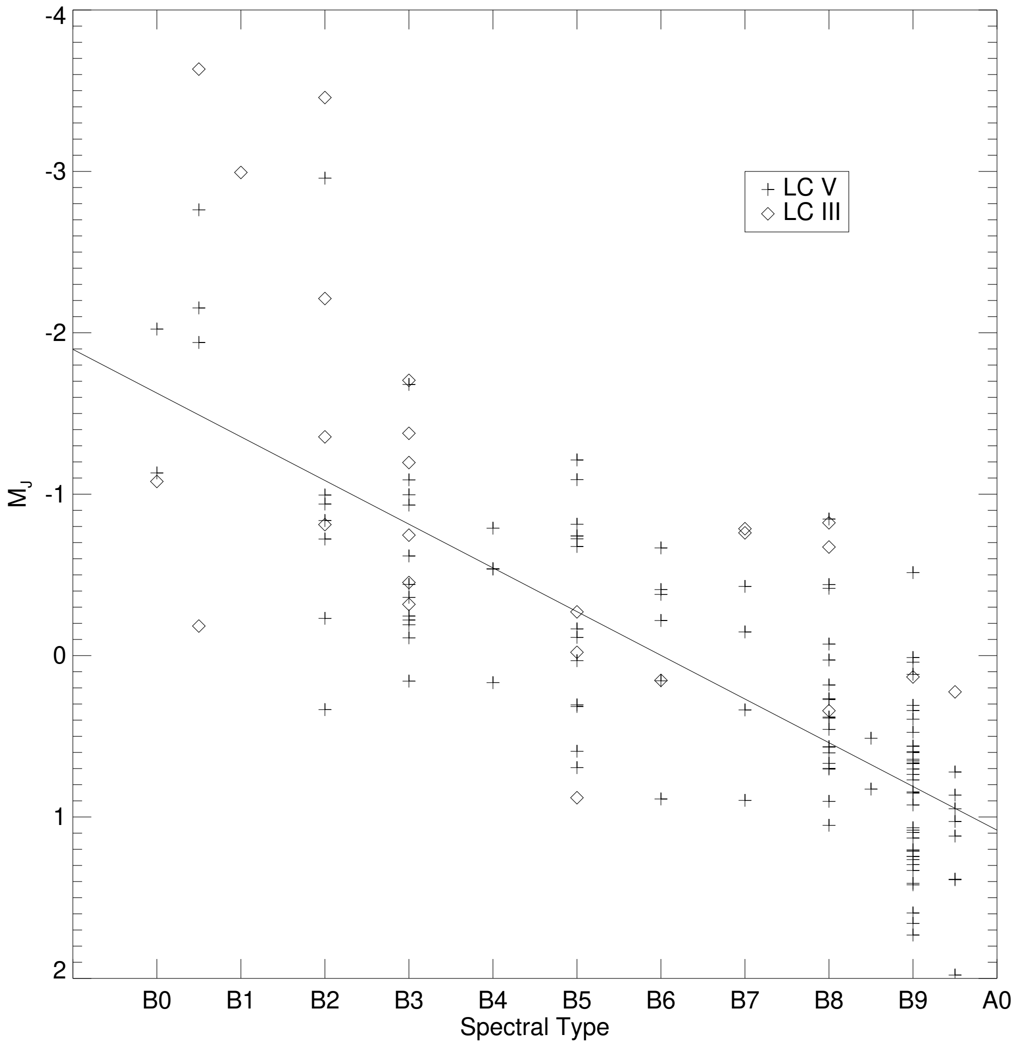


FIGURE 3.4 : *Calibration M_J-type spectral pour les 145 étoiles retenues de l'échantillon. Les magnitudes absolues sont calculées en utilisant les distances moyennes aux associations OB, données dans DZ99, ou bien les parallaxes Hipparcos. La droite correspond à un ajustement aux étoiles de CL V.*
$M_{\rm J} = (0.27 \pm 0.02) \times S - (4.33 \pm 0.32)$, *où S est le sous type spectral B.*

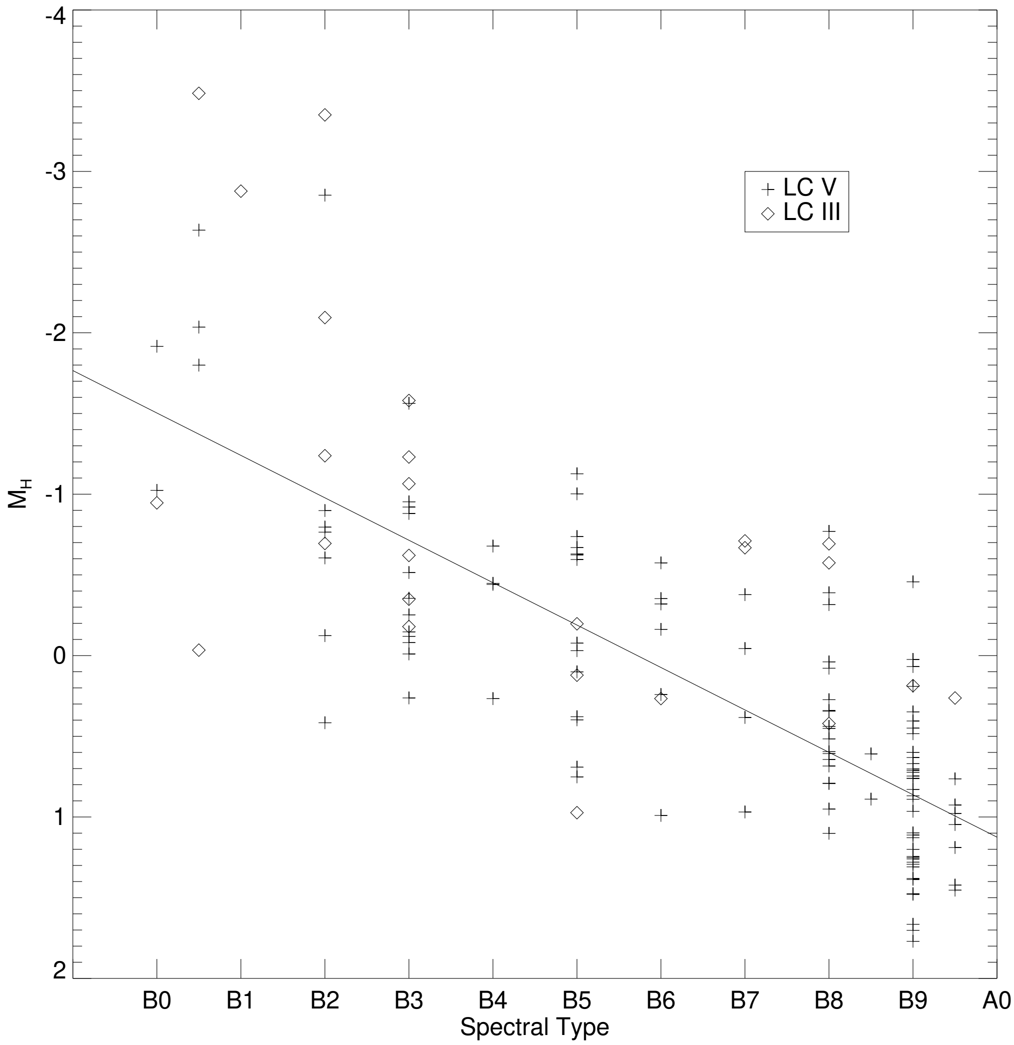


FIGURE 3.5 : *Calibration M_H-type spectral pour les 145 étoiles retenues de l'échantillon. Les magnitudes absolues sont calculées en utilisant les distances moyennes aux associations OB, données dans DZ99, ou bien les parallaxes Hipparcos. La droite correspond à un ajustement aux étoiles de CL V.*
$M_J = (0.26 \pm 0.02) \times S - (4.13 \pm 0.32)$, *où S est le sous type spectral B.*

3.8 Simulation de la dispersion

3.8.1 Photométrie et type spectral

Deux types d'incertitudes de mesure sont fournies avec les magnitudes 2MASS :
- `[jhk]_cmsig`, dont les valeurs sont appropriées pour une comparaison de la photométrie entre plusieurs sources sur de petites échelles spatiales, typiquement pour une surface de tuile 2MASS.
- `[jhk]_msigcom`, dont les valeurs fournissent une bien meilleure estimation des erreurs photométriques totales et qui sont toutes indiquées pour une comparaison de la photométrie entre plusieurs sources réparties sur un grand domaine spatial.

Comme nous cherchons à établir l'ordre de grandeur typique des incertitudes sur les magnitudes 2MASS pour toutes les associations OB, c'est-à-dire sur une large portion du ciel, il faut donc considérer ici les incertitudes de mesure `[jhk]_msigcom` dont la moyenne est de $\sigma(\mathrm{phot}) = 0.025$ mag pour l'échantillon de 374 étoiles et l'écart-type par rapport à cette moyenne de 0.007 mag. Les erreurs photométriques sont donc une source pratiquement négligeable de dispersion dans la calibration.

Les incertitudes sur les types spectraux se répercutent de façon directe sur la magnitude absolue par l'intermédiaire de la relation linéaire établie ci-dessus entre le type spectral et la magnitude absolue. D'après les critères choisis dans le paragraphe 3.5.3 pour quantifier les inhomogénéités au sein d'une série de classifications pour une même étoile, on pose σ=1.0 sous type. On accède donc directement à $\sigma(S)$=0.27 mag. Néanmoins, la supposition d'un bruit gaussien n'est peut-être pas tout à fait juste. En particulier, une rotation rapide de l'étoile entraîne un fort mélange des raies spectrales et les largeurs équivalentes de ces raies sont changées. Il est alors difficile de déterminer le type spectral et la CL corrects, en particulier pour les étoiles de type jeune (Collins II & Sonneborn 1977 ; Slettebak et al. 1980 ; Vrancken et al. 1997 ; Collins II et al. 1991). C'est pour ces raisons que Garrison & Gray (1994) proposent des classifications séparées pour les rotateurs lents et les rotateurs rapides. Dans la mesure où l'échantillon utilisé pour la calibration ne contient aucune sélection basée sur la rotation des étoiles, on peut supposer qu'il représente le comportement moyen d'un mélange d'étoiles dont la distribution des vitesses de rotation et la distribution de l'inclinaison des axes de rotation par rapport à la ligne de visée sont aléatoires (Abt 2001).

3.8.2 Distance

En ce qui concerne la dispersion induite par les incertitudes de distances, elle trouve sa source dans deux cas de figure, suivant l'origine de la distance adoptée, à savoir parallaxe Hipparcos ou bien distance moyenne de l'association. Les distances sont générées suivant la distribution observée des parallaxes (Cas a) et des distances moyennes (Cas b).
- Cas a. On utilise une variable aléatoire gaussienne dont l'écart-type est égal à la médiane des erreurs standards sur les parallaxes Hipparcos, à savoir une milliseconde d'arc.

– Cas b. On suppose que chaque étoile a une probabilité uniforme de se situer n'importe où à l'intérieur du volume de l'association dont on fixe la taille typique du diamètre à 50 pc. On calcule ensuite la différence en magnitude lorsqu'on déplace chaque étoile du centre de l'association à sa nouvelle position. Quant à l'incertitude sur la distance moyenne de l'association, on suppose une loi normale d'écart-type 25 pc.

La contribution combinée de ces deux cas à la dispersion en $M_{\rm J}$ s'élève à $\sigma(\rm dist) = 0.27$ mag.

3.8.3 Rougissement

Par comparaison avec les autres sources d'incertitudes, celle issue de la correction du rougissement est petite. La dispersion interne de 0.05 mag sur le diagramme couleur-couleur ($J - H$, $H - K_{\rm s}$) de la Fig. 3.2 impose une limite supérieure à la contribution du rougissement à la dispersion en $M_{\rm J}$:

$$\sigma(\rm red) = 2.64 \times 0.05 = 0.13 \ mag$$

La contribution du rougissement à la dispersion en $M_{\rm J}$ sera donc représentée par une distribution d'erreur gaussienne d'écart-type $\sigma(\rm red) = 0.13$ mag.

3.8.4 Binarité

Le phénomène de binarité est largement répandu parmi les étoiles jeunes, comme le montre Leinert et al. (1993) et Petr et al. (1998). Les études de binarité portent plus facilement sur les étoiles de faible masse principalement parce que la détection des binaires massives est techniquement limitée et requiert des capacités d'imagerie ayant une grande dynamique, couplées avec une importante résolution angulaire (Tokovinin et al. 1999). Pour toutes ces raisons, les premiers travaux sur les étoiles OB ont été conduits spectroscopiquement (Abt & Levy 1976 ; Abt 1979, 1983 ; Abt et al. 1990 ; Garmany et al. 1980 ; Morrell & Levato 1991 ; Bosch et al. 1999 ; García & Mermilliod 2001). La binarité au sein des étoiles massives s'est avérée très fréquente. Plus tard, des relevés basés sur l'interférométrie de tavelures (Preibisch et al. 1999 ; McAlister et al. 1993, Mason et al. 1998) et l'optique adaptative (Duchêne et al. 2001) ont mené à la même conclusion que les étoiles OB sont souvent, sinon toujours, membres de systèmes multiples.

Étant donnée l'abondance des binaires proches parmi les étoiles jeunes et le fait que des spectres de qualité suffisante pour détecter une binarité spectroscopique sont absents pour la plupart des étoiles de notre échantillon, on peut s'attendre à ce que la binarité non détectée soit un phénomène important contribuant à l'augmentation de la dispersion dans la calibration.

Le but du présent travail étant de fournir une calibration utile pour l'étude des populations stellaires distantes, hautement rougies et pour lesquelles des spectres multi-époques de haute qualité permettant la mise en évidence de binaires spectroscopiques seront rarement disponible, nous supposerons que le niveau de contamination par une binarité indétectée au sein de ces objets d'étude sera en général très similaire ou supérieur à celui de l'échantillon ici considéré. Ainsi, dans notre estimation de l'impact de la binarité sur la calibration, nous nous attacherons à évaluer l'importance de cet effet en terme de dispersion, à partir d'un certain nombre de suppositions sur la fraction de binaires et la distribution des rapports de masse, plutôt que de chercher à corriger la relation de calibration du biais introduit par de possibles compagnons stellaires non identifiés.

En dépit des nombreux travaux cités précédemment sur la binarité, aucun consensus clair ne s'est dégagé jusqu'à maintenant sur une valeur précise du taux de binarité β. En ce qui concerne la distribution des rapports de masse, Shatsky & Tokovinin (2002) aboutissent à la relation suivante pour les étoiles de type B :

$$f(q) \propto q^{\alpha}$$

où $\alpha = -0.5$ et q est le rapport de masse entre l'étoile secondaire et la primaire. Néanmoins, il convient de dire que les incertitudes sur la distribution des fractions de masses sont grandes. Par exemple, Abt et al. (1990) obtiennent une distribution beaucoup plus plate. Notons également que la détection des binaires dont la primaire est massive est techniquement limitée et tend à avoir un rapport de masse proche de un en raison de la grande luminosité de la primaire.

Ainsi, étant données toutes ces incertitudes sur α et β, nous avons décidé de lancer une simulation avec pour paramètres d'entrée le taux de binarité β et l'exposant α de la distribution des rapports de masse. La simulation est initiée avec un échantillon de primaires synthétiques (S_1, M_{J_1}) également distribuées le long de la relation de calibration. Puis, pour chaque couple (α, β), on produit un échantillon simulé dans lequel une fraction β des étoiles de départ se voient affectées un compagnon dont la masse est générée en accord avec la distribution des rapports de masse d'exposant α.

Une binarité indétectée affecte le type spectral de l'étoile, qui devient alors un mélange des types spectraux individuels de chacune des composantes. Nous supposerons que le type spectral hybride ainsi formé peut être approximé par la moyenne des types spectraux individuels pondérés par leur luminosité respective dans la bande B, le type spectral étant déterminé à partir des raies situées principalement dans ce domaine spectral :

$$\frac{L_{\mathrm{B}_1} \times S_1 + L_{\mathrm{B}_2} \times S_2}{L_{\mathrm{B}_1} + L_{\mathrm{B}_2}}$$

qui en pratique ne diffère jamais plus de 1.36 sous classes spectrales (Fig. 3.6). En effet, plus les types spectraux sont différents, plus grande est la différence en luminosité des étoiles et plus petite est la contribution relative de la secondaire. Les luminosités en B sont déduites grâce aux corrections bolométriques CBs et aux couleurs fournies par Bessell et al. (1998) et basées sur des grilles de modèles d'atmosphère :

$$M_{\mathrm{B}} = M_{\mathrm{bol}} - CB_{\mathrm{V}} + (B - V)$$

La masse m_1 de la primaire ainsi que les magnitudes bolométriques $M_{\mathrm{bol}_{1,2}}$ de la primaire et de la secondaire sont déduites par interpolation dans le Tab.3 de Harmanec (1988), où les masses et les magnitudes bolométriques sont données en fonction du type spectral.

Quant à la magnitude composite du système binaire, elle est accrue de

$$2.5 \times \log(1 + 10^{-\Delta m/2.5})$$

par rapport à la magnitude de l'étoile primaire, où Δm est la différence en magnitude dans la bande J entre les composantes primaire et secondaire. Une augmentation maximale de 0.75 mag au-dessus de la séquence principale est attendue dans le cas de deux composantes identiques.

La magnitude M_{J_2} est déduite soit directement grâce à la calibration établie dans cette thèse si la secondaire est une étoile de type B, soit grâce aux corrections bolométriques CBs et aux couleurs données par Bessell et al. (1998) :

$$M_{\mathrm{J}} = M_{\mathrm{bol}} - CB_{\mathrm{K}} + (J - K)$$

si la secondaire est de type spectral plus tardif que B.

La dispersion autour de la nouvelle relation pour l'échantillon simulé n'excède jamais 0.36 mag, quel que soit le couple (α, β) (Fig.3.7). Les valeurs de dispersion les plus grandes sont obtenues pour les distributions des rapports de masse qui favorisent clairement les compagnons massifs. Dans tous les cas, la contribution due à la binarité dans la dispersion en M_{J} n'excède pas 0.36 mag.

Afin d'estimer l'impact du retrait des binaires connues, effectué dans la Sect. 3.5.2, nous avons inclus de nouveau toutes les binaires visuelles et spectroscopiques connues qui avaient auparavant été enlevées de l'échantillon d'étoiles utilisé pour établir la calibration. Nous leur avons imposé d'avoir une précision suffisante sur les types spectraux et classes de luminosité pour être retenues. La dispersion autour de la nouvelle calibration ainsi volontairement biaisée par le phénomène de binarité s'élève à 0.60 mag, à comparer aux 0.56 mag lorsque l'échantillon est aussi exempt que possible de binaires pour autant que cela puisse être identifié dans les données initiales. Ainsi, la contribution à la dispersion en M_{J} due à la binarité connue est de $\sigma = 0.22$ mag et il reste donc au maximum $\sigma(\mathrm{bin}) = 0.28$ mag de binarité non détectée dans la calibration.

3.8.5 Effets combinés

Calculons maintenant les effets combinés de toutes les sources d'incertitudes décrites ci-dessus :

$$\sigma^2(\mathrm{comb}) = \sigma^2(\mathrm{phot}) + \sigma^2(S) + \sigma^2(\mathrm{dist}) + \sigma^2(\mathrm{red}) + \sigma^2(\mathrm{bin})$$

La dispersion simulée sur la calibration atteint alors $\sigma(\mathrm{comb}) = 0.49$ mag, c'est-à-dire moins que la dispersion réelle observée sur le Fig. 3.4 qui s'élève à 0.56 mag. Ainsi, il reste 0.27 mag imputables à des effets non encore considérés. Si l'on considère maintenant que $\sigma(\mathrm{bin}) = 0.00$ mag, ce qui signifie que l'échantillon d'étoiles utilisé pour établir la calibration est exempt de binaires, alors $\sigma(\mathrm{comb}) = 0.40$ mag. Dans ce cas, il reste non plus 0.27 mag, mais 0.39 mag imputables à des effets non encore considérés, tels que ceux liés aux propriétés astrophysiques intrinsèques induites par la rotation stellaire.

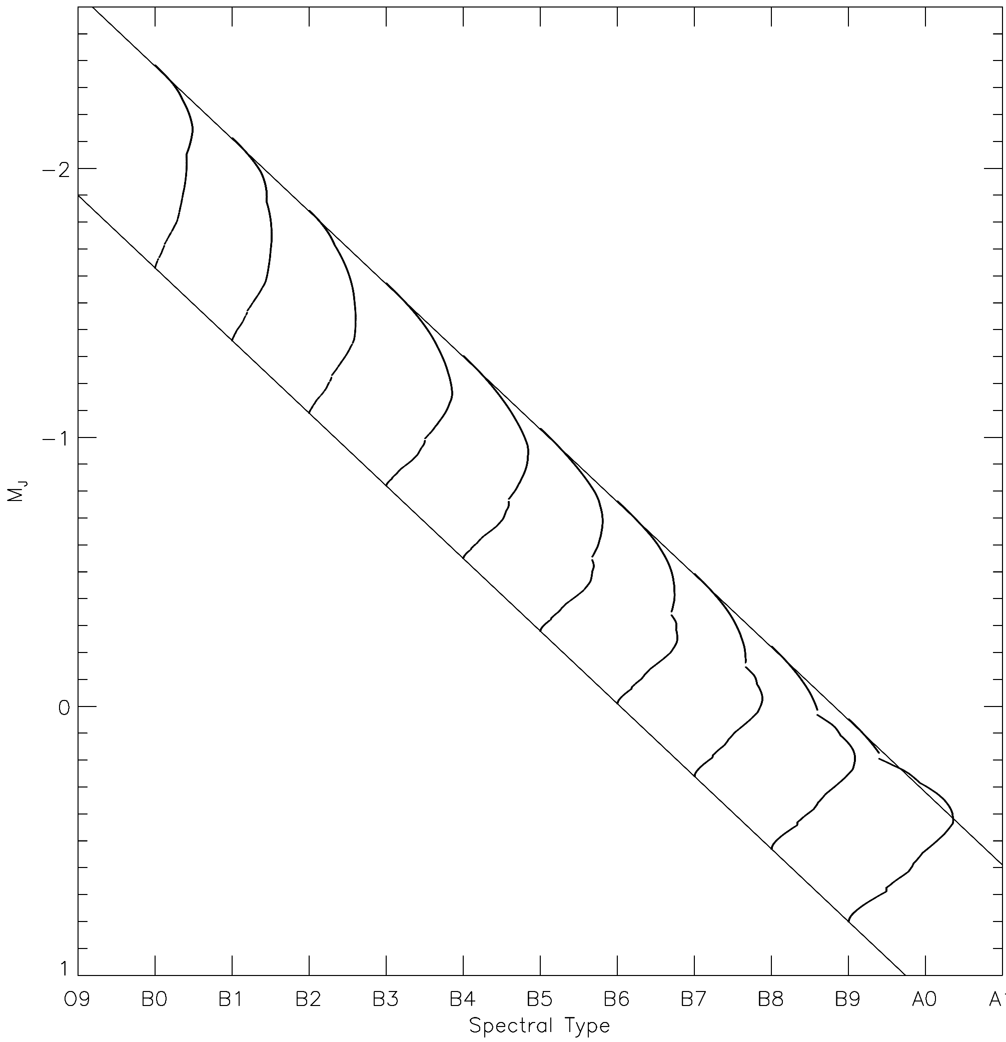


FIGURE 3.6 : *Effet de la binarité sur la calibration. Les primaires sont situées sur la droite la plus basse correspondant à la calibration. Les courbes ascendantes représentent l'évolution du type spectral et de la magnitude du système composite, pour des secondaire de plus en plus massives. Les types spectraux les plus affectés sont ceux des étoiles B de type tardif. Le gain maximum en magnitude M_J est situé à 0.75 mag au-dessus de la droite de départ.*

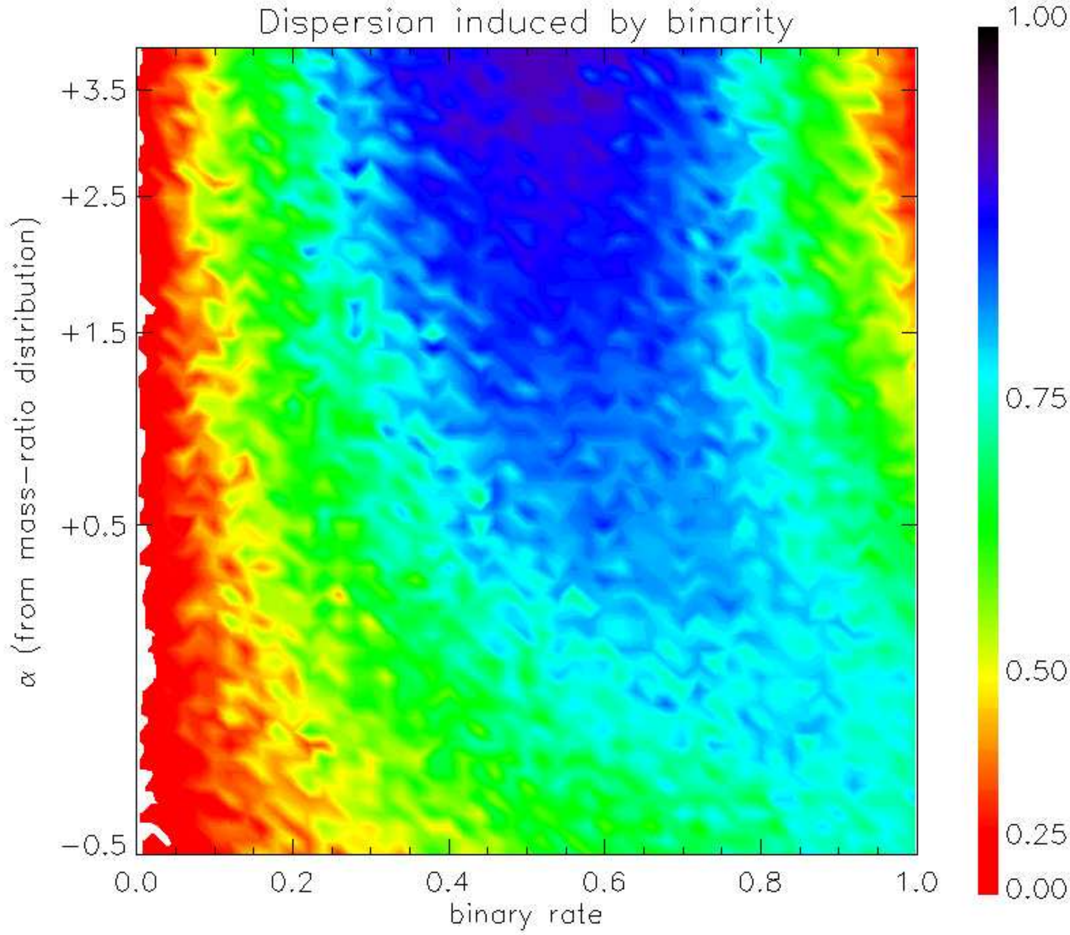
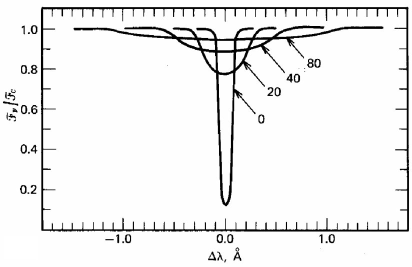


FIGURE 3.7 : *Dispersion en M_J induite par la binarité sur la calibration, en fonction du taux de binarité β et de l'exposant α de la distribution des rapports de masse. Cette figure est normalisée à un, sachant que la valeur la plus grande atteinte par la dispersion est 0.36 mag. Pour les distributions qui favorisent clairement les compagnons massifs ($\alpha > 1$), le maximum de dispersion a lieu aux alentours de $\beta = 50\%$, alors que pour les distributions qui favorisent les compagnons de faible masse ($\alpha < 0$), la dispersion augmente avec le taux de binarité β.*

3.8.6 Rotation



C'est Abney (1877) qui découvrit que certaines étoiles tournaient sur elles-mêmes. Dans les années 20, Shajn & Struve (1929) montrèrent que la rotation est un phénomène très courant parmi les étoiles. Or, la rotation influe sur le comportement des raies spectrales. La rotation induit un effet d'autant plus grand que la vitesse de rotation est élevée. Pour de très grandes vitesses, les profils de raies s'aplatissent et s'élargissent. Cet effet est illustré sur la figure ci-contre (Gray 1992 : profils de raies en fonction de $v \sin i$). La visibilité des raies diminue, à cause de la perte de contraste avec le continu. Les raies vont aussi avoir tendance à se recouvrir.

La rotation a longtemps été négligée dans les modèles d'évolution car aucune étoile n'a été observée avec la vitesse critique correspondant à l'équilibre des forces centrifuges et gravitationnelles (Sreenivasan 1991). En raison des désaccords significatifs entre les observations et les modèles concernant l'élargissement de la séquence principale pour les étoiles massives, des travaux théoriques ont progressivement été développés pour intégrer les effets rotationnels à l'évolution stellaire et réduire ces désaccords.

L'effet de la rotation sur les paramètres observationnels (couleur, luminosité, type spectral) des étoiles de type jeune a été considéré par de nombreux auteurs, en particulier le travail de pionnier de Maeder (1968) et Golay (1968) en matière de rotation stellaire. La plupart des travaux observationnels sur les effets de la rotation réfèrent aux propriétés des étoiles dans le domaine visible et principalement pour les étoiles Be (Slettebak 1968 ; Briot et al. 1997 ; Wegner 2000). Ces effets peuvent être assez importants. Nous avons déjà introduit le biais induit par la rotation dans la classification spectrale basée dans le domaine visible. Des critères infrarouges de classification ont été avancés par Meyer et al. (1998) et Hanson et al. (1996). Ces critères sont moins raffinés et donc moins sensibles aux effets de la rotation, bien que la dispersion due aux incertitudes sur la classification spectrale soit dans ce cas plus large pour les mêmes raisons. En ce qui concerne la luminosité, Meynet & Maeder (2000) estiment que l'effet de la rotation peut être aussi important que celui induit par la perte de masse. Les étoiles affectées par le *rotational mixing* sont rendues plus lumineuses et pouvent ainsi voir leur magnitude augmentée de 0.3 $M_{\rm bol}$. On pourra aussi consulter Maeder & Mermilliod (1981) et Sreenivasan & Wilson (1985) pour la rotation et le *mixing*. La dispersion initiale dans les vitesses de rotation implique une dispersion en luminosité. Pour ce qui est des couleurs visibles, la rotation induit une diminution de la température effective qui rougit l'étoile, un phénomène difficile à distinguer du rougissement du au milieu interstellaire. D'après Collins II & Sonneborn (1977) (voir leur Fig. 3), le décalage en couleur généré par la rotation affecte les magnitudes absolues $M_{\rm V}$ de plusieurs dizaines de magnitude vers le haut. Après avoir étudié les effets de la rotation sur l'intensité des rapports de raies, Collins II (1974) conclut que les types spectraux peuvent apparaître jusqu'à 3 sous types plus tardifs, en fonction des critères utilisés pour la classification. Il remarque également que le nombre d'étoiles de type B7-B9 s'en trouve systématiquement accru aux dépends des étoiles dont le type se situe entre B3-B5.

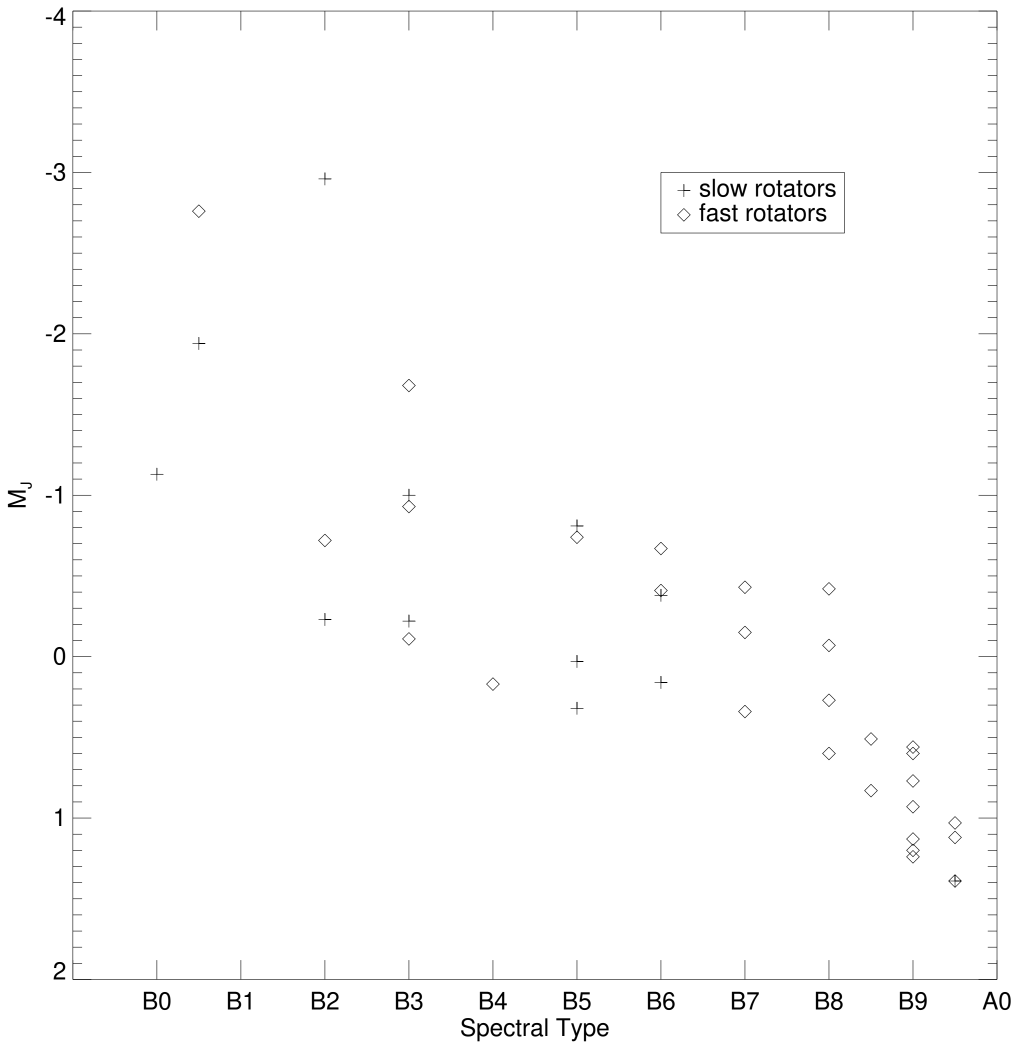


FIGURE 3.8 : *Calibration M_J-type spectral pour les rotateurs lents et rapides de CL V.*

Rotateurs rapides et rotateurs lents

De l'élargissement des profils de raies d'une étoile, on peut en déduire sa vitesse de rotation $v \sin i$ projetée le long de la ligne de visée, où v est sa vitesse équatoriale et i l'inclinaison de son axe de rotation par rapport à la ligne de visée. Chandrasekhar & Münch (1950) ont investigué le lien entre les distributions apparentes et observées des vitesses de rotation. La distribution observée des $v \sin i$ doit être déconvoluée par toutes les inclinaisons possibles des axes de rotation (Abt et al. 2002). On peut supposer une orientation isotropique des axes de rotation stellaire, indépendante des coordonnées Galactiques, d'après Abt (2001). Plusieurs résultats sur les distributions des vitesses de rotation ont été obtenus pour les étoiles de type B : Wolff et al. (1982), Magee et al. (1998) et Abt et al. (2002).

Les étoiles de type Be sont connues pour être des rotateurs rapides. De plus, leur position sur et/ou au-dessus de la séquence principale n'est pas clairement établie. Diverses tentatives pour déterminer les magnitudes absolues des étoiles de type Be ont été entreprises par différents auteurs. On trouvera un résumé dans le Tab. 1 de Zorec & Briot (1991). Wegner (2000) a réalisé une comparaison entre la calibration absolue visuelle des étoiles OB et celle des étoiles Be. Les étoiles de type Be se sont avérées plus brillantes que les étoiles normales pour le même type spectral. Briot et al. (1997) aboutissent à la même conclusion, l'effet étant particulièrement important pour les types spectraux B tardifs, avec une différence de magnitude pouvant atteindre jusqu'à 1 mag. Cependant, Wegner (2000) n'a pas trouvé de différence significative entre la calibration des rotateurs rapides et des rotateurs lents en général. Cette recherche d'une différence systématique entre rotateurs rapides et lents a été investiguée par Jaschek & Gómez (1998) mais sans résultat concluant, bien que les effets dus à la rotation aient pu facilement être masqués par la grande dispersion dans leurs données. Néanmoins, d'après Lamers et al. (1997) les effets de la rotation stellaire sur la magnitude visuelle absolue peuvent rendre l'étoile plus lumineuse d'1 mag. Afin de tester cette dernière hypothèse, nous avons recherché dans la base de données SIMBAD les vitesses de rotation stellaire $v \sin i$ pour chacune des étoiles de notre échantillon. Les vitesses des rotation trouvées sont reportées dans la dernière colonne du Tab. 3 de l'Annexe B. Parmi l'échantillon de 145 étoiles, 45 d'entre elles disposent d'une vitesse de rotation dans SIMBAD, parmi lesquelles 40 d'entre elles sont de CL V. Ces mesures de vitesses sont des compilations de Uesugi & Fukuda (1970), Bernacca & Perinotto (1970), Abt et al. (2002) et Royer et al. (2002). Nous avons imposé une limite de 100 $\mathrm{km.s^{-1}}$ pour différencier les rotateurs rapides des rotateurs lents, afin de rester cohérent avec les travaux cités précédemment. Nous nous sommes limités aux étoiles de CL V. Sur la Fig. 3.8 est représentée la calibration M_J-type spectral pour chacun des types de rotateurs. Aucun effet systématique évident qui pourrait être imputé à la rotation n'apparaît sur la calibration. Il est malgré tout difficile de conclure dans la mesure où les deux échantillons de rotateurs sont petits et de plus il ne sont pas distribués de façon homogène sur l'intervalle des types spectraux.

Conclusion sur la rotation

Alors que les effets de la rotation sur une calibration peuvent être spectaculaires dans le visible, comme le montrent les études cités ci-dessus, l'utilisation des magnitudes infrarouges peut réduire considérablement leur influence. En effet, observer la queue de distribution de Rayleigh-Jeans de l'énergie spectrale réduit à la fois la dépendance des couleurs et des flux pour une longueur d'onde donnée en fonction de la température effective. La faible dispersion observée sur les couleurs infrarouges pour les objets de notre échantillon, avant même la correction de l'extinction, témoigne déjà de cette insensibilité à la température. Bien que l'effet de la rotation ne soit pas quantifiable sur notre calibration infrarouge, il est d'ores et déjà possible d'établir une limite supérieure à sa contribution dans la dispersion en M_J : au maximum 0.27-0.39 mag, en fonction de la quantité restante de binarité non détectée dans l'échantillon. Cette valeur est en dessous de celle trouvée à l'issue de calibrations établies par d'autres auteurs dans le visible.

3.9 Influence de la classe de luminosité

Jaschek & Gómez (1998) ont cherché à étudier le lien entre CL et magnitude absolue. Ils en sont arrivés à la conclusion qu'il s'agit uniquement d'une relation statistique, de dispersion ~ 0.7 mag dans la bande V, à la fois pour les naines et pour les géantes. En conséquence, ils concluent que la magnitude absolue d'une étoile ne peut pas être paramétrée uniquement en fonction du type spectral et de la CL.

La dispersion plus petite que nous avons obtenue pour notre calibration des magnitudes absolues infrarouges nous permet de reconsidérer la question, à savoir existe-t-il une distinction entre les naines et les géantes de type B en termes de magnitude absolue, pour un type spectral donné ? Afin d'explorer cette possibilité, nous avons utilisé un test de Kolmogorov-Smirnov (KS) (voir par ex. Press et al. 2002) pour estimer la probabilité avec laquelle on peut rejeter l'hypothèse nulle que les naines (CL V) et les géantes (CL III) sur la Fig. 3.4 ne sont pas séparables. Le test de KS a l'avantage de ne pas faire d'hypothèse sur la distribution des données et il est non paramétrique. Des tailles d'échantillons à comparer inégales ne sont pas un problème. Par ailleurs les échantillons de données an astronomie sont parfois assez limité en nombre de points et dans ces conditions une utilisation optimale de l'information portée par chaque point individuel est requise. Ici, il n'est pas judicieux d'utiliser un test de KS à deux dimensions (Peacock 1983 ; Gosset 1987 ; Fasano & Franceschini 1987) sur la Fig. 3.4 car notre but n'est pas de vérifier que les étoiles de CL III sont plus lumineuses que les étoiles de CL V plus type spectral est tardif, mais bien de vérifier si les étoiles de CL III sont plus hautes que les étoiles de CL V, quel que soit le type spectral. Pour s'affranchir de cet effet 2D indésirable qui pourrait influencer favorablement le test, on redistribue les données sur une seule dimension en calculant la différence en magnitude absolue entre chaque étoile et la droite ajustée à la calibration M_{J}-type spectral, pour chaque CL. Le test de KS est alors appliqué sur les distributions de ces différences (Fig. 3.9).

Le niveau de confiance avec lequel on peut rejeter l'hypothèse nulle que les naines et les géantes sont issues de la même distribution sous-jacente est de 98.99%. Ainsi, les géantes ont tendance à être plus lumineuses que les naines, et ceci en moyenne de 0.44 mag sur tout l'intervalle des types spectraux B. Néanmoins, cette différence en magnitude absolue est facilement masquée par la dispersion observée parmi les étoiles de même type spectral et de même classe de luminosité. La distinction entre les deux populations ne peut s'effectuer que sur une base statistique à cause du grand recouvrement observé, venant ainsi confirmer les résultats de Jaschek & Gómez (1998).

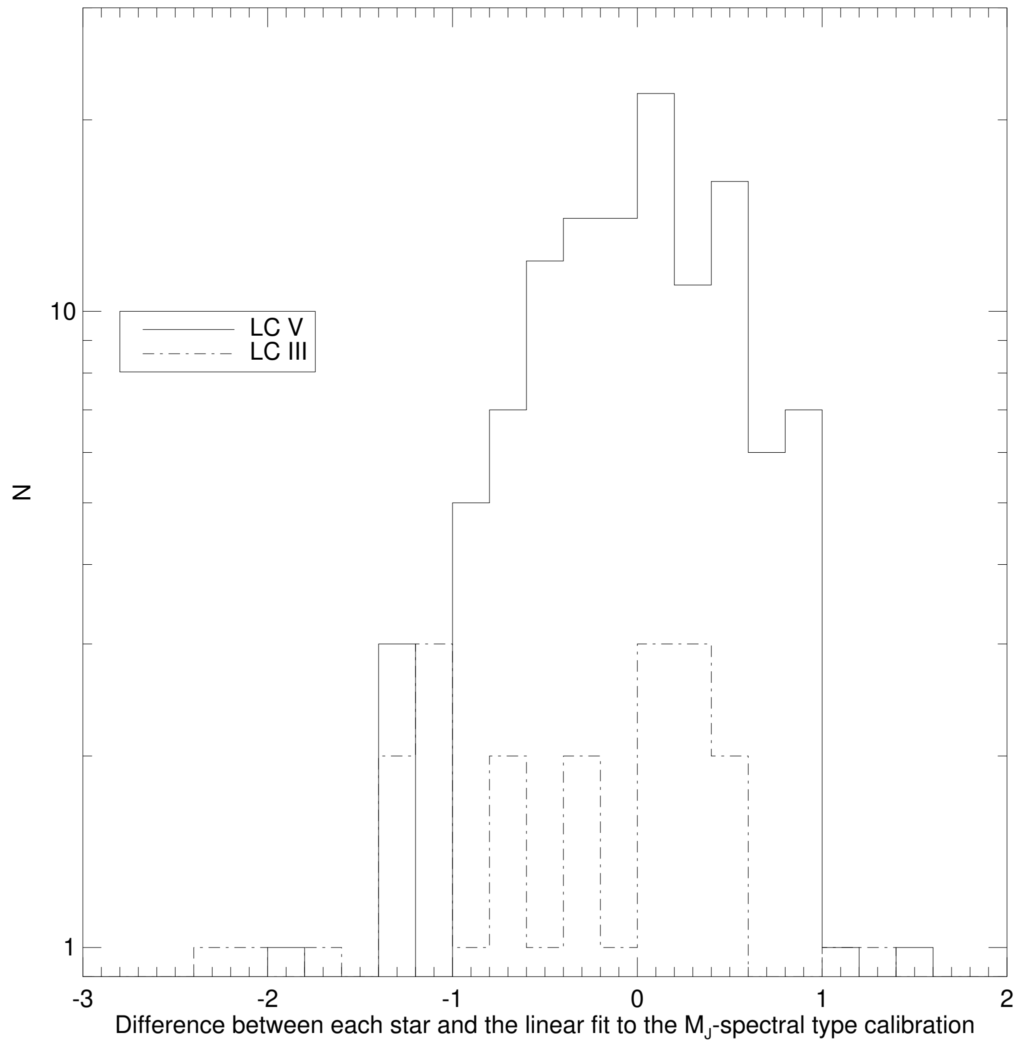


FIGURE 3.9 : *Distributions (CL V et CL III) des différences en magnitude absolue entre chaque étoile et la droite ajustée à la calibration M_J-type spectral. La largeur des intervalles est de 0.2 mag.*