

2 ml. 2976.12

Université de Montréal

Étude spectroscopique du contenu en étoiles supergéantes de l'amas ouvert NGC 7419

par
Geneviève Caron
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

Octobre 2001

©Geneviève Caron, 2001



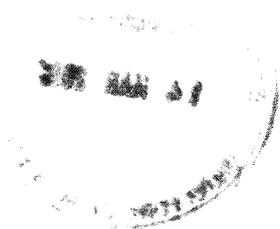
QC

3

U54

2002

V.009



Université de Montréal
Faculté des études supérieures

Ce mémoire intitulé :

Étude spectroscopique du contenu en étoiles supergéantes de l'amas ouvert NGC 7419

présenté par :

Geneviève Caron

a été évalué par un jury composé des personnes suivantes :

Daniel Nadeau,	président-rapporteur
Nicole St-Louis et Anthony F.J. Moffat,	directeurs de recherche
Pierre Bastien,	membre du jury

Mémoire accepté le : _____

Ce mémoire est dédié à mon époux, Patrick Boucher,
pour son encouragement et son soutien moral.
Il m'a encouragée à accomplir mon plus grand rêve :
celui de faire une maîtrise en astrophysique.

Sommaire

Dans ce mémoire, une étude spectroscopique de l'amas stellaire NGC 7419 est présentée. Cet amas présente une différence étonnante entre le nombre d'étoiles supergéantes bleues (BSG) et rouges (RSG). En effet, Beauchamp et al. (1994) ont montré, à partir de données uniquement photométriques pour les étoiles bleues, que NGC 7419 contient 5 RSG, mais aucune BSG n'a été trouvée. Pour un amas de sa métallicité (solaire), un nombre environ deux fois plus grand de BSG que de RSG, est attendu. Cette étude apporte des éléments qui permettent de mieux comprendre cet amas exceptionnel.

Afin de confirmer le faible rapport entre le nombre de BSG et de RSG, les sept étoiles bleues les plus brillantes ont été analysées spectroscopiquement à l'aide de données prises à l'Observatoire astronomique du mont Mégantic. Elles ont été catégorisées à l'aide d'un système de classification spectrale spécialement conçu à cet effet pour les longueurs d'ondes situées entre 8400 Å et 8920 Å. Ce système de classification est composé de 55 étoiles standards présentant des raies en absorption, dont les largeurs équivalentes des raies d'hydrogène neutre de la série de Paschen ont été mesurées et comparées les unes aux autres à l'aide de graphiques. Quinze spectres d'étoiles standards à raies d'émission ont également été obtenus afin d'être comparés avec les étoiles bleues en émission de NGC 7419.

Des sept étoiles de NGC 7419 étudiées, quatre présentent des raies d'absorption et trois des raies d'émission en plus des raies d'absorption. Les types spectraux de ces étoiles sont B2,5 II - III; B2,5 III; B0 III et B4 III(e); respectivement, pour les quatre premières et Be, B1 III - Ve et Be pour les trois dernières. Les vitesses radiales héliocentriques mesurées pour ces étoiles ont une valeur moyenne de $-66 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$ avec une dispersion de $\sigma = 16 \text{ km s}^{-1}$, ce qui correspond très bien à la valeur mesurée par Beauchamp et al. (1994) de $-74 \pm 9 \text{ km s}^{-1}$ avec une dispersion de $\sigma = 23 \text{ km s}^{-1}$. De plus, la distance de l'amas fut estimée, à partir de ces types spectraux et de la calibration de Schmidt-Kaler (1982), à une valeur de $1,7 \pm 0,4 \text{ kpc}$, ce qui est assez comparable à la valeur $2,3 \pm 0,3 \text{ kpc}$ basée sur le diagramme couleur-magnitude de Beauchamp et al. (1994).

Aucune nouvelle étoile supergéante n'ayant été détectée, nous confirmons donc l'absence de BSG dans cet amas au nombre élevé de RSG. Le nombre exceptionnellement élevé d'étoiles Be que nous et d'autres avons identifiées nous permet de croire que le taux de rotation moyen des étoiles de NGC 7419 est plus important que pour la plupart des étoiles des autres amas.

Comme la rotation accélère l'évolution des étoiles massives, nous suggérons que les étoiles qui normalement devraient être toujours au stade BSG sont devenues RSG, ce qui explique ainsi l'absence de BSG dans l'amas.

Abstract

A spectroscopic study of the open cluster NGC 7419 is presented. This cluster reveals a surprisingly large difference between its numbers of blue and red supergiants: a record of 5 red supergiants (RSG) but only 1 blue supergiant (BSG), according to the photometric study of Beauchamp et al. (1994). For a cluster of its (" solar) metallicity, one expects twice as many BSG as RSG. This study provides the means for understanding this unique cluster.

To verify the small ratio of BSG to RSG, the seven most luminous blue member stars were analysed spectroscopically using the 1.6m telescope of the mont Mégantic Observatory. The spectra were classified in a system especially adapted for these heavily reddened stars, in a band near the hydrogen Paschen limit at 8400 Å- 8920 Å. This classification system was covered by 55 standard stars of known MK types showing absorption lines, were the equivalent widths of the hydrogen lines of the upper Paschen series were measured and graphically intercompared. Fifteen standard stars with emission line spectra were also used to compare with the blue emission-line stars seen in NGC 7419.

Among the seven blue stars observed in NGC 7419, four had spectra that were dominated by absorption lines and three by central emission lines. The spectral types of these stars are B2.5 II-III, B2.5 III, B0 III and B4 III (e) for the first four stars and Be, B1 III-Ve and Be for the last three stars. The measured average heliocentric radial velocity of these stars is $-66 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$, with a dispersion of $s = 16 \text{ km s}^{-1}$. This value is compatible with the corresponding value of $-74 \pm 9 \text{ km s}^{-1}$, with a dispersion of $s = 23 \text{ km s}^{-1}$, measured for six blue member stars by Beauchamp et al. (1994). A distance of $1.7 \pm 0.4 \text{ kpc}$ for this cluster was estimated using these spectral types and the Schmidt-Kaler (1982) calibrations. This value agrees with the value of $2.3 \pm 0.3 \text{ kpc}$ of Beauchamp et al. (1994), based on isochrone fitting in the color-magnitude diagram.

With no blue supergiant star detected spectroscopically, we confirm the low number, in this case absence, of BSG in this cluster. The high fraction of Be stars detected among the bright blue member stars by us and others suggests that the average rotational velocity rate of the stars in NGC 7419 is significantly higher than in other clusters of similar age and metallicity. Since rotation accelerates the evolution of massive stars, we suggest that the stars that would have normally stayed in the BSG state in NGC 7419, have become RSG. This may explain why there are no BSG in this cluster.

Mots clés en anglais : NGC 7419, red supergiant, blue supergiant, spectroscopy, open cluster, Be star.

Table des matières

Table des matières	vii
Liste des tableaux	viii
Liste des figures	x
1 Les étoiles supergéantes	1
1.1 L'évolution des étoiles massives	1
1.2 Classification des étoiles O et B	3
1.2.1 Étoiles de type O	3
1.2.2 Étoiles de type B	3
1.2.3 Étoiles de type Be	4
1.3 Comportement des raies spectrales	5
1.3.1 Dépendance en température	6
1.3.2 Dépendance en pression	6
1.4 Le rapport B/R	6
1.4.1 Modèles d'évolution et contrainte sur le rapport B/R	7
1.5 Description du projet	9
2 L'amas stellaire NGC 7419	10
3 Observations	15
3.1 Instruments utilisés / Acquisition des données	15
3.2 Réduction des données spectroscopiques	15
3.3 Étoiles standards observées	16
3.4 Étoiles de l'amas NGC 7419 observées	23
4 Méthode de classification des étoiles	27
4.1 Mesures importantes	27
4.1.1 Largeurs équivalentes et largeurs à mi-hauteur des raies spectrales	27
4.1.2 Vitesses radiales des étoiles standards	34

4.2	Système de classification / Analyse des données	37
4.3	Interprétation du système de classification	44
4.4	Modèles théoriques	45
5	Résultats pour NGC 7419	54
5.1	Spectres en absorption	54
5.2	Spectres en émission	54
5.3	Vitesse radiale héliocentrique de NGC 7419	57
5.4	Distance de NGC 7419	57
5.5	Discussion	58
	Conclusion	63
	Bibliographie	64
	A Standards	66
	Remerciements	73

Liste des tableaux

1.1	Liste des raies importantes dans le spectre infrarouge des étoiles B	5
3.1	Liste des étoiles standards	16
3.2	Liste des raies interstellaires près de 8620 Å	25
4.1	Largeurs équivalentes des raies	29
4.2	Largeur à mi-hauteur des raies	32
4.3	Vitesses radiales héliocentriques des étoiles standards	35
4.4	Comparaison des étoiles standards avec les modèles synthétiques	51
5.1	Spectres en absorption des étoiles de l'amas NGC 7419	54
5.2	Spectres en émission des étoiles de l'amas NGC 7419	55
5.3	Vitesses radiales héliocentriques	57
5.4	Distance de l'amas NGC 7419	58
5.5	Liste de jeunes amas ouverts	60

Table des figures

1.1	Diagramme H-R	2
1.2	Magnitude absolue en fonction de la largeur équivalente de $H\gamma$	4
2.1	Image de NGC 7419	10
2.2	Diagramme couleur-magnitude de NGC 7419	12
2.3	Diagramme couleur-magnitude de NGC 7419 avec courbe isochrone corrigée pour l'extinction globale	13
2.4	Diagramme couleur-magnitude de NGC 7419 avec courbe isochrone corrigée pour la variation individuelle du rougissement interstellaire, comprenant une variation instrumentale de rougissement avec le type spectral	14
3.1	Échantillon d'étoiles standards de type spectral O9	19
3.2	Échantillon d'étoiles standards à raies d'émission	20
3.3	Échantillon d'étoiles standards supergéantes entre O9 et B5	21
3.4	Échantillon d'étoiles standards de type naine entre O9 et B5	22
3.5	Image de NGC 7419 avec numérotation d'étoiles utiles	23
3.6	Spectres observés des étoiles bleues les plus brillantes de NGC 7419	24
3.7	Nature interstellaire de la raie à 8620 \AA	26
4.1	Méthode de mesure des largeurs équivalentes des raies	28
4.2	Dispersion des vitesses radiales	38
4.3	Légende pour les types spectraux des étoiles standards et des 4 étoiles en absorption de NGC 7419	39
4.4	Largeur à mi-hauteur de $P\kappa$ versus HeI à 8777 \AA	40
4.5	Évolution des largeurs équivalentes des raies de Paschen	42
4.6	Évolution des largeurs équivalentes des raies de Paschen (Suite)	43
4.7	Exemple de spectre synthétique	46
4.8	Évolution des largeurs équivalentes des raies de Paschen et comparaison avec les modèles théoriques	47
4.9	Évolution des largeurs équivalentes des raies de Paschen et comparaison avec les modèles théoriques (Suite)	48

4.10	Rapport de l'évolution des largeurs équivalentes des raies de Paschen et comparaison avec les modèles théoriques	49
4.11	Rapport de l'évolution des largeurs équivalentes des raies de Paschen et comparaison avec les modèles théoriques (Suite)	50
5.1	Comparaison de l'étoile 417 avec des étoiles standards	56
5.2	Comparaison entre RSG/(BSG + RSG) et la fréquence de Be dans plusieurs amas ouverts	61

Abréviations

B/R	Rapport du nombre de supergéantes bleues et du nombre de supergéantes rouges
BSG	Supergéante bleue (<i>blue supergiant</i>)
IR	Infrarouge
LBV	Supergéante bleue très lumineuse et variable (<i>Luminous blue variable</i>)
\dot{M}	Taux de perte de masse
RSG	Supergéante rouge (<i>red supergiant</i>)
S/B	Rapport signal sur bruit
SMC	Petit Nuage de Magellan (<i>Small Magellanic Cloud</i>)
SN	Supernova
UV	Ultraviolet
WC	Wolf-Rayet riche en carbone
WN	Wolf-Rayet riche en azote
WR	Wolf-Rayet
YSG	Supergéante jaune (<i>yellow supergiant</i>)

Chapitre 1

Les étoiles supergéantes

1.1 L'évolution des étoiles massives

L'évolution des étoiles massives dépend de façon critique du taux de perte de masse engendrée par leur fort vent. Afin de pouvoir considérer une étoile comme étant massive, sa masse au début de la phase de combustion de l'hydrogène doit être supérieure à $8 M_{\odot}$. Dans les modèles d'évolution stellaire à masse constante, les étoiles massives sont affectées par une zone d'instabilité semi-convective qui est engendrée à la suite du fait que la pression interne et l'opacité sont dominées par la pression radiative et la diffusion par les électrons, respectivement. Dans les modèles évolutifs, le temps de vie des étoiles sur la série principale augmente s'il y a perte de masse. Cette prolongation de la vie de l'étoile est causée par le fait que, lorsqu'il y a perte de masse, la température centrale de l'étoile augmente moins rapidement, ce qui implique une combustion du carburant plus lente et donc un temps de vie plus long pour l'étoile. Pour les étoiles massives simples, la matière est expulsée par un fort vent. Les différents scénarios évolutifs des étoiles massives sont répartis selon la masse initiale de ces dernières (Chiosi & Maeder 1986).

Masse initiale supérieure à $60 M_{\odot}$: Ces étoiles ne traversent pas une phase supergéante rouge puisque les vents produits sont si puissants qu'ils dépouillent complètement les couches externes, ne laissant ainsi qu'un noyau d'hélium. Cependant, ces étoiles passent par une phase supergéante bleue très lumineuse et variable (LBV). Le tracé évolutif est comme suit :

$$O \rightarrow Of \rightarrow BSG \text{ et } LBV \rightarrow WN \rightarrow WC \rightarrow (WO) \rightarrow SN$$

Selon Moffat et al. (1991), la limite supérieure pour la masse des étoiles se situe à environ $70 M_{\odot}$. Ces étoiles sont donc extrêmement rares, et ainsi il est possible qu'il n'y ait pas beaucoup d'étoiles qui puissent suivre ce tracé évolutif.

Masse initiale entre $60 M_{\odot}$ et $25 M_{\odot}$: Le vent de ces étoiles est le facteur déterminant de l'évolution. Il n'est pas assez puissant pour expulser toute l'enveloppe externe de l'étoile,

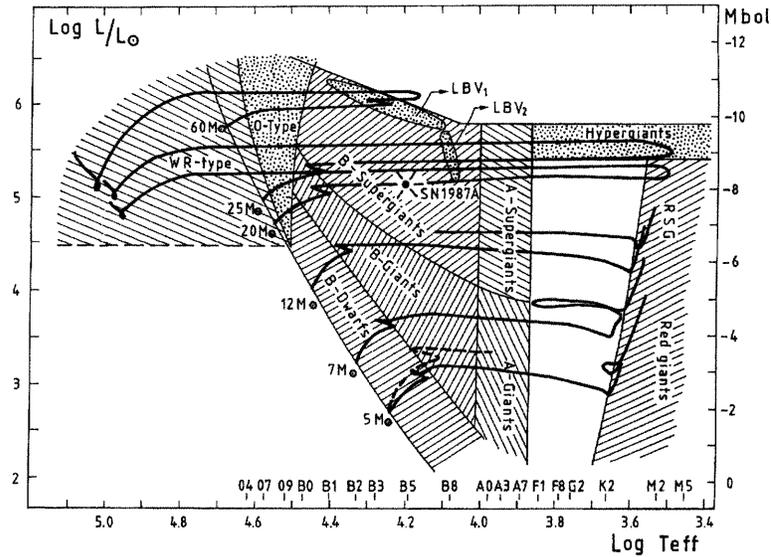


FIG. 1.1 – Diagramme H-R et différents chemins évolutifs selon la masse. Tiré de Vanbeveren et al. (1998).

et l'étoile devient rapidement supergéante rouge puisque la zone convective intermédiaire est petite ou même absente (voir section 1.4.1). Progressivement, les vents stellaires au stade de supergéante rouge dénudent l'étoile de son enveloppe externe et l'étoile évolue vers le bleu. Cependant, cette évolution sera déterminée par le rapport entre deux échelles de temps; celle du taux de perte de masse et celle de la combustion d'hélium. Avec un taux de perte de masse peu élevé, l'étoile peut demeurer dans la phase supergéante rouge. Ainsi, on peut distinguer deux tracés évolutifs possibles :

\dot{M} élevé : O \rightarrow BSG \rightarrow YSG \rightarrow RSG \rightarrow WN \rightarrow (WC) \rightarrow SN

\dot{M} faible : O \rightarrow BSG \rightarrow YSG \rightarrow RSG \rightarrow SN

Masse initiale inférieure à 25 M_{\odot} : Dans cet intervalle de masse, les vents ne sont jamais assez puissants pour rejeter les couches externes. Lorsqu'elle quitte la série principale, l'étoile peut devenir soit supergéante bleue et ensuite évoluer vers le rouge, soit devenir directement supergéante rouge pour ensuite évoluer dans la zone d'instabilité des Céphéides et enfin redevenir supergéante rouge. Le scénario évolutif est le suivant :

O \rightarrow (BSG) \rightarrow RSG \rightarrow YSG et Céphéide \rightarrow RSG \rightarrow SN

Pour une masse initiale entre 8 M_{\odot} et 20 M_{\odot} , les étoiles passent de rouge à bleu et reviennent à rouge dans le diagramme HR, peu importe leur masse initiale.

1.2 Classification des étoiles O et B

1.2.1 Étoiles de type O

Le spectre des étoiles O est caractérisé par la présence de raies d'hélium neutre et ionisé (Jaschek & Jaschek 1987). Les raies d'hélium ionisé sont plus fortes pour les étoiles de type précoce, tandis que les raies d'hydrogène et d'hélium neutre sont plus intenses pour les types tardifs. De plus, d'autres raies sont présentes dans les spectres d'étoiles de type tardif telles que celles de SiIV et de CIII. La raie de NIII peut également être détectée, mais uniquement en émission. Les raies en émission sont souvent présentes dans le spectre de ces étoiles. Elles peuvent être de différentes intensités, même si elles ne sont jamais aussi larges et intenses que celles retrouvées dans le spectre d'étoiles Wolf-Rayet. Si une telle étoile possède des raies d'émission dans la série de Balmer, elle est appelée Oe, tandis que si les raies de NIII ou HeII sont en émission, elle est appelée Of. Walborn (1973) a suggéré que les étoiles Of étaient des étoiles supergéantes de type O.

1.2.2 Étoiles de type B

Le spectre des étoiles B ne contient pas de raies d'hélium ionisé, mais contient des raies d'hélium neutre. L'intensité de ces dernières est maximale pour la sous-classe B2. Toutes les étoiles se situant entre les classes O3 et B2 font partie d'un même groupe qu'on nomme OB. Celles ayant des raies d'hélium neutre faibles sont appelées OB⁻ et sont habituellement de type B3 à B5. En plus du type spectral, les effets de luminosité peuvent également être distingués dans les spectres. Le rapport de deux raies sensibles à la pression électronique, c'est-à-dire des raies d'un même élément (ou semblable) ayant des états d'ionisation différents, peut être utilisé comme indicateur de luminosité. Une autre possibilité consiste à utiliser les raies de différentes séries d'HeI qui réagissent différemment à la pression électronique ou tout simplement à utiliser le profil des raies d'HeI. Souvent, pour classer les étoiles de type B tardif, le profil des raies est utilisé à défaut d'autres possibilités.

La dépendance du profil des raies d'hydrogène à la luminosité fut découverte par une école suédoise dans les années 1920. Cette école a montré que la largeur équivalente des raies changeait de façon prévisible avec la luminosité. Petrie (1952) a démontré qu'il existe bel et bien une relation entre ces deux paramètres (voir figure 1.2). En effet, plus la magnitude absolue est négative (plus l'étoile est brillante), plus la largeur équivalente de la raie est faible.

L'avantage d'un tel système de classification est évident : on peut relier directement une propriété physique de l'objet à la force des raies d'un seul élément chimique, l'hydrogène.

Les ailes des raies d'hydrogène d'une même série (par exemple, Lyman, Balmer et Paschen) ont tendance à se confondre de plus en plus lorsque leur longueur d'onde se rapproche de la discontinuité causée par l'ionisation. Cette confusion dépend du caractère des raies. Par exemple, si les raies sont étroites comme dans le cas des étoiles supergéantes, les ailes se

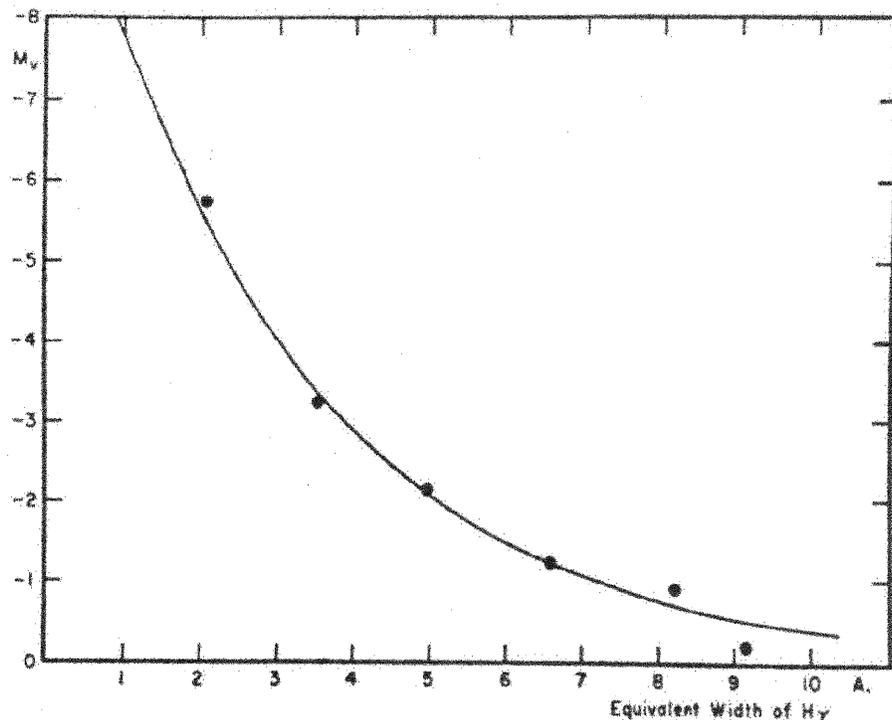


FIG. 1.2 – Magnitude absolue en fonction de la largeur équivalente de H γ de Petrie (1952). Tiré de Jaschek & Jaschek (1987).

recouperont moins que dans le cas où les ailes sont larges, comme pour les naines. Ainsi, on peut distinguer une naine d'une supergéante, seulement en comptant le nombre de raies de la même série. Cependant, ce nombre dépend de la dispersion spectrale utilisée et de la résolution du spectrographe et ainsi n'est utilisé qu'à titre indicatif.

Dans le proche infrarouge, autour de 8000 - 9000 Å, le spectre est dominé par la série de Paschen et toutes les raies présentes sont données ci-dessous (tableau 1.1). En général, la force des raies de Paschen augmente vers les types B tardifs. L'intensité des raies d'HeI est maximale à B2 tandis que le triplet de calcium augmente en force vers le type A.

1.2.3 Étoiles de type Be

Une étoile Be est définie comme une étoile de type B qui possède au moins une raie de Balmer en émission (normalement H α). Près d'un dixième de toutes les étoiles B sont des étoiles Be. Souvent, lorsque les raies de Balmer sont en émission, les raies de Paschen sont également en émission (Andrillat & Houziaux 1967). Habituellement, l'étoile Be n'est pas une supergéante, puisque la raie H α est déjà en émission. De plus, les raies des étoiles Be sont variables avec des périodes de l'ordre d'une dizaine d'années. Statistiquement, la variabilité d'une étoile Be tardive se produit sur une échelle de temps plus longue que celle d'une étoile

λ (Å)	Espèces	λ (Å)	H(série de Paschen)
7065	HeI	8204	Discontinuité de Paschen
7772	OI	8545	
8446	OI	8665	P13
8498	CaII	8860	P11
8542	CaII	9015	P10
8662	CaII	9229	P9
8680	NI	9546	P8
10830	HeI	10049	P7

TAB. 1.1 – Liste des raies importantes dans le proche infrarouge des étoiles B. Tiré de Jaschek & Jaschek (1987).

Be précoce.

Dans l'infrarouge, les raies de la série de Paschen sont habituellement en absorption, sauf pour les étoiles Be précoces où elles peuvent être en émission. Habituellement, si les raies de Balmer sont fortement en émission pour les étoiles précoces, les raies de Paschen sont également en émission. De plus, ceci implique que l'étoile possède un excès de flux dans l'infrarouge (Jaschek & Jaschek 1987, et références citées). Une autre caractéristique intéressante du spectre dans ce domaine de longueur d'onde est qu'il contient des raies d'oxygène et de calcium. En effet, le triplet de OI à 7772 Å, 7774 Å et 7775 Å est habituellement présent en absorption. S'il est en émission, il est habituellement accompagné de la raie de FeII à 7712 Å en émission. Dans les étoiles de type précoce, la raie de OI à 8446 Å est présente en émission. On peut également distinguer le triplet de CaII à 8498 Å, 8542 Å et 8662 Å, mais il est difficile de le séparer des raies de Paschen, sauf à très haute dispersion spectrale.

1.3 Comportement des raies spectrales

Les raies d'absorption sont produites lorsqu'un atome absorbe un photon dont l'énergie est exactement celle que requiert un électron pour effectuer une transition d'un niveau à un autre plus élevé.

Les raies d'absorption qui apparaissent dans le spectre des étoiles présentent des différences de forme et d'intensité qui dépendent des conditions physiques dans la photosphère de l'étoile (Gray 1976). Le plus gros problème consiste à déterminer le comportement des raies d'absorption en fonction de la température, de la pression, du champ de radiation et de toute autre propriété du gaz. Les deux processus physiques les plus importants dans la formation de ces raies sont la diffusion et l'absorption.

La formation d'une raie intense a lieu dans une partie étendue de l'atmosphère. Ses ailes sont formées dans les couches profondes tandis que le coeur échantillonne plutôt les couches superficielles. Généralement, plus l'absorption est forte, plus elle se produit dans les couches

élevées. Les niveaux d'excitation et d'ionisation élevés sont favorisés par l'augmentation de la température avec la profondeur, ce qui implique que ces raies prendront naissance dans les couches plus profondes et, par conséquent, seront moins intenses.

La force des raies spectrales dépend également des vitesses thermiques et microturbulentes qui, tout comme le nombre d'absorbants, dépendent, sous l'approximation ETL, de la température, de la pression électronique et des constantes atomiques. Dans les raies intenses, la force des raies dépend aussi de la pression électronique du gaz.

1.3.1 Dépendance en température

La température est le facteur déterminant pour la force des raies spectrales (Gray 1992). Dans les processus d'excitation et d'ionisation, la dépendance en température est soit exponentielle, soit en puissance, selon les équations de Boltzmann et de Saha.

Les raies d'hydrogène sont également sensibles à l'effet Stark. L'effet Stark est l'influence d'un champ électrique externe sur les spectres atomiques, c'est-à-dire que les transitions atomiques se font entre des niveaux modifiés par le champ. L'effet Stark linéaire ou quadratique dépend des nombres quantiques n et l qui proviennent de l'interaction des niveaux d'énergie atomique avec un champ électrique. Cet effet permet de dédoubler les raies du spectre de l'atome et ainsi favorise l'élargissement des raies. Notons que dans un plasma, on a toujours des microchamps électriques qui fluctuent selon le mouvement des ions et des électrons.

1.3.2 Dépendance en pression

La pression a trois effets : le premier est le changement du rapport des absorbants et de l'opacité du continu (ou l'équilibre d'ionisation), le second est la sensibilité du coefficient d'élargissement (γ) dans les raies intenses et le troisième est l'élargissement dû à l'effet de Stark linéaire pour l'hydrogène.

Les effets de la pression dans les spectres stellaires sont plus faibles que ceux de la température.

1.4 Le rapport B/R

L'étude du comportement du rapport entre le nombre de BSG et RSG en fonction de la métallicité Z est importante pour la détermination de la nature du précurseur de certaines supernovæ dans différents environnements (Langer 1991b,a; Tuchman & Wheeler 1989b,a) et aussi pour étudier les modèles de synthèse des populations stellaires (Cervino & Mas-Hesse 1994; Origlia et al. 1999, par exemple). Cette dernière permet d'étudier la formation et l'évolution des étoiles massives dans les régions où la formation d'étoiles est intense. Le nombre d'étoiles Wolf-Rayet et RSG dans les amas stellaires est très dépendant de l'abondance en métaux du gaz initial. Ainsi, les WR se retrouvent plutôt dans des amas ayant une métallicité

élevée et deviennent plutôt rares dans les régions sous-abondantes en métaux tandis que la situation contraire est observée pour les RSG. Le rapport B/R est alors une caractéristique importante des populations d'étoiles massives dans les amas et les galaxies (Langer & Maeder 1995) car c'est une des propriétés stellaires observables à grandes distances dans l'univers.

D'ailleurs, les observations démontrent que le rapport B/R augmente brusquement avec la métallicité (Maeder & Meynet 2000; Cowley et al. 1979; Humphreys & McElroy 1984). En effet, Schulte-Ladbeck & Hopp (2001) ont observé des galaxies proches et ont détecté un nombre élevé de supergéantes rouges à basse métallicité, ce qui implique que B/R croît avec la métallicité. Les modèles évolutifs n'arrivent pas à reproduire ce fait (Langer & Maeder 1995; Maeder & Meynet 2000).

Cette difficulté est sûrement causée en partie par le fait que les supergéantes se retrouvent souvent très près d'une zone d'instabilité dans le diagramme HR (voir figure 1.1). Une petite variation dans le taux de perte de masse, par convection ou par d'autres processus hydrodynamiques mixtes peut affecter grandement l'évolution de l'étoile et sa stabilité (Maeder & Meynet 2000; Langer & Maeder 1995, et références citées).

1.4.1 Modèles d'évolution et contrainte sur le rapport B/R

On peut considérer une étoile massive comme étant composée de deux parties : une partie externe en équilibre radiatif où le flux total d'énergie peut être supposé constant et un noyau convectif où a lieu la production d'énergie nucléaire (Ledoux 1947). En plus, il existe une zone semi-convective, c'est-à-dire une zone chimiquement hétérogène entre le noyau convectif et l'enveloppe radiative. La détermination des gradients de température et de pression dans cette zone est toujours un problème non résolu :

$$\nabla = \frac{d \ln T}{d \ln P}, \quad \nabla_{\mu} = \frac{d \ln \mu}{d \ln P}, \quad (1.1)$$

où ∇ indique le gradient (∇_r pour la zone radiative, ∇_{ad} pour les conditions adiabatiques de P et T, et μ est l'indice pour le poids moléculaire moyen) (Stothers & Chin 1994).

Il existe de nombreux modèles de la phase de brûlage de l'hélium entre la partie bleue et la partie rouge du diagramme HR. Or, la contrainte qu'impose le rapport B/R observé à différentes métallicités nous permet de ne retenir que trois modèles importants (Langer & Maeder 1995).

1. Modèle du critère de Schwarzschild

Le modèle du critère de Schwarzschild est basé sur le gradient de température. Il considère un processus de diffusion très rapide pour la zone de semi-convection. Canuto (2000) a démontré que le formalisme de Schwarzschild implique nécessairement de la pénétration convective (*overshoot*). Par exemple, la pénétration des bulles convectives dans la couche supérieure radiative stable du Soleil explique la granulation de surface

(Boehm-Vitense 1992). Dans ce cas, le critère à respecter est

$$\nabla = \nabla_r, \quad \nabla_\mu = \nabla_{ad}. \quad (1.2)$$

2. Modèle du critère de Ledoux

Le modèle de Ledoux est basé sur le gradient de densité. Il considère un processus de diffusion plus lent pour la semi-convection. Le critère est alors :

$$\nabla = \nabla_r, \quad \nabla_\mu = \nabla - \nabla_{ad}. \quad (1.3)$$

3. Modèles avec semi-convection

Les modèles considérant le critère de Ledoux, avec ou sans semi-convection, permettent de bien prédire le rapport du nombre de supergéantes bleues et rouges à basse métallicité (Z entre 0,002 - 0,004). Or, dans les modèles, lorsque la métallicité augmente, le rapport B/R diminue, en contradiction avec la tendance observée (Maeder & Meynet 2000, et références citées). Les modèles considérant le critère de Schwarzschild, avec ou sans pénétration convective (*overshoot*), peuvent reproduire plus ou moins le rapport B/R à métallicité solaire mais prédisent peu ou pas de supergéantes rouges à métallicité plus faible. Or, plusieurs études ont démontré la forte présence de telles étoiles dans des milieux faibles en métaux (Brunish et al. 1986; Schaller et al. 1992; Bressan et al. 1993; Fagotto et al. 1994). Ceci démontre que le problème est relié à la taille du noyau ainsi qu'aux modes de combustion dans les couches au-dessus du cœur.

À basse métallicité (lorsque le taux de perte de masse est bas), une large zone convective se forme dans le voisinage de la zone du brûlage en couche de l'hydrogène, homogénéisant ainsi une partie de l'étoile et la maintenant dans la phase BSG (Stothers & Chin 1979; Maeder 1981). Lorsque le taux de perte de masse est plus élevé, la zone convective intermédiaire est beaucoup plus petite et la formation de RSG est alors favorisée. Une augmentation du taux de perte de masse peut ramener l'étoile au stade de BSG. Lorsque le noyau d'hélium contient plus qu'une certaine fraction critique q_c (de la masse totale) (Chiosi & Nasi 1978; Maeder 1981), l'étoile se déplace vers le bleu et devient soit une BSG, soit une étoile WR (Schaller et al. 1992; Salasnich et al. 1999; Stothers & Chin 1999). La fraction de masse critique q_c est de 67 % à 60 M_\odot , 77 % à 30 M_\odot et 97 % à 15 M_\odot (Maeder 1981).

La rotation affecte essentiellement le rapport B/R par des effets sur la structure interne et sur le taux de perte de masse. Maeder & Meynet (2000) (et références citées) ont démontré que l'effet des instabilités rotationnelles ressemble à celui de la pénétration convective qui ne favorise pas la formation de RSG à basse métallicité. Or, une rotation rapide implique un plus haut taux de perte de masse par les vents stellaires et, en général, ceci favorise la formation des RSG.

Maeder & Meynet (2001) ont démontré qu'à cause de l'excès d'hélium amené près de la

couche de brûlage de l'hydrogène par la rotation (ce qui augmente la taille du noyau d'hélium), le rayon stellaire des étoiles en rotation peut augmenter pendant la phase de combustion de l'hélium. Ceci pourrait expliquer le haut taux de formation des RSG à faible métallicité.

1.5 Description du projet

Le problème du rapport B/R dans les amas stellaires et dans les galaxies en général n'est toujours pas solutionné. En effet, dans ce domaine, la théorie dévie très significativement des observations.

Mon projet de recherche consiste donc à déterminer le nombre d'étoiles supergéantes bleues dans l'amas stellaire NGC 7419 à l'aide d'une analyse spectroscopique des étoiles les plus bleues. Ceci nous permettra de déterminer le rapport entre le nombre de supergéantes bleues et le nombre de supergéantes rouges de cet amas.

Le cas de l'amas ouvert galactique NGC 7419 est particulièrement intéressant dans ce contexte car il contient un nombre record de cinq supergéantes rouges, mais seulement une supergéante bleue selon l'étude principalement photométrique de Beauchamp et al. (1994). Cette dernière donne un rapport B/R de $0,2 \pm 0,2$ que l'on peut comparer à un rapport B/R de $1,9 \pm 0,8$ en moyenne dans 11 amas du même âge et à la même distance galactocentrique. La variation est-elle causée par des statistiques de petits nombres ou y a-t-il une autre explication?

Une solution possible est que les informations existantes sur les étoiles lumineuses bleues dans NGC 7419 sont d'une qualité inférieure et l'amas contient en fait plus de supergéantes bleues que le nombre trouvé par Beauchamp et al. (1994). NGC 7419 est un amas difficile à étudier, car le rougissement interstellaire dans cette direction est élevé ($A_V = 6,7$) et les étoiles les plus bleues dans l'amas ont $V \sim 13$ et 14.

Nous proposons de contourner le problème posé par classification MK dans le bleu (4000 Å - 4800 Å) en faisant plutôt de la spectroscopie dans le rouge (8400 Å - 8920 Å) pour chacune des sept étoiles les plus bleues dans NGC 7419. Le flux dans le rouge est nettement supérieur à celui dans le bleu, ce qui implique que le rapport signal sur bruit sera plus grand, nous permettant ainsi d'utiliser une meilleure résolution pour les spectres. Le seul problème est l'absence d'un système de classification spectrale à ces longueurs d'ondes. Ainsi, ce projet me permettra de remédier à ce problème et de produire un système de classification dans le rouge en observant 55 étoiles en absorption ainsi qu'une quinzaine d'étoiles en émission possédant des types spectraux répartis entre O9 et B5.

En plus de déterminer le rapport B/R, les spectres obtenus nous permettront d'estimer les vitesses radiales des étoiles bleues membres de NGC 7419, nous permettant ainsi d'étudier la dynamique interne et externe (c'est-à-dire galactique) de l'amas.

Chapitre 2

L'amas stellaire NGC 7419



FIG. 2.1 – NGC 7419. Tiré d'une image de 2MASS.

NGC 7419 est un jeune amas ouvert situé près du plan galactique dans la constellation de Céphée ($l=109^{\circ}14$, $b=+1^{\circ}14$). Il possède un diamètre de $5'$, se trouve à une distance de $2,3 \pm 0,3$ kpc et a un âge de 14 ± 2 millions d'années. Ces deux dernières valeurs ont été dérivées à l'aide des courbes d'isochrones de Maeder utilisées par Beauchamp et al. (1994). La fonction de masse de l'amas entre $1,5$ et $10 M_{\odot}$ est bien décrite par la courbe de Salpeter : $N(M) \sim M^{-\gamma}$ avec $\gamma = 2,25 \pm 0,10$.

Cet amas est très particulier puisqu'il contient cinq supergéantes rouges de type M (M7,5I, M3,5I, M2Iab, M2Iab et M2Iab) (Fawley & Cohen 1974) dont la première s'appelle MY Cep à cause de sa variabilité. Dans la direction de l'amas, on retrouve également une étoile de carbone (MZ Cep). Cependant, en comparant les vitesses radiales, Beauchamp et al. (1994) ont constaté que cette étoile n'était pas membre de l'amas. Ces auteurs ont également construit un diagramme couleur-magnitude qui est reproduit à la figure 2.2. On y voit les cinq supergéantes rouges ainsi que l'étoile de carbone situées en haut à droite sur ce diagramme.

Par contre, la photométrie suggère que cet amas semble contenir peu ou pas de supergéantes bleues. Cependant, puisque les tracés évolutifs théoriques ne sont pas très précis dans la région bleue du diagramme, il est impossible de distinguer si les étoiles brillantes bleues sont dans la phase où elles quittent la séquence principale (géantes/supergéantes bleues) ou dans la phase bleue qui suit le stade de supergéante rouge (supergéantes bleues). (Voir figures 2.3 et 2.4)

De plus, les supergéantes rouges de l'amas ne sont pas bien reproduites par l'isochrone représentatif du reste des étoiles membres. En effet, la figure 2.3 présente le diagramme couleur-magnitude de NGC 7419 avec correction globale seulement pour le rougissement interstellaire et on voit que seulement trois supergéantes rouges correspondent à l'isochrone. À la figure 2.4, le même diagramme est reproduit mais avec correction individuelle pour la poussière. Aucune RSG ne suit le tracé évolutif. Or, la distribution globale des étoiles près du *turn off* et sur la série principale n'est pas vraiment modifiée par cette correction. Une analyse spectroscopique sera beaucoup plus précise et nous permettra de confirmer ou d'infirmer les résultats de Beauchamp et al. (1994).

Puisque l'extinction interstellaire dans la direction de l'amas est très élevée ($A_V = 6,7$ mag), une étude spectroscopique des étoiles les plus bleues de l'amas dans le rouge ($8400 - 8920 \text{ \AA}$) nous permettra d'obtenir un plus grand rapport signal sur bruit. Cependant, il y a un problème : il n'existe pas de système de classification pour cette bande spectrale. Nous avons donc dû en créer un.

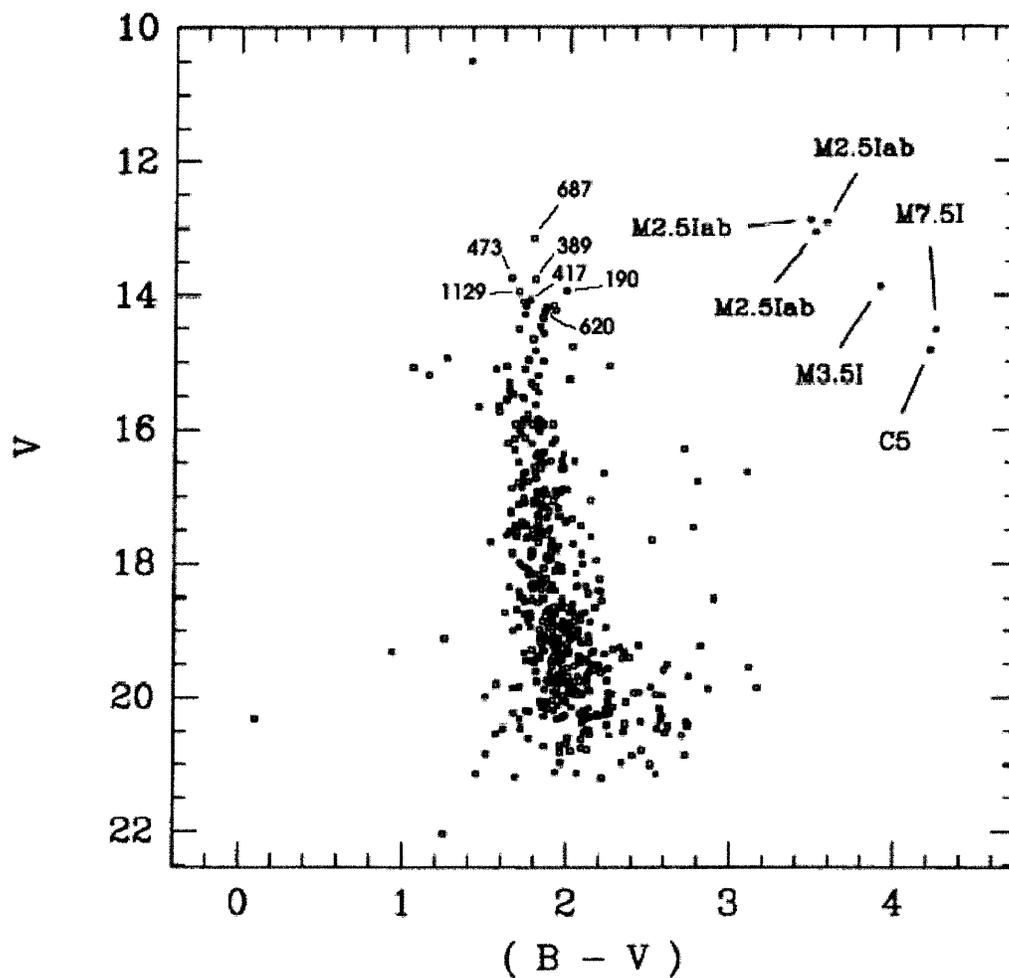


FIG. 2.2 – Diagramme couleur-magnitude de NGC 7419 sans correction pour l'extinction interstellaire. Notons que les types spectraux des étoiles supergéantes rouges indiquées sont bien M2 et non M2,5. Tiré de Beauchamp et al. (1994). Selon Beauchamp et al. (1994), l'étoile ayant une magnitude V de 10,5 n'est pas membre de l'amas.

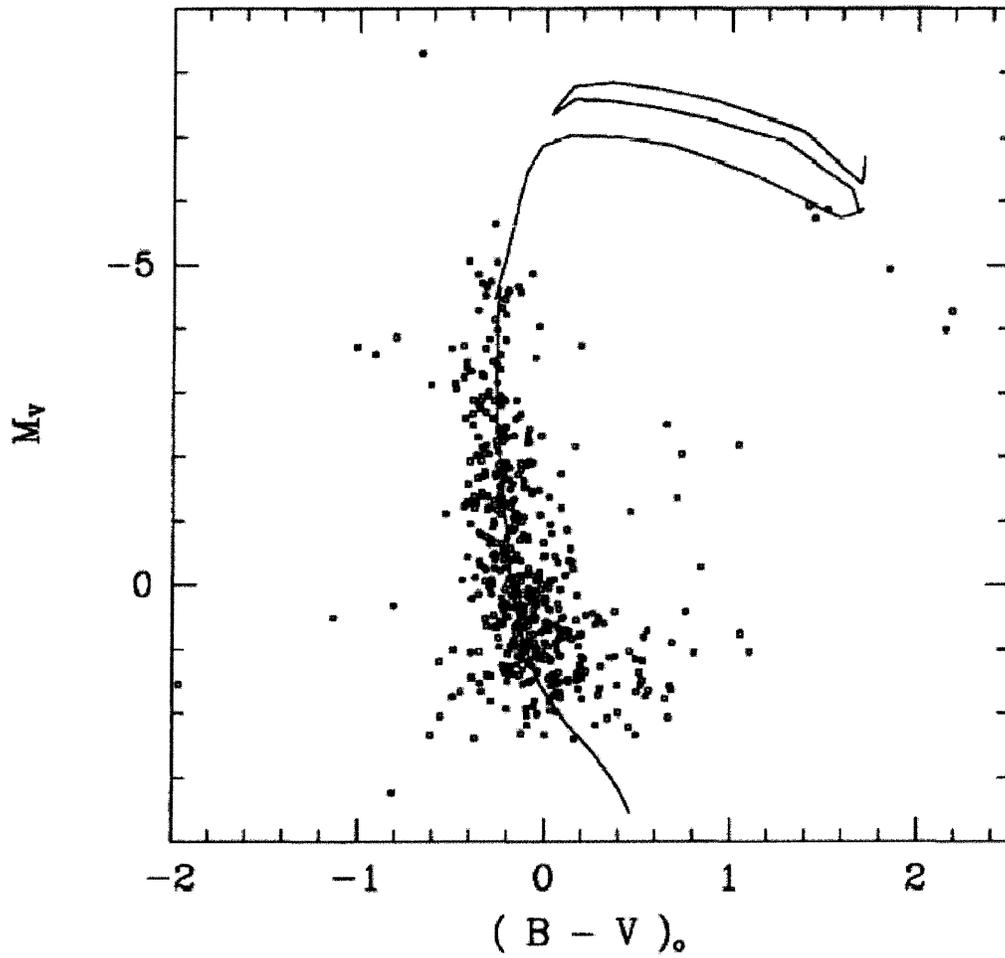


FIG. 2.3 – Diagramme couleur-magnitude de NGC 7419 corrigé pour l'extinction globale avec superposition d'une courbe isochrone ayant un âge de $10^{7.2}$ ans. Tiré de Beauchamp et al. (1994).

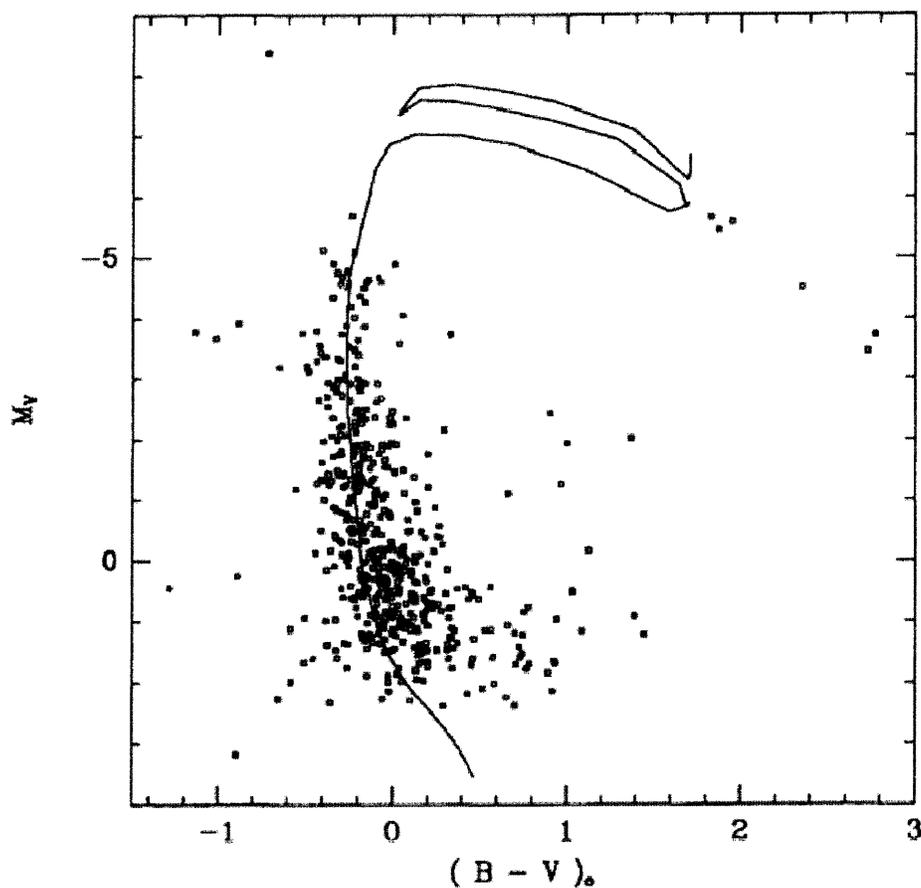


FIG. 2.4 – Diagramme couleur-magnitude de NGC 7419 corrigé pour la variation individuelle du rougissement interstellaire des RSG, comprenant une variation instrumentale de rougissement avec le type spectral et avec superposition d'une courbe isochrone pour un âge de $10^{7.2}$ ans. Tiré de Beauchamp et al. (1994).

Chapitre 3

Observations

3.1 Instruments utilisés / Acquisition des données

Les données ont été obtenues à l'Observatoire astronomique du mont Mégantic au cours de quatre missions entre novembre 1999 et janvier 2001. Le télescope a une configuration optique de type Ritchey-Chrétien et un miroir primaire de 1,6 m de diamètre. Le miroir secondaire permet une configuration $f/8$ et donc une distance focale de 12,8 m.

Le détecteur utilisé est une caméra CCD (*charge coupled device*) Loral avec 2048 x 2048 pixels de $15\ \mu\text{m} \times 15\ \mu\text{m}$. Le bruit de lecture du détecteur est de 8 é et le gain est de 1,9 é/ADU. La résolution est de $0,48''$ /pixel (voir Manuel des utilisateurs).

Pour obtenir une plage de longueurs d'ondes situées entre 8200 et 9200 Å, nous avons utilisé un réseau de 830 lignes/mm dans le premier ordre, avec une inclinaison de 23° , ce qui correspond à $\lambda_{blaze} = 8465\ \text{Å}$. À cause d'une densité très élevée des raies telluriques, seule la plage entre 8400 et 8920 Å est utilisable. Nous avons également utilisé un filtre passe-haut GG 495, qui permet de ne laisser passer que les longueurs d'ondes plus élevées que 5500 Å. Ceci permet de supprimer la lumière du deuxième ordre du réseau entre 4100 et 4600 Å.

La largeur de la fente du spectrographe est de $100\ \mu\text{m}$, ce qui correspond à une ouverture de $1,6''$.

Pour la calibration en longueur d'onde, nous avons utilisé une lampe de Ne + ArHe.

3.2 Réduction des données spectroscopiques

La première étape de réduction consiste à enlever le bruit de fond causé par les instruments. Il s'agit d'enlever la lecture de surplus du CCD (*overscan*), de soustraire le bias (une image de fond à temps de pose zéro) du système (dû au détecteur, à l'électronique, etc.) et de diviser par les plages uniformes (*flat fields*), ce qui permet de corriger la variation de sensibilité pixel-à-pixel du détecteur. Ces étapes sont effectuées par la procédure standard de réduction de données du logiciel IRAF.

Ensuite, nous devons transformer l'image obtenue par le CCD, qui est en deux dimensions, en spectre à une dimension. Pour ce faire, nous avons utilisé la tâche *apall* du logiciel IRAF. Cette tâche permet de définir la plage d'extraction du spectre de façon interactive, d'enlever le fond de ciel et de contrôler la trace qu'on utilise pour produire le spectre en une dimension.

Une fois les spectres extraits, nous devons les calibrer en longueur d'onde en utilisant les spectres de calibration de la lampe de Ne+ArHe. Cette étape consiste à identifier les raies présentes dans les spectres de calibration à l'aide de la tâche *identify*, à assigner ces spectres aux spectres des étoiles correspondantes à l'aide de la tâche *refspectra*, puis finalement, à calibrer les spectres en longueur d'onde à l'aide de la tâche *dispcor*.

La dernière étape est la normalisation des spectres au continu effectuée à l'aide de la tâche *continuum*. Cette étape est critique dans la réduction des données, car elle peut modifier la largeur équivalente des raies d'une façon importante. L'important est d'utiliser la méthode de façon consistante et de toujours utiliser la même plage d'échantillon pour la définition du continu. Ainsi, la meilleure façon de procéder est de redresser les spectres par groupe en utilisant toujours un polynôme de Legendre d'ordre 6 dans tous les cas.

Lorsque nous avons plusieurs spectres d'une même étoile, il est possible d'augmenter le rapport signal sur bruit en combinant ces spectres, mais en imposant un certain poids pour chacun qui est proportionnel à l'intensité de chaque spectre. La tâche utilisée pour cette dernière étape est *imcombine*.

3.3 Étoiles standards observées

Tel que mentionné plus haut, nous avons observé des étoiles standards pour établir un système de classification des étoiles bleues de l'amas NGC 7419. Nous avons obtenu 55 spectres d'étoiles avec raies d'absorption et 15 spectres d'étoiles avec raies d'émission dont la dispersion est de 0,49 Å/pixel.

Voici la liste de toutes les étoiles standards, ainsi que les rapports signal sur bruit (par pixel) obtenus dans nos spectres (tableau 3.1).

TAB. 3.1: Description des étoiles standards.

HD	HR	Nom populaire	V	B-V	Type spectral		S/B	Rem.
					HR	Simbad		
210839	8469	2211 Cep	5,04	+0,25	O6If	O6Iab:	149	*4
209975	8428	19 Cep	5,11	+0,08	O9Ib	O9Ib	425	*2
37043	1899	4409 Ori	2,77	-0,24	O9III	O9III	388	*2
209481	8406	14 Cep	5,56	+0,06	O9V	O9V	244	*2
30614	1542	901 Cam	4,29	+0,03	O9,5Iae	O9,5Iae	612	*4
37742	1948	5006 Ori	2,05	-0,21	O9,5Ibe	O9Iab:	807	*4

TAB. 3.1: Description des étoiles standards. (Suite)

HD	HR	Nom populaire	V	B-V	Type spectral		S/B	Rem.
					HR	Simbad		
36486	1852	3404 Ori	2,23	-0,22	B0III+O9V	O9,5II+O:	563	*2
37468	1931	4818 Ori	3,81	-0,24	O9,5V	O9,5V	333	*2
34078	1712	Var:AE Aur	5,96	+0,22	O9,5Ve:	O9,5Ve:	261	*3
24534	1209	Var:X Per	6,10	+0,29	O9,5ep	O9,5pe	349	*2
37128	1903	4605 Ori	1,70	-0,19	B0Iae	B0Iab:	396	*4
43818			6,923	+0,225		B0II	330	*3
28446	1417	1 Cam	5,77	+0,18	B0III	B0III	311	*3
5394	264	2703 Cas	2,47	-0,15	B0IVe	B0IVe	360	*4
36512	1855	3620 Ori	4,62	-0,26	B0V	B0V	357	*1
38771	2004	5310 Ori	2,06	-0,17	B0,5Ia	B0Iab:	310	*3
185859	7482		6,50	+0,39	B0,5Iae	B0,5Iae	473	*4
213087	8561	26 Cep	5,46	+0,37	B0,5Ibe:	B0,5Ibe:	219	*1
24760	1220	4505 Per	2,89	-0,18	B0,5V+A2V	B0,5V+A:	410	*3
8965			7,297	-0,012		B0,5V	312	*1
22951	1123	40 Per	4,97	-0,01	B0,5V	B0,5V	431	*2
2905	130	1510 Cas	4,16	+0,14	B1Iae	B1Iae	389	*4
13854	654		6,48	+0,28	B1Iabe	B1Iabe	701	*4
24398	1203	4406 Per	2,85	+0,12	B1Ib	B1Iab:	419	*3
191877	7716		6,26	-0,02	B1Ibe	B1Ibe	355	*1
1383			7,63	+0,26		B1II:	168	*1
23180	1131	3815 Per	3,83	+0,05	B1III	B1III	482	*2
24131	1191		5,77	-0,00	B1V	B1V	369	*2
37018	1892	42 Ori	4,59	-0,19	B1V	B1V	215	*3
190603	7678		5,64	+0,54	B1,5Iae	B1,5Iae	122	*3
41117	2135	6222 2Ori	4,63	+0,28	B2Iave	B2Iae,var	602	*4
14818	696	10 Per	6,25	+0,31	B2Iae	B2Iae	530	*3
13841			7,39	+0,15		B2Ib	257	*2
30836	1552	316 4Ori	3,69	-0,17	B2III+B2IV	B2III+B:	361	*2
886	39	8803 Peg	2,83	-0,23	B2IV	B2IV	317	*3
3360	153	1706 Cas	3,66	-0,20	B2IV	B2IV	511	*3
16582	779	8204 Cet	4,07	-0,22	B2IV	B2IV	645	*3
56139	2749	2824 CMa	3,85	-0,17	B2IV-Ve	B2IV-Ve	305	*3
3901	179	1914 Cas	4,80	-0,11	B2V	B2V	360	*3
58050	2817		6,41	-0,18	B2Ve	B2Ve	173	*4

TAB. 3.1: Description des étoiles standards. (Suite)

HD	HR	Nom populaire	V	B-V	Type spectral		S/B	Rem.
					HR	Simbad		
32991	1660	105 Tau	5,89	+0,19	B2Ve	B2Ve	222	*4
193237	7763	34 Cyg	4,81	+0,42	B2pe	B2pe	412	*5
42087	2173	3 Gem	5,75	+0,21	B2,5Ibe	B2,5Ibe	385	*4
187567	7554		6,51	-0,10	B2,5IVe	B2,5IVe	212	*4
37016	1891		6,24	-0,15	B2,5V	B2,5V	348	*1
37967	1961		6,21	-0,06	B2,5Ve	B2,5Ve	225	*4
14134			6,55	+0,47		B3Ia	334	*4
225094	9097		6,24	+0,33	B3Iae	B3Iae	433	*3
43384	2240	9 Gem	6,25	+0,45	B3Ib	B3Ib	250	*3
51309	2596	2009 CMa	4,37	-0,07	B3II	B3Ib/II	262	*3
21483			7,06	+0,36		B3III	273	*1
37490	1934	4724 Ori	4,57	-0,11	B3IIIe	B3IIIe	80,1	*4
32630	1641	1007 Aur	3,17	-0,18	B3V	B3V	591	*3
25940	1273	48 Per	4,04	-0,03	B3Ve	B3Ve	436	*4
37202	1910	12306 Tau	3,00	-0,19	B4IIIpe	B2IV	191	*4
27396	1350	53 Per	4,85	-0,03	B4IV	B4IV	205	*3
19736	950		6,15	-0,09	B4V	B4V	98,3	*1
13267	627	5 Per	6,36	+0,33	B5Ia	B5Ia	402	*2
58350	2827	3107 CMa	2,45	-0,08	B5Ia	B5Iab:	91,5	*3
22928	1122	3904 Per	3,01	-0,13	B5III	B5III	373	*3
4180	193	2215 Cas	4,54	-0,07	B5IIIe	B5IIIe	324	*4
20756	1005	6119 1Ari	5,28	-0,07	B5IV	B5IV	238	*2
14372	679		6,11	-0,08	B5V	B5V	248	*1
198183	7963	5411 Cyg	4,53	-0,11	B5Ve	B5Ve	461	*4
22192	1087	3723 Per	4,23	-0,06	B5Ve	B5Ve	347	*4
34085	1713	1902 Ori	0,12	-0,03	B8Iae:	B8Iab:	592	*4

Remarques faites par Simbad :

*1 : Étoile simple

*2 : Étoile binaire ou multiple

*3 : Étoile variable ou pulsante

*4 : Étoile avec raies d'émission

*5 : Nova

Tous les spectres obtenus pour les étoiles standards sont présentés à l'appendice A.

Voici quelques exemples de spectres d'étoiles standards de type spectral O9 avec des classes de luminosité variant de supergéantes (I) à naines (V) (figure 3.1). Les raies importantes identifiées sur ce graphique sont les raies d'hydrogène neutre de la série de Paschen et les raies d'hélium neutre. Notons que l'intensité des raies de Paschen augmente avec la longueur d'onde. Cet effet est surtout causé par la présence d'un pseudo-continu qui diminue grandement les largeurs équivalentes des raies aux plus basses longueurs d'onde (voir section 4.1.1).

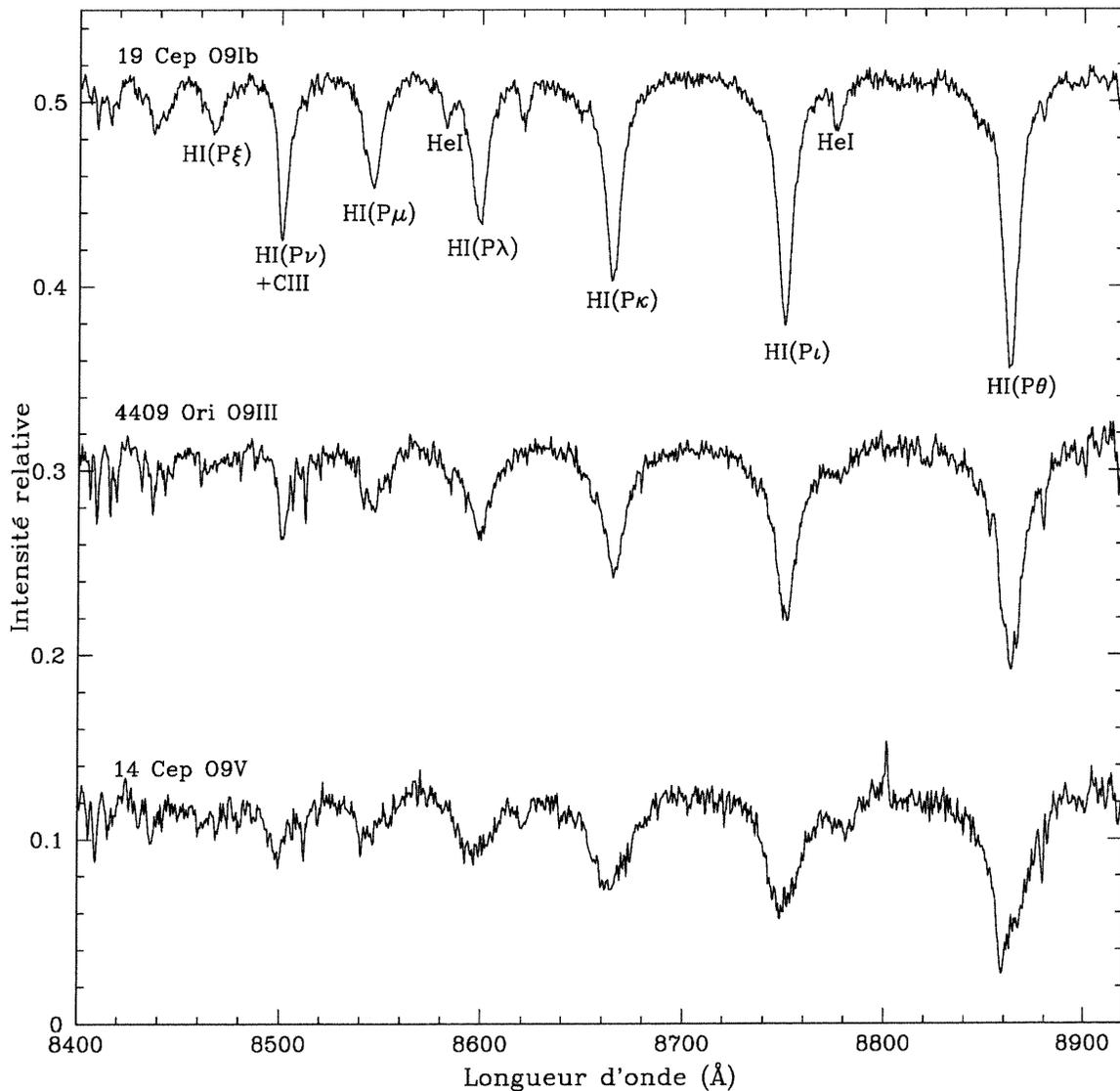


FIG. 3.1 – Spectres d'étoiles standards de type spectral O9.

À la figure 3.2, deux exemples de spectres avec raies en émission sont présentés. Il est bon de noter la présence de la raie de OI à 8446 Å, car elle est une caractéristique importante

pour identifier les étoiles Be. L'étoile 2703 Cas est une étoile de type émission centrale, tandis que HD58050 est une étoile de type *self-absorption* (Jaschek & Jaschek 1987).

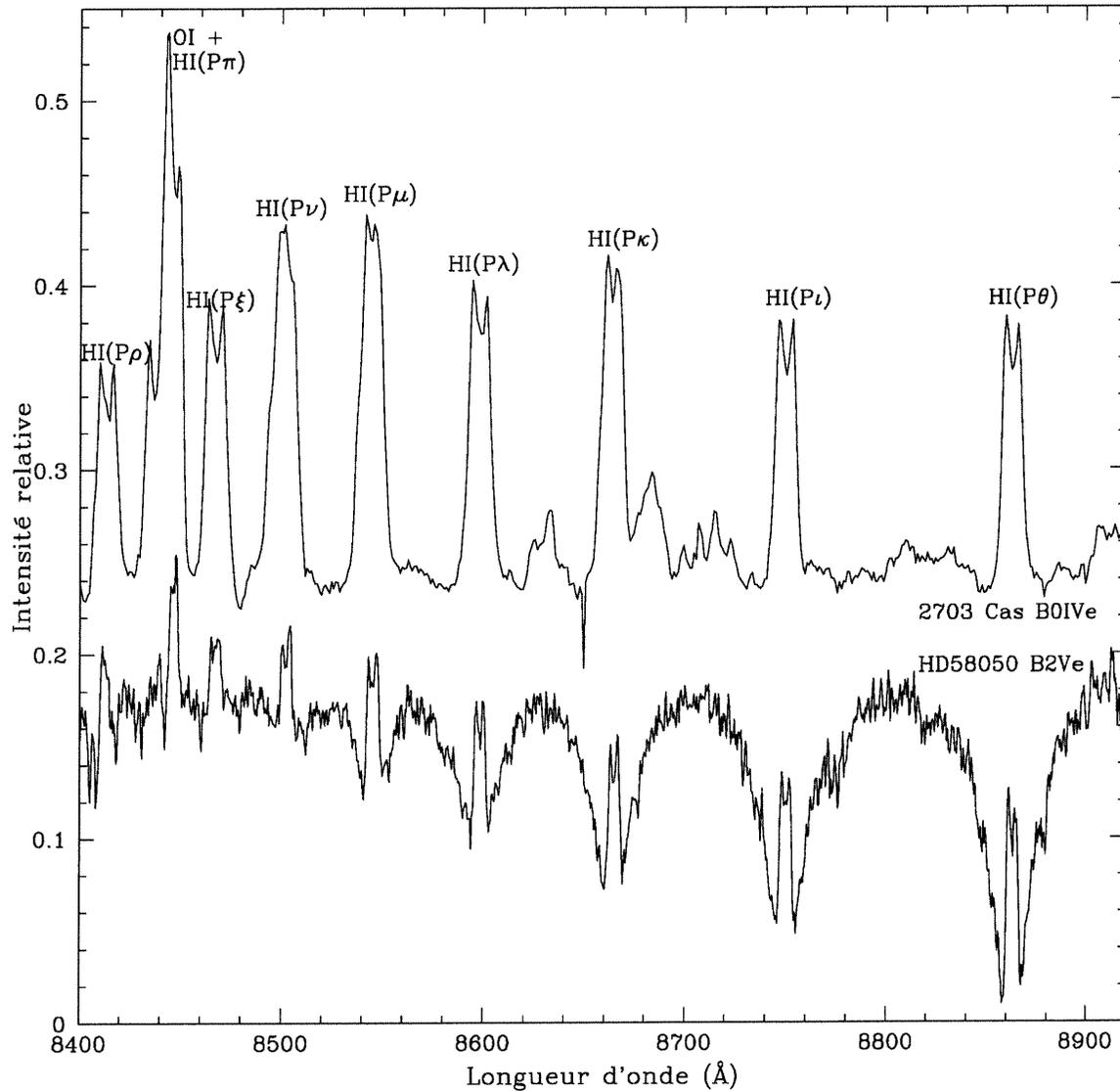


FIG. 3.2 – Échantillon d'étoiles standards à raies d'émission.

Les figures 3.3 et 3.4 présentent une série de spectres d'étoiles d'une même classe de luminosité, mais de types spectraux variant entre O9 et B5. Lorsque l'on compare celles-ci pour les supergéantes et les naines, on remarque une caractéristique attendue des étoiles standards : l'élargissement des raies des naines par rapport à celles des supergéantes. On remarque également que l'intensité des raies augmente en fonction du type spectral. Ainsi, on peut déduire de cette inspection sommaire qu'une mesure des largeurs équivalentes des raies

des étoiles standards nous permettra de créer un système de classification adéquat. Ce dernier est décrit au chapitre 4.

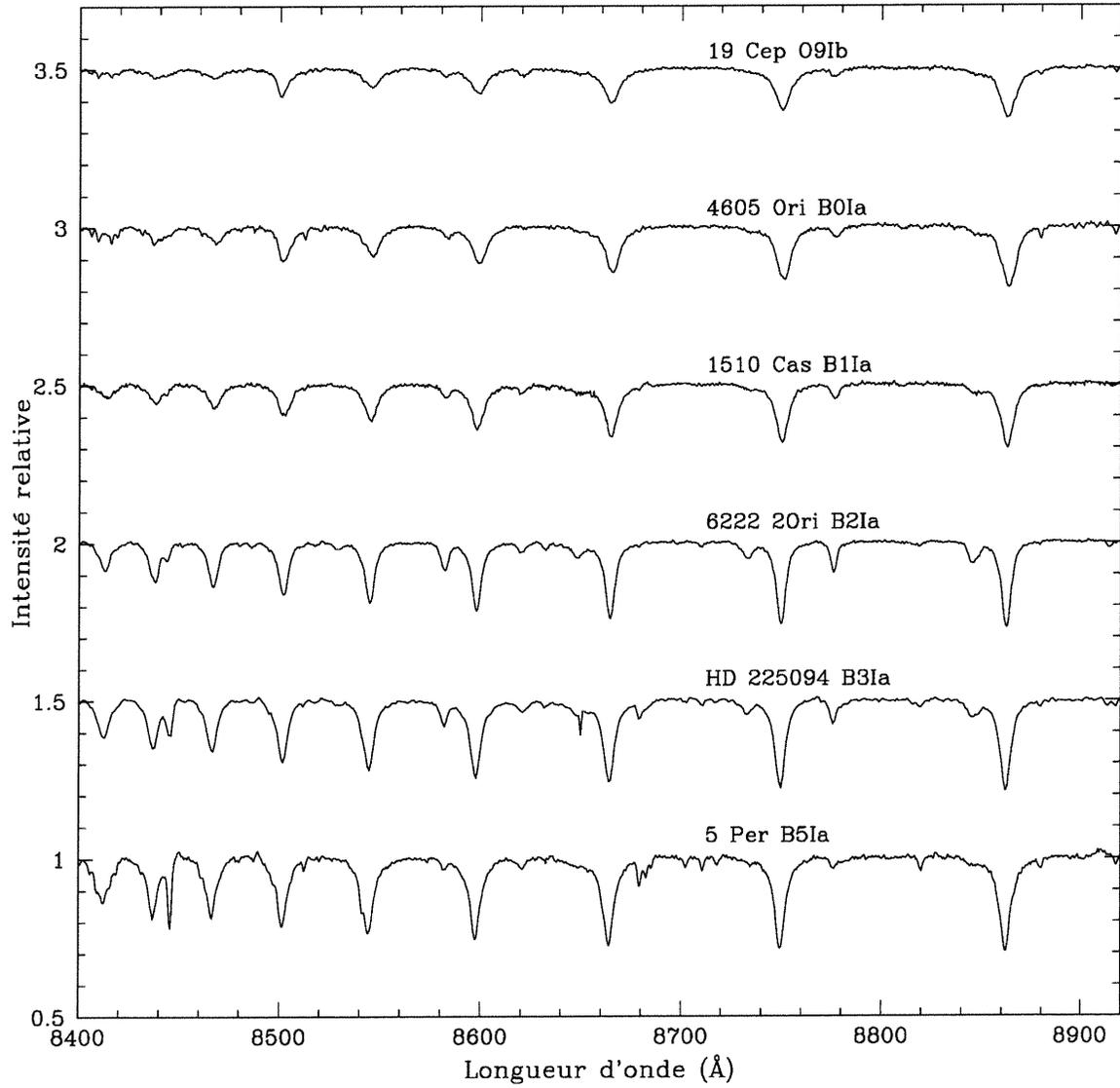


FIG. 3.3 – Spectres d'étoiles standards supergéantes entre O9 et B5.

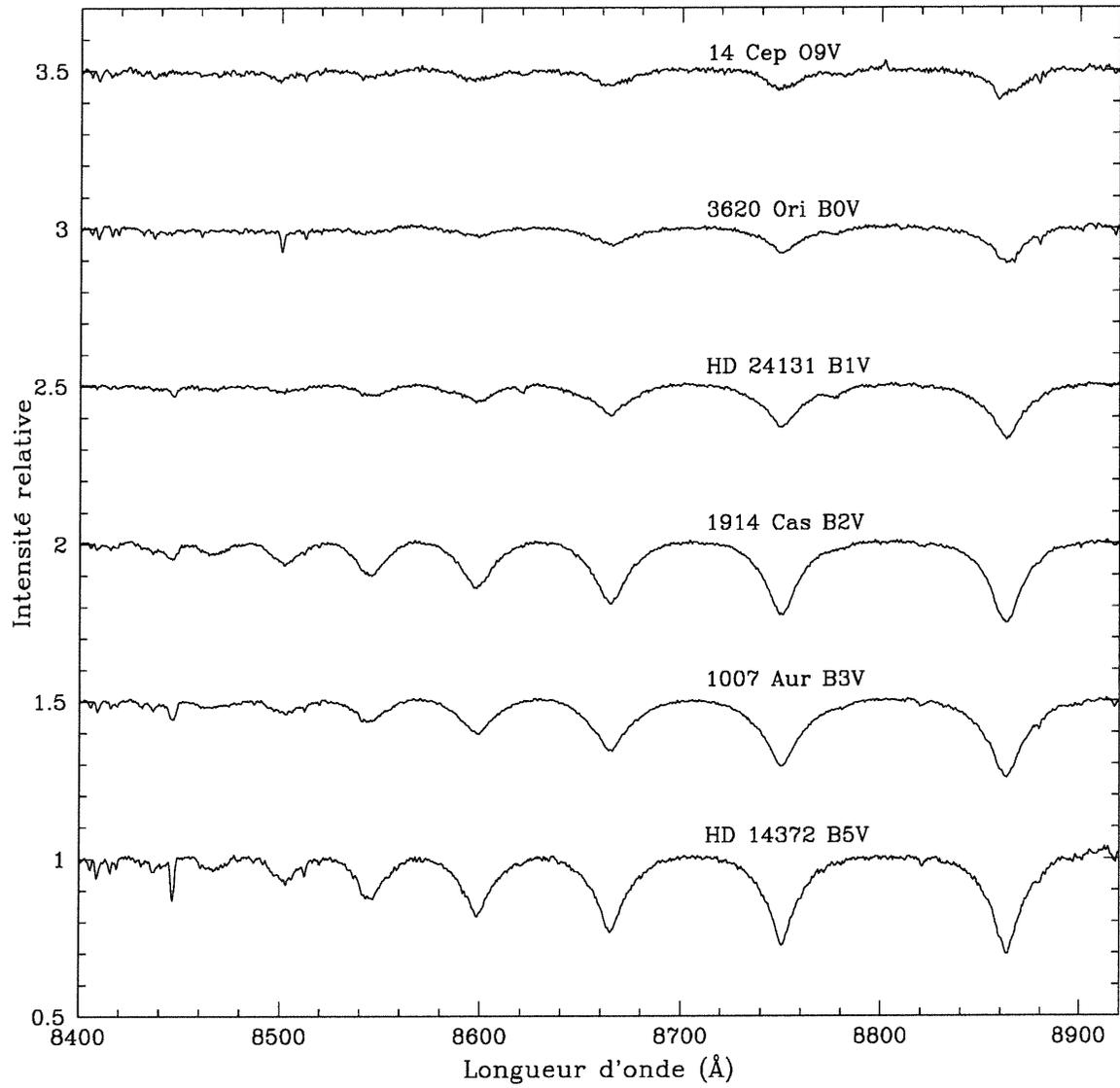


FIG. 3.4 – Spectres d'étoiles standards de type naines entre O9 et B5.

3.4 Étoiles de l'amas NGC 7419 observées

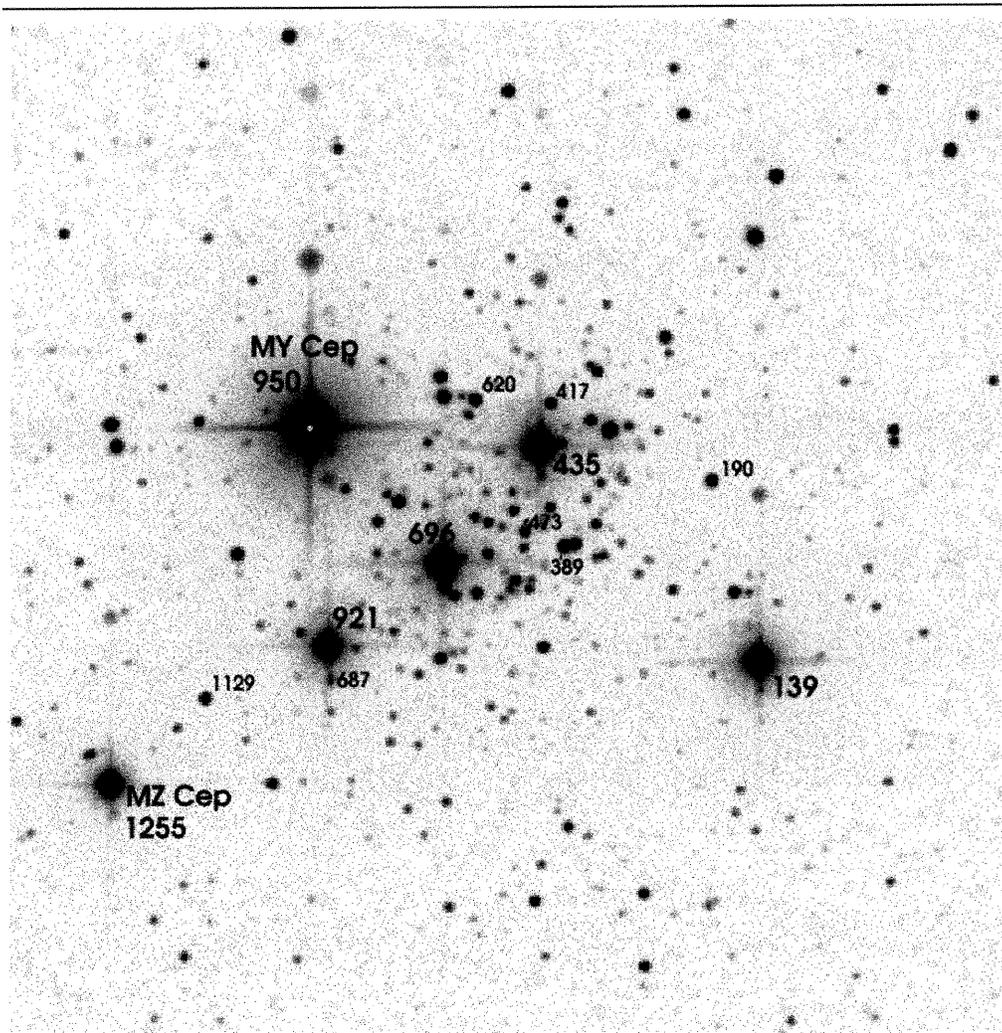


FIG. 3.5 – NGC 7419 dans la bande K ($2,2 \mu\text{m}$). Tirée d'une image de 2MASS. Les numéros d'identification proviennent de Beauchamp et al. (1994). Les numéros indiqués en gros sont les 5 RSG et l'étoile à carbone (MZ Cep), tandis que les plus petits sont des étoiles bleues.

À la figure 3.5, nous présentons une image de NGC 7419 provenant du relevé de 2MASS. Dans le but de déterminer leur classe de luminosité, nous avons obtenu le spectre des sept étoiles bleues les plus brillantes en bande V de NGC 7419. Les spectres finaux, dont le S/B est d'environ 100, sont présentés à la figure 3.6. Nous avons combiné en moyenne sept poses pour chaque étoile avec un poids associé tel que décrit à la section 3.2.

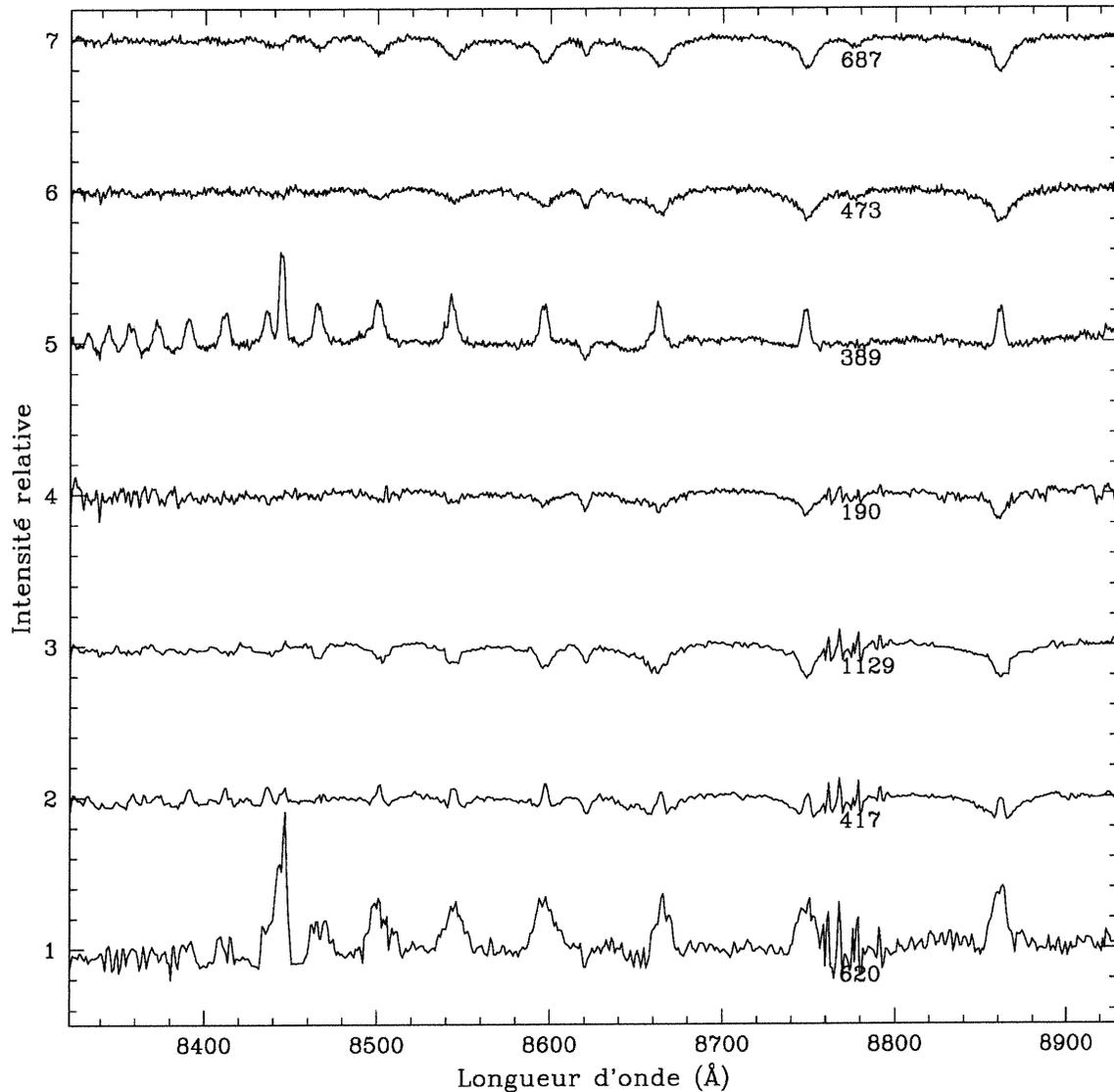


FIG. 3.6 – Spectres observés des étoiles bleues les plus brillantes de NGC 7419 en ordre décroissant de luminosité visuelle, de haut en bas. Les numéros d'identification proviennent de Beauchamp et al. (1994). Voir aussi le diagramme couleur-magnitude de la figure 2.2.

Remarquons que quatre étoiles présentent des raies en absorption (687, 473, 190 et 1129) et trois, des raies en émission (389, 417 et 620). L'étoile 1129 semble montrer une composante d'émission très faible (le creux des raies est légèrement rempli). Ainsi, les étoiles en absorption pourront être classées à l'aide du système de classification créé (décrit au chapitre 4), tandis que les étoiles en émission pourront être comparées avec les standards en émission. Notons que la raie à 8620 Å se retrouve en absorption dans tous les spectres des étoiles bleues de

NGC 7419, même dans ceux présentant des raies d'émission; ceci suggère fortement que cette raie est de nature interstellaire. La liste des identifications possibles pour cette raie est donnée au tableau 3.2.

Spec.	λ Air (\AA)	Rel. int.
Lu I	8610,98	35
Fe I	8611,80	
Ce I	8612,64	10
W I	8613,27	8
O II	8613,303	7
P I	8613,835	140
W I	8614,50	3
O III	8616,05	
Fe II	8616,952	
Sm II	8617,03	23
S I	8617,09	15
Po I	8618,26	500
Ti III	8618,83	
Sb I	8619,55	100
Ar I	8620,460	
Th I	8621,325	3
Te II	8621,68	8
La I	8624,22	7
S I	8626,54	2
Cl I	8628,54	450
N I	8629,235	650
Sc II	8629,332	1

TAB. 3.2 – Liste des raies interstellaires près de 8620 \AA , selon la Vienna Atomic Line Database (Kupka et al. 2000).

Pour confirmer la nature interstellaire de la raie à 8620 \AA , nous avons comparé l'extinction interstellaire à la largeur équivalente de cette raie (figure 3.7). Nous remarquons que les points ont tendance à suivre une distribution linéaire. En effet, plus l'extinction interstellaire est élevée, plus la largeur équivalente de la raie est élevée. Ce comportement est typique dans le cas d'une raie interstellaire.

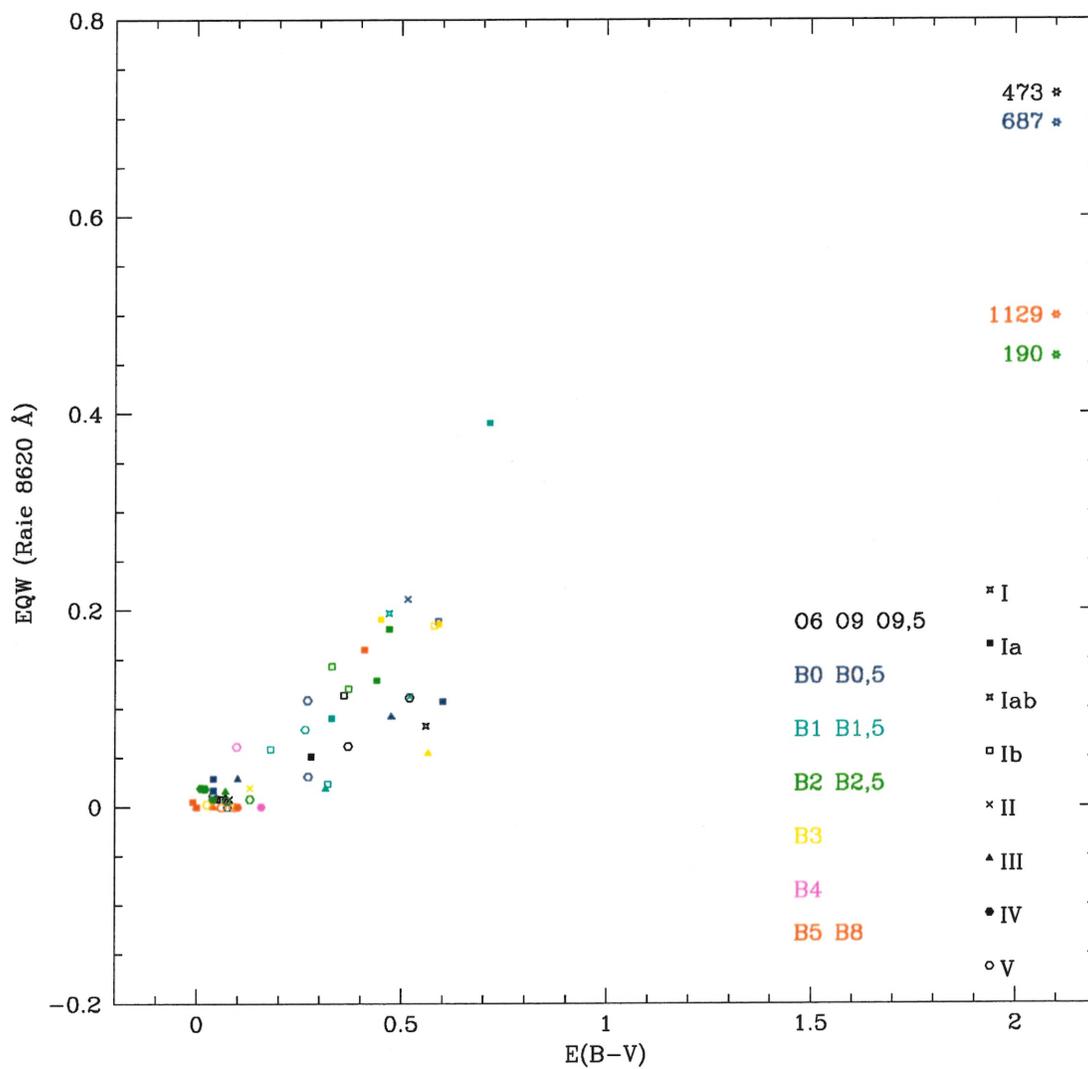


FIG. 3.7 – Largeur équivalente de la raie à 8620 Å en fonction de l’extinction interstellaire. Les symboles sont aussi explicités dans la légende de la figure 4.3.

Chapitre 4

Méthode de classification des étoiles

4.1 Mesures importantes

4.1.1 Largeurs équivalentes et largeurs à mi-hauteur des raies spectrales

Pour développer un système de classification, nous avons effectué de nombreuses mesures pouvant être utiles à l'analyse. Entre autres, nous avons mesuré les largeurs équivalentes et les largeurs à mi-hauteur des raies importantes des étoiles standards et celles des étoiles bleues observées de NGC 7419. Ces dernières sont données dans les tableaux 4.1 et 4.2.

Les largeurs équivalentes ont été mesurées à partir du pseudo-continu observé (voir figure 4.1). En effet, tel que mentionné précédemment, la normalisation des spectres n'est pas tout à fait correcte car, puisque nous ne connaissons pas l'effet causé par le mélange des raies, il nous est impossible de trouver le vrai continu. Ainsi, cela a pour effet de modifier la valeur des largeurs équivalentes mesurées, de sorte qu'elles seront trop faibles par un facteur correspondant à une fraction de l'erreur de normalisation du continu. Heureusement, l'erreur relative la plus élevée est de 10 %, dans le cas de $T_{eff} = 15\,000$ K et $\log g = 4,0$ (où g est en cm s^{-2}), ce qui implique que l'effet n'est pas trop important. De plus, les ailes des raies de Paschen, surtout celles qui se situent dans la partie bleue du spectre, sont sérieusement mélangées ensemble. Ainsi, nous ne pouvons pas mesurer la vraie largeur équivalente de $P\xi$, par exemple, puisque cette raie est, en fait, le mélange de $P\xi$ avec les ailes de plusieurs autres raies. Cependant, ce problème n'engendre pas de conséquences sérieuses, car cet effet apparaît systématiquement dans tous les spectres observés ainsi que dans les spectres théoriques que nous discuterons dans une section ultérieure (section 4.4).

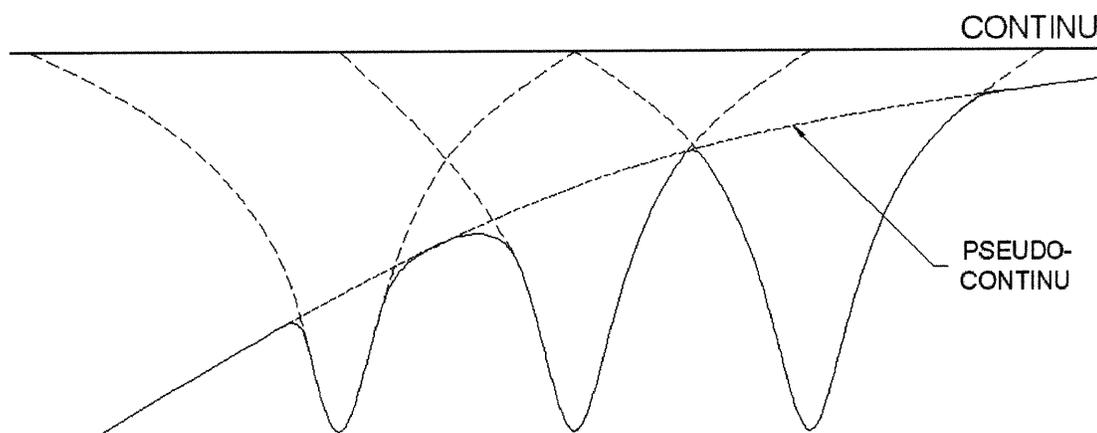


FIG. 4.1 – Méthode de mesure des largeurs équivalentes des raies.

TAB. 4.1: Largeurs équivalentes des raies d'étoiles à raie d'absorption en Å.

Nom	TS	P θ	HeI	HeI	HeI	P ι	HeI	P κ	HeI	X	P λ	HeI	P μ	P ν +CIII	P ξ
	*	8862	8845	8777	8750	8733	8664	8648	8598	8582	8545	8501	8467		
2211 Cep	O6If	1,31	-	0,08	1,04	-	1,08	-	0,08	0,93	-	0,50	0,37	0,23	
19 Cep	O9Ib	2,02	0,03	0,11	1,69	0,01	1,33	0,05	0,11	0,87	0,08	0,58	0,66	0,25	
4409 Ori	O9III	1,97	0,07	0,08	1,53	0,05	0,99	0,02	0,01	0,64	0,05	0,32	0,35	0,12	
14 Cep	O9V	1,72	0,01	0,18	1,17	0,01	0,96	0,02	0,06	0,49	0,02	0,26	0,37	0,20	
901 Cam	O9,5Iae	2,13	0,08	0,22	1,83	0,02	1,56	0,03	0,05	1,15	0,13	0,83	0,97	0,48	
5006 Ori	O9,5Ibe	1,83	0,04	0,12	1,48	0,03	1,18	0,01	0,008	0,81	0,05	0,51	0,67	0,27	
3404 Ori	O9,5II	1,84	0,02	0,11	1,56	0,02	1,14	0,02	0,008	0,73	0,02	0,43	0,53	0,18	
4818 Ori	O9,5V	2,56	0,03	0,06	2,01	0,06	1,13	0,03	0,007	0,48	0,04	0,23	0,20	0,04	
Var:AE Aur	O9,5Ve:	2,21	-	0,08	2,01	-	1,22	-	0,11	0,57	-	0,34	0,28	0,08	
4605 Ori	B0Iae	2,24	0,07	0,16	1,97	0,04	1,59	0,03	0,02	1,29	0,09	0,91	0,90	0,43	
HD 43818	B0II	1,77	0,05	0,22	1,63	0,03	1,41	0,06	0,21	0,65	0,11	0,48	0,41	0,22	
1 Cam	B0III	2,44	0,02	0,08	2,14	0,03	1,44	0,02	0,09	0,92	0,02	0,43	0,43	0,18	
3620 Ori	B0V	2,56	0,004	0,07	1,84	0,02	1,25	0,01	0,01	0,43	0,02	-	-	-	
5310 Ori	B0,5Ia	2,23	0,05	0,20	1,82	0,03	1,50	0,02	0,03	1,15	0,07	0,72	0,56	0,27	
HD 185859	B0,5Iae	2,29	-	0,18	2,25	-	1,58	-	0,11	1,11	0,07	0,73	0,59	0,31	
26 Cep	B0,5Ibe:	1,98	0,07	0,26	1,59	0,05	1,54	0,15	0,19	1,40	0,12	0,78	0,57	0,31	
4505 Per	B0,5III	3,13	0,01	0,19	2,60	0,02	1,77	0,04	0,03	1,10	0,05	0,51	0,30	0,16	
HD 8965	B0,5V	2,98	0,01	0,09	2,56	0,02	1,80	0,01	0,11	0,86	0,03	0,33	0,19	0,06	
40 Per	B0,5V	3,50	-	0,10	2,84	-	1,75	-	0,03	0,89	-	0,32	0,18	0,10	
1510 Cas	B1Iae	2,13	0,04	0,24	1,84	0,02	1,80	0,08	0,09	1,48	0,12	0,97	0,80	0,55	
HD 13854	B1Iabe	2,39	0,11	0,37	1,90	0,10	2,01	0,08	0,20	1,57	0,17	1,01	0,76	0,52	
4406 Per	B1Ib	2,52	0,01	0,23	2,33	0,01	1,91	0,01	0,02	1,36	0,11	0,95	0,64	0,38	
HD 191877	B1Ibe	2,84	-	0,23	2,66	-	2,07	-	0,06	1,64	0,03	1,05	0,70	0,42	
HD 1383	B1II	2,66	-	0,19	2,38	-	2,21	0,03	0,11	1,40	0,08	0,79	0,54	0,27	
3815 Per	B1III	3,48	-	0,13	3,40	-	2,19	-	0,02	1,45	0,03	0,79	0,46	0,28	
HD 24131	B1V	4,07	-	0,08	3,36	-	2,14	-	0,08	0,96	0,02	0,44	0,24	0,12	

TAB. 4.1: Largeurs équivalentes des raies d'étoiles à raie d'absorption en Å. (Suite)

Nom	TS	P θ	HeI	HeI	P ν	HeI	P κ	HeI	X	P λ	HeI	P μ	P ν +CIII	P ξ
	*	8862	8845	8777	8750	8733	8664	8648	8620	8598	8582	8545	8501	8467
42 Ori	B1V	3,18	-	0,05	2,68	-	1,54	-	-	0,71	-	0,25	0,12	-
HD 190603	B1,5Iae	1,81	0,36	0,50	1,61	0,41	1,95	0,38	0,39	1,69	0,45	1,43	0,95	0,56
6222 2Ori	B2Iave	2,11	0,30	0,43	2,03	0,19	2,00	0,11	0,13	1,64	0,32	1,34	1,11	0,87
10 Per	B2Iae	2,47	0,27	0,42	2,04	0,14	2,17	0,14	0,18	1,56	0,23	1,22	0,96	0,74
HD 13841	B2Ib	2,52	0,08	0,29	2,30	0,04	2,04	0,03	0,14	1,39	0,13	1,11	0,72	0,45
316 4Ori	B2III	4,29	-	0,22	3,79	-	2,97	-	0,02	2,17	0,06	1,22	0,70	0,35
8803 Peg	B2IV	4,28	-	0,16	3,79	-	2,58	-	0,02	1,55	-	0,73	0,40	0,16
1706 Cas	B2IV	4,77	-	0,13	4,23	-	2,93	-	0,008	1,79	0,05	0,82	0,43	0,21
8204 Cet	B2IV	4,21	-	0,15	3,94	-	2,64	-	0,02	1,50	0,04	0,71	0,39	0,15
1914 Cas	B2V	5,80	-	-	5,12	-	4,05	-	0,008	2,69	-	1,62	0,93	0,39
3 Gem	B2,5Ibe	2,70	0,11	0,35	2,40	0,06	2,48	0,03	0,12	1,99	0,20	1,55	1,15	0,86
HD 37016	B2,5V	5,91	-	0,05	4,59	-	3,05	0,003	0,006	1,57	0,03	0,77	0,34	0,16
HD 14134	B3Ia	2,47	0,17	0,34	2,41	0,09	2,56	0,04	0,19	2,02	0,15	1,72	1,38	1,02
HD 225094	B3Iae	2,69	0,21	0,42	2,30	0,16	2,67	0,08	0,19	2,19	0,23	1,72	1,40	1,07
9 Gem	B3Ib	2,98	0,13	0,34	2,59	0,07	2,70	0,12	0,18	2,42	0,18	2,00	1,54	1,22
2009 CMa	B3II	3,32	0,05	0,32	2,78	0,06	3,03	-	0,02	2,25	0,11	1,90	1,61	1,19
HD 21483	B3III	5,15	-	0,19	4,72	-	3,68	-	0,05	2,48	-	1,49	0,86	0,39
4724 Ori	B3IIIe	3,07	-	0,39	2,78	-	2,41	-	-	2,01	-	1,17	0,66	0,08
1007 Aur	B3V	6,21	-	-	5,29	-	3,60	-	0,003	1,97	-	1,04	0,56	0,30
12306 Tau	B4IIIpe	3,15	-	0,20	2,84	-	2,71	-	-	1,92	0,18	1,86	1,19	1,09
53 Per	B4IV	6,10	-	0,06	5,00	-	4,03	-	-	2,70	-	1,44	0,61	0,32
HD 19736	B4V	6,11	-	-	5,01	-	3,53	-	0,06	2,23	-	2,23	0,47	0,20
5 Per	B5Ia	2,84	0,04	0,20	2,43	0,02	2,65	0,03	0,16	2,15	0,08	2,03	1,60	1,29
3107 CMa	B5Ia	9,95	-	-	7,58	-	5,76	-	-	3,18	-	2,09	1,06	0,43
3904 Per	B5III	6,03	-	0,04	5,47	-	4,83	-	-	3,79	-	2,64	1,50	0,73
6119 1Ari	B5IV	5,79	-	0,06	4,72	-	3,67	-	-	2,14	-	1,22	0,42	0,20

TAB. 4.1: Largeurs équivalentes des raies d'étoiles à raie d'absorption en Å. (Suite)

Nom	TS	P θ	HeI	HeI	HeI	P ι	HeI	P κ	HeI	X	P λ	HeI	P μ	P ν +CIII	P ξ
	*	8862	8845	8777	8750	8733	8664	8648	8620	8598	8582	8545	8501	8467	
HD 14372	B5V	6,29	-	0,03	5,45	-	4,61	-	-	3,29	-	2,09	0,98	0,40	
5411 Cyg	B5Ve	6,92	-	0,02	6,04	-	4,82	-	-	3,19	-	1,98	1,07	0,46	
1902 Ori	B8Iae:	2,55	0,02	0,14	2,52	0,07	2,76	0,05	0,005	2,46	0,06	2,46	2,04	1,70	
473 (NGC7419)	-	4,49	-	0,37	3,78	-	3,31	0,12	0,72	1,56	0,08	1,16	0,79	0,33	
687 (NGC7419)	-	3,63	-	0,37	3,13	-	3,51	0,14	0,69	2,02	0,24	1,56	0,99	0,42	
190 (NGC7419)	-	2,63	-	-	2,47	-	1,98	-	0,46	0,87	-	0,52	0,40	0,29	
1129 (NGC7419)	-	4,81	-	-	3,61	-	3,21	-	0,50	1,45	-	1,18	1,12	0,55	

* : Le type spectral utilisé est celui de HR en priorité, Simbad en second.

TAB. 4.2: Largeur à mi-hauteur des raies en Å.

Nom	Type Spectral*	P_{κ}	HeI(8777Å)
2211 Cep	O6If	11,00	3,98
19 Cep	O9Ib	8,85	4,74
4409 Ori	O9III	22,23	9,60
14 Cep	O9V	22,37	11,10
901 Cam	O9,5Iae	8,56	6,32
5006 Ori	O9,5Ibe	9,09	7,00
3404 Ori	O9,5II	11,48	8,30
4818 Ori	O9,5V	20,95	9,50
Var:AE Aur	O9,5Ve:	19,71	9,38
4605 Ori	B0Iae	8,15	4,75
HD 43818	B0II	9,37	5,07
1 Cam	B0III	19,25	12,35
3620 Ori	B0V	21,70	8,10
5310 Ori	B0,5Ia	8,96	3,54
HD 185859	B0,5Iae	8,65	5,38
26 Cep	B0,5Ibe:	7,82	6,36
4505 Per	B0,5III	15,52	7,54
HD 8965	B0,5V	19,37	8,40
40 Per	B0,5V	18,07	6,34
1510 Cas	B1Iae	7,56	4,71
HD 13854	B1Iabe	7,29	4,87
4406 Per	B1Ib	8,63	4,37
HD 191877	B1Ibe	10,82	8,89
HD 1383	B1II	11,26	7,66
3815 Per	B1III	13,35	5,38
HD 24131	B1V	19,47	6,01
42 Ori	B1V	20,03	3,65
HD 190603	B1,5Iae	4,60	4,37
6222 2Ori	B2Iave	5,54	3,70
10 Per	B2Iae	6,99	4,42
HD 13841	B2Ib	8,85	4,99
316 4Ori	B2III	12,42	4,59
8803 Peg	B2IV	19,06	5,34
1706 Cas	B2IV	18,29	3,80
8204 Cet	B2IV	17,21	4,89

TAB. 4.2: Largeur à mi-hauteur des raies en Å. (Suite)

Nom	Type Spectral*	P κ	HeI(8777Å)
1914 Cas	B2V	18,55	9,60
3 Gem	B2,5Ibe	7,62	4,26
HD 37016	B2,5V	21,61	11,34
HD 14134	B3Ia	6,95	3,36
HD 225094	B3Iae	6,56	3,85
9 Gem	B3Ib	6,98	3,26
2009 CMa	B3II	8,19	2,96
HD 21483	B3III	15,93	8,32
4724 Ori	B3IIIe	14,46	10,43
1007 Aur	B3V	20,61	8,15
12306 Tau	B4IIIpe	4,33	3,37
53 Per	B4IV	16,29	1,86
HD 19736	B4V	18,21	-
5 Per	B5Ia	6,75	3,62
3107 CMa	B5Ia	13,91	-
3904 Per	B5III	16,85	1,96
6119 1Ari	B5IV	18,56	1,45
HD 14372	B5V	16,04	1,54
5411 Cyg	B5Ve	18,72	0,71
1902 Ori	B8Iae:	6,90	3,33
473 (NGC7419)	-	15,60	8,36
687 (NGC7419)	-	12,66	7,44
190 (NGC7419)	-	10,45	3,90
1129 (NGC7419)	-	10,95	5,00

* : Le type spectral utilisé est celui de HR en priorité, Simbad en second.

En ce qui concerne l'écart-type des mesures (σ) des largeurs équivalentes, de nombreux tests ont été faits sur plusieurs spectres avec différents S/B. Par exemple, pour les spectres de 5006 Ori (S/B \sim 800), de HD 191877 (S/B \sim 350) et de HD 190603 (S/B \sim 100), nous avons trouvé que σ sur les largeurs équivalentes dû au choix de bornes est à peu près constant et est d'environ 0,01 Å. Le σ a été obtenu en faisant varier la grandeur de la fenêtre de mesure dans IRAF de la largeur équivalente et à l'aide des statistiques :

$$\sigma^2 = \frac{1}{N-1} \Sigma (w_i - w_{moy})^2 \quad (4.1)$$

où N est le nombre de mesures faites, dans notre cas $N = 5$, w_i est la largeur équivalente de

chacune des mesures et w_{moy} est la largeur équivalente moyenne.

Pour les spectres des étoiles bleues de NGC 7419, nous avons plutôt obtenu un écart-type de l'ordre de 0,05 Å. Ainsi, on remarque que les σ dû au choix de bornes ne sont pas directement reliés au rapport signal sur bruit : ils sont probablement plutôt reliés à la structure des raies. L'erreur réelle totale sur la mesure sera naturellement un peu plus élevée.

4.1.2 Vitesses radiales des étoiles standards

Il nous est également possible de mesurer les vitesses radiales héliocentriques des étoiles standards et des étoiles bleues observées de NGC 7419. Ces dernières mesures sont données au tableau 5.3 tandis que celles des étoiles standards sont données au tableau 4.3. La procédure que nous avons suivie consiste à mesurer le décalage Doppler des raies. Pour les quatre raies les plus rouges de HI (Paschen), nous avons mesuré la longueur d'onde centrale. La vitesse radiale pour chaque raie fut alors donnée par :

$$v_i = \frac{\lambda_{obs(i)} - \lambda_{labo(i)}}{\lambda_{labo(i)}} c, \quad (4.2)$$

où l'indice i dénote chacune des raies.

Ensuite, nous avons fait la moyenne des vitesses radiales obtenues pondérée par les largeurs équivalentes de la façon suivante :

$$v_{moy} = \frac{\sum v_i w_i}{\sum w_i}, \quad (4.3)$$

où w_i est la largeur équivalente de chacune des raies.

Puis, nous avons ajouté la correction pour la vitesse héliocentrique v_h . Cette dernière fut déterminée par la commande *rvcor* dans le logiciel IRAF.

$$v = v_{moy} + v_h. \quad (4.4)$$

L'écart-type sur la vitesse moyenne fut déterminé par la formule :

$$\sigma^2 = \frac{N \sum [w_i (v_i - v_{moy})^2]}{(N - 1) \sum w_i}, \quad (4.5)$$

où N est le nombre de raies utilisées, dans notre cas $N = 4$.

Il est à noter que $\sigma/\sqrt{4}$ et σ_{lit} sont généralement beaucoup plus petits que $|v - v_{lit}|$, parce que chaque raie individuelle possède des erreurs systématiques (causées par le mélange des raies, la binarité, etc) qui ne sont pas incluses.

TAB. 4.3: Vitesses radiales héliocentriques des étoiles standards (km s^{-1}).

HD	v_i (P θ)	v_i (P ι)	v_i (P κ)	v_i (P λ)	v	$\sigma/\sqrt{4}$	v_{lit}	$\sigma_{v_{lit}}$	$v - v_{lit}$
210839	-77,7	-63,2	-65,1	-43,8	-63,9	6,9	-74 ¹	5	10,2
209975	-8,5	-11,8	-14,0	-5,6	-10,3	1,6	-12,8 ¹	0,9	2,5
37043	29,9	41,1	41,7	46,7	37,6	3,7	21,5 ²	0,9	16,1
209481	-81,0	-38,5	-46,0	-56,9	-59,0	10,7	-11 ¹	5	-48,0
24534	80,3	48,5	49,6	40,6	54,8	8,8	12,2 ³	-	42,6
30614	3,3	5,4	2,4	9,8	4,8	1,5	6,1 ¹	0,9	-1,3
37742	31,7	35,5	29,9	40,4	33,7	2,0	18,1 ¹	0,9	15,6
36486	-21,0	-14,4	-16,8	-15,4	-17,4	1,6	16,0 ²	2	-33,4
37468	29,8	41,8	30,5	13,0	32,5	4,5	29,1 ²	2	3,4
34078	80,0	45,0	48,9	68,6	61,2	9,4	59,1 ¹	0,9	2,1
37128	33,1	33,8	33,5	37,0	34,1	0,8	25,9 ²	0,9	8,2
43818	6,8	10,4	13,7	17,0	10,9	2,0	18,2 ¹	2	-7,3
28446	-8,3	-0,9	-7,5	-1,3	-5,0	2,0	-7 ¹	5	2,0
5394	-21,0	-29,8	-42,4	-35,1	-32,1	4,5	-6,8 ¹	0,9	-25,3
36512	21,7	16,8	8,62	-3,2	15,8	4,1	17,4 ¹	2	-1,6
38771	30,9	33,6	31,9	37,7	33,1	1,4	20,5 ²	2	12,6
185859	21,4	11,0	15,7	22,4	17,1	2,7	5,2 ¹	2	11,9
213087	-32,1	-24,9	-26,7	-29,5	-28,5	1,6	-14,7 ¹	2	-13,8
24760	17,7	16,3	16,1	12,1	16,2	1,0	18,2 ³	-	-2,0
8965	-8,6	-3,8	-19,1	-22,2	-10,9	3,9	1 ¹	5	-11,9
22951	-3,8	7,8	11,4	3,7	9,6	1,5	19,6 ²	2	-10,1
2905	-3,8	-7,7	-7,4	-5,9	-6,1	0,9	-2,3 ¹	0,9	-3,8
13854	-17,8	-20,8	-18,5	-18,8	-18,9	0,7	-41,5 ²	2	22,6
24398	11,7	8,0	8,9	10,2	9,7	0,9	12,0 ³	-	-2,3
191877	-18,0	-15,3	-22,7	-19,1	-18,5	1,5	-18 ¹	5	-0,5
1383	-34,8	-34,2	-35,7	-29,4	-34,0	1,2	-40 ¹	5	6,0
23180	16,5	15,9	18,2	18,8	17,0	0,6	18,5 ¹	0,9	-1,5
24131	13,7	7,6	-0,6	25,2	9,9	4,1	17,8 ¹	0,9	-7,9
37018	30,3	54,1	38,8	28,5	39,6	6,2	30 ¹	5	9,6
190603	26,7	28,5	38,5	40,7	33,7	3,5	21,1 ¹	2	12,6
193237	-31,6	-41,0	-45,6	-44,6	-40,7	3,2	-8,9 ¹	0,9	-31,8
41117	5,3	2,0	2,8	3,4	3,4	0,7	16,8 ¹	0,9	-13,4
14818	-42,6	-50,2	-45,2	-48,4	-46,3	1,7	-46,0 ¹	2	-0,3
13841	-41,4	-41,3	-43,8	-40,4	-41,8	0,7	-38,9 ²	2	-2,9

TAB. 4.3: Vitesses radiales héliocentriques des étoiles standards (km s^{-1}). (Suite)

HD	v_i (P θ)	v_i (P ι)	v_i (P κ)	v_i (P λ)	v	$\sigma/\sqrt{4}$	v_{lit}	$\sigma_{v_{lit}}$	$v - v_{lit}$
30836	28,0	26,3	23,9	27,4	26,5	0,9	23,3 ¹	0,9	3,2
886	2,2	-9,4	-6,7	-8,6	-4,6	2,9	4,1 ¹	0,9	-8,7
3360	-3,6	-0,2	-2,2	-2,8	-2,2	0,8	2,0 ²	0,9	-4,2
16582	-6,6	-8,1	-17,3	-16,8	-10,6	2,7	13,0 ²	0,9	-23,6
56139	42,8	40,5	40,1	44,0	41,8	0,9	26 ²	5	15,8
3901	-8,5	-8,7	-2,1	-5,1	-6,5	1,6	-10,0 ²	2	3,5
58050	24,7	21,0	36,4	23,4	26,4	3,4	36,9 ²	5	-10,6
32991	36,3	29,1	22,5	31,0	29,7	2,9	17,4 ²	0,9	12,3
4180	22,1	17,9	7,8	4,3	13,0	4,2	-16,9 ²	5	29,9
42087	28,6	27,9	29,7	33,2	29,7	1,1	16 ¹	5	13,7
187567	-11,4	-24,0	-36,8	-28,9	-25,3	5,3	-30,1 ²	10	4,8
37016	29,4	28,3	26,6	23,0	27,9	1,1	31 ¹	5	-3,1
37967	24,3	17,6	-57,8	15,6	-0,1	19,3	16,4 ²	2	-16,5
14134	-70,0	-69,9	-70,3	-68,8	-69,8	0,3	-43,7 ¹	2	-26,1
225094	-44,8	-41,5	-43,7	-40,0	-42,7	1,1	-43 ¹	5	0,3
43384	5,8	4,8	0,4	0,8	3,1	1,4	13,2 ¹	2	-10,1
51309	50,5	46,1	40,8	46,8	46,1	2,1	41,0 ¹	2	5,1
21483	-0,8	6,2	-0,3	4,4	2,2	1,8	-4,8 ¹	2	7,0
37490	35,2	7,9	45,2	29,6	29,0	8,0	21,8 ¹	0,9	7,2
32630	13,0	16,5	12,0	21,0	14,8	1,7	7,3 ²	0,9	7,5
25940	1,8	2,5	-56,1	-3,6	-13,8	14,2	0,8 ²	0,9	-14,6
37202	82,2	78,1	80,6	83,1	80,9	1,1	20 ²	5	60,9
27396	13,6	12,1	2,0	10,2	10,0	2,6	1,3 ¹	2	8,7
19736	7,4	12,3	10,0	39,2	13,5	5,9	5,6 ²	2	7,9
13267	-30,2	-30,3	-36,6	-32,3	-32,3	1,5	-33,8 ²	2	1,5
58350	24,8	43,3	39,1	37,3	34,7	4,6	41,1 ²	2	-6,4
22928	9,1	14,2	9,1	14,4	11,5	1,5	4 ²	5	7,5
4180	-46,5	-40,6	20,1	-3,0	-17,5	15,8	-16,9 ²	5	-0,6
20756	22,3	15,7	9,7	25,7	18,0	3,2	13,9 ²	2	4,1
14372	11,9	6,8	0,3	5,9	6,7	2,5	1,6 ¹	2	5,1
198183	-32,7	-21,1	-24,9	-24,1	-26,3	2,7	-23 ¹	5	-3,3
22192	6,2	3,8	-29,4	6,4	-3,2	8,7	-1,1 ²	0,9	-2,1
34085	22,6	18,4	11,4	20,7	18,1	2,5	20,7 ¹	0,9	-2,6

Références :

¹ : 1953GCRV..C....OW, Simbad

² : 1967IAUS...30...57E, Simbad

³ : 1949ApJ...109..354A, Walter S. Adams

Afin de calibrer les vitesses radiales de NGC 7419, nous avons comparé nos résultats avec ceux donnés dans la littérature en tenant compte de l'écart des vitesses radiales en fonction de la vitesse elle-même (voir figure 4.2). On remarque que la concordance est assez bonne, c'est-à-dire que la moyenne de l'écart entre la vitesse radiale mesurée et la vitesse radiale de la littérature est près de zéro : $\langle \delta v \rangle = +1.0 \text{ km s}^{-1} \pm 2.0 \text{ km s}^{-1}$. L'écart-type mesuré est de $16,8 \text{ km s}^{-1}$ et donné par l'équation :

$$\sigma^2 = \frac{1}{N-1} \sum_i (\delta v_i - \langle \delta v \rangle)^2 \quad (4.6)$$

où N est le nombre de mesures de vitesses, dans notre cas $N = 70$ et $\delta v = v - v_{lit}$.

4.2 Système de classification / Analyse des données

Dans la section 3.3, nous avons discuté du comportement des raies lorsqu'on compare une supergéante à une naine. On s'attend donc à distinguer cet effet en comparant les largeurs à mi-hauteur des étoiles standards. Ainsi, on devrait avoir une largeur à mi-hauteur plus grande pour une naine que pour une supergéante. Nous avons donc comparé ces valeurs de la raie de HI ($P\kappa$) à la raie de HeI (8777 \AA). À la figure 4.4, nous présentons les valeurs mesurées pour toutes les étoiles standards que nous avons observées. Chaque type spectral ou classe de luminosité est codé selon une couleur ou un symbole différent dont la liste est donnée à la figure 4.3. On voit que les étoiles naines ont bien des raies plus larges que les supergéantes. Cependant, la relation montre une déviation assez importante. Aussi, nous n'utiliserons ce graphique qu'à titre indicatif.

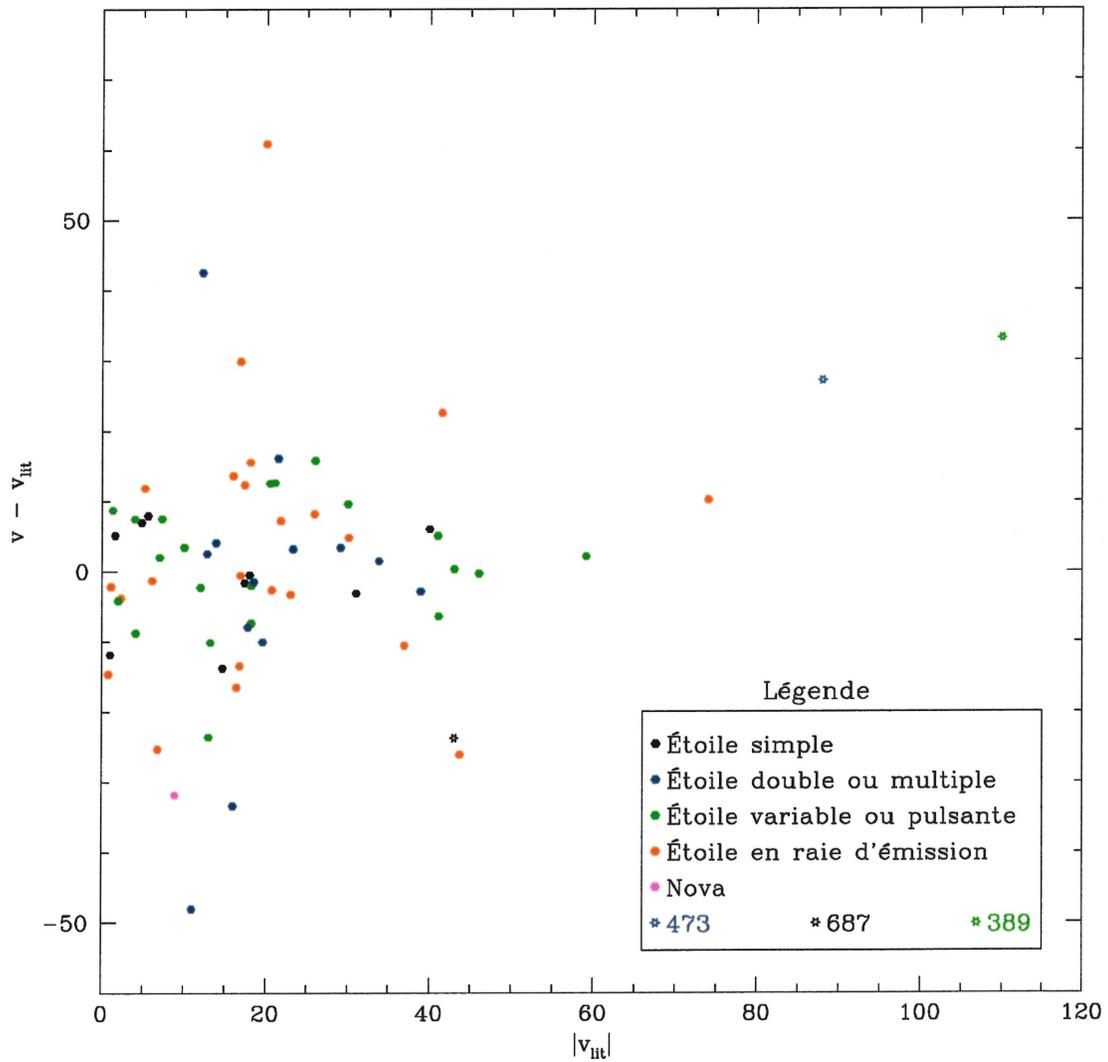


FIG. 4.2 – Dispersion des vitesses radiales en km s^{-1} . En moyenne, les erreurs de mesures sont de l'ordre de 5 km s^{-1} .

	▪
O6 O9 O9,5	▪ Ia
B0 B0,5	▪ lab
B1 B1,5	□ Ib
B2 B2,5	× II
B3	▲ III
B4	• IV
B5 B8	○ V
♁ *687	♁ *473
♁ *190	♁ *1129

FIG. 4.3 – Légende pour les types spectraux pour les étoiles standards et des 4 étoiles en absorption de NGC 7419.

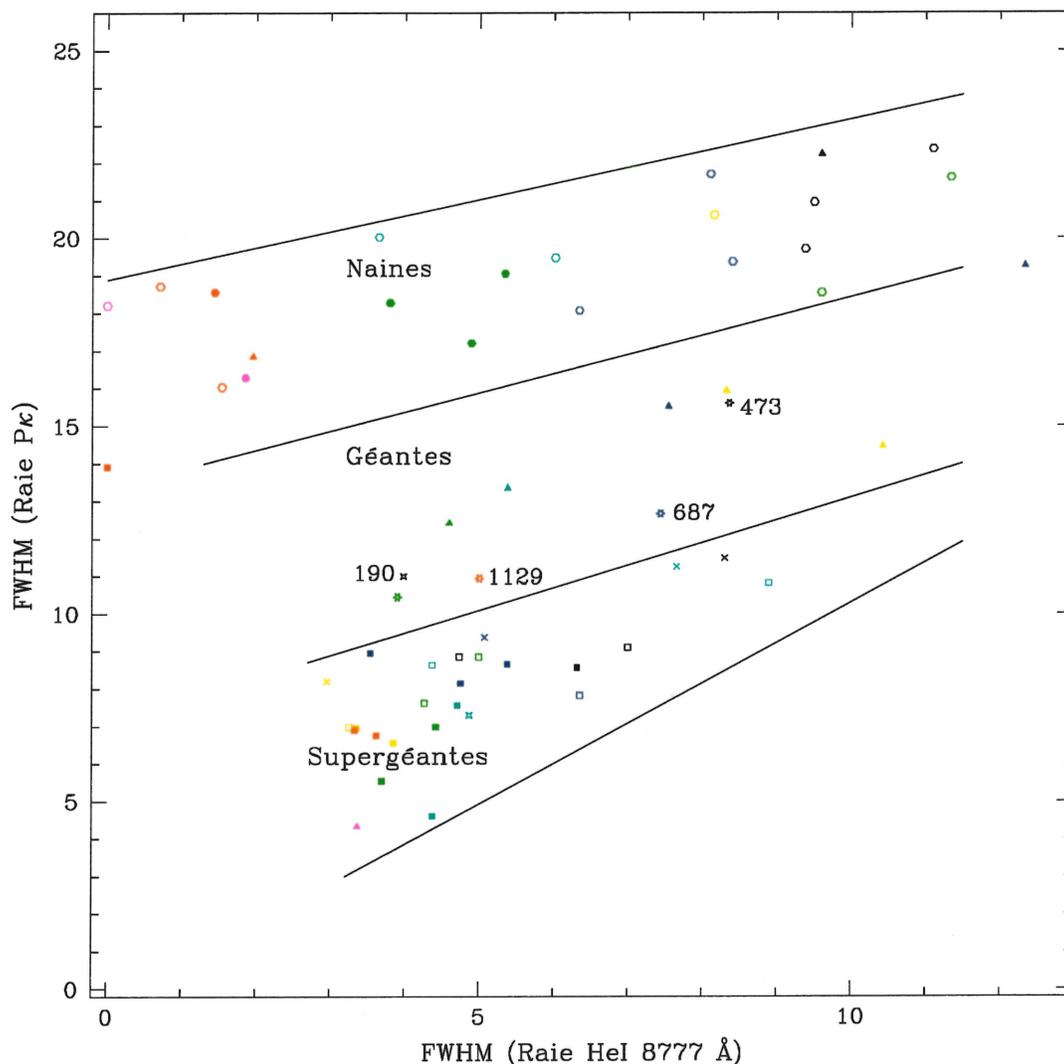


FIG. 4.4 – Largeur à mi-hauteur de $P\kappa$ versus HeI à 8777 Å. Les zones approximatives des différentes classes de luminosité sont indiquées.

Nous avons également placé sur la figure 4.4 les valeurs des largeurs équivalentes des étoiles bleues à raies d'absorption (687, 473, 190 et 1129) de l'amas NGC 7419. On voit clairement que ce sont des géantes. Cependant, dans le but de déterminer le type spectral de ces étoiles, nous avons comparé les largeurs équivalentes de toutes les raies de Paschen en fonction de la largeur équivalente de la raie de Paschen θ . Les résultats sont présentés aux figures 4.5 et 4.6. Nous remarquons que plus la longueur d'onde de la raie de Paschen est grande, plus la valeur de la largeur équivalente de la raie de Paschen θ est différenciée selon le type spectral. Cette caractéristique nous permettra d'associer un type spectral clair aux

étoiles bleues de NGC 7419. Plusieurs autres graphiques ont été produits durant l'analyse, mais nous ne montrons ici que les plus indicatifs. Nous avons également ajouté à cette figure des courbes de types spectraux et de classes de luminosité constantes. Ces courbes ont été ajustées à la main. Nous présenterons l'interprétation physique de ce diagramme à la section suivante (voir section 4.3).

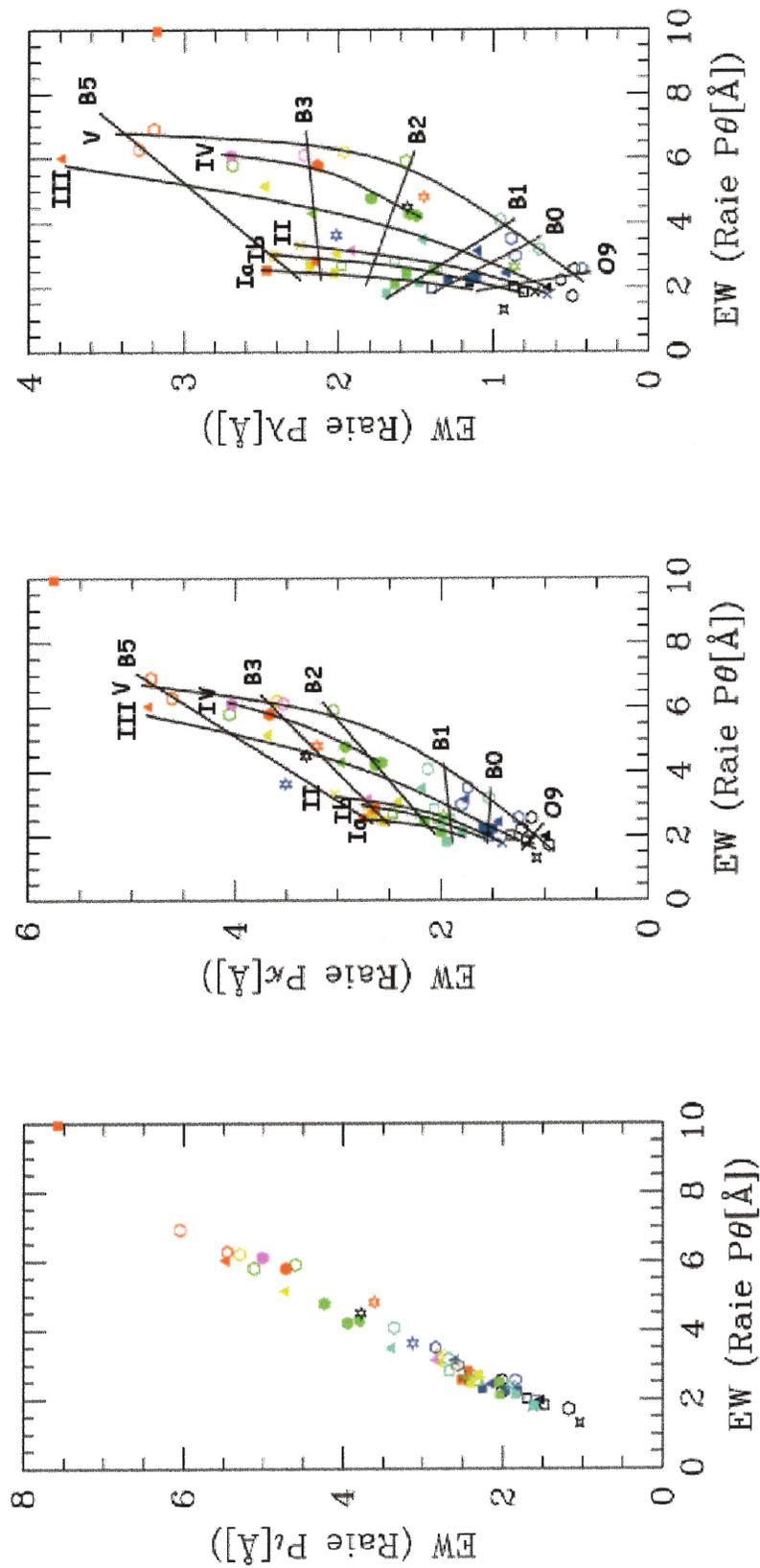


FIG. 4.5 – Évolution des largeurs équivalentes des raies de Paschen en fonction de la largeur équivalente de la raie de Paschen θ pour tous les types spectraux entre O9 et B5 et les classes de luminosité entre Ia et V. Les courbes de types spectraux et de classes de luminosité constantes ont été ajoutées à la main.

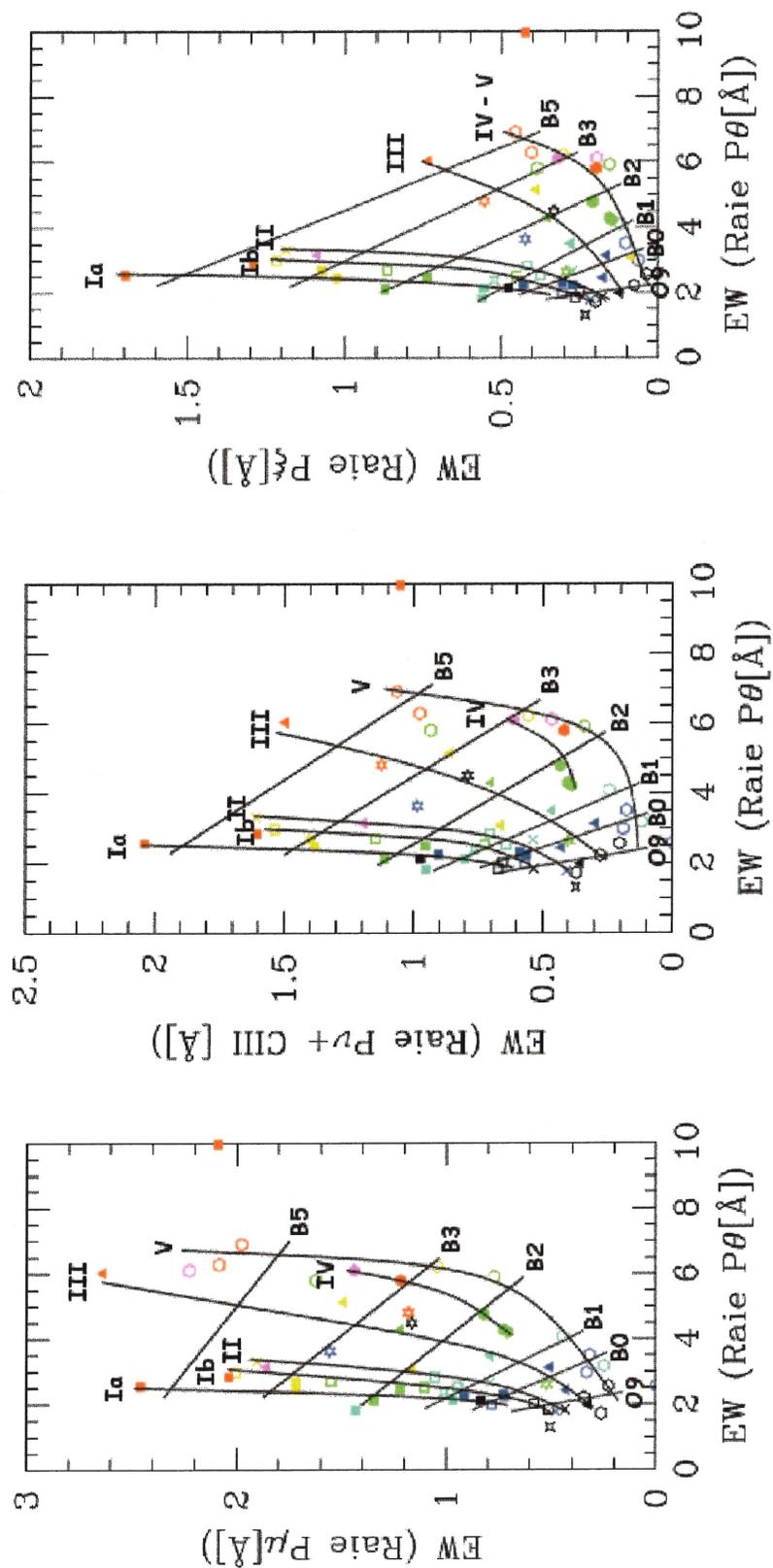


FIG. 4.6 – Évolution des largeurs équivalentes des raies de Paschen en fonction de la largeur équivalente de la raie de Paschen θ pour tous les types spectraux entre O9 et B5 et les classes de luminosité entre Ia et V. (Suite de la figure 4.5)

4.3 Interprétation du système de classification

Tout d'abord, les effets dominants qui modifient les largeurs équivalentes des raies sont la température et la pression. Lorsqu'on regarde le premier graphique de la figure 4.5 ($P\theta$ versus $P\iota$), nous remarquons une seule belle ligne droite autant pour les naines avec leurs raies larges que pour les supergéantes avec leurs raies plus fines. Plus la température augmente, plus la largeur équivalente des raies diminue. Ceci s'explique bien pour ces étoiles relativement chaudes, par l'effet d'ionisation décrit par l'équation de Saha :

$$\frac{N_{i+1}}{N_i} = \frac{2kT Z_{i+1}}{P_e Z_i} \left(\frac{2\pi m_e kT}{h^2} \right)^{3/2} e^{\chi_i/kT} . \quad (4.7)$$

En effet, lorsque la température augmente, le nombre d'atomes ionisés augmente ce qui implique que les largeurs équivalentes des raies d'hydrogène de la série de Paschen diminuent.

La figure 4.5 nous indique également que la pression (ou la gravité) a pour effet de produire un intervalle de largeur équivalente plus grand pour les naines que pour les supergéantes. Cet effet est causé par l'effet Stark qui a comme conséquence d'étaler les largeurs équivalentes des raies des étoiles naines vers des valeurs plus grandes.

Les raies d'hydrogène de la série de Paschen sont élargies principalement à cause de l'effet Stark électronique et ionique linéaire. L'équation suivante (Gray 1992) montre que l'absorption dans les ailes (α) est une fonction linéaire de la pression électronique (P_e) et d'une constante d'interaction C_u :

$$\alpha = 3,21 \times 10^2 C_u \frac{P_e}{T} \Delta\lambda^{-5/2} , \quad (4.8)$$

où $\Delta\lambda$ est en Å. La constante C_u diminue pour les membres de la série plus élevée. Ainsi, l'élargissement causé par l'effet Stark est donc plus importante pour la raie $P\theta$ que pour la raie $P\mu$, par exemple.

Lorsque la gravité augmente, la pression augmente, et donc l'effet Stark augmente aussi. Cependant, le taux d'augmentation est le même pour chaque raie de Paschen. Par exemple, si la pression électronique (P_e) est augmentée d'un facteur 2, l'effet Stark dans chaque raie de Paschen sera augmenté par un facteur 2 (même si l'effet est plus petit dans le sens absolu) dans les raies d'ordres élevés. Ainsi, on s'attend à ce que toutes les raies de Paschen augmentent en largeur, et donc en largeur équivalente, au même taux. Cependant, nous observons que les membres des séries élevées deviennent initialement relativement plus fortes puis ensuite plus faibles, lorsque la pression augmente. Ceci est lié au fait que les raies sont mélangées de plus en plus vers la limite supérieure de la série de Paschen.

En effet, on remarque que pour les supergéantes, la différence d'un graphique à l'autre dans les figures 4.5 et 4.6 est très petite. Par contre, pour les naines, l'effet est très grand et devient de plus en plus important pour les niveaux les plus élevés parce que les raies sont de plus en plus proches. Ceci suggère donc fortement un effet de "blending", c'est-à-dire un

mélange des raies. La conséquence de ce mélange grandissant est la réduction de plus en plus grande des largeurs équivalentes des supergéantes aux naines et pour des raies de niveaux de plus en plus élevés. Ainsi, cet effet domine pour expliquer le comportement d'un graphique à l'autre.

La figure 4.1 illustre très bien cet effet. On voit que pour les membres de la série élevée, nous mesurons seulement une petite fraction de la largeur équivalente de la raie, causée par la normalisation du pseudo-continu. Ainsi, toutes les ailes des raies d'ordre très élevé sont complètement ignorées et le pseudo-continu coupe de plus en plus dans l'ensemble de la raie dans la mesure des largeurs équivalentes. La fraction ignorée est de plus en plus faible pour les raies de Paschen d'ordre faible. Puisque le problème devient plus sévère lorsque la pression augmente, les largeurs équivalentes des raies de Paschen d'ordre élevé deviennent plus petites plus vite que pour les raies d'ordre faible.

L'effet de la rotation stellaire sur les spectres est seulement de redistribuer le flux en longueur d'onde. Cela signifie que la largeur équivalente totale d'une raie serait la même si on mesurait toute la raie. Cependant, la largeur de la raie change et donc on ne mesure qu'une fraction de la largeur équivalente surtout pour les raies de Paschen d'ordre élevé; la mesure est donc sensible à la forme de la raie. Pour tenter d'évaluer l'impact de la rotation sur notre système de classification, nous avons mesuré la largeur équivalente des raies de Paschen de deux spectres synthétiques, l'un avec un élargissement des raies dû à une vitesse de rotation $v \sin i$ de 150 km s^{-1} et l'autre pour une étoile sans rotation. Nous avons mesuré la largeur équivalente des raies de ces deux spectres selon la méthode décrite précédemment et avons remarqué que la différence en largeur équivalente n'était que de $0,2 \text{ \AA}$ de moins pour le spectre provenant d'une étoile en rotation, et ceci pour toutes les raies. D'une façon relative, cette différence n'est pas énorme pour les raies d'ordre faible, mais est un peu plus importante pour la raie de $P\xi$. Nous concluons que la rotation n'aura pas une influence énorme sur notre système de classification. De tout façon, en général, les naines tournent plus vite que les supergéantes, ce qui augmente la distinction entre ces deux classes d'étoiles.

Malgré le fait que la séparation des courbes de types spectraux et classes de luminosité constantes sur les figures 4.5 et 4.6 est due à un mélange de raies nous empêchant de mesurer leur vraie largeur équivalente, notre système de classification est tout à fait valide car il permet de séparer clairement autant les types spectraux que les classes de luminosité.

4.4 Modèles théoriques

Afin d'associer une base théorique à notre système de classification et d'en confirmer la validité, nous avons obtenu des modèles d'étoiles ayant des températures entre $15\,000 \text{ K}$ et $35\,000 \text{ K}$ et des gravités ($\log g$) entre $2,5$ et $4,75$ (où g est en cm s^{-2}). Un exemple est présenté à la figure 4.7. Ces spectres ont été calculés par le professeur John Lester de l'Université de Toronto. Ils ont été générés par le code SYNTHE et les modèles d'atmosphères de métallicité

solaire ATLAS9 (Kurucz 1993). Ces spectres synthétiques ont été convolués avec un profil instrumental gaussien de largeur à mi-hauteur égale à 4,0 pixels (ou 2 Å, car la dispersion est de 0,49 Å/pixels). Pour ces spectres, nous avons mesuré, de la même manière que celle employée pour les spectres observés, les largeurs équivalentes des raies de Paschen et nous avons superposé ces valeurs théoriques au système de classification observationnel (voir figures 4.8, 4.9, 4.10 et 4.11). Il est important de noter que les spectres synthétiques sont naturellement normalisés au vrai continu. Cependant, il est aisé de distinguer la démarcation du pseudo-continu. Les mesures ont donc été prises au pseudo-continu afin de demeurer consistantes avec celles prises sur les spectres observés des étoiles standards (voir figure 4.7).

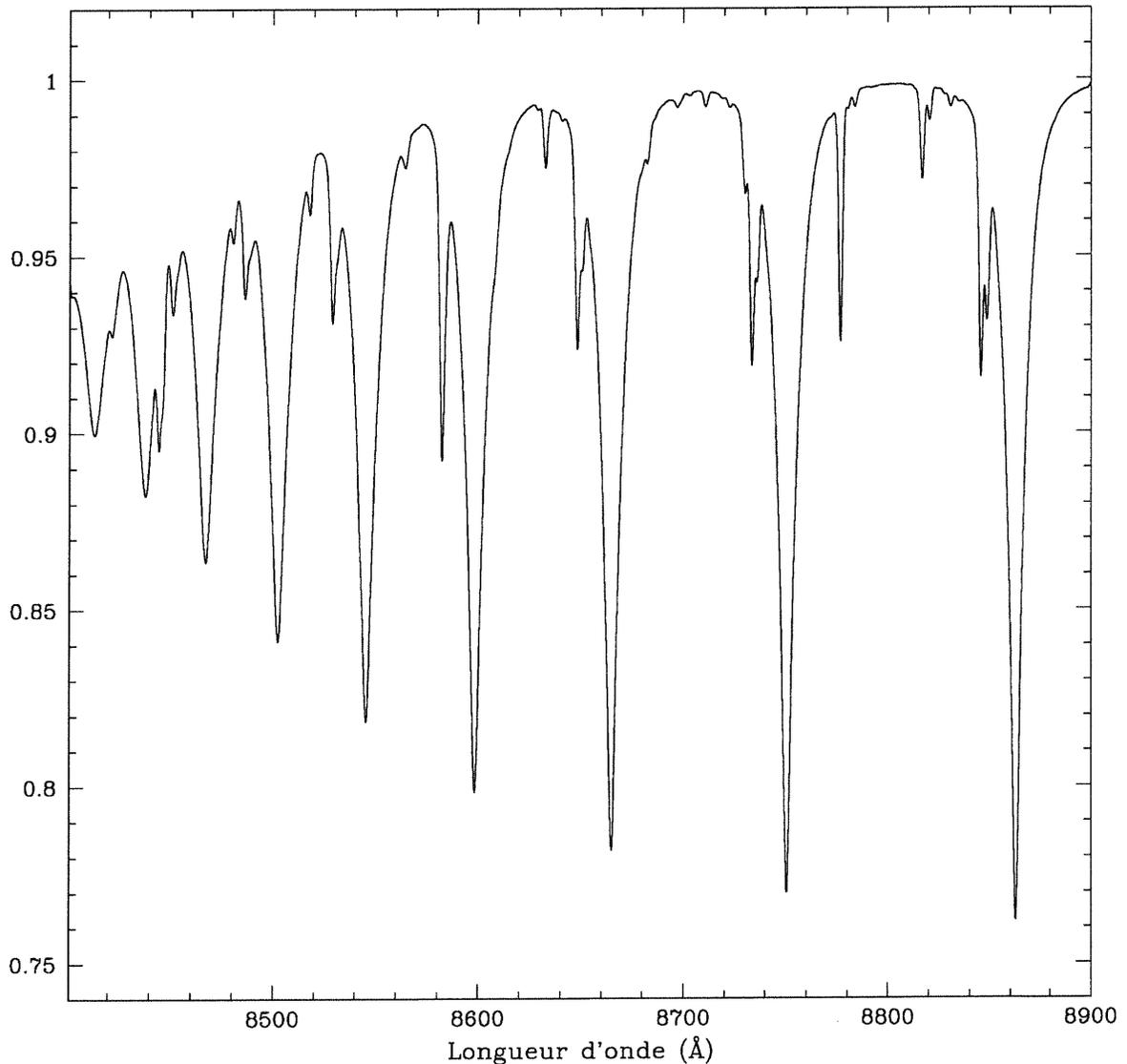


FIG. 4.7 – Exemple de spectre synthétique avec T_{eff} de 20 000 K et $\log g$ de 3,0.

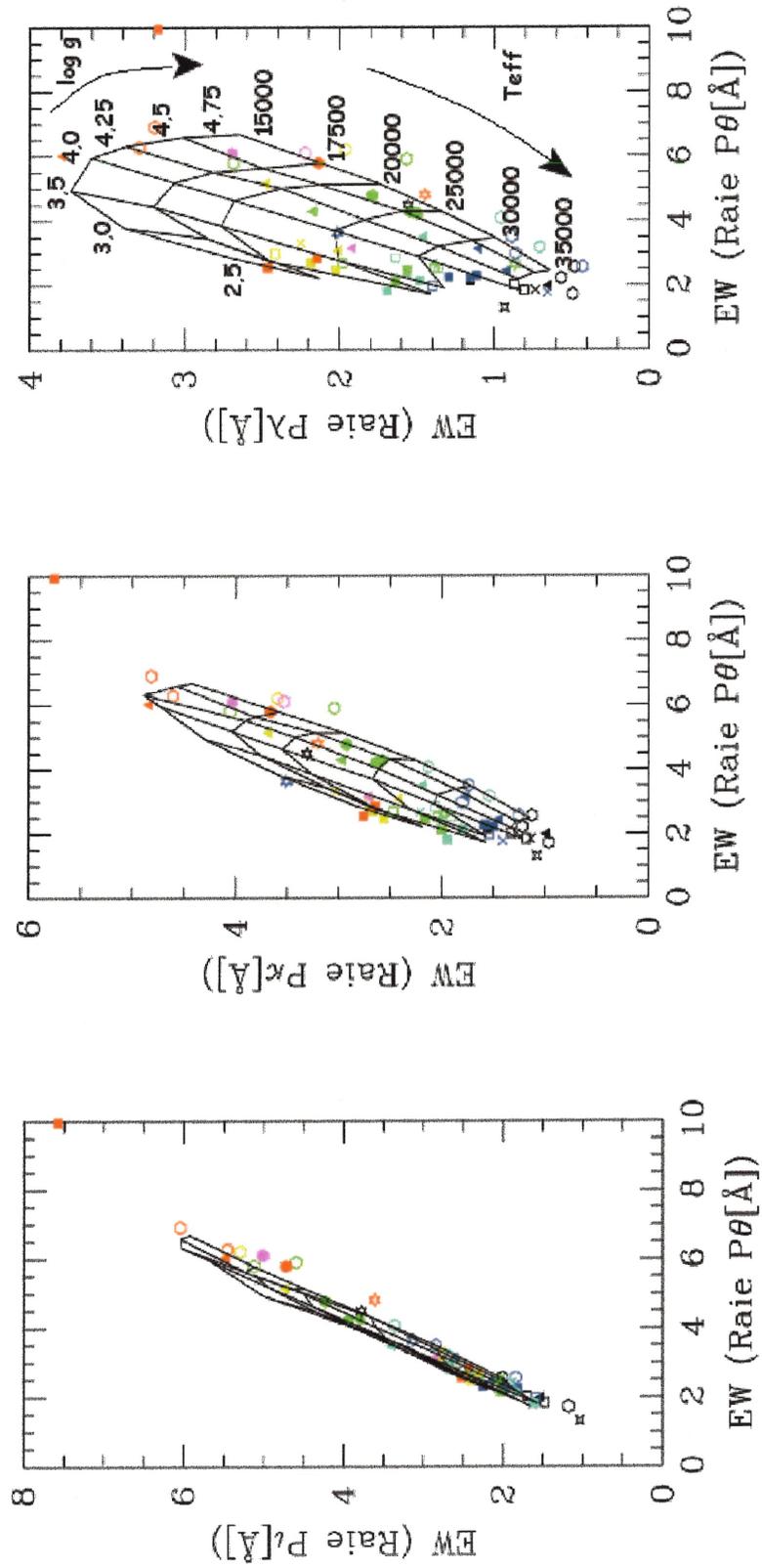


FIG. 4.8 – Évolution des largeurs équivalentes des raies de Paschen et comparaison avec les modèles théoriques.

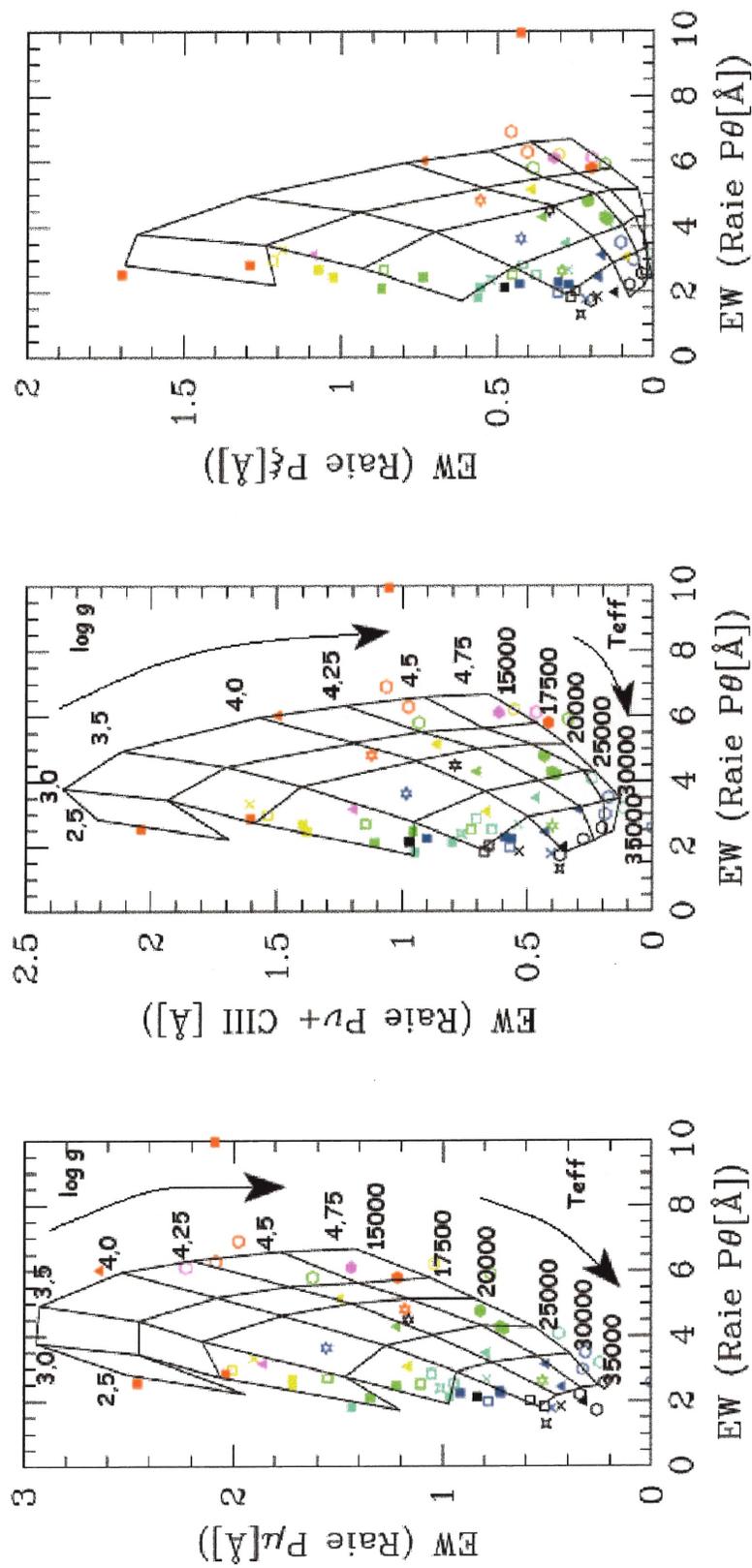


FIG. 4.9 – Évolution des largeurs équivalentes des raies de Paschen et comparaison avec les modèles théoriques. (Suite de la figure 4.8)

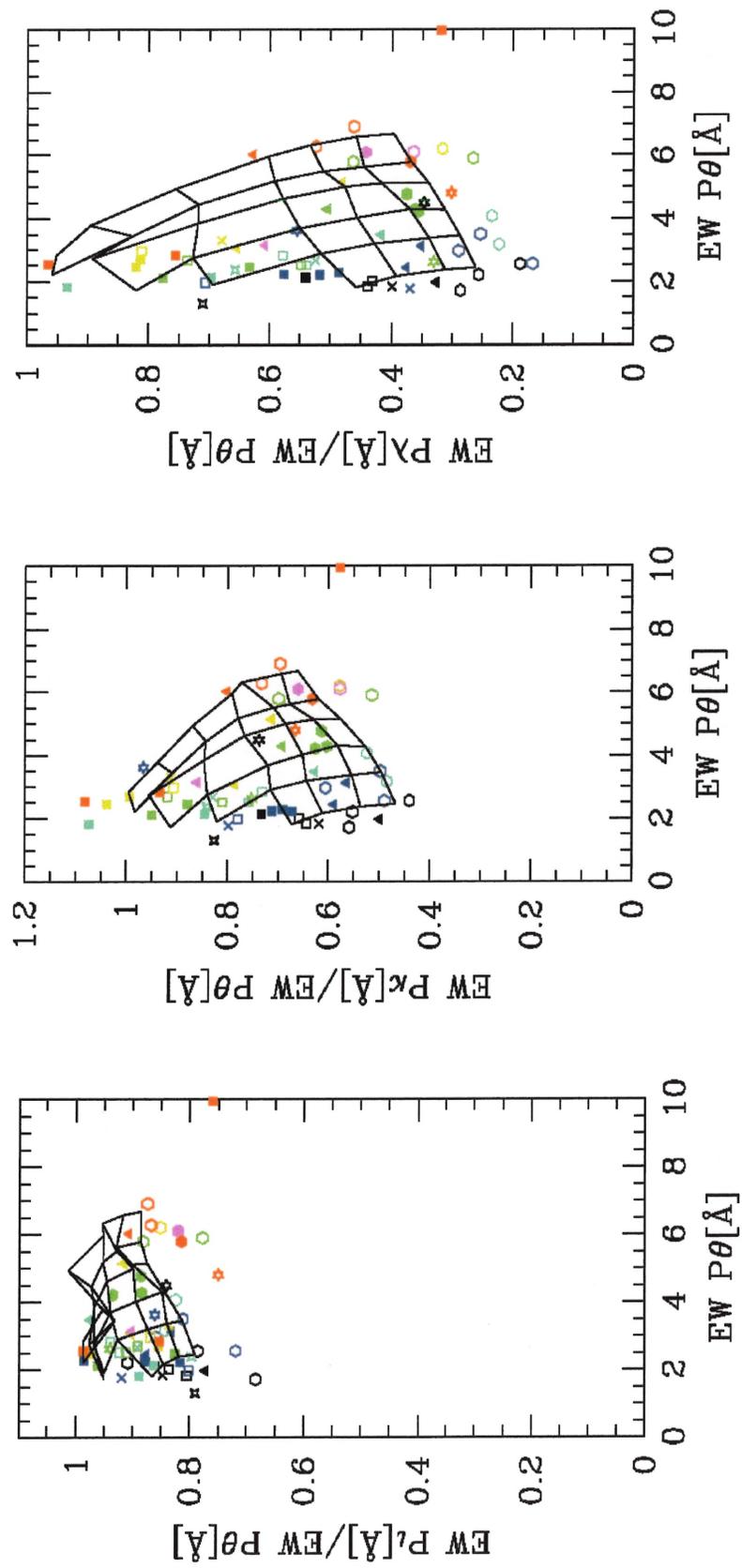


FIG. 4.10 – Rapport de l'évolution des largeurs équivalentes des raies de Paschen et comparaison avec les modèles théoriques.

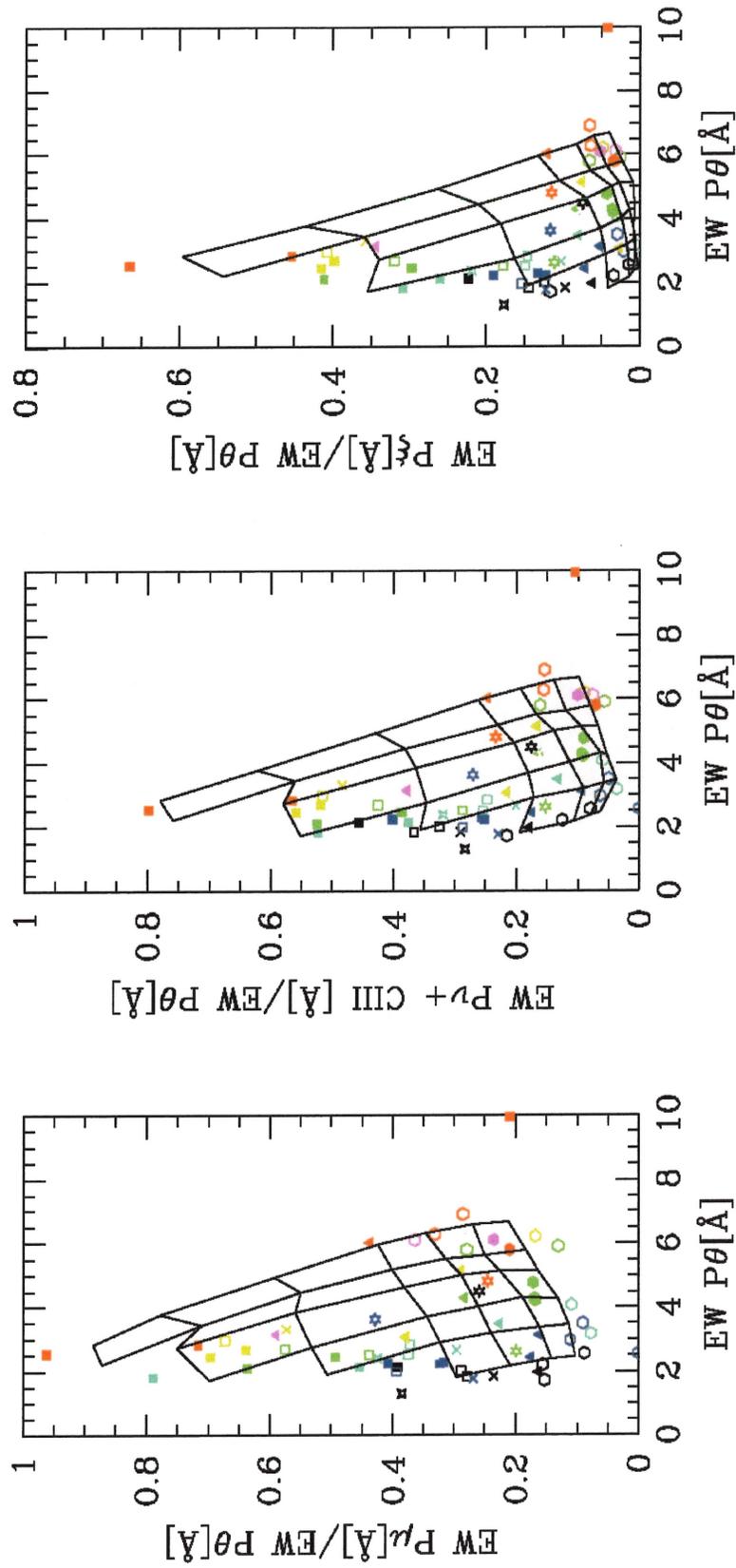


FIG. 4.11 – Rapport de l'évolution des largeurs équivalentes des raies de Paschen et comparaison avec les modèles théoriques. (Suite de la figure 4.10)

L'accord entre les deux séries de mesures est excellent. Le logarithme de la gravité déterminé par les modèles se situe entre 2,5 et 3,0 pour une supergéante, 3,5 et 4,25 pour une géante et 4,5 et 5,0 pour une naine. Voici un tableau de comparaison entre les types spectraux obtenus à partir des spectres synthétiques et de la calibration de Schmidt-Kaler (1982) et les types spectraux donnés par Simbad (tableau 4.4). On remarque que la correspondance n'est pas tout à fait parfaite en comparant avec la calibration de Schmidt-Kaler (1982). Cependant, cette dernière ne possède qu'une approximation de correspondance entre la température et le type spectral ainsi qu'entre la gravité et la classe de luminosité. Notre correspondance est donc plus précise puisqu'elle est plus directe à l'aide des graphiques 4.8, 4.9, 4.10 et 4.11.

TAB. 4.4: Comparaison des étoiles standards avec les modèles synthétiques.

Nom	TS par Simbad	T_{eff} K	$\log g$ [cm s ⁻²]	TS obtenus par calibration
2211 Cep	O6 Iab:	> 35000 ± 2000	3,9 ± 0,1	< O8 I
19 Cep	O9 Ib	30000	3,5	B0 I
4409 Ori	O9 III	35000	4,0	O8,5 - O9 III - V
14 Cep	O9 V	35000	4,0	O8,5 - O9 III - V
901 Cam	O9,5 Iae	25000	3,2	B1 I
5006 Ori	O9 Iab:	30000	3,5	B0 III
3404 Ori	O9,5 II + O:	33500	3,8	O9 III
4818 Ori	O9,5 V	34000	4,5	O9 V
Var:AE Aur	O9,5 Ve:	34000	4,2	O9 V
Var:X Per	O9,5 pe	-	-	-
4605 Ori	B0 Iab:	26000	3,4	B0,5 I
HD 43818	B0 II	35000	3,9	O8,5 - O9 III
1 Cam	B0 III	32000	4,0	O9,5 III - V
2703 Cas	B0 IVe	-	-	-
3620 Ori	B0 V	> 35000	> 5,0	< O8 V
5310 Ori	B0 Iab:	31000	3,75	B0 III
HD 185859	B0,5 Iae	31000	3,75	B0 III
26 Cep	B0,5 Ibe:	32000	3,75	O9,5 III
4505 Per	B0,5 V + A:	30000	4,25	B0 V
HD 8965	B0,5 V	32000	4,5	O9,5 V
40 Per	B0,5 V	30000	4,7	B0 V
1510 Cas	B1 Iae	27500	3,5	B0,5 III
HD 13854	B1 Iabe	27500	3,5	B0,5 III
4406 Per	B1 Iab:	29000	3,75	B0 III
HD 191877	B1 Ibe	27000	3,75	B0,5 III

TAB. 4.4: Comparaison des standards avec les modèles synthétiques. (Suite)

Nom	TS par Simbad	T_{eff} K	log g [cm s ⁻²]	TS obtenus par calibration
HD 1383	B1 II:	30000	3,9	B0 IV
3815 Per	B1 III	27500	4,15	B0,5 IV
HD 24131	B1 V	26000	4,6	B1 V
42 Ori	B1 V	31000	4,8	B0 V
HD 190603	B1,5 Iae	25000	3,0	B1 I
6222 2Ori	B2 Iae,var	24000	3,0	B1,5 I
10 Per	B2 Iae	25000	3,4	B1 I
HD 13841	B2 Ib	27500	3,75	B0,5 III
316 4Ori	B2 III + B:	23000	4,15	B1,5 IV
8803 Peg	B2 IV	24000	4,35	B1,5 IV
1706 Cas	B2 IV	22000	4,4	B2 V
8204 Cet	B2 IV	24000	4,35	B1,5 V
2824 Cma	B2 IV - Ve	-	-	-
1914 Cas	B2 V	17000	4,3	B3 V
HD 58050	B2 Ve	-	-	-
105 Tau	B2 Ve	-	-	-
34 Cyg	B2 pe	-	-	-
3 Gem	B2,5 Ibe	23000	3,4	B2 I
HD 187567	B2,5 IVe	-	-	-
HD 37016	B2,5 V	< 17500	> 4,9	> B3 V
HD 37967	B2,5 Ve	-	-	-
HD 14134	B3 Ia	21500	3,0	B2 I
HD 225094	B3 Iae	21500	3,0	B2 I
9 Gem	B3 Ib	20000	3,1	B3 I
2009 Cma	B3 Ib/II	19000	3,2	B3 I
HD 21483	B3 III	18500	4,2	B3 IV
4724 Ori	B3 IIIe	27500	3,85	B0,5 III
1007 Aur	B3 V	16500	4,75	B4 V
48 Per	B3 Ve	-	-	-
12306 Tau	B2 IV	22000	3,5	B2 III
53 Per	B4 IV	16500	4,7	B4 V
HD 19736	B4 V	17000	4,8	B4 V
5 Per	B5 Ia	20000	3,0	B3 I
3107 Cma	B5 Iab:	-	-	-

TAB. 4.4: Comparaison des standards avec les modèles synthétiques. (Suite)

Nom	TS par Simbad	T_{eff} K	log g [cm s ⁻²]	TS obtenus par calibration
3904 Per	B5 III	15000	4,0	B5 III - V
2215 Cas	B5 IIIe	-	-	-
6119 1Ari	B5 IV	17500	4,8	B4 V
HD 14372	B5 V	15500	4,35	B5 V
5411 Cyg	B5 Ve	14000	4,35	B6 V
3723 Per	B5 Ve	-	-	-
1902 Ori	B8 Iab:	16000	2,5	B5 I

Chapitre 5

Résultats pour NGC 7419

5.1 Spectres en absorption

En insérant les largeurs équivalentes des raies pour les étoiles bleues de l'amas dans le diagramme de classification de la figure 4.5, nous obtenons directement le type spectral et la classe de luminosité, tandis que les courbes théoriques de la figure 4.8 nous donnent la gravité et la température de surface effective. Ces valeurs sont données au tableau 5.1.

Étoile	Type spectral	T_{eff}	log g
687	B2,5 II-III	23000 ± 2000	$3,7 \pm 0,2$
473	B2,5 III	21000 ± 2000	$4,1 \pm 0,2$
190	B0 III	31000 ± 2000	$4,1 \pm 0,2$
1129	B4 III(e)	19000 ± 2000	$3,9 \pm 0,2$

TAB. 5.1 – Spectres en absorption des étoiles de l'amas NGC 7419.

Il est à noter que les raies de l'étoile 1129 semble posséder une faible composante d'émission (voir section 5.2). Ainsi, toutes les étoiles bleues en absorption mesurées s'avèrent être clairement des étoiles géantes et non supergéantes, comme suggéré par la figure 4.4.

5.2 Spectres en émission

Les étoiles de notre échantillon présentant principalement des raies en émission sont comparées à l'œil avec les standards en émission, car les largeurs équivalentes des raies varient énormément. Entre autres, la rotation de l'étoile cause l'élargissement des raies et l'intensité des raies de Paschen peut également varier. En observant les spectres, on remarque que les raies en émission des étoiles 389 et 620 sont assez fortes, tandis que l'étoile 417 possède des raies en émission beaucoup plus faibles. De plus, il est possible de distinguer un tout petit peu d'émission dans les raies de Paschen de l'étoile 1129. Le fait que ces étoiles ne sont pas des étoiles de type P Cygni appuie l'hypothèse qu'elles ne sont pas supergéantes. Cependant,

la grande diversité des étoiles standards en émission rend la classification exacte de ces étoiles très difficile.

Il est fort probable que les étoiles en émission de NGC 7419, surtout 389 et 620, sont des étoiles Be précoces (tableau 5.2) puisqu'elles présentent dans leur spectre la raie de OI à 8446 Å en émission (figure 3.6).

En ce qui concerne l'étoile 417, nous avons superposé plusieurs spectres d'étoiles standards en absorption sur le profil observé de l'étoile afin de déterminer le type spectral, en comparant les ailes de la raie de $P\theta$ (voir figure 5.1). Toutes les raies présentes dans le spectre furent comparées, mais nous ne montrons ici que la raie de $P\theta$ pour plus de clarté. De plus, la raie $P\theta$ fut également comparée avec celle d'étoiles de type B0 et B2, faisant ainsi varier la profondeur des raies. Le type spectral B1 était cependant le plus approprié. Par comparaison, on voit bien que cette étoile n'est pas de type supergéante mais plutôt de type spectral B1 III - Ve.

Étoile	Type spectral	log g	T_{eff}
389	Be	-	-
417	B1 III - Ve	-	-
620	Be	-	-
1129	B4 III(e)	19000 ± 2000	$3,9 \pm 0,2$

TAB. 5.2 – Spectres en émission des étoiles de l'amas NGC 7419.

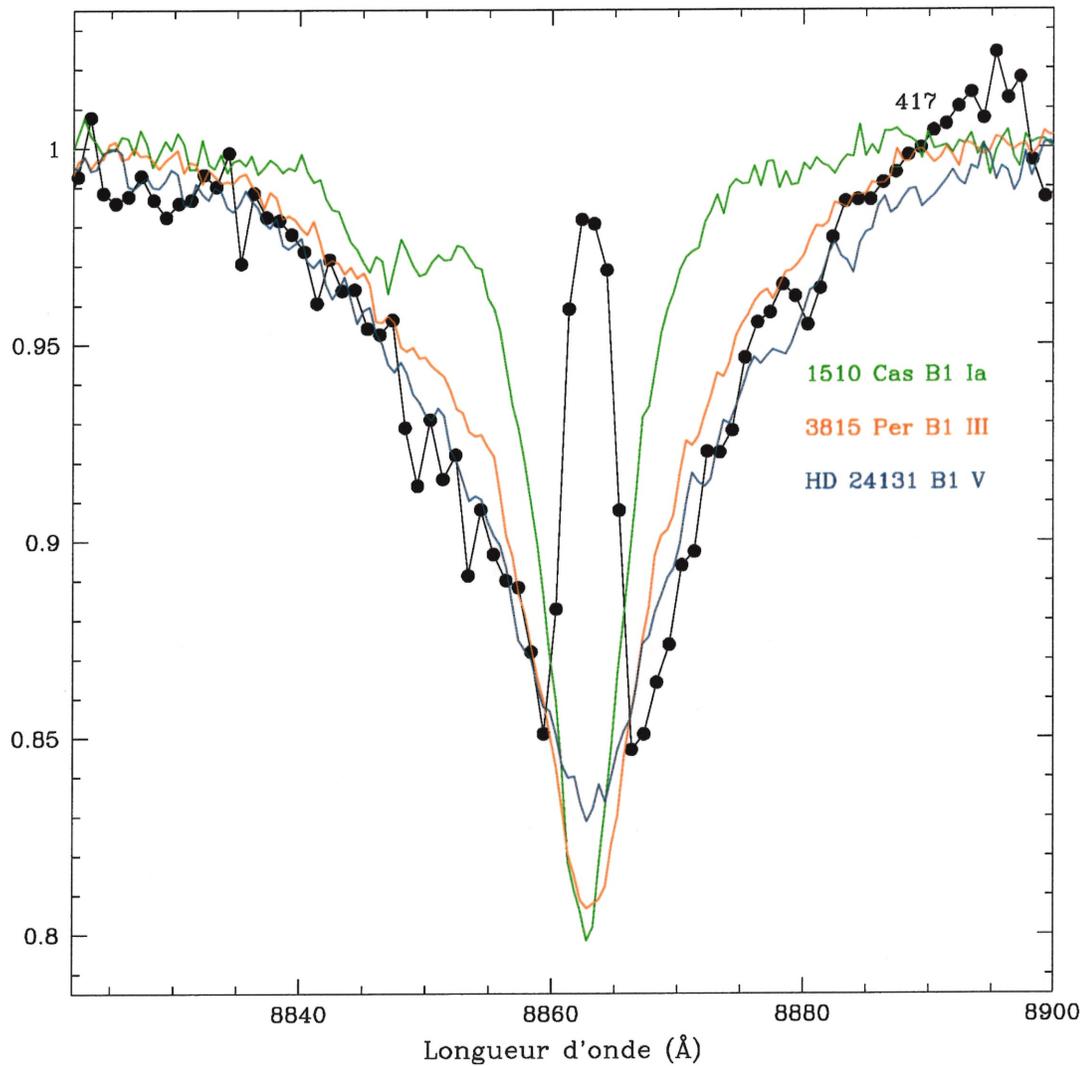


FIG. 5.1 – Comparaison de la raie de $P\theta$ de l'étoile 417 avec trois étoiles standards. Les types spectraux varient entre B1 Ia et B1 V.

En ce qui concerne les deux autres étoiles en émission, c'est-à-dire 389 et 620, il nous est impossible de comparer les ailes puisque les raies sont presque purement en émission. Nous pouvons simplement supposer que ces étoiles ne sont pas supergéantes également à cause de leur position sur le diagramme couleur-magnitude (figure 2.2). En effet, le fait que toutes les étoiles que nous avons pu classifiées ne soient pas supergéantes et qu'elles se trouvent presque à la même position dans le diagramme couleur-magnitude, supporte l'hypothèse que 389 et 620 ne sont pas supergéantes.

5.3 Vitesse radiale héliocentrique de NGC 7419

Les vitesses radiales héliocentriques des étoiles bleues de NGC 7419 sont mesurées de la même façon que celles des étoiles standards (voir section 4.1.2).

Étoile	v_i (P θ)	v_i (P l)	v_i (P κ)	v_i (P λ)	v	$\sigma/\sqrt{4}$	v_{lit}	$v - v_{lit}$
473	-71,3	-72,4	-37,4	-52,1	-60,8	8,6	-88 ⁴	27,2
687	-72,7	-60,6	-60,3	-76,7	-66,7	4,0	-43 ⁴	-23,7
389	-65,1	-82,0	-83,8	-76,4	-76,8	4,2	-110 ⁴	33,2
190	-96,2	-79,1	-76,7	-102,6	-86,7	5,8	-	-
1129	-54,5	-54,7	-120,9	-62,2	-73,1	16,0	-	-
417	-49,9	-35,7	-24,4	-38,7	-37,2	5,5	-	-
620	-71,0	-57,6	-44,1	-75,8	-63,0	7,6	-	-

Références ⁴ : 1994ApJS...93..187B, Beauchamp et al.

Note : L'étoile 417 possède un pic d'émission à l'intérieur des raies d'absorption, ce qui rend la mesure des vitesses très incertaine. Cependant, d'après sa position dans le diagramme couleur-magnitude (figure 2.2), il est très probable que cette étoile fait tout de même partie de l'amas NGC 7419.

TAB. 5.3 – Vitesses radiales héliocentriques (km s⁻¹).

Nous obtenons donc une vitesse radiale héliocentrique moyenne de -66 ± 6 km s⁻¹ avec un σ de 16 km s⁻¹. Cette vitesse moyenne est concordant avec les vitesses radiales obtenues pour les étoiles bleues par Beauchamp et al. (1994) qui est de -74 ± 9 km s⁻¹ avec un σ de 23 km s⁻¹. L'écart-type est aussi concordant avec l'écart-type des étoiles standards qui est de 16,8 km s⁻¹ (voir section 4.1.2). Notons que la moyenne des vitesses radiales héliocentriques obtenue pour les étoiles en absorption (687, 473, 190, 1129) est de -73 ± 6 km s⁻¹. Nous sommes donc confiants que les étoiles mesurées sont bien membres de l'amas. L'étoile 417 est cependant un peu différente, car elle possède des raies d'émission formées dans l'atmosphère.

5.4 Distance de NGC 7419

Pour mesurer la distance de l'amas NGC 7419, nous avons déterminé $(B - V)_0$ et M_V à partir des types spectraux et de la calibration de Schmidt-Kaler (1982) (tableau 5.4). Les valeurs de V et de $B - V$ proviennent de la photométrie de Beauchamp et al. (1994).

Nous avons déterminé une valeur moyenne pour $V_0 - M_V$ de $11,1 \pm 0,2$, ce qui correspond à une distance de $1,7 \pm 0,2$ kpc. L'incertitude est mesurée à partir de σ/\sqrt{n} où $n = 5$. Cette valeur est en accord, avec une dispersion de $1,5 \sigma$, avec la distance dérivée par photométrie et l'ajustement d'isochrones (Beauchamp et al. 1994) qui est de $2,3 \pm 0,3$ kpc ($V_0 - M_V = 11,8$

Étoile	V	$B - V$	Type spectral	$(B - V)_0$	M_V	E_{B-V}	A_V	V_0	$V_0 - M_V$
687	13,144	1,787	B2,5 II - III	-0,219	-4,05	2,006	6,418	6,726	10,78
473	13,728	1,651	B2,5 III	-0,223	-3,45	1,874	5,995	7,733	11,18
389	13,750	1,799	Be	-	-	-	-	-	-
190	13,930	1,988	B0 III	-0,295	-5,10	2,283	7,306	6,624	11,72
1129	13,941	1,699	B4 III(e)	-0,188	-2,60	1,887	6,037	7,904	10,50
417	14,055	1,765	B1 III - Ve	-0,265	-3,80	2,030	6,496	7,559	11,36
620	14,184	1,864	Be	-	-	-	-	-	-

TAB. 5.4 – Distance de l'amas NGC 7419.

$\pm 0,3$). Ainsi, on voit bien que nos résultats se recoupent très bien, car la moyenne pondérée est de $2,0 \pm 0,3$ kpc. De plus, $\delta(V_0 - M_V) = 0,7 \pm 0,4$ kpc, ce qui est tout à fait raisonnable.

5.5 Discussion

Pigulski & Kopacki (2000) ont récemment démontré que NGC 7419 possède un très grand nombre d'étoiles Be. À l'aide de la photométrie CCD dans la raie H_α , ils ont découvert 31 étoiles Be. Ainsi, la limite inférieure de la fraction de Be/B_{total} ($\text{mag } R_c > 16,1$) est de $36 \% \pm 7 \%$. La détection des étoiles s'est faite dans les filtres Cousins R_c et I_c (Pigulski & Kopacki 2000). Parmi ces étoiles, on retrouve nos étoiles 389, 417, 620 et 1129. Cependant, selon nos spectres obtenus, l'étoile 1129 ne serait pas une étoile Be à raies d'émission forte. En fait, cette étoile se situe juste sous le seuil de considération, dans l'article de Pigulski & Kopacki (2000). La première détection d'émission de H_α fut observée dans cette étoile par Dolidze (1975). Donc notre étude spectroscopique est compatible avec l'étude photométrique pour les étoiles Be de Pigulski & Kopacki (2000).

Pour plusieurs amas ouverts jeunes (entre 11 et 21 millions d'années), nous avons comparé la fréquence de RSG ($RSG/(BSG + RSG)$) à la fréquence de Be ($Be/(B + Be)$) (figure 5.2). La liste de ces amas se trouve ci-dessous (tableau 5.5). Le nombre de supergéantes provient de Mermilliod & Maeder (1986), tandis que la fréquence de Be provient de Schild & Romanishin (1976). Les barres d'erreur ont été déterminées par les statistiques de Poisson. C'est-à-dire $\sigma_{N_i}^2 = N_i$, où N_i est le nombre de chaque valeur (RSG, BSG, Be, B) et

$$\sigma_{RSG/tot} = \sqrt{\frac{BSG \cdot RSG}{(BSG + RSG)^3}}, \quad \sigma_{Be/tot} = \sqrt{\frac{Be \cdot B}{(B + Be)^3}}. \quad (5.1)$$

Malgré les barres d'erreur assez grandes, il semble exister un lien entre les deux types d'étoiles (à l'exception de NGC 957, pour lequel il n'y a qu'une seule supergéante détectée) : lorsque le nombre de RSG est petit par rapport au nombre total de supergéantes, la fréquence d'étoiles Be est aussi faible. Dans le but de diminuer les barres d'erreur, nous avons effectué

la somme pour chaque type d'étoile (RSG, BSG, Be, B) avant de calculer les fréquences. La comparaison de cette valeur moyenne (voir figure 5.2) pour tous les amas avec celle de NGC 7419 confirme ce lien entre les deux types d'étoiles.

	Amas	Âge (Ma)	RSG/(BSG+RSG)	$\sigma_{R/tot}$	Be/(B+Be)	$\sigma_{Be/tot}$
*	NGC 457	14	1/2 = 0,5	0,35	3/21 = 0,143	0,08
*	NGC 581	21	1/2 = 0,5	0,35	3/18 = 0,167	0,09
	NGC 654	14	0/1 = 0,0	0,00		
*	NGC 663	21	0/4 = 0,0	0,00	5/27 = 0,185	0,08
	NGC 869				1/31 = 0,032	0,03
*	NGC 884	11	3/5 = 0,6	0,22	5/21 = 0,238	0,09
*	NGC 957	14	0/1 = 0,0	0,00	4/14 = 0,286	0,12
	NGC 1502	7	0/0		0/24 = 0,0	0,00
	NGC 1893				1/18 = 0,056	0,05
	NGC 2129				0/11 = 0,0	0,00
	NGC 2169	7	0/0		0/18 = 0,0	0,00
	NGC 2244				0/21 = 0,0	0,00
	NGC 2362	7	0/1 = 0,0	0,00		
	NGC 2439	14	1/2 = 0,5	0,35		
	NGC 3293	11	1/3 = 0,33	0,27		
	NGC 3766	21	2/3 = 0,66	0,27		
	NGC 4755	11	1/5 = 0,2	0,18		
	NGC 6231	3	0/3 = 0,0	0,00		
	NGC 6475				0/14 = 0,0	0,00
	NGC 6530				3/22 = 0,136	0,07
	NGC 6531	7	0/0		0/26 = 0,0	0,00
	NGC 6611				4/29 = 0,138	0,06
	NGC 6709				2/14 = 0,143	0,09
	NGC 6823				0/17 = 0,0	0,00
*	NGC 6871	11	0/2 = 0,0	0,00	1/30 = 0,033	0,03
	NGC 6910				0/17 = 0,0	0,00
	NGC 6913				1/21 = 0,048	0,05
	NGC 7160	7	0/0		1/24 = 0,042	0,04
	NGC 7235				0/11 = 0,0	0,00
	NGC 7380				1/18 = 0,056	0,05
*	NGC 7419	14	5/5 = 1,0	0,00	31/87 = 0,36	0,05
	NGC 7510				0/7 = 0,0	0,00
	NGC 7654				4/18 = 0,222	0,10
	TR 2				1/26 = 0,039	0,04
	IC 1805				1/17 = 0,059	0,06
	IC 1848				0/10 = 0,0	0,00
	IC 2581	11	0/1 = 0,0	0,00		
	IC 4996				0/21 = 0,0	0,00

TAB. 5.5 – Liste d’amas ouverts jeunes utilisés pour comparer le rapport RSG/(BSG + RSG) avec la fréquence de Be.

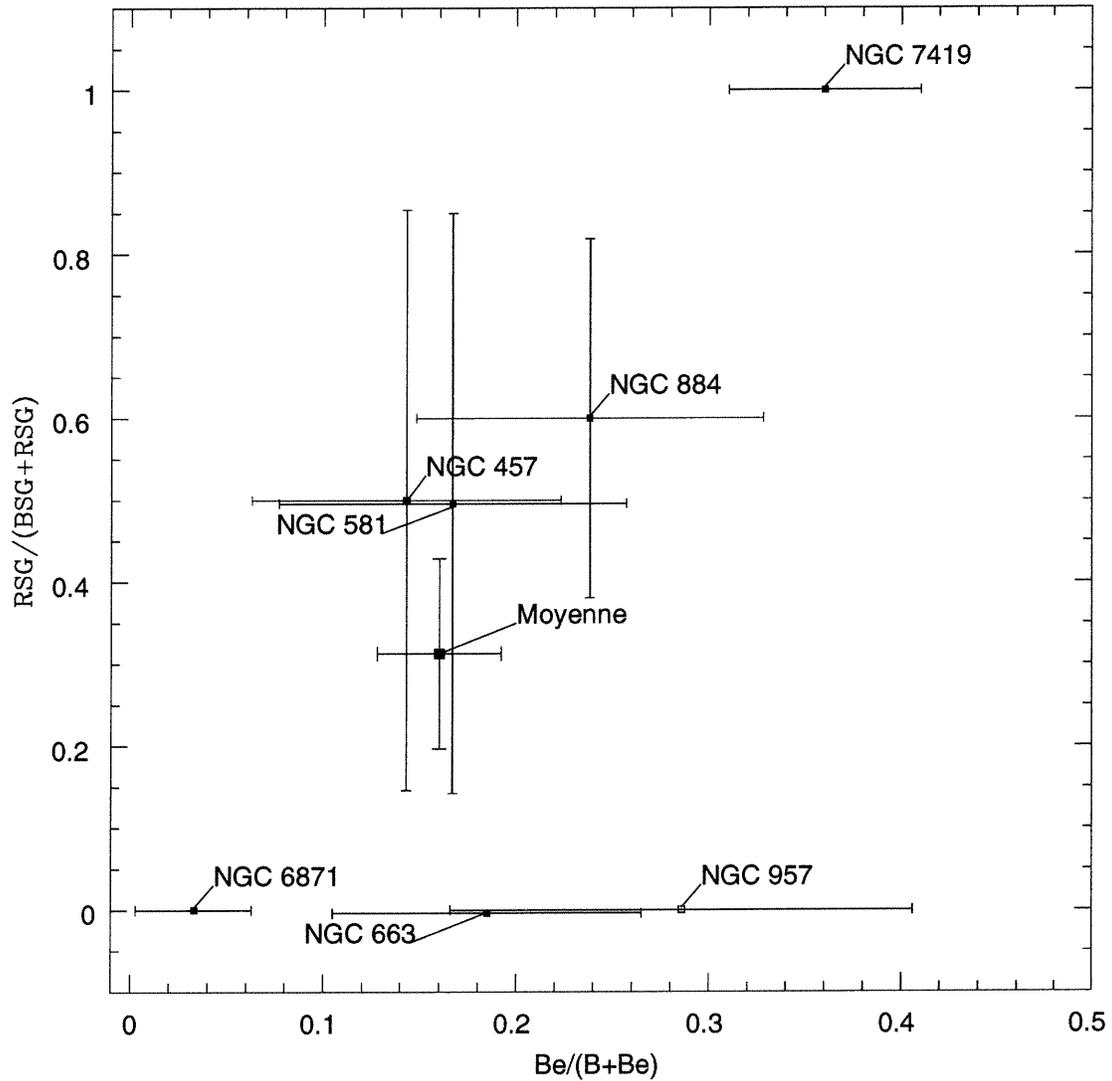


FIG. 5.2 – Comparaison entre $RSG/(BSG + RSG)$ et la fréquence de Be dans les amas ouverts qui ont des données connues. Pour ne pas confondre les barres d'erreur, NGC 663 et NGC 581 ont été légèrement déplacé vers le bas. Le point ouvert indique un faible nombre de supergéantes ($n = 1$). Les barres d'erreur formelles de $RSG/(BSG + RSG)$ pour NGC 6871, NGC 663, NGC 957 et NGC 7419, selon l'équation 5.1, sont 0, mais elles ne reflètent certainement pas la réalité. Le point "Moyenne" fait référence à tous les amas sauf NGC 7419.

La raison pour laquelle le rapport B/R est très bas dans NGC 7419 pourrait être expliquée par plusieurs facteurs, entre autres, le taux de perte de masse, la métallicité, mais aussi le taux de rotation élevé des étoiles (Maeder & Meynet 2001). En effet, selon ces auteurs, la rotation des étoiles pourrait être un facteur très important dans l'évolution stellaire des amas ou des galaxies à basse métallicité. L'effet s'applique aussi aux amas à métallicité solaire, mais il est plus grand pour ceux à basse métallicité. Dans leur article, ils suggèrent qu'à basse métallicité, le résultat net de l'évolution des étoiles sur la série principale mène à une vitesse rotationnelle plus élevée à la fin de cette série. Ainsi, la rotation a pour effet de transporter un surplus d'hélium près de la coquille en combustion d'hydrogène. Par conséquent, la coquille d'hydrogène en combustion est moins efficace et la zone convective associée est plus petite. Le rayon stellaire des étoiles en rotation peut donc prendre de l'expansion pendant la phase de combustion d'hélium et ainsi mener à une phase de supergéante rouge. Ceci impliquerait un taux plus haut de formation de RSG et d'étoiles Be à basse métallicité.

Cependant, la métallicité de NGC 7419 n'est pas faible, car l'amas se trouve dans le disque de la galaxie à une distance du centre galactique qui est similaire à celle du Soleil. (Il n'existe pas de mesures directes de Z pour NGC 7419.) Le fait que NGC 7419 contient un si grand nombre d'étoiles Be semble indiquer que la rotation rapide des étoiles massives est aussi possible à métallicité normale avec les mêmes conséquences sur l'évolution des étoiles. À métallicité solaire, la rotation rapide peut être causé par d'autres phénomènes encore inconnus comme la rotation anormalement rapide du nuage initial, par exemple.

Conclusion

L'objectif principal de ce mémoire était de confirmer l'absence de supergéantes bleues dans l'amas NGC 7419 à l'aide de la spectroscopie. L'absence déduite auparavant est basée principalement sur la photométrie et sur l'interprétation du diagramme couleur-magnitude. Nous confirmons ainsi que le rapport B/R est anormalement faible pour cet amas. Pour compléter, nous avons déterminé plusieurs caractéristiques propres aux étoiles brillantes bleues de l'amas. Les types spectraux et les classes de luminosité des étoiles 687, 473, 190, 1129 et 417 indiquent clairement que ces étoiles sont plutôt des géantes bleues. De plus, il est fort probable que les deux autres étoiles observées à raies d'émission fortes (389, 620) ne soient pas supergéantes mais plutôt de type Be précoce. La température effective et la gravité ont été déterminées pour les quatre étoiles en raies d'absorption observées. De plus, la vitesse radiale héliocentrique et la distance de l'amas NGC 7419 ont été calculées, ce qui a confirmé l'appartenance des étoiles bleues observées à l'amas.

Finalement, nos travaux et ceux de Pigulski & Kopacki (2000) ont démontré que cet amas contient un grand nombre d'étoiles Be. Il est possible que ceci soit relié au faible rapport B/R que nous avons déterminé. En effet, un taux de rotation des étoiles de l'amas supérieur à la moyenne pourrait expliquer pourquoi plusieurs étoiles montrent le phénomène Be et l'absence de BSG basés sur des arguments évolutifs. Si cette interprétation est correcte, nos résultats constituent ainsi une confirmation observationnelle de l'importance dominante de la rotation dans l'évolution des étoiles massives telle que prédite par les modèles théoriques de Maeder & Meynet (2000).

Bibliographie

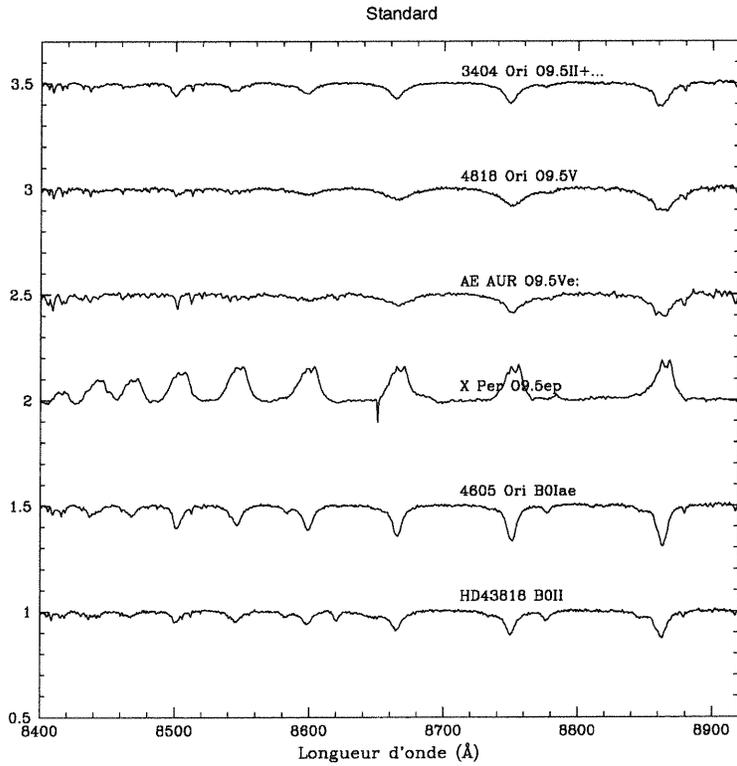
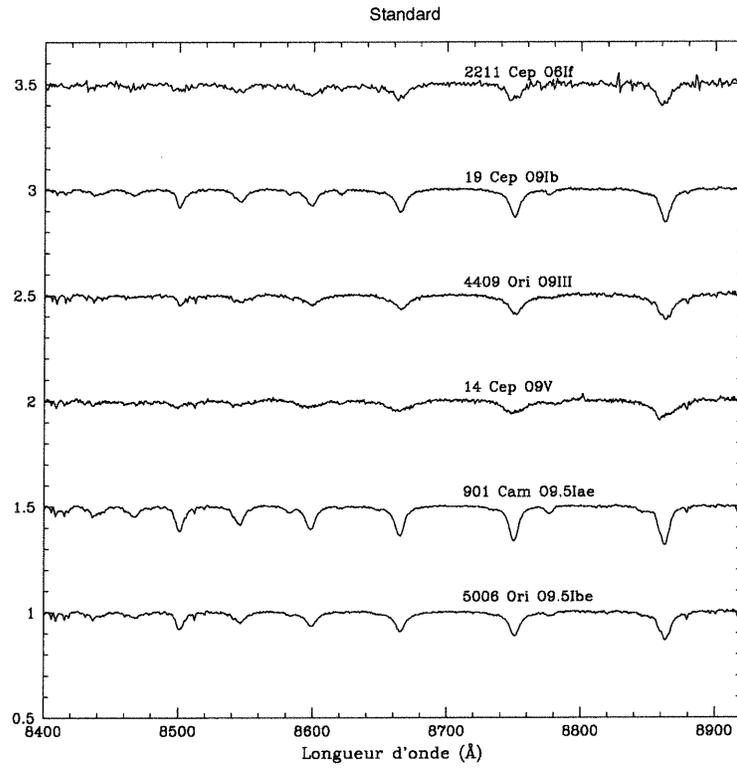
- Andrillat, Y. & Houziaux, L. 1967, *Journal des Observateurs*, 50, 107
- Beauchamp, A., Moffat, A. F. J., & Drissen, L. 1994, *ApJS*, 93, 187
- Boehm-Vitense, E. 1992, *Introduction to Stellar Astrophysics. Vol. 3 - Stellar Structure and Evolution* (Cambridge, England and New York, Cambridge University Press, 1992)
- Bressan, A., Fagotto, F., Bertelli, G., & Chiosi, C. 1993, *A&AS*, 100, 647
- Brunish, W. M., Gallagher, J. S., & Truran, J. W. 1986, *AJ*, 91, 598
- Canuto, V. M. 2000, *ApJ*, 534, L113
- Cervino, M. & Mas-Hesse, J. M. 1994, *A&A*, 284, 749
- Chiosi, C. & Maeder, A. 1986, *ARA&A*, 24, 329
- Chiosi, C. & Nasi, E. 1978, *Ap&SS*, 56, 431
- Cowley, A. P., Dawson, P., & Hartwick, F. D. A. 1979, *PASP*, 91, 628
- Dolidze, M. V. 1975, *Abastumanskaia Astrofizicheskaia Observatoriia Biulleten*, 47, 3
- Fagotto, F., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 1994, *A&AS*, 105, 39
- Fawley, W. M. & Cohen, M. 1974, *ApJ*, 193, 367
- Gray, D. F. 1976, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres* (New York, Wiley-Interscience)
- . 1992, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres* (Cambridge; New York : Cambridge University Press)
- Humphreys, R. M. & McElroy, D. B. 1984, *ApJ*, 284, 565
- Jaschek, C. & Jaschek, M. 1987, *The Classification of Stars* (Cambridge: University Press)
- Kupka, F. G., Ryabchikova, T. A., Piskunov, N. E., Stempels, H. C., & Weiss, W. W. 2000, *Baltic Astronomy*, 9, 590
- Kurucz, R. 1993, *ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s Grid. Kurucz CD-ROM No. 13.* (Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophysical Observatory), 13
- Langer, N. 1991a, *A&A*, 252, 669
- . 1991b, *A&A*, 248, 531

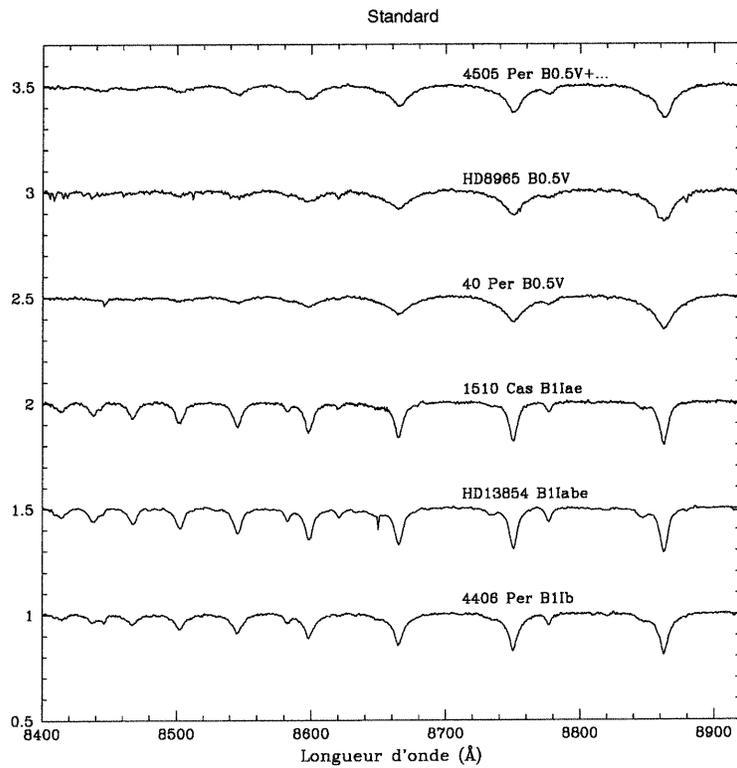
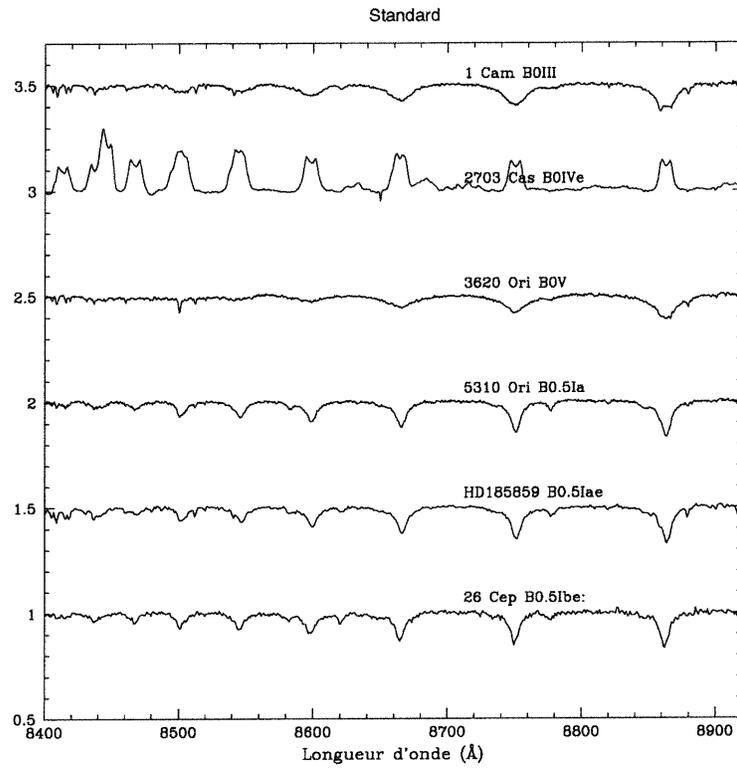
- Langer, N. & Maeder, A. 1995, *A&A*, 295, 685
- Ledoux, P. 1947, *AJ*, 52, 155
- Maeder, A. 1981, *A&A*, 101, 385
- Maeder, A. & Meynet, G. 2000, *ARA&A*, 38, 143
- . 2001, *A&A*, 373, 555
- Mermilliod, J. & Maeder, A. 1986, *A&A*, 158, 45
- Moffat, A. F. J., Drissen, L., & Robert, C. 1991, in *Massive Stars in Starbursts, Proceedings of the Massive Stars in Starbursts Meeting, Workshop held at STScI* ed. C. Leitherer, et al, (Cambridge University Press, Cambridge), 40
- Origlia, L., Goldader, J. D., Leitherer, C., Schaerer, D., & Oliva, E. 1999, *ApJ*, 514, 96
- Pigulski, A. & Kopacki, G. 2000, *A&AS*, 146, 465
- Salasnich, B., Bressan, A., & Chiosi, C. 1999, *A&A*, 342, 131
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., & Maeder, A. 1992, *A&AS*, 96, 269
- Schild, R. & Romanishin, W. 1976, *ApJ*, 204, 493
- Schmidt-Kaler, T. 1982, *Landolt-Börnstein, New Series, Groupe 6*, ed. K. Schaiffers & H. H. Voigt, Vol. 2b (Berlin: Springer), 1
- Schulte-Ladbeck, R. E. & Hopp, U. 2001, in *Dwarf Galaxies and Their Environment. In Proceedings, International Conference in Bad Honnef, Germany, January 23-27*, 5
- Stothers, R. & Chin, C. . 1979, *ApJ*, 233, 267
- Stothers, R. B. & Chin, C. 1994, *ApJ*, 431, 797
- . 1999, *ApJ*, 522, 960
- Tuchman, Y. & Wheeler, J. C. 1989a, *ApJ*, 346, 417
- . 1989b, *ApJ*, 344, 835
- Vanbeveren, D., de Loore, C., & van Rensbergen, W. 1998, *A&A Rev.*, 9, 63
- Walborn, N. R. 1973, *ApJ*, 180, L35

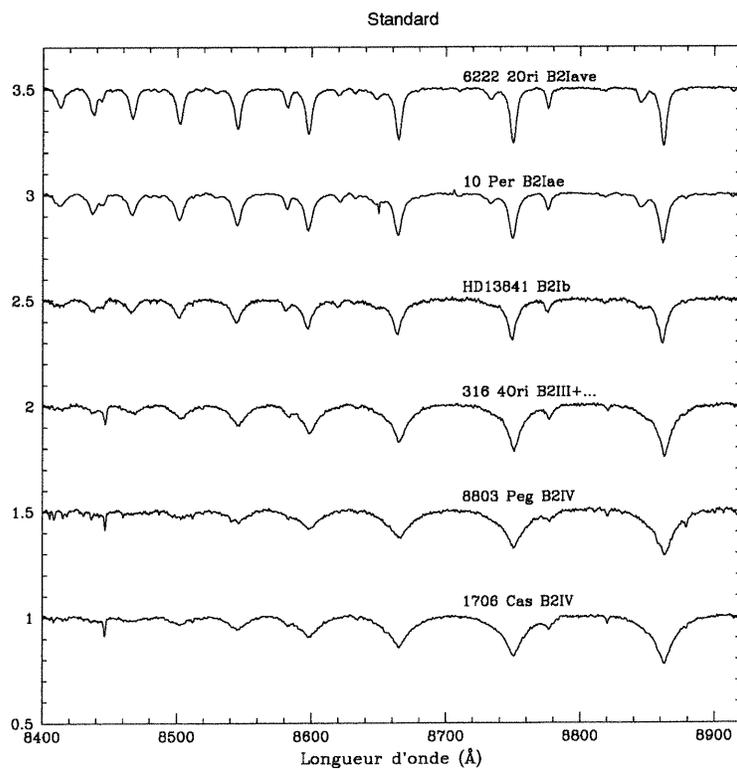
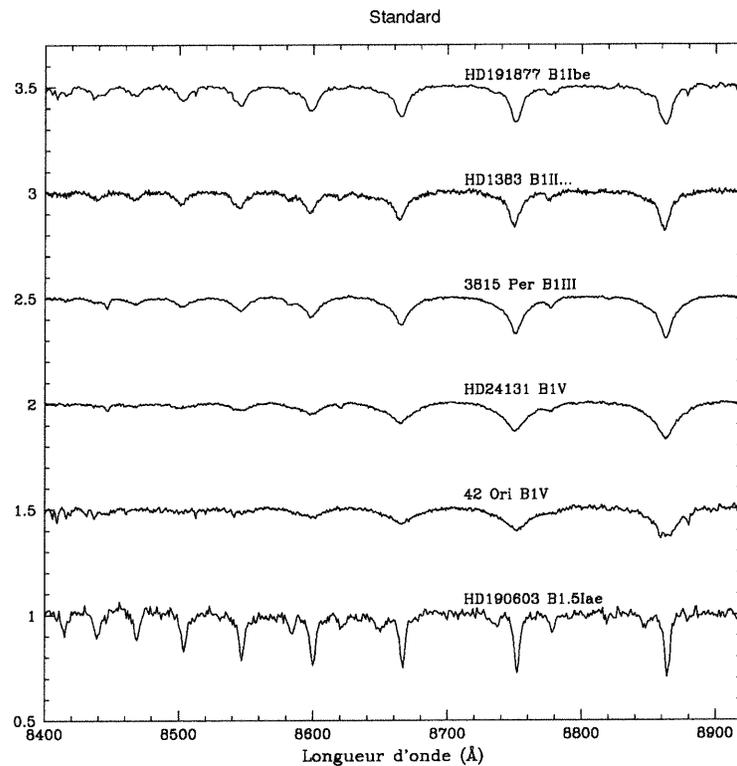
Annexe A

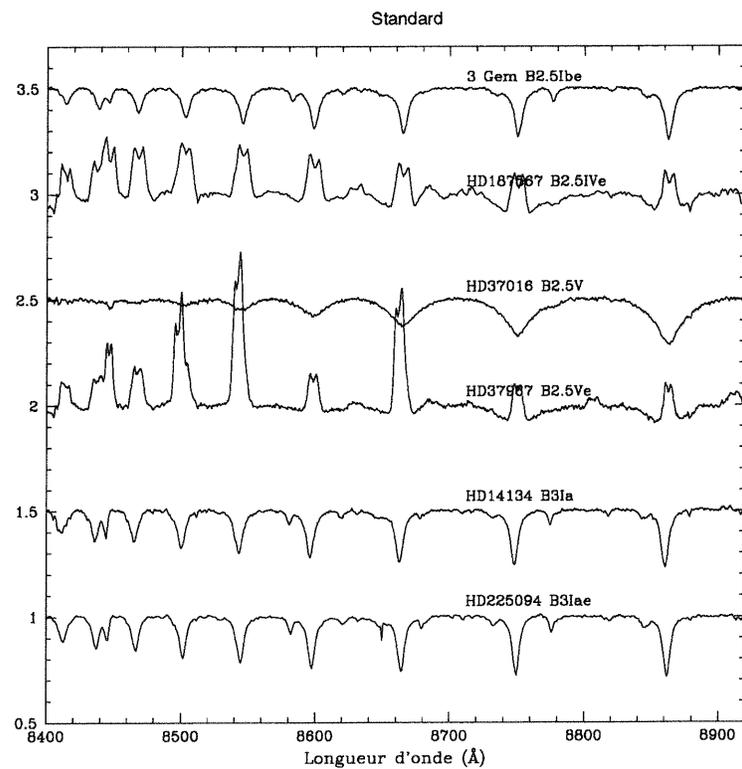
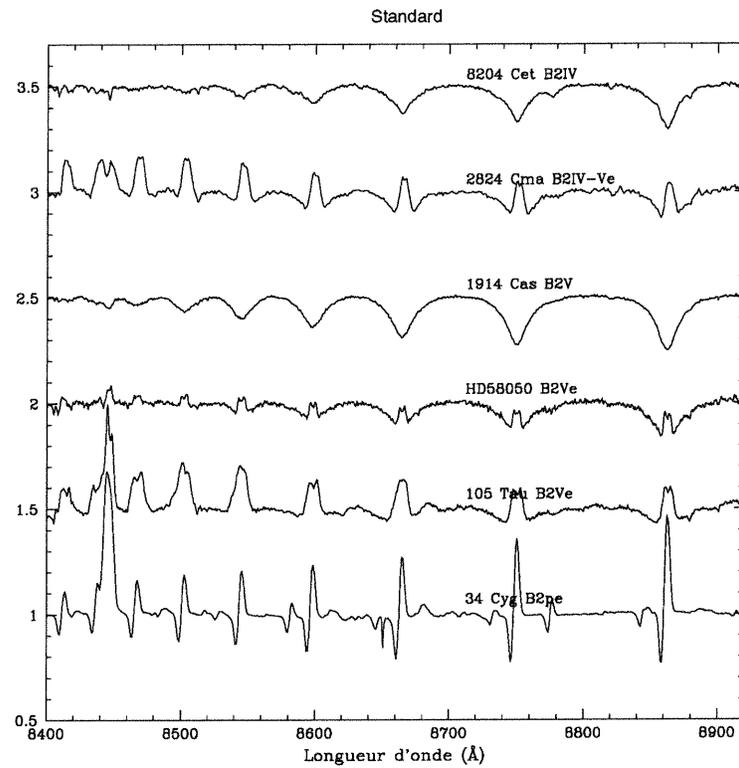
Standards

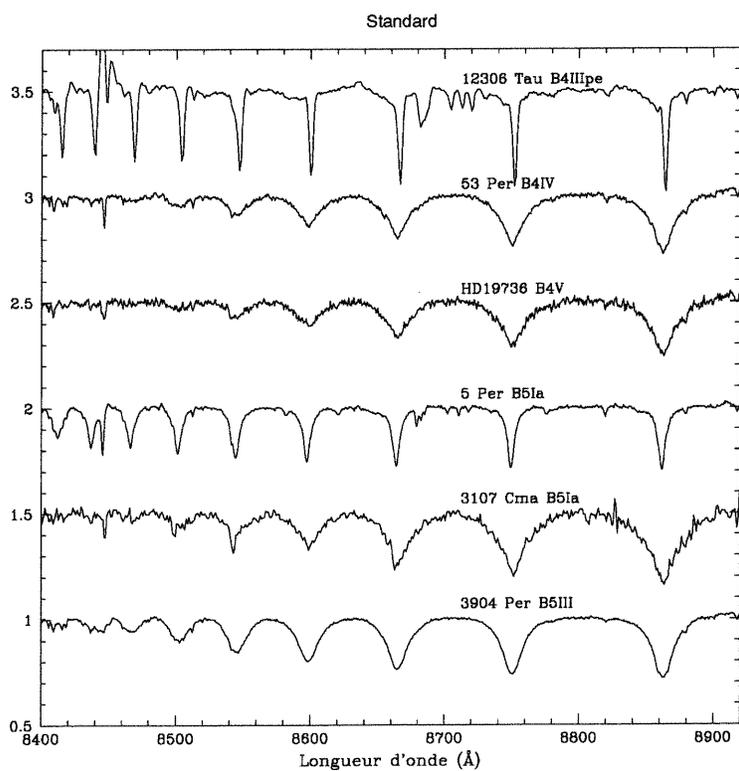
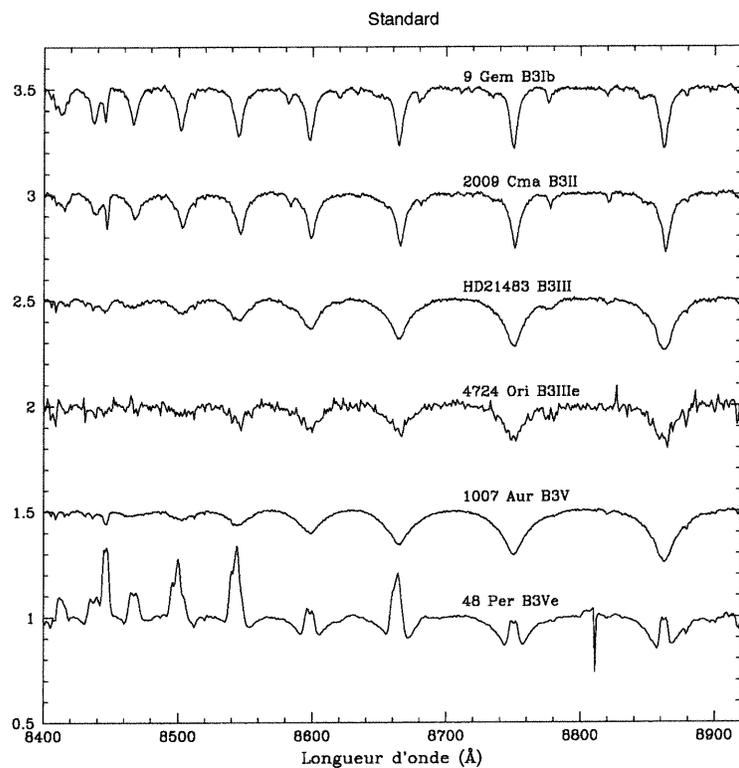
Spectres de toutes les étoiles standards utilisées dans le cadre de ce projet obtenus à l'Observatoire astronomique du mont Mégantic entre octobre 1999 et janvier 2001. L'échelle est toujours la même selon les deux axes pour toutes les étoiles.

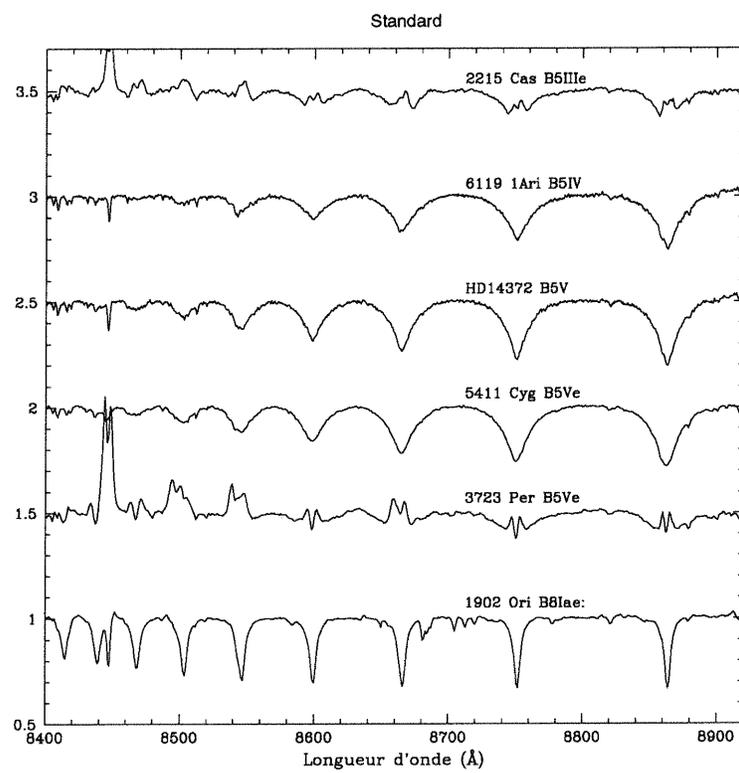












Remerciements

Tout d'abord, j'aimerais remercier Anthony Moffat et Nicole St-Louis pour m'avoir donné l'occasion de travailler dans un domaine de recherche que j'aime beaucoup : l'astrophysique stellaire des étoiles massives. Leur aide et leurs instructions m'ont aidée à rendre ce projet concret.

Je remercie spécialement Gregg Wade de m'avoir aidée à comprendre la physique derrière ma classification. Je remercie également John Lester pour ses modèles théoriques et sa contribution dans mes recherches. Je ne voudrais pas oublier de remercier Sergey Marchenko de m'avoir surtout dirigée dans l'analyse de mes données.

Je remercie aussi Luc Turbide, Bernard Malenfant, Ghislain Turcotte et tous les étudiants gradués du groupe d'astrophysique pour l'aide technique qu'ils m'ont apportée durant mes deux années de maîtrise.

Je remercie finalement Laurent Drissen, Carmelle Robert et ma famille pour leurs encouragements. Et tout spécialement, je remercie mon époux, Patrick Boucher, pour son appui, sa confiance et sa persévérance pendant toutes mes années d'études.