

2m 11. 2709.5

Université de Montréal

Classification spectrale entre 7700 Å et 8800 Å des étoiles carbonées des Nuages de
Magellan et de la Voie lactée.

par
Loïc Albert
Département de physique
Faculté des arts et des sciences

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

Mars, 1999

©Loïc Albert, 1999



QC
3
U54
1999
v.016

Université de Montréal
Faculté des études supérieures

Ce mémoire intitulé:

Classification spectrale entre 7700 Å et 8800 Å des étoiles carbonées des Nuages de
Magellan et de la Voie lactée.

présenté par:

Loïc Albert

a été évalué par un jury composé des personnes suivantes:

Pierre Bastien,	président-rapporteur
Serge Demers,	directeur de recherche
François Wesemael,	membre du jury

Mémoire accepté le: 99.04.23

Sommaire

Voilà 2×10^8 ans, les Grand et Petit Nuages de Magellan se sont approchés à moins de 3 kpc l'un de l'autre (Murai & Fujimoto, 1980), engendrant la formation d'un pont d'hydrogène HI (Mathewson & Ford, 1984) et d'étoiles jeunes (Grondin et al., 1990) et possiblement d'un anneau polaire d'étoiles C autour du Grand Nuage de Magellan (GNM) (Kunkel et al., 1997a). L'objectif de ce projet de maîtrise était, par la classification spectrale entre 7700 Å et 8800 Å des étoiles C, d'identifier la galaxie d'origine des étoiles constituant cet anneau. Malheureusement, la force du triplet de CaII s'avère le seul critère de classification utilisable dans ce domaine spectral complètement balafré par les raies d'absorption de la molécule CN. Des mesures précises de la force du triplet de calcium ont été effectuées sur un ensemble de 236 spectres d'étoiles C galactiques (rapport signal sur bruit $S/B \geq 50$) et magellaniques ($S/B \geq 15$) obtenus à l'Observatoire du mont Mégantic et à l'Observatoire de Las Campanas en 1997. Puisque aucun niveau continu n'est identifiable dans ce domaine spectral, les mesures consistent en un rapport des raies de calcium CaII 8498 Å et CaII 8662 Å aux raies de cyanure CN 8503 Å et CN 8648 Å qui sont constantes, ce qui permet la normalisation. Ces mesures de CaII/CN ont mis en évidence l'existence de deux groupes: les spectres avec de fortes raies de calcium associés aux étoiles C-H et C-R, et les spectres avec de faibles raies de calcium associés principalement aux étoiles C-N et C-J. Cela a conduit à la découverte de 69 étoiles C-H dans l'ensemble de Kunkel, Demers et Irwin (KDI) de plus d'un millier de spectres d'étoiles C à faible rapport S/B. Ces étoiles sont moins lumineuses que les étoiles C-H de Hartwick & Cowley (1988). Par leur position sur le diagramme H-R, il semble qu'il s'agisse bien d'étoiles de la branche asymptotique des géantes (BAG) tout comme les étoiles C-N. La fraction d'étoiles C-H et C-R est constante dans le PNM, le GNM et la Voie lactée autour d'une valeur de 22% de toutes les étoiles C. Pour la première fois, une relation linéaire a été établie entre la force du triplet de calcium et la température de couleur des étoiles carbonées. Cela a contribué à corriger l'échelle des températures de la classification de Richer (1971). La comparaison de cette classification à celle de MK révisée (Barnbaum et al. 1996) a mis en évidence que les étoiles C-H et C-R, les étoiles C-N, et les étoiles C-J appartiennent respectivement aux classes C0-C3, C4-C6, et C7 de Richer. Par ailleurs, la classification de Richer demeure correcte en grande partie, excepté pour les classes tardives C8 et C9 pour lesquelles les observations de Richer ne sont pas confirmées. Enfin, la mesure précise du rapport CaII/CN n'a pas permis d'identifier de différences significatives entre les populations du GNM ($\text{CaII/CN} = 1.38 \pm 0.40$), de la Voie lactée ($\text{CaII/CN} = 1.36 \pm 0.35$) et du PNM ($\text{CaII/CN} = 1.51 \pm 0.37$). La valeur élevée pour la population du

PNM est attribuable à un échantillon non représentatif d'étoiles C chaudes. C'est pourquoi il n'est pas possible d'associer les étoiles C individuelles à l'un ou l'autre des Nuages de Magellan.

Table des matières

Sommaire	i
Liste des tableaux	v
Liste des figures	vi
Abréviations	viii
Introduction	1
1 Contexte général - La dynamique des Nuages de Magellan	3
1.1 Portrait d'ensemble du système magellanique	3
1.2 Le Ruisseau Magellanique: deux modèles de formation	5
1.3 La région inter-nuages	7
1.4 Les étoiles carbonées et les Nuages de Magellan	9
2 Une anthologie des étoiles carbonées	10
2.1 Présentation des étoiles C	10
2.2 Théorie de l'évolution des étoiles C	11
2.2.1 Évolution de la Séquence principale à la Branche des géantes rouges - premier dragage	11
2.2.2 Évolution Pré-BAG et BAG - deuxième et troisième dragages	13
2.2.3 Supervent et perte de masse	14
2.3 Influence des dragages sur le rapport C/O	14
2.4 Photométrie et variabilité des étoiles carbonées	15
3 Les différentes classifications spectrales d'étoiles C	18
3.1 La classification MK révisée (4000 Å à 6700 Å)	19
3.2 La classification de Richer (7500 Å à 9000 Å)	21
3.3 Origines et caractéristiques des différents groupes d'étoiles C	22
4 Observations spectroscopiques des étoiles C	25
4.1 Instruments et méthodes	25
4.2 Critères de sélection	27

4.3	Observations photométriques	28
5	Analyse d'images - construction des spectres	35
5.1	Nettoyage de la signature du CCD	35
5.2	Extraction des spectres	36
5.2.1	L'extraction	36
5.2.2	La calibration en longueur d'onde	37
5.2.3	Nettoyage de la sensibilité variable aux couleurs	37
5.2.4	La normalisation au continu	38
6	À la recherche de critères de classification	40
6.1	L'inspection visuelle	41
6.2	Les écarts à la moyenne: à la recherche d'autres critères de classification	46
6.2.1	Fonction de normalisation de bas ordre	46
6.2.2	Fonction de normalisation d'ordre élevé	46
6.3	La corrélation croisée: une technique de classification?	49
6.3.1	Les principes mathématiques de la corrélation croisée	50
6.3.2	Le degré de cohérence	51
6.3.3	Tests de la validité de la CC pour les spectres à bon S/B	52
6.3.4	Conclusions de la CC	52
6.4	Une autre technique: le réseau de neurones artificiels	53
6.5	Mesures précises du triplet de calcium	54
6.5.1	Mesures de raies: continu arbitraire	55
6.5.2	Mesures de raies: fonction parabolique	56
6.5.3	Mesure de raies: échantillon choisi	59
7	Résultats	61
7.1	Les mesures de raies du triplet de calcium	61
7.2	Liens entre le triplet de calcium et le monde physique	72
7.3	Comparaison aux autres classifications	77
7.3.1	Comparaison à la classification MK révisée	77
7.3.2	Étude et critique de la classification de Richer	78
7.4	Recherche d'étoiles C-H et C-R dans l'ensemble de KDI	83
7.5	Des différences entre les étoiles C de la Galaxie, du PNM et du GNM?	88
	Conclusion	91
	Références	93
	Remerciements	97
	Appendice	98

Liste des tableaux

I	Variabilité des étoiles de carbone.	16
II	Distribution des étoiles C selon leur type.	19
III	Exemples de la terminologie de la classification MK révisée.	20
IV	Critères de classification de MK révisée.	20
V	Critères de classification de Richer.	22
VI	Caractéristiques évolutives des quatre grands groupes d'étoiles C.	24
VII	Configuration et dates des observations spectroscopiques.	26
VIII	Liste des 115 étoiles galactiques observées.	29
IX	Liste des 60 étoiles magellaniques observées.	33
X	Liste des 83 étoiles C galactiques de type standard.	45
XI	Liste des 23 étoiles C galactiques marquées d'un fort triplet de calcium.	45
XII	Liste des raies dont l'intensité varie le plus dans l'ensemble de 90 étoiles C.	50
XIII	Liste des mesures nettes	63
XIV	Température des dix classes de Richer.	80
XV	Liste de 69 étoiles magellaniques candidates C-H ou C-R.	83
XVI	Liste des mesures brutes	98
XVII	Liste des étoiles avec photométrie JHK des Nuages de Magellan.	102
XVIII	Liste de 38 étoiles magellaniques M5+ géantes.	108
XIX	Liste de 41 étoiles M5+ naines appartenant à la Voie lactée.	110
XX	Liste de 7 étoiles S en direction des Nuages de Magellan.	111

Liste des figures

1	Une photo des deux Nuages de Magellan.	4
2	Observations HI du Ruisseau magellanique.	5
3	Modèle du Ruisseau magellanique par effet de marée.	6
4	Modèle de formation du Ruisseau magellanique par freinage par pression gazeuse.	7
5	Observations HI de la région inter-nuages.	8
6	Étoiles C étudiées par KDI en périphérie des Nuages de Magellan.	9
7	Diagramme HR pour une étoile de masse intermédiaire.	12
8	Gradient du rapport C/M selon la distance au centre de M31.	15
9	Exemples de spectres d'étoiles C observées entre 4000 Å et 7000 Å	21
10	Exemples de spectres d'étoiles C classés selon la classification de Richer.	23
11	Niveau estimé du continu pour une étoile de carbone typique.	38
12	Les deux types distincts de spectres d'étoiles C.	42
13	Cinq spectres d'étoiles C de très bon signal sur bruit.	43
14	Le spectre typique d'une étoile C entre 7700 Å et 8700 Å	44
15	Analyse des variations d'intensité des raies spectrales entre 35 étoiles C.	47
16	Analyse adoptée pour mettre en évidence les raies les plus variables dans 35 spectres d'étoiles C.	49
17	Schéma d'un réseau de neurones artificielles (RNA) simple.	53
18	Classification des spectres par ordre d'importance du triplet de calcium.	56
19	Deux façons de fixer arbitrairement un continu.	57
20	Mesure de la force des raies à l'aide de paraboles et du continu fixé automatiquement.	58
21	Influence de la résolution spectrale sur la morphologies des raies mesurées.	59
22	Lien entre les deux rapports CaII8498/CN8503 et CaII8662/CN8648.	62
23	Analyse d'incertitude sur les mesures CaII/CN	69
24	Distribution des rapports CaII/CN.	70
25	Distribution des rapports CaII/CN selon les types MK révisés.	71
26	Lien entre les quatres mesures de raie et la température.	73

27	Lien entre le rapport CaII/CN et la température de couleur.	74
28	Lien entre la force de CaII 8662 Å et la température pour les étoiles géantes rouges. .	75
29	Lien entre le rapport CaII/CN et la luminosité bolométrique absolue.	76
30	Lien entre le rapport CaII/CN et la classification MK révisée.	77
31	Lien entre le rapport CaII/CN et la classification de Richer.	79
32	Différences dans le spectre des étoiles C-J	81
33	Influence de la résolution spectrale sur le rapport CaII/CN	82
34	Diagramme H-R des étoiles C magellaniques.	86
35	Fonction de luminosité des étoiles C magellaniques.	87
36	Courbe de rotation du GNM.	88
37	Diagramme couleur-couleur des étoiles C.	89
38	Histogrammes du rapport CaII/CN pour le PNM, le GNM et la Voie lactée.	90

Abréviations

BAG Branche asymptotique des géantes.

BG Branche des géantes.

CC Corrélation croisée.

CCD *Charged Couple Device*

KDI Kunkel, Demers et Irwin - trois collaborateurs de longue date.

FFT *Fast Fourier Transform*.

GNM Grand Nuage de Magellan.

HI Hydrogène atomique neutre.

III Hydrogène atomique ionisé.

H₂ Hydrogène moléculaire neutre.

HR Hertzsprung-Russell.

NM Nuages de Magellan.

OMM Observatoire du mont Mégantic.

PLDH Pleine largeur à demie hauteur.

PNM Petit Nuage de Magellan.

RIN Région inter-Nuages.

RM Ruisseau magellanique/*Magellanic Stream*.

RNA Réseau de neurones artificiels.

S/B Rapport signal sur bruit.

Je dédie ce mémoire aux après-midi ensoleillés, aux
vinhoucas et à la douceur des nuits australes.

Introduction

Ce projet m'a été présenté un après-midi d'avril 1996 par Serge Demers, lorsque je l'ai rencontré pour la première fois à son bureau. Je cherchais alors un directeur de thèse pour ma maîtrise. Je me rappelle avoir sourcillé en regardant le spectre bruité d'une étoile carbonée qu'il me montrait d'un air inquisiteur.

Tout a débuté en 1993 quand trois collaborateurs de longue date, j'ai nommé William Kunkel, Serge Demers et Michael Irwin (KDI) ont amorcé une grande étude de la dynamique des Nuages de Magellan. Formellement, l'étude visait à mesurer la vitesse radiale de plusieurs centaines d'étoiles carbonées en périphérie des Nuages. Les questions touchant à l'origine des structures magellaniques, particulièrement l'origine du pont de matière qui joint les Nuages, faisaient toile de fond.

Quatre ans plus tard, une fois les vitesses radiales mesurées et la violence des échanges intermagellaniques constatés, un millier de spectres d'étoiles carbonées demeuraient sans plus d'attention. Ma mission, les classifier afin de trouver la galaxie d'origine de chacune des étoiles carbonées. Peut-être en effet existe-t-il des différences spectrales selon qu'une étoile C se soit formée dans le Grand ou dans le Petit Nuage de Magellan? Sachant qu'il existe des différences entre ces deux galaxies du point de vue de leur métallicité et des couleurs infrarouges de leurs étoiles C, tous les espoirs semblaient permis de séparer spectroscopiquement les deux populations d'étoiles carbonées, voire même de tracer le déplacement de ces étoiles entre les deux Nuages de Magellan.

Ce mémoire fait état des recherches que j'ai menées durant deux ans aux sujet de la classification des étoiles carbonées. Recherches souvent très frustrantes à cause de la piètre qualité des spectres magellaniques mais aussi très enivrantes par les lectures qu'elles m'ont amené à faire. Il s'avère que la classification des étoiles C soit, encore aujourd'hui, sujette à de nombreux remaniements comme en fait foi Keenan (1993) qui a refondu sa classification MK selon les classes en vigueur avant même sa première classification, il y a plus de 50 ans! Case départ.

Très tôt au cours de mes recherches, j'ai réalisé l'ampleur des difficultés qui m'attendaient. Le spectre moléculaire des étoiles C présente des centaines de raies d'absorption qui rendent impossible la normalisation au continu; le domaine spectral choisi par KDI pour leur étude entre 7500 Å et 9000 Å ne présente aucune raie métallique visible autre que le triplet de calcium entre 8498 Å et 8662 Å ; la qualité des spectres magellaniques est littéralement médiocre et semble proscrire toute forme de mesure de raie individuelle.

La qualité des spectres de KDI était bien suffisante pour déterminer le déplacement Doppler grâce à la corrélation croisée qui ne requiert par un haut S/B. Or, ces spectres avaient été d'abord obtenus à cette fin et leur classification n'était qu'un projet secondaire. De ce point de vue, la qualité des spectres de KDI était mauvaise et empêchait toute forme de classification empirique basée uniquement sur ces spectres. Il fallait un ressort extérieur. En fait, Richer (1971) avait déjà monté une classification couvrant la même plage spectrale, mais ses observations étaient sur plaques photo. De plus, l'application de ses critères de classification aux spectres de KDI était compliquée, à cause, principalement, des différentes résolutions spectrales utilisées. Il fut décidé de baser la classification sur de nouvelles observations d'étoiles C toutes proches, celles de notre Galaxie.

Ce mémoire est divisé selon l'ordre naturel de la méthode scientifique. J'essaye d'abord d'éveiller la curiosité du lecteur en l'introduisant au contexte scientifique. Pourquoi s'intéresse-t-on aux Nuages de Magellan? Je fais le survol des questions touchant à l'évolution récente de ces galaxies. Si cette recherche ne répond pas directement aux questions générales, elle y trouve cependant sa raison d'être.

J'explique ensuite ce que sont les étoiles carbonées. Après tout, ce sont elles, les actrices principales de cette recherche! Je résume la théorie de l'évolution de ces étoiles, présente les classifications que l'on en a fait et discute des différentes saveurs d'étoiles C existantes.

Puis, nous entrons dans le vif de la recherche: les observations. Cette étape présente toutes les observations effectuées pour mener ce projet à terme. Il s'agit plus précisément des observations spectroscopiques que j'ai moi-même faites au télescope. Je relate également l'inoubliable expérience de la réduction des données patiemment réalisée à l'ordinateur.

Le chapitre 6 concerne les méthodes d'analyses des spectres. Comme il s'agit de classification spectrale, j'y explore plusieurs avenues permettant de classer mes spectres. Cela va du réseau de neurones artificiels à la simple(!) mesure de raies d'absorption. C'est évidemment la partie de ma recherche qui m'a tenu le plus occupé.

Enfin, au chapitre 7, les résultats de ma maîtrise sont présentés. Cela va des résultats de la classification des spectres galactiques à la découverte de nouveaux candidats d'étoiles C-H et C-R dans les Nuages de Magellan, en passant par la critique de la classification de Richer. Cependant, l'objectif qui était de différencier spectroscopiquement les étoiles C pour les associer soit au Grand soit au Petit Nuages de Magellan, n'a pas été atteint. La Nature est cachotière...

Chapitre 1

Contexte général - La dynamique des Nuages de Magellan

1.1 Portrait d'ensemble du système magellanique

À mi-chemin de mes deux années de maîtrise, j'ai eu l'opportunité de réaliser mon plus grand rêve, partir pour une mission d'observation au Chili, au site de Las Campanas. C'est à cette occasion, au début de l'été austral 1997, que j'ai découvert les Nuages de Magellan, deux brillantes taches lumineuses formant presque une extension de la Voie lactée (voir figure 1).

Les Nuages de Magellan (NM) sont deux galaxies satellites de la Voie lactée situées vers le pôle sud céleste. Le Grand Nuage de Magellan (GNM) est une galaxie irrégulière qui présente une barre en guise de spirale. Sa masse telle qu'estimée par la courbe de rotation des étoiles carbonées (Kunkel et al. 1997a) est de $6 \times 10^9 M_{\odot}$, soit environ un centième de la masse de la Voie lactée, $M_{VL} = 6 \times 10^{11} M_{\odot}$ (Lin et al. 1995). Cela en fait la quatrième plus massive galaxie du Groupe Local, après M31, la VL et M33. Le Petit Nuage de Magellan (PNM) est quant à lui une galaxie irrégulière s'apparentant aux galaxies sphéroïdales. En effet, comme bon nombre de ces galaxies, il ne tourne pas. Il est soutenu par un mouvement stellaire aléatoire (Hardy et al. 1989) et contient une bonne quantité de gaz. Sa masse totale estimée est de $1 \times 10^9 M_{\odot}$.

La dimension des NM projetés sur le ciel est impressionnante, 20° et 16° de diamètre pour le GNM (Irwin 1991) et le PNM (Irwin et al. 1990) respectivement. Leur distance respectives de 50 kpc et 58 kpc (Caldwell & Coulson, 1986, adapté aux données Hipparcos) leur confère des dimensions réelles de 17.6 kpc et 16.3 kpc. Sachant qu'un angle de 21.4° les sépare, leur séparation réelle est environ 21.5 kpc de centre à centre. Ces distances sont à comparer au diamètre de la Voie lactée d'à peu près 25 kpc.

Du point de vue de la dynamique, c'est-à-dire de leur mouvement dans l'espace et de l'évolution de leur structure, les NM sont très actifs. Mathewson et Ford (1984) ont publié des

observations radio du gaz HI qui illustrent deux structures très importantes. Premièrement, une immense trainée de gaz HI se dessine telle une queue de comète ayant pour origine les NM. C'est le Ruisseau Magellanique (*Magellanic Stream*), voir figure 2. Deuxièmement, à une plus petite échelle, les deux NM sont liés par un pont de matière dans ce qu'il est convenu d'appeler la région inter-nuages (*Inter-Cloud Region*), voir figure 5. Dans un modèle sensé de la dynamique des NM, il faut à la fois expliquer l'origine du Ruisseau Magellanique et du pont de matière.

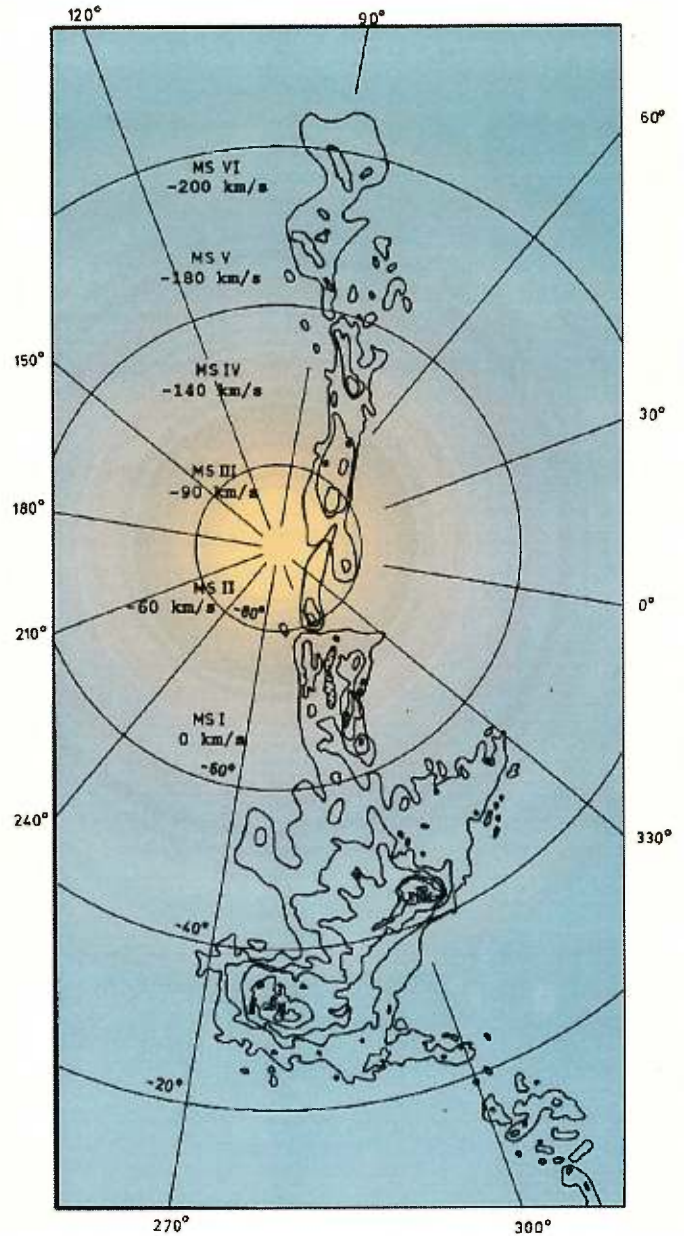


Figure 1: Les deux Nuages de Magellan photographiés avec un télescope de trois pouces en 1934. À gauche, le Grand Nuage de Magellan, à droite, le Petit Nuage de Magellan. Cette photo est une gracieuseté de *Harvard College Observatory*.

1.2 Le Ruisseau Magellanique: deux modèles de formation

Le Ruisseau Magellanique (RM) est constitué de six groupuscules de HI distribués longitudinalement sur un arc de cercle couvrant 100° sur le ciel depuis les deux NM (figure 2). Quoique leur distance soit inconnue, on sait que ces groupuscules chutent vers la Voie lactée avec des vitesses différentes et graduellement plus grandes vers la queue. Des mesures de mouvement propre du GNM (Jones et al. 1994) montrent que le RM traîne bel et bien derrière les NM. Cependant, des mesures récentes par Anguita (1998) donnent une direction différente du mouvement propre des NM. Jusqu'ici, aucune contrepartie stellaire n'a été observée, le RM est essentiellement constitué de gaz HI.

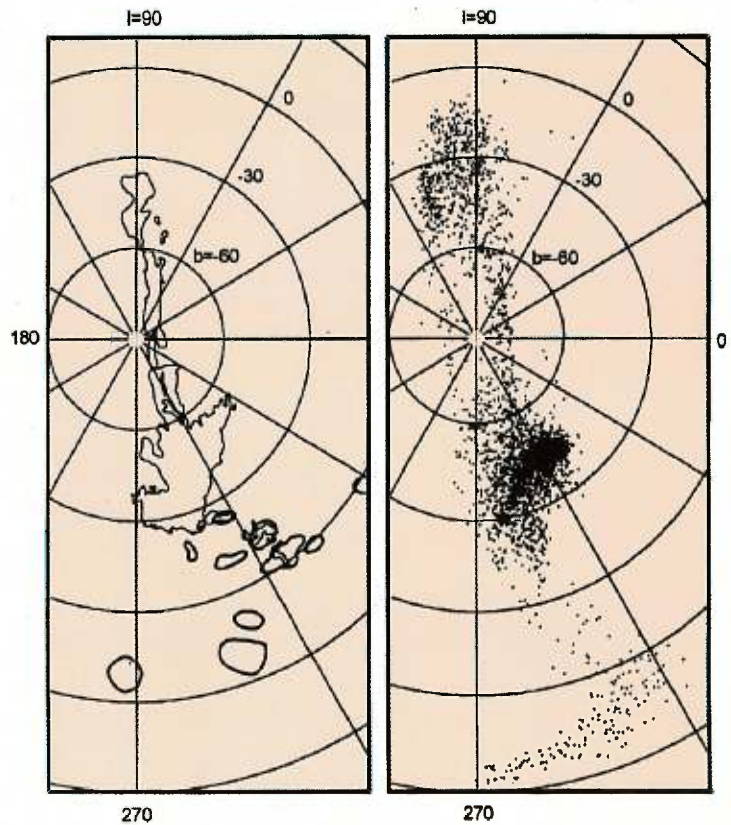
Figure 2: Observations HI du Ruisseau magellanique effectuées par Mathewson & Ford (1984). Une énorme traînée de gaz s'étend en amont des Nuages de Magellan sur 100° dans le ciel. Le RM est divisé en six groupuscules s'approchant du Soleil à des vitesses radiales différentes. Cette structure n'est pas visible à l'œil nu et ne contient pas d'étoiles.



Deux théories s'affrontent pour expliquer l'origine du RM. D'un côté, le modèle de marée (Murai et Fugimoto 1980, Gardiner et Noguchi 1996), de l'autre, celui de freinage par pression gazeuse dans le halo de la Voie lactée (Moore & Davis, 1994). Actuellement, c'est le modèle plus classique de l'effet de marée qui remporte les faveurs populaires.

Faisons d'abord état du modèle le mieux accepté. L'effet de marée est la manifestation de l'unique force gravitationnelle appliquée à un corps souple. Le problème est donc le même que ce que Toomre et Toomre (1972) et Barnes & Hernquist (1996) ont étudié dans leurs simulations de collisions entre galaxies. Ici, les NM évoluant dans un système binaire assez lâche, se seraient approchés de la Voie lactée. Hors, dans ce genre de rencontre galactique, il est coutume qu'un bras et une queue de matière se forment autour d'un des acteurs. Le RM semble exactement être une telle structure, soit une queue vieille de 1.5×10^9 années s'étirant derrière les NM, voir figure 3. Mais où se trouve donc le bras que les précède? Gardiner et Noguchi désignent de plus petits nuages de HI formant un L en aval des NM. Ce modèle a l'avantage de reproduire assez bien (en choisissant les bons paramètres initiaux) la morphologie du RM et la vitesse observée des groupuscules. Du même souffle, le pont de matière qui unit le PNM au GNM trouve également sa réponse dans ce modèle.

Figure 3: Modèle du Ruisseau magellanique par effet de marée selon Gardiner & Noguchi (tableau 6, 1996). À gauche, le RM observé en HI par Mathewson & Ford (1984); à droite, la distribution des particules de la meilleure simulation numérique (Gardiner & Noguchi, 1996). La ressemblance est frappante sauf pour le structure en L (en aval des NM) prédite par la simulation.



Cependant, et c'est là le point faible de l'effet de marée, on explique mal l'apparente absence de contrepartie stellaire dans le RM, puisque même les modèles de Gardiner et Noguchi associent l'origine du RM au disque du PNM, là où il y a présumément des étoiles. Kunkel (1979), propose

et al. (1993) ont montré que la vitesse radiale des étoiles de la branche horizontale dans l'aile nord-est du PNM croît avec la distance le long de notre ligne de visée.

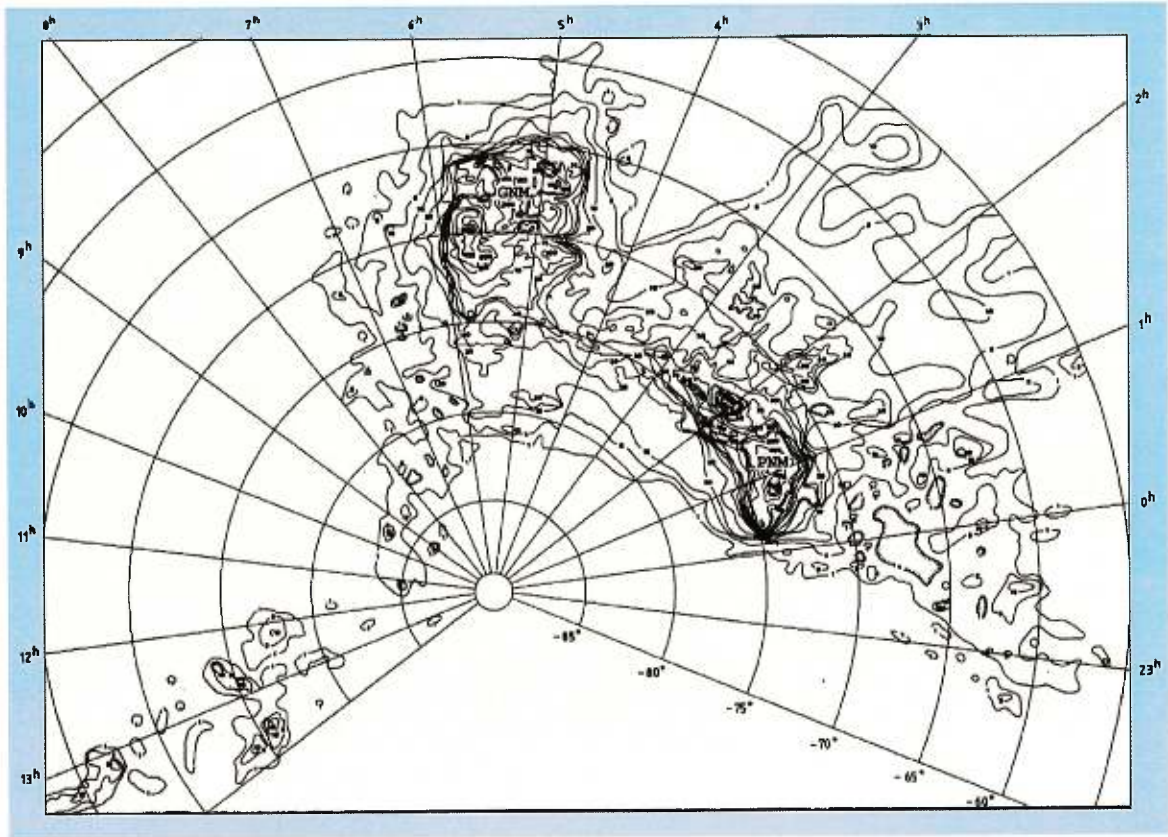


Figure 5: Observations HI de la région inter-nuages effectuées par Mathewson & Ford (1984). On voit qu'un pont de gaz relie le PNM au GNM. Le Ruisseau magellanique s'étend entre les lignes 1h et 2h.

En 1990, Irwin et al. ont découvert la contrepartie stellaire du pont de HI sous la forme d'une jeune population d'étoiles bleues dont la vitesse radiale est aussi intermédiaire entre celle des deux NM. Récemment, Demers et Battinelli (1998), en étudiant le diagramme couleur-magnitude de plusieurs champs dans la région inter-nuages, ont montré que la distance des étoiles décroît du PNM au GNM, et qu'un sursaut de formation d'étoiles s'est produit il y a 15 à 25 millions d'années.

Il faut ajouter à ces découvertes le projet de longue haleine entrepris par KDI (dans lequel s'inscrit le présent travail de maîtrise) pour déterminer la cinématique des étoiles C dans la périphérie des NM ainsi que dans la région inter-nuages où des étoiles C ont été trouvées, voir figure 6. Kunkel et al (1997a) ont annoncé, à partir de la courbe de rotation du GNM, la découverte d'une importante structure correspondant à un anneau autour du GNM. En effet, la dispersion des vitesses radiales des étoiles C est plus grande le long de l'axe joignant les deux NM. Si cette observation est confirmée, cela signifie que de la matière originant du PNM forme un anneau de débris autour du GNM. *Peut-on observer des étoiles s'étant ainsi formées dans le PNM pour ensuite être propulsées vers le GNM?*

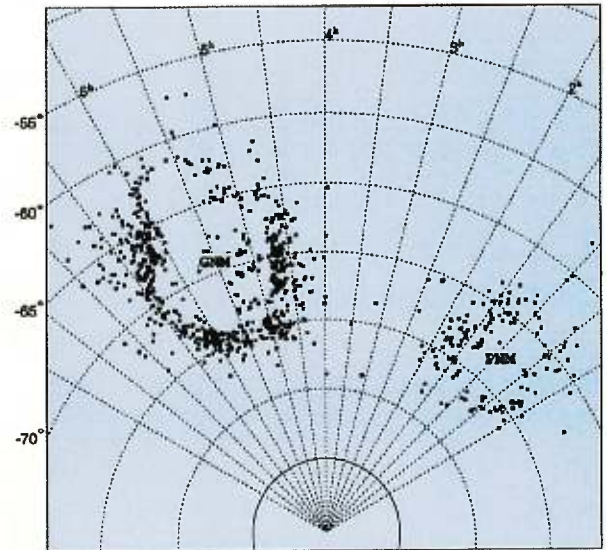
Voilà ce à quoi je tente de répondre.

La somme de ces observations cadre très bien avec le modèle d'interaction de marée. Voilà 200 millions d'années, les NM auraient frôlé la collision en passant à moins de 3 kpc l'un de l'autre, provoquant la formation d'un pont de matière dans lequel des étoiles se seraient ensuite formées. Effectivement, de petits amas d'étoiles jeunes s'y retrouvent. En outre, ce modèle prévoit également la profondeur du PNM le long de la ligne de visée. C'est grâce à la double explication à la fois de ce pont de matière et du RM qu'est si bien accepté le modèle de Murai et Fugimoto. Quant à l'autre modèle, celui du freinage des gaz, Moore et Davis n'abordent même pas le sujet du pont de matière de la région inter-nuages.

1.4 Les étoiles carbonées et les Nuages de Magellan

Afin de répondre à la question: *y a-t-il eu des échanges de matière entre les deux NM?*, il est utile d'étudier les étoiles de carbone. En effet, 1) ce sont des étoiles intrinsèquement très lumineuses ($M_R \sim -4.5$); 2) Elles sont plutôt nombreuses. Plus de 3000 sont répertoriées dans les NM mais on estime à 10000 leur nombre réel. Il y a en suffisamment pour en compter bon nombre en périphérie; 3) Elles sont d'âge intermédiaire ($1 \text{ à } 5 \times 10^9$ années). La dispersion de leurs vitesses dans le GNM implique un âge de $1 \text{ à } 2 \times 10^9$ années (Demers & Kunkel, 1998). Elles sont donc suffisamment vieilles pour avoir vécu la dernière interaction entre NM. Par leur simple présence, les étoiles carbonées nous renseignent donc sur les mouvements et les échanges qui se sont produits dans les NM.

Figure 6: Étoiles C étudiées par Kunkel, Demers & Irwin (KDI) en périphérie des Nuages de Magellan. Il y a plus de 750 étoiles C autour du GNM et plus de 100 autour du PNM. Un spectre a été pris pour chacune de ces étoiles.



Chapitre 2

Une anthologie des étoiles carbonées

2.1 Présentation des étoiles C

En 1941, Morgan et Keenan, deux compagnons maintenant célèbres, publièrent leur classification MK qui regroupa sous le nom d'étoile C les étoiles que l'ancienne classification de Harvard (B, A, F, G, K, M) groupait sous les types N et R. Les étoiles C doivent leur nom à l'omniprésence de larges bandes d'absorption moléculaire dans leur spectre. Ces molécules sont l'hydroxyde de carbone (CH), le cyanure (CN) et le carbone diatomique (C₂). La seule présence de molécules dans l'atmosphère de ces étoiles indique leur froideur. Stephenson (1989) a d'ailleurs sympathiquement intitulé son catalogue d'étoiles C, le GCCCS, General Catalogue of Cool Carbon Stars. En effet, la température de ces étoiles "cool" se situe entre 2500 K et 3500 K, voire moins de 2000 K pour les étoiles C émettrices en infrarouge découvertes grâce au satellite IRAS.

La basse température s'explique. On a affaire à des étoiles très volumineuses, des géantes rouges sur la branche asymptotique des géantes (BAG). Les étoiles C sont donc intrinsèquement très lumineuses, on parle de magnitudes bolométriques absolues de $-3 < M_{bol} < -5$. Cette forte luminosité s'avère heureuse pour l'étude de ces étoiles à l'extérieur de notre Galaxie. Si le nombre d'étoiles répertoriées dans la Voie lactée dépasse 5000 (Stephenson, 1989), il dépasse 1500 dans le GNM et 1800 dans le PNM (voir le tableau 2 de Azzopardi, 1994 et Kunkel et al., 1997b). On commence aussi à rechercher des étoiles C à de plus grandes distances. On en a découvertes plus de 200 dans M31 (Brewer et al., 1995), près de 100 dans Fornax (Frappier, 1998 et Azzopardi, 1998) et quelques-unes dans les autres galaxies naines du Groupe Local (Azzopardi, 1994).

Étant donné sa basse température de surface, on reconnaît une étoile C potentielle d'abord par sa couleur, rouge. Il n'est pas rare d'observer des couleurs photométriques de l'ordre de $B - V > 3$ mais la moyenne est d'environ $B - V = 2.5$. En fait, le pic de luminosité de ces étoiles est situé dans

le rouge (bandes R ou I), voire dans l'infrarouge (bandes J, H ou K). C'est un autre avantage pour leur détection par caméras CCD car leur maximum d'émission s'agence bien à la sensibilité accrue des CCD entre 6000 Å et 9000 Å de longueur d'onde.

2.2 Théorie de l'évolution des étoiles C

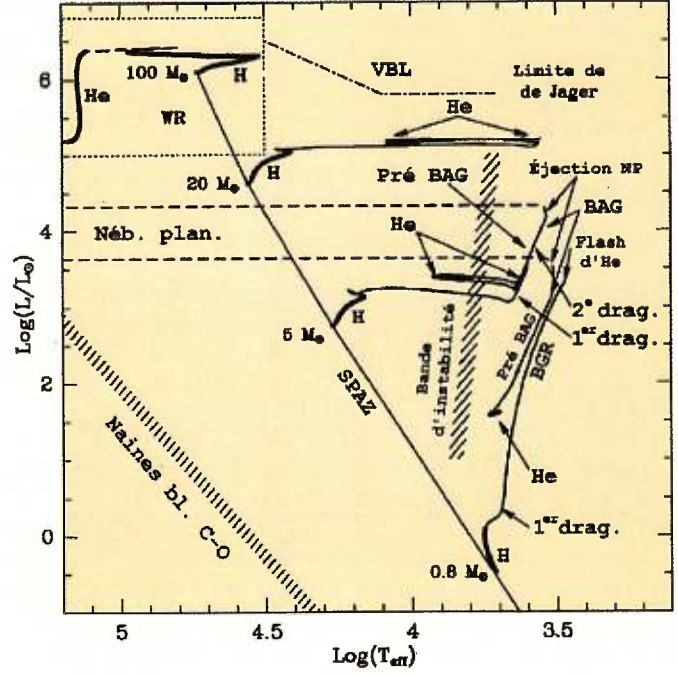
Les étoiles C sont situées dans le diagramme HR sur la BAG. Ce sont donc des étoiles dans un stade évolutif bien avancé, postérieur au stade de géante rouge et juste antérieur au stade de nébuleuse planétaire. Or, presque par définition, c'est la composition chimique de l'atmosphère qui rend ces étoiles si particulières, et non leur position dans le diagramme HR, qui s'apparente à celle des étoiles M géantes tardives. En effet, trois groupes se partagent la BAG, les étoiles M, S et C. Ce sont toutes des géantes rouges, de forte luminosité et de faible température de surface. Cependant, la spectroscopie révèle des différences frappantes entre les trois groupes, liées à la présence de larges bandes d'absorption moléculaire qui balafrent le spectre. Pour les étoiles M, la molécule responsable de cette absorption est l'oxyde de titane (TiO) alors que pour les étoiles C, ce sont les molécules de carbone diatomique (C_2), d'hydroxyle de carbone (CH) et de cyanure (CN). Quant aux étoiles S, elles arborent la trace à la fois des molécules de TiO et de C_2 . En somme, le facteur déterminant est l'abondance relative de carbone et d'oxygène, le rapport C/O . Il se trouve que les étoiles M ont un rapport $\text{C/O} < 1$ et que les étoiles C ont un rapport $\text{C/O} > 1$ alors que les étoiles S ont un rapport $\text{C/O} \approx 1$. Comme l'oxygène et le carbone ont une très grande affinité et se lient facilement en monoxyde de carbone (CO), une étoile qui contient un surplus d'un des deux atomes voit le surplus de cet atome (oxygène ou carbone) se lier à d'autres atomes pour former soit des molécules carbonées (étoiles C) ou des molécules oxygénées (étoiles M). Le rapport C/O semble naturellement suggérer un lien évolutif entre ces trois groupes, évolution du type $\text{M} \Rightarrow \text{S} \Rightarrow \text{C}$.

C'est donc du point de vue de la composition chimique qu'il est intéressant d'aborder l'évolution des étoiles C. Mentionnons brièvement les étapes qui précèdent l'arrivée d'une étoile sur la BAG.

2.2.1 Évolution de la Séquence principale à la Branche des géantes rouges - premier dragage

Il faut bien admettre que les théoriciens ont quelques difficultés à établir la masse des étoiles C. Certains croient que les progéniteurs ont une masse comprise entre $1.2\text{-}1.6M_{\odot}$ (Claussen et al., 1987) et d'autres une masse de $2.5\text{-}4M_{\odot}$ (Barnbaum et al., 1991). Mais une chose est admise, les étoiles C sont des étoiles de masse intermédiaire (comprise entre $1M_{\odot}$ et $8\text{-}9M_{\odot}$). Plus exactement, ce sont des étoiles qui développent un cœur de carbone-oxygène dégénéré suivant l'épuisement de leur cœur d'hélium, et, qui subissent des épisodes de pulses thermiques sur la BAG (Chiosi et al., 1992). Chiosi et al. (1992) exposent clairement les étapes évolutives menant les étoiles jusqu'à la BAG, voir figure 7.

Figure 7: Diagramme HR pour une étoile de masse intermédiaire ($5M_{\odot}$). Les courbes tracent des modèles d'évolution pour des étoiles de $0,8M_{\odot}$, $5M_{\odot}$, $20M_{\odot}$ et $100M_{\odot}$ selon Chiosi et al. (1992). **H** signifie une phase de brûlage d'hydrogène, et **He**, une phase de brûlage d'hélium. Les phases d'évolution sont décrites dans le texte.



Au crépuscule d'une longue vie sur la séquence principale (10^8 - 10^9 années), où la fusion nucléaire s'employait à transformer l'hydrogène en cœur d'hélium, l'étoile de masse intermédiaire ($5M_{\odot}$ sur la figure 7) entre dans le stade de sous-géante. Ce stade est caractérisé par le brûlage d'hydrogène dans une couche entourant un noyau d'hélium isotherme en lente contraction. Dans cette phase de sous-géante, l'enveloppe de l'étoile se dilate suffisamment pour que le gradient de température dépasse le critère de stabilité de Schwarzschild et qu'une zone de convection se déploie dans l'épaisse enveloppe stellaire. Cet épisode de convection est ce qu'on appelle la première phase de dragage. Le dragage ramène à la surface stellaire des matériaux d'abondance chimique différente (des éléments du cycle CNO) fraîchement produits à la base de la zone convective.

Lorsque la température et l'opacité ont chuté suffisamment pour rendre l'enveloppe stellaire transparente à la radiation, l'étoile croît en luminosité et débute son ascension sur la branche des géantes rouges (BGR). Le cœur d'hélium s'allume dans des conditions non-dégénérées alors qu'une coquille d'hydrogène brûle encore autour. Au cours de cette période qui dure 20% à 30% moins longtemps que la séquence principale, le dragage se poursuit et transporte à la surface des produits du cycle CNO. Le processus triple-alpha qui fusionne l'hélium en carbone et oxygène est un processus graduel durant lequel l'étoile passe sur la branche horizontale et dans les zones d'instabilités des étoiles variables. Au terme du processus, le cœur d'hélium se transforme complètement en un cœur de carbone-oxygène (C-O). À la fin de son passage sur la BGR, l'étoile possède un cœur de C-O entouré d'une enveloppe d'hélium et d'une coquille d'hydrogène en fusion.

2.2.2 Évolution Pré-BAG et BAG - deuxième et troisième dragages

On divise l'évolution subséquente en deux: la phase pré-BAG et la phase BAG proprement dite.

Au cours de la phase pré-BAG, le coeur de C-O se contracte et entraîne, en se réchauffant, l'expansion et le refroidissement de l'épaisse enveloppe stellaire tant et si bien que la coquille d'hydrogène cesse de brûler. La zone de convection de l'enveloppe creuse alors son chemin vers l'intérieur. Dans le cas des étoiles de masse intermédiaire les plus massives, la base de la zone de convection peut atteindre les couches les plus internes où des produits du cycle CNO se retrouvent. La convection en ramène à la surface. C'est le deuxième épisode de dragage. Enfin, lorsque l'enveloppe stellaire se recontracte et que l'hydrogène s'allume à nouveau, l'étoile entre vraiment dans la phase BAG.

La théorie de l'évolution stellaire sur la BAG a fait l'objet d'une revue par Iben et Renzini (1983) qui fait référence. À l'arrivée sur la BAG, l'étoile est composée d'un noyau de C-O d'électrons dégénérés, entouré d'une couche d'hélium non-dégénéré et d'une enveloppe d'hydrogène en fusion. Cette couche d'hydrogène est la source la plus importante d'énergie nucléaire. Toutes les conditions sont réunies pour que s'amorcent les pulses thermiques qui ponctuent le passage de l'étoile sur la BAG de manière caractéristique.

Le pulse thermique (*thermal pulse*) est un cycle qui dure entre 10^4 et 10^5 ans et qui se répète entre quelques dizaines et quelques milliers de fois tout au long de la BAG. Voici comment se déroule un épisode de pulse thermique. La fusion à la base de l'enveloppe d'hydrogène produit de l'hélium. Un cycle s'amorce lorsque cette masse d'hélium dépasse un seuil critique. Alors, elle s'allume et brûle par le processus triple-alpha. La luminosité de l'étoile connaît un sursaut. Comme l'hélium est non-dégénéré, l'énergie de fusion dilate les couches externes de l'étoile si bien que cesse la fusion dans la couche d'hydrogène. Mais bientôt, la fusion de l'hélium devient elle aussi moins intense et l'enveloppe peut à nouveau se contracter. Cette contraction permet à l'hydrogène de se rallumer. Il s'ensuit une longue période (90% du cycle) où cette fusion produit lentement de l'hélium jusqu'à ce qu'à nouveau la masse d'hélium produite dépasse un seuil critique. Le cycle est complété.

À chaque épisode de brûlage triple-alpha, un fort gradient de température se crée entre les deux coquilles en fusion, celle d'hélium et celle d'hydrogène. C'est ce qui génère une zone de forte convection rejoignant la zone convective présente dans l'enveloppe depuis la BGR. Il arrive, pour les étoiles de masse supérieure à deux masses solaires, que les deux zones convectives se chevauchent. À ce moment, les matériaux produits à la base du noyau de C-O peuvent remonter à la surface. C'est le troisième dragage. Des éléments fruits du processus s de fusion nucléaire remontent à la surface. Une grande surabondance de carbone par rapport à l'azote et à l'oxygène caractérise ce troisième dragage. Parfois, cet apport de carbone est tel que le rapport C/O dans l'atmosphère stellaire peut dépasser 1. Une étoile C naît.

2.2.3 Supervent et perte de masse

Qu'advient-il d'une étoile de masse intermédiaire après son passage sur la BAG? Il semble qu'elle finisse ses jours comme naine blanche après avoir éjecté une grande fraction ($\approx 75\%$ voir Marigo et al., 1996) de sa masse dans le milieu interstellaire. Quoique son origine reste encore obscure, un vent stellaire souffle constamment chez les géantes rouges. Il souffle sur l'enveloppe stellaire si bien qu'elle est éjectée à un taux de $\approx 10^{-8} M_{\odot}/\text{année}$ à $10^{-5} M_{\odot}/\text{année}$. Sur la BAG, ce taux de perte de masse augmente avec le temps. À la toute fin de la phase BAG, un supervent se produirait qui expulserait rapidement le reste de l'enveloppe stellaire. Le phénomène serait assez violent pour provoquer la formation d'une nébuleuse planétaire, c'est-à-dire, une coquille gazeuse en expansion autour de l'étoile.

2.3 Influence des dragages sur le rapport C/O

Nous avons vu qu'une étoile de masse intermédiaire peut traverser jusqu'à trois phases de dragage. La première, lorsqu'elle devient géante rouge, la deuxième, lorsqu'est terminé son passage sur la branche horizontale (pour les plus massives $[M \geq 4M_{\odot}]$), et la troisième, lors des pulses thermiques sur la BAG.

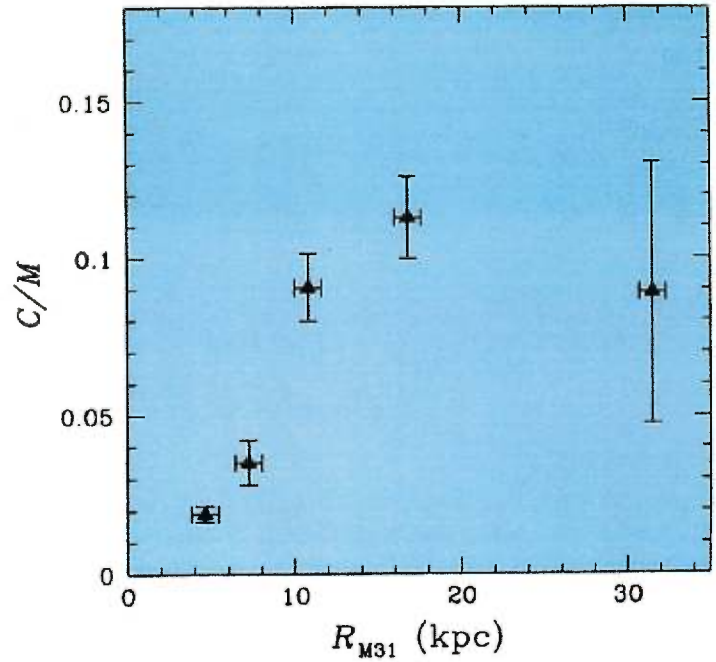
Pour illustrer l'importance du dragage sur la composition chimique, voyons les changements d'abondance de carbone, d'azote et d'oxygène à la surface stellaire tel que décrit par Iben et Renzini (1983). Prenons le cas où le deuxième dragage est maximum, c'est-à-dire, le cas d'une étoile de masse initiale $M_i = 8.95$ et de métallicité $Z = 0.02$. Si la composition de surface des atomes de carbone, d'azote et d'oxygène était initialement de $(C:N:O)_0 = 0.50:0.17:1.00$, après le premier dragage les proportions deviennent $(C:N:O)_1 \approx 0.33:0.33:1.00$. Et après le deuxième dragage, elles sont de $(C:N:O)_2 \approx 0.29:0.52:0.86$. L'azote rivalise en abondance avec l'oxygène tandis que le rapport C/O a diminué, mais toujours sous la barre de $C/O = 1$.

C'est seulement durant la troisième phase de dragage que le rapport C/O peut dépasser l'unité. À chaque pulse thermique, la réaction triple alpha dans la couche d'hélium y fait grimper d'un facteur dix la proportion de carbone si bien qu'un rapport $C/O = 2$ est atteint dans la couche d'hélium. La convection rapporte ces gaz à la surface qui voit par conséquent, elle aussi, son rapport C/O grimper. Il est plus difficile de quantifier le rapport C/O atmosphérique une fois que le troisième dragage s'opère. Les modèles sont très sensibles, par exemple, au taux de perte de masse causée par de puissants vents stellaires qui se développent à chaque pulse. Grosso modo, les valeurs possibles du rapport C/O varient d'un facteur ≈ 60 . Une chose semble logique, c'est qu'une étoile qui passe du type M ($C/O < 1$) au type C ($C/O > 1$) doit transiter par un type intermédiaire, le type S ($C/O \approx 1$).

En outre, la métallicité a certainement une grande influence sur le taux d'étoiles C formées. On observe dans plusieurs galaxies du Groupe Local un gradient du rapport C/M - c'est-à-dire du

nombre d'étoiles C par rapport au nombre d'étoiles M de type tardif. En principe, ces deux populations sont au même stade évolutif et seulement leur rapport C/O diffère. Les observations spectroscopiques montrent qu'on retrouve une plus grande proportion d'étoiles C en périphérie des galaxies, là où la métallicité est faible, qu'au milieu du disque, là où la métallicité est forte. Par exemple, pour M31, la figure 8 montre comment varie le rapport C/M (Brewer et al., 1995). Les Nuages de Magellan, dont la métallicité est plus faible que celle de la Voie lactée, ont aussi une plus forte proportion d'étoiles C "per capita". D'après Marigo et al. (1996), la faible métallicité favorise la production d'étoiles carbonées de deux façons. D'abord, comme il y a moins de métaux dans l'atmosphère, l'apport de carbone par dragage incite plus rapidement le rapport C/O à dépasser l'unité. Ensuite, selon leur modèle, la durée de vie sur la BAG (là où se produit le troisième dragage) est plus grande pour les étoiles de faible métallicité.

Figure 8: Gradient du rapport C/M selon la distance au centre de M31. Cette figure est extraite de Brewer et al., 1995. En effet, une forte bande d'absorption moléculaire aux environs de 8000 Å caractérise les étoiles C contrairement à tout autre type d'étoile (principalement les étoiles M géantes) de cette luminosité. C'est ce qui permet leur découverte par simple photométrie avec filtres étroits, sur et à côté de la bande. Cette étude illustre très bien que le nombre d'étoiles C par rapport au nombre d'étoiles M géantes de type tardif (donc des étoiles au même stade évolutif sur la BAG) croît en périphérie du disque. On pense que les environnements de moindre métallicité favorisent le développement d'étoiles C.



2.4 Photométrie et variabilité des étoiles carbonées

Lorsqu'on parle de pulses des étoiles sur la BAG, il faut clairement distinguer les pulses thermiques des pulsations dynamiques de l'enveloppe stellaire, bien que ces deux pulsations aient lieu chez les étoiles C. Les pulses thermiques dont il a été question précédemment, sont associés au lent changement des conditions propices à l'allumage violent de l'hélium dans les couches internes de l'étoile. On parle d'échelles de temps de l'ordre de 10^5 années ou de 10^4 années selon qu'une étoile C appartienne aux moins massives ou au plus massives des étoiles de masse intermédiaire. Par comparaison, les oscillations dynamiques suivent des cycles beaucoup plus courts, de quelques dizaines à quelques centaines de jours, associés à la vitesse de propagation des ondes mécaniques, la

Population d'étoile sur la BAG		Echantillon #	Type de variabilité		
Type	Abondance de carbone		Non-variables	Lb+SRb Irrégulières	SRa+M Mi-régulières
MS	très faible	136	79%	10%	12%
S	faible	71	68%	15%	17%
S	modérée	63	43%	19%	38%
SC	modérée	30	27%	39%	43%
C	assez forte	43	14%	37%	49%
C	forte	74	32%	42%	26%
C	très forte	173	27%	62%	12%
C (tout)	forte	290	26%	53%	21%

Tableau I: Variabilité des étoiles de carbone. La variabilité est divisée en trois groupes: variables irrégulières, semi-régulières ou Mira, et non-variables. Ce tableau a été fait à partir du tableau 4 de Lloyd-Evans (1985). Il utilise différents indices spectroscopiques pour déterminer l'abondance de carbone dans l'atmosphère stellaire. Les colonnes suivent une séquence évolutive ($M \Rightarrow S \Rightarrow C$) avec augmentation de l'abondance de carbone. Les étoiles MS sont des étoiles à mi-chemin entre les types M et S, même raisonnement pour les étoiles SC. Il n'y a que peu d'étoiles C non-variables et la plupart des étoiles variables sont irrégulières.

vitesse du son, dans l'enveloppe stellaire.

Notons que la plupart des étoiles sur la BAG montrent aussi des pulsations dynamiques. Autrement dit, elles sont presque toutes variables, soit de type irrégulier ou de type Mira. Lloyd-Evans (1985) fait la division des types de variabilité pour les étoiles C, et S (tableau I). Cette variation de luminosité est surtout flagrante dans les bandes optiques V, R, I. L'amplitude des variations dans ces bandes est souvent de plus de trois magnitudes. Mais dans les bandes infrarouges, là où les étoiles C sont les plus brillantes, la variabilité est bien plus faible, moins d'une magnitude. Dans la bande U et en deçà, les étoiles C sont pratiquement invisibles à cause de larges bandes d'absorption de la molécule C_2 et CH. On ne peut pas directement lier variabilité photométrique et variabilité de la vitesse radiale mais McClure & Woodsworth (1990) ont déterminé que la dispersion des vitesses radiales était plus grande pour les étoiles C de type N dont je définis les caractéristiques au prochain chapitre.

Avec le perfectionnement des détecteurs infrarouges, les froides étoiles C ont naturellement fait l'objet de plusieurs études photométriques dans les bandes J, H et K. À ces longueurs d'onde, les étoiles C sont très brillantes.

Considérant le grand nombre d'étoiles C tabulées dans catalogue d'étoiles variables GCVS, il est surprenant de trouver si peu de données JHK pour ces étoiles. Seules quelques étoiles ont à la fois des données JHK et une classification spectrale précise (voir Yamashita 1972 et 1975). La source principale est Noguchi (1981) qui en a observé 138. Il y a aussi Lambert (1986) - 30 étoiles, Bergeat et Lunel (1980) - 34, Walker (1980) - 25. Les observations faites à l'aide du satellite IRAS ont par ailleurs mené à la découverte de nombreuses étoiles C pour lesquelles des données JHK ont aussi été obtenues, voir par exemple Fouqué et al (1992). Malheureusement, on ne connaît pas le type d'étoile C dont il s'agit. Aucun effort de classification n'a encore été fait puisque leur découverte est récente.

Mentionnons, dans ce groupe, l'étude de Aaronson et al. (1990) qui publie des mesures JHK pour 424 étoiles C galactiques dont la plupart reste sans classification spectrale.

Par ailleurs, les étoiles C des NM ont fait l'objet de plusieurs études. Entre autres, Cohen et al. (1981) et Costa & Frogel (1996) ont mesuré 89 et 204 étoiles respectivement. À ces données, il faut ajouter celles obtenues par Feast & Whitelock (1992 et communication privée) dont beaucoup non encore publiées. Il s'agit d'au moins 300 étoiles C parmi les quelque 850 découvertes spectroscopiquement par DIK.

Pour ce mémoire, les données de Noguchi (pour les étoiles galactiques) et les données de Whitelock & Irwin (pour les NM) ont été utilisées.

Chapitre 3

Les différentes classifications spectrales d'étoiles C

On peut très facilement reconnaître le spectre des étoiles carbonées parmi d'autres étoiles. Une méthode efficace pour découvrir ces étoiles consiste à observer un champ complet d'étoiles à l'aide d'un réseau à faible dispersion spectrale (GRISM). Les bandes d'absorption des étoiles carbonées sautent aux yeux.

Mais classer les étoiles carbonées est une autre paire de manches. Les spectres se ressemblent tous entre eux. De nombreux remaniements se sont faits dans leur classification depuis qu'on les connaît. C'est la complexité des spectres d'absorption moléculaire et la difficulté d'isoler des raies atomiques qui en sont les grands responsables.

L'étude des étoiles carbonées a débuté en 1867 avec la classification de Sechi (voir la revue de Blanco, 1989). Elles formaient la quatrième de ses quatre classes. À cette époque, on ne savait pas encore quel élément causait les bandes d'absorptions. Puis, au début du vingtième siècle, Pickering et Fleming ont subdivisé les trois premières classes de Sechi en classes B, A, F, G, K, M. La quatrième classe, celle des étoiles carbonées, s'est subdivisée en deux: les étoiles N et les étoiles R. Les étoiles R étaient plus bleutées que les étoiles N.

En 1941, croyant avoir affaire à une seule et même classe spectrale, Morgan et Keenan ont unifié les classes R et N sous l'appellation étoile C. D'après eux, les différences entre ces deux groupes s'expliquaient simplement par la température de surface des étoiles. Un continuum devait exister entre les étoiles R plus chaudes et les étoiles N plus froides.

Malheureusement, au fil du temps, et particulièrement grâce à Yamashita (1972 et 1975) qui a classifié plusieurs centaines d'étoiles C, il est devenu clair que les étoiles R n'étaient pas simplement le pendant chaud des étoiles N. En effet, d'autres types d'étoiles de carbone se sont ajoutés aux deux classes principales, soient les étoiles CH, J, Ba, Li et Hd. Keenan a donc publié une classification MK révisée (1993) incluant ces nouveaux types d'étoiles présentant des spectres d'absorption de carbone

Type	Nombre	Fraction
C-N	151	56%
C-R	36	13%
C-J	49	18%
C-H	25	9.3%
C-Hd	5	1.9%
C-L	2	0.8%

Tableau II: Distribution des étoiles C selon leur type pour un ensemble de 268 étoiles étudiées spectroscopiquement par plusieurs observateurs et tabulées par Yamashita (1972, 1975). Ce tableau dresse un portrait qui se veut indicatif. Deux tiers des étoiles C-J étaient auparavant classées C-R, l'autre tiers était classé C-N. Toutes les étoiles C-H ont autrefois été classées parmi les C-R. On constate que le type C-N est de loin le groupe le plus nombreux. Il sera intéressant de comparer ces proportions à celles du GNM.

moléculaire. Ce faisant, il avouait son échec, celui de l'impossibilité de réunir toutes ces étoiles froides et carbonées en une seule classe continue.

La classification MK révisée sépare dorénavant les étoiles C en quatre grands groupes: C-N, C-R, C-J et C-H. Il existe également quelques groupes marginaux: C-Hd, Barium et C-L. De loin, le groupe le plus nombreux est celui de C-N mais personne n'a fait de statistique approfondie. Le tableau II présente la distribution des étoiles parmi les classes. Les données sont tirées des listes de Yamashita (1972, 1975) qui comprennent 268 étoiles C galactiques bien observées spectroscopiquement par plusieurs observateurs.

3.1 La classification MK révisée (4000 Å à 6700 Å)

Au crépuscule d'une longue carrière vouée essentiellement à la classification spectrale, Keenan a publié sa classification MK révisée pour les étoiles carbonées (Keenan, 1993). Ce qui la rend intéressante c'est: 1) qu'elle reconnaît l'existence de groupes distincts d'étoiles carbonées: C-N, C-R, C-H, C-J, C-Hd, C-L, C-Barium, et 2) elle ajoute une troisième dimension à la classification habituelle; donc à la température et la luminosité, s'ajoutent maintenant l'abondance de la molécule de carbone C_2 et l'abondance relative $^{13}C/^{12}C$.

Au tableau III, on présente quelques exemples d'étoiles décrites par la classification MK révisée.

Barnbaum et al. (1996) ont publié un atlas de spectres observés entre 4000 Å et 7000 Å puis classifiés selon la classification MK révisée. La figure 9 montre plusieurs exemples de ces spectres pour les classes principales d'étoiles C. Le tableau IV fait l'inventaire des critères importants pour la classification.

Étoile	Classification MK révisée
HD 51208	C-N5 III-IV C ₂ 3
SZ Lep	C-N3.5 III C ₂ 5
HD 156074	C-R2 III C ₂ 1.5
HD 223392	C-R3 III C ₂ 4
HD 198269	C-H3 IV C ₂ 1
HD 16115	C-H3 II C ₂ 4 CN 6
Y CVn	C-J4.5 C ₂ 6 J 5.5
RT Pup	C-J4.5 IIIa C ₂ 4 J 3.5
HD 148839	C-Hd1 II C ₂ 3.5 J 4

Tableau III: Exemples de la terminologie de la classification MK révisée. On donne le type (C-N), l'indice de température (5), la classe de luminosité (III-IV) et l'indice d'abondance de C₂ (C₂ 3). Parfois, pour des valeurs hors de l'ordinaire, l'abondance d'autres éléments est ajouté (J 3.5 représente le rapport 13C/12C).

Classe spectrale	Critères
C-R	<ul style="list-style-type: none"> ▷ Intense dans le bleu, ▷ Fortes bandes d'absorption isotopiques, ▷ Faible surabondance de barium.
C-N	<ul style="list-style-type: none"> ▷ Très forte absorption dans le bleu, ▷ Surabondance d'éléments du processus s, ▷ Faible bandes d'absorption isotopiques.
C-H	▷ Très forte absorption de la molécule CH.
C-J	▷ Très fortes bandes d'absorption isotopiques des molécules C ₂ et CN.
C-Hd	▷ Absence ou faiblesse des raies d'hydrogène ou de l'absorption de CH.
Barium	▷ Étoiles G ou K avec surabondance de barium.
C-L	▷ Spectre de supergéante G avec bandes de C ₂ .

Tableau IV: Critères généraux de classification des étoiles C selon la classification MK révisée.

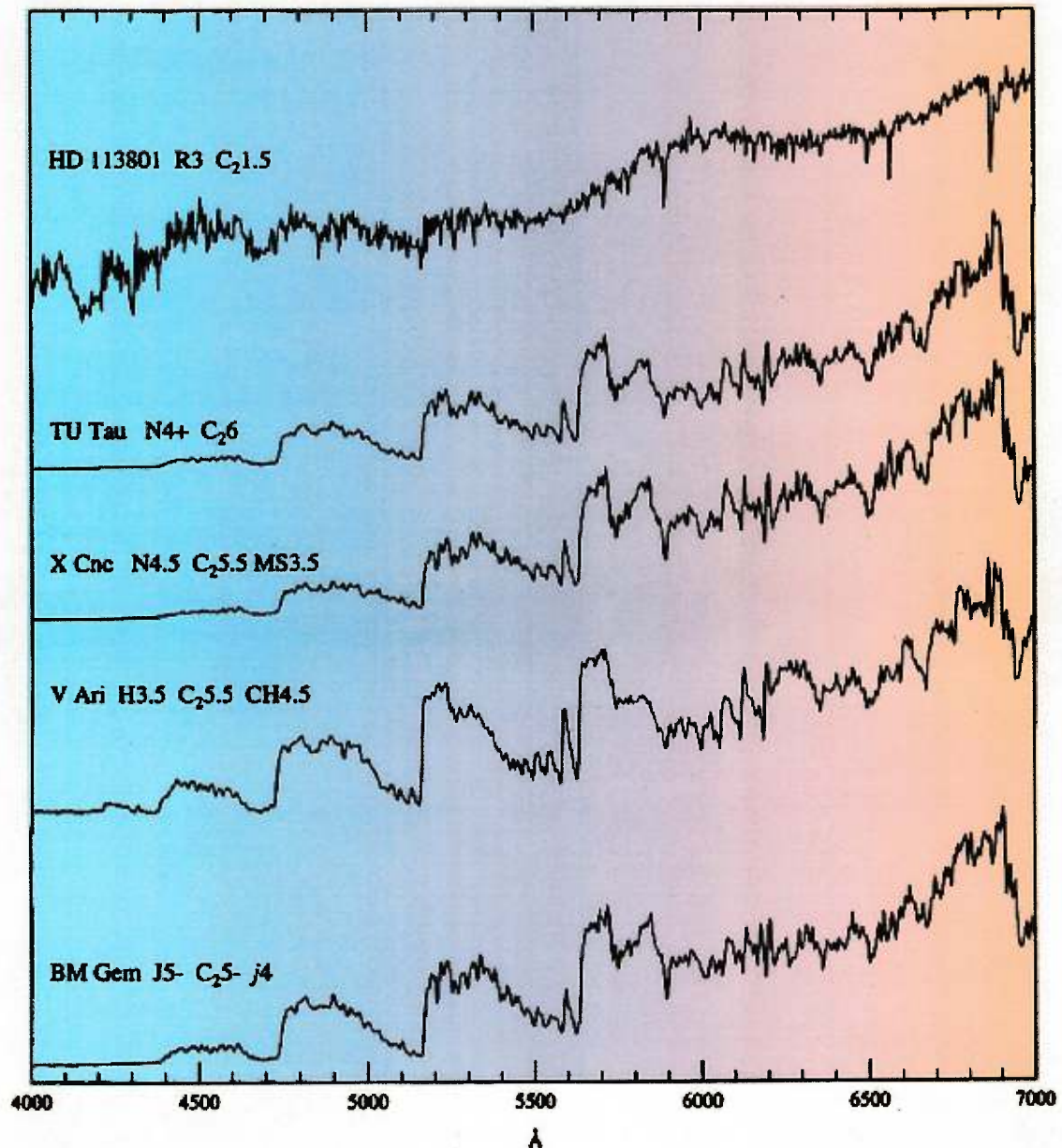


Figure 9: Exemples de spectres d'étoiles C observées entre 4000 Å et 7000 Å . Ces spectres ont été classifié selon MK révisée par Barnbaum et al. (1996). On note à quel point le flux de lumière est faible dans le bleu sous les 5000 Å .

3.2 La classification de Richer (7500 Å à 9000 Å)

En 1971, Richer a complété son doctorat en publiant une classification des étoiles carbonées, dans un autre domaine spectral, entre 7500 Å et 9000 Å . C'est la forte absorption dans le bleu qui l'a conduit naturellement à s'intéresser aux régions plus lumineuses du spectre des étoiles C.

Classe spectrale	Critères
C0-C2	<ul style="list-style-type: none"> ▷ Très faibles bandes d'absorption CN 7895 Å - 8100 Å , ▷ Fortes raies du triplet Ca II à 8498 Å, 8540 Å et 8662 Å
C3+	<ul style="list-style-type: none"> ▷ Les bandes de CN avec des têtes à 7852 Å, 7876 Å et 7899 Å sont bien marquées.
C4-C6	<ul style="list-style-type: none"> ▷ Le rapport Ca II 8662 Å sur CN 8648 Å varie de 5 à 1 de C4 à C6.
C7	<ul style="list-style-type: none"> ▷ Les raies de Ca II ont disparu, ▷ Les raies en "émission" à 8462 Å et 8508 Å ont disparues par rapport à celles à 8452 Å et 8474 Å.
C8	<ul style="list-style-type: none"> ▷ Les raies ont une apparence voilée, ▷ La raie en "émission" à 8452 Å est faible, ▷ Tout le spectre semble voilé et ressemble aux classes C0-C2.
C9	<ul style="list-style-type: none"> ▷ Le doublet K I à 7665 Å et 7699 Å est très fort, ▷ Il y a absence du triplet Ca II.

Tableau V: Critères généraux de classification des étoiles C selon la classification de Richer entre 7500 Å et 9000 Å. Ses classes vont des types précoces (chauds) C0 aux types tardifs (froids) C9.

La classification de Richer ne tente pas de dissocier les différentes saveurs d'étoiles C. Elle place au contraire toutes les étoiles sur une simple échelle de température, des classes C0 à C9. C'est en se basant sur des observations photométriques multibandes et en faisant l'hypothèse de corps noirs que Richer a établi les prototypes de sa classification. L'hypothèse est dangereuse car on sait que les étoiles carbonées sont barriolées de bandes d'absorption moléculaires qui font sensiblement dévier le spectre du corps noir, sans compter la poussière qui entoure souvent les étoiles C.

Les observations spectroscopiques de Richer ont été faites sur plaques photographiques. La plupart de ses étoiles se sont avérées de classe C4 à C6 et il n'y a que de rares exemples de classes C7 et plus tardives. Les classes de luminosité de Richer, soit I ou II, sont très peu indicatives: 90% de son échantillon de 106 étoiles appartient à la classe II.

À sa défense, il est très difficile de trouver des pistes de classification dans la plage de fréquences choisie. Les seules raies atomiques identifiables avec certitude sont le triplet de calcium à 8500 Å et le doublet de potassium à 7700 Å . La grande majorité des autres raies d'absorption provient d'une seule molécule, le cyanure, CN. La figure 10 illustre la classification de Richer selon des observations que j'ai faites (et dont je parlerai plus loin). Le tableau V donne les critères de classification utilisés par Richer.

3.3 Origines et caractéristiques des différents groupes d'étoiles C

On l'a vu, la classification des étoiles C divise ces étoiles en différents groupes. Si au début du siècle il existait deux groupes, N et R, maintenant, MK révisé en compte sept. Quatre de ces groupes sont importants. Il s'agit des étoiles C-N, C-R, C-H et C-J. En quoi consistent les différences qui les séparent au juste?

Commençons par les **étoiles C-N**, dites classiques. Elles forment sans aucun doute la classe

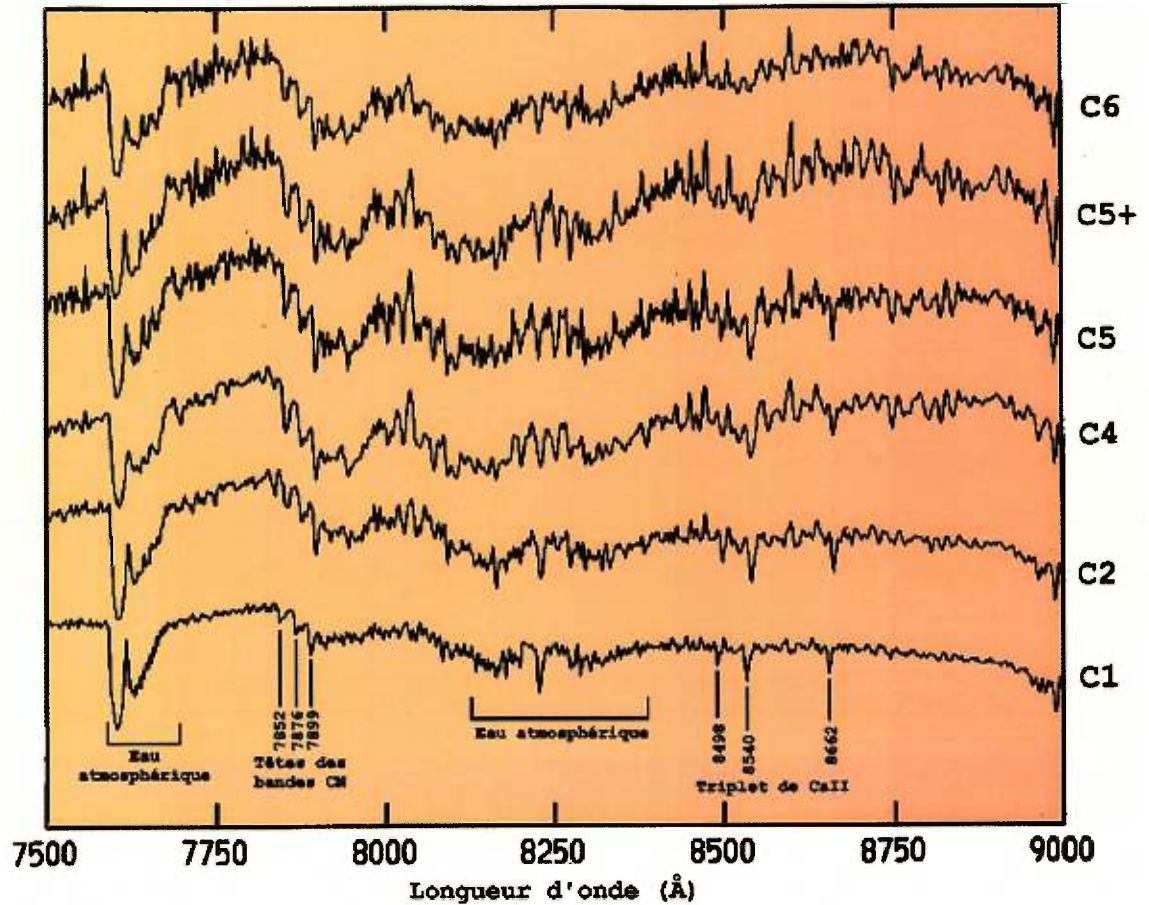


Figure 10: Exemples de spectres d'étoiles C classés selon la classification de Richer. La classification originale de Richer utilisait des spectres sur pellicule photographique. Voici des observations faites à l'OMM approximativement à la même résolution spectrale de 2 \AA . Notons l'absence de spectres de classe plus tardive que C7. Le prototype classé C9 par Richer semble avoir changé de classe et serait maintenant classé C6.

la plus nombreuse (60% des étoiles C). Ce sont assurément des étoiles de la BAG, de par leur couleur et surtout leur luminosité ($-4 \geq M_{bol} \geq -6$) plus forte que toute autre classe. Elles subiraient donc des pulses thermiques telles qu'expliqué au chapitre 2, d'où leur forte abondance d'éléments du processus *s*. La spectroscopie montre à quel point l'atmosphère des étoiles C-N est instable ou du moins variable. McClure (1997a) présente des observations spectroscopiques de longue haleine (plus de dix ans) de plusieurs types d'étoiles C. La vitesse radiale des étoiles C-N montre des variations aléatoires de l'ordre de $10 - 15 \text{ km s}^{-1}$.

Le deuxième groupe dit "classique", est celui des **étoiles C-R**. Plus que leur couleur franchement bleutée par rapport aux étoiles C-N, c'est l'origine de ces étoiles qui étonne. Les observations de McClure (1997a) pointent vers une origine catastrophique de coalescence d'étoiles binaires. En effet, toutes les étoiles C-R sont des systèmes simples alors qu'en moyenne la fraction d'étoiles géantes

Type	Population	Statut évolutif	Classe de luminosité
C-N	I - disque mince	BAG-pulsations thermiques	Géantes brillantes
C-R	I-II - disque moyen	BGR?, binaires fusionnées?	Géantes normales
C-H	II - halo	Binaire-tranfert de masse ou BAG?	Géantes brillantes
C-J	?	Phase inter-flash sur BAG?	Géantes
S	I - disque mince	BAG	Géantes brillantes

Tableau VI: Caractéristiques évolutives des quatre grands groupes d'étoiles C et de leurs précurseurs, les étoiles S. Ce tableau est inspiré de McClure (1985) et de Barnbaum et al. (1996).

rouges binaires est environ 25-33% (Mermilliod & Mayor, 1989). Voici un scénario possible de formation. À l'arrivée sur la BGR, l'expansion d'une étoile peut freiner et "avaler" un compagnon en orbite serrée. Le mélange du cœur de C-N-O qui en résulte pourrait faire dépasser le rapport C/O à la surface et créer une étoile C-R. En outre, les étoiles C-R ont une faible abondance des éléments du processus *s* propres à la phase de pulse thermique sur la BAG. Les étoiles C-R sont d'ailleurs moins lumineuses (de 2 à 4 magnitudes plus faible) et figurent difficilement sur la BAG.

Les **étoiles C-H** forment la troisième classe. Elles sont aussi bleutées que les étoiles C-R et se fondaient avec elles dans l'ancienne classe R. L'origine des étoiles C-H est encore très débattue. D'un côté, des études sur 24 étoiles C-H et C-Ba galactiques ont montré que ces étoiles sont toutes binaires avec des périodes entre quelques dizaines de jours et quelques années (McClure, 1997b, McClure & Woodsworth, 1990) et que leur luminosité serait aussi faible que les étoiles C-R. De l'autre côté, Suntzeff et al. (1993) ont déterminé la luminosité de 72 étoiles C-H du GNM et ont trouvé de très fortes luminosités ($M_{bol} = -5.3$), voire plus fortes que les étoiles C-N. Sachant que les étoiles C-H arborent une forte abondance d'éléments du processus *s* habituellement produits lors des pulses thermiques, on en appelle à deux théories de formation différentes pour ces étoiles. Selon McClure, il y a tout lieu de croire que des échanges de matière ont lieu entre les étoiles C-H et leur compagnon, vraisemblablement des naines blanches. Dans ce cas, c'est le carbone du compagnon qui aurait pollué les étoiles C-H dans le passé. Selon Suntzeff et al., les étoiles C-H appartiennent véritablement à la BAG puisqu'elles sont si lumineuses. Enfin, peut-être avons-nous affaire à deux populations vraiment distinctes?

La dernière classe digne de mention est celle des **étoiles C-J**. Il s'agit en fait d'étoiles C-N, C-R ou rarement C-H avec une surabondance de bandes isotopiques de carbone comme le $^{13}\text{C}/^{12}\text{C}$ par exemple. L'origine de ce type d'étoiles reste encore inconnue. Remarquons que les étoiles C-J de type N sont plus lumineuses que les étoiles C-N. Cela fait dire à Wood et al. (1983) que les étoiles C-N, durant la période inter-flash à chaque pulse thermique sur la BAG, dragueraient des éléments fraîchement produits et deviendraient des étoiles C-J.

Le tableau VI résume les différences entre les principales saveurs d'étoiles C. Il inclut également les étoiles S, qui sont à mi-chemin entre les étoiles M et les étoiles C, et qui sont probablement les précurseurs d'étoiles C-N.

Chapitre 4

Observations spectroscopiques des étoiles C

Un nombre important (≥ 1000) de spectres d'étoiles C en périphérie des NM a été obtenu par KDI dans le cadre de leur étude de la dynamique du GNM et du PNM. Le domaine spectral choisi, situé entre 7500 Å et 9000 Å, est fort inusité. Une seule classification d'étoiles C y a été consacrée (Richer 1971). Comme l'objectif de KDI n'était que de déterminer la vitesse radiale des étoiles et que le rapport signal sur bruit (S/B) minimal nécessaire pour utiliser la corrélation croisée est très bas (≈ 10), la qualité du millier de spectres à ma disposition est médiocre. Un homme passé maître dans l'art de classer les spectres, Bob Garisson, a dit lors d'une visite récente à Montréal: "*One typically needs a signal to noise ratio better than 300 to do a good job in spectral classification.*" Voilà donc le défi qui m'attendait.

J'ai décidé comme première étape d'obtenir moi-même des spectres d'étoiles C galactiques, ce pour deux raisons. Premièrement, pour reproduire et si possible raffiner la classification de Richer établie à partir d'observations sur plaques photographiques; et deuxièmement, pour avoir à ma disposition des gabarits en fonction desquels je pourrais classer tous les spectres d'étoiles C magellaniques. La possibilité de comparer la classification de Richer (où peu de raies métalliques sont présentes) à une liste d'étoiles C classifiées par Barnbaum et al. (1996) (selon MK révisé) s'est rapidement imposée comme une troisième raison qui motivait ces observations d'étoiles C de la Voie lactée.

4.1 Instruments et méthodes

Les observations ont été réalisées au cours de trois missions à l'observatoire du mont Mégantic (OMM) (1.6m) et d'une mission au Chili à Las Campanas sur les télescopes DuPont (2.5m) et Swope (1m). Le tableau VII résume toutes les observations spectroscopiques effectuées dans le cadre de ma

Mission	Dates	Temps clair	Objets observés	Configuration	$\Delta\lambda$	Plage spectrale
PROJET DE KUNKEL, DEMERS & IRWIN (KDI)						
Las Campanas	1992 à 1997	30 nuits	100 étoiles C PNM 759 étoiles C GNM	diverses	1.4 Å à 3 Å	7700 Å - 8700 Å à 7400 Å - 9200 Å
PROJET DE MAÎTRISE						
OMM1	29/07/96 02/08/96	6h 6h	27 étoiles C galactiques	THX + 600 l/mm	4 Å	7500 Å - 8900 Å
OMM2	06/10/96 07/10/96	10h 1h	37 étoiles C galactiques	Loral + 600 l/mm	2 Å	7600 Å - 8800 Å
Las Campanas	07/01/97 au 16/01/97	Moi:18h KDI:52h	44 étoiles C galactiques 22 étoiles C PNM 40 étoiles C GNM	Teck + 1200 l/mm	1.4 Å	7700 Å - 8700 Å
OMM3	13/11/97 17/11/97	9h 8h	42 étoiles C galactiques	Loral + 830 l/mm	1.2 Å	7800 Å - 8700 Å

Tableau VII: Configuration et dates des observations spectroscopiques.

maîtrise ainsi que dans le cadre du projet de KDI.

Les temps de poses variaient entre 10 secondes et 10 minutes selon la brillance apparente des étoiles telle qu'estimée sur la caméra de positionnement des télescopes. Il était très difficile de prévoir le temps de pose nécessaire puisque presque toutes les étoiles C sont des étoiles variables irrégulières avec des amplitudes souvent plus grandes que 2 ou 3 magnitudes.

Le tableau VIII présente l'ensemble des étoiles C galactiques observées. Pour chaque étoile, au lieu d'indiquer le temps de pose, j'ai donné le rapport S/B moyen de chaque spectre, c'est-à-dire la racine carrée du niveau moyen de comptes. À travers les étoiles C, j'ai observé quelques étoiles géantes de types M, K, S et F car elles sont représentées dans l'ensemble des spectres de KDI. Le tableau VIII indique par "Nog" les étoiles pour lesquelles des données photométriques JHK ont été publiées par Noguchi (1981).

Lors des deux premières missions à l'OMM, je n'obtenais qu'un seul spectre par étoile. Ensuite, j'ai pris trois spectres pour chaque étoile afin, premièrement, de mieux éliminer les rayons cosmiques lors de l'analyse des données et, deuxièmement, d'étudier les variations de flux d'image en image dûes simplement au positionnement de la fente du spectrographe sur l'étoile. Il s'avère que très souvent, la même étoile affiche de bonnes variations du niveau continu entre trois poses consécutives. Il y a, soit perte de bleu, soit perte de rouge. Je ne peux pas expliquer ces variations. J'ai d'abord cru que ces variations étaient causées par la réfraction différentielle de l'atmosphère qui transforme l'image d'une étoile en petit spectre. Il s'agit que la fente du spectrographe soit positionnée sur un côté ou l'autre du spectre pour perdre du flux de l'autre couleur. Nous savons que la réfraction atmosphérique près de l'horizon peut être très importante (jusqu'à 1°), or cette réfraction dépend

aussi de la longueur d'onde (voir Schroeder, 1987, p.26):

$$d = \tan(\alpha_0)(R_0(\lambda_1) - R_0(\lambda_2)) \quad (4.1)$$

où d est la dispersion angulaire verticale en seconde d'arc entre les deux images de longueurs d'onde λ_1 et λ_2 , α_0 est l'angle zénithal vrai de l'astre, et R_0 est la constante de réfraction en seconde d'arc, qui dépend de la longueur d'onde.

Cependant, la dispersion par réfraction différentielle dans mon interval de longueur d'onde n'est que de 0.1 à 0.2 secondes d'arc. Ce n'est rien en comparaison à la tache d'étalement (seeing) d'environ une seconde d'arc due à l'atmosphère. Je ne vois pas d'autre explication cependant.

L'inégalité des flux dans le bleu et dans le rouge est encore plus prononcée lorsque la fente utilisée est étroite comme c'était le cas pour la dernière mission à l'OMM. En effet, parce ce que je désirais obtenir la même résolution qu'au Chili, j'ai dû fermer la fente au minimum pour augmenter la résolution spectrale avec le réseau le plus dispersif accessible à l'OMM (830 l/mm). Si le responsable est bien la réfraction différentielle, la solution aurait été d'aligner la fente du spectrographe perpendiculairement à l'horizon, au prix de beaucoup de temps perdu à faire la rotation de la bonette.

Sur les trois blocs de cinq nuits allouées à l'OMM, environ cinq nuits ont été dégagées et utilisées. Au Chili, l'équivalent d'à peu près deux nuits (18h) a été utilisé parmi les dix(!) nuits claires obtenues. Mes observations se faisaient en marge du projet de KDI pour lequel plus de 50h ont été consacrées lors de cette mission. Des 18 heures allouées à mon projet, la majorité a été consacrée à l'observation d'étoiles C magellaniques, alors que des étoiles C de la Voie lactée ont été observées en fin et début de nuit, lorsque le ciel était trop brillant pour continuer le programme principal de KDI (la vitesse radiale des étoiles C des NM).

Dans l'espoir de pouvoir bien classer les étoiles C magellaniques pour lesquelles nous avons très peu de spectres à bon S/B, j'ai réobservé une soixantaine de ces étoiles C déjà confirmées par KDI. Les poses typiques étaient de dix minutes pour un S/B d'environ 30. Le temps d'intégration utilisé visait un juste équilibre entre la qualité des spectres et le nombre d'étoiles observées, compte tenu du temps qui m'était alloué. Le tableau IX présente l'ensemble des étoiles magellaniques réobservées par moi au Chili.

4.2 Critères de sélection

Les étoiles C magellaniques observées ont été choisies dans l'ensemble de KDI (article en production, voir la liste partielle dans Kunkel et al., 1997b). Le seul critère était que l'étoile ait d'abord été confirmée de type C par corrélation croisée. Pour ce qui est des étoiles C de la Voie lactée, elles ont été sélectionnées parmi les ensembles suivants: Barnbaum et al. (1996), Richer (1971) et Noguchi (1981).

Les critères de sélection des étoiles C galactiques observées étaient:

1. Que l'échantillon soit le plus représentatif, c'est-à-dire que chaque type d'étoile C soit représenté: C-N, C-R, C-H, C-J et C0 à C9 dans le cas de la classification de Richer (1971).
2. Que l'étoile C ait été classifiée selon la nouvelle classification de MK révisée tel que publiée par Barnbaum (1996). Cela afin de comparer la classification de Richer à celle plus populaire de MK.
3. Que l'étoile C ait été observée en photométrie infrarouge dans les bandes J, H et K, (Noguchi, 1981) afin de faire des liens entre la classification spectrale et des quantités physiques telles la température ou la luminosité, etc. Bon nombre des étoiles observées n'ont pas ces données.

4.3 Observations photométriques

Comme je l'ai mentionné au chapitre 2, la disponibilité de photométrie infrarouge JHK pour les étoiles galactiques est restreinte. J'utilise principalement les données de Noguchi (1981). Pour la photométrie JHK des étoiles magellaniques de KDI, j'utilise les données de Whitelock non-publiées. Les filtres J, H, K de Whitelock sont ceux utilisés dans Feast & Whitelock (1992) dans le système SAAO. Il existe une relation entre le système JHK SAAO et le système JHK plus usuel de CTIO. Il sera question de la conversion dans le dernier chapitre.

Tableau VIII: Liste des 115 étoiles galactiques observées à l'OMM et à Las Campanas

HD	Nom de l'étoile CGVS ou BD	A.D. 2000.0	Déclinaison 2000.0	JHK	Classe MK	Richer	OMM1		OMM2		Chili		OMM3	
							S/B	S/B	S/B	S/B	S/B	S/B	S/B	S/B
224855	WZ Cas	00 01 16	+60 21 19	-	"C5p"	C5pec	321	316	-	-	-	-	2x39,2x46	-
225217	SU And	00 04 36	+43 33 05	Nog	N5 6-	C5II	149	182	-	-	-	-	3x39	-
26	+7:5128	00 05 22	+08 47 16	-	H1.5 1.5	-	-	-	-	-	-	-	3x78	-
1306	ST Cas	00 17 32	+50 17 14	Nog	N5 5	-	-	-	-	-	-	-	3x138,5x33,5x26,5x20	-
1546	VX And	00 19 54	+44 42 34	Nog	J4.5 5	C8	266	-	-	-	-	-	-	-
1967	R And	00 24 02	+38 34 37	-	"S6,6ev"	-	-	88	-	-	-	-	-	-
1994	NQ Cas	00 24 35	+54 17 38	-	J4.5 5	-	-	-	-	-	-	-	3x58	-
2342	AQ And	00 27 32	+35 35 15	Nog	N5+ 4.5	C6II	124	286	-	-	-	-	-	-
5223	+23:123	00 54 14	+24 04 02	-	H3 4.5	-	75	-	-	-	-	-	2x43	-
7561	Z Psc	01 16 05	+25 46 10	Nog	N5 4	C5II	346	326	-	-	-	-	-	-
-	WW Cas	01 33 33	+57 45 05	-	"N0v"	-	132	-	-	-	-	-	-	-
10636	+53:379	01 45 10	+53 57 09	-	J4 5.5	-	-	-	-	-	-	-	4x36	-
13826	V Ari	02 15 00	+12 14 24	Nog	H3.5 5.5	C5II	-	134	-	-	-	-	3x90,7x22,3x26	-
-	DY Per	02 35 17	+56 08 41	-	R4+ 5.5	-	-	-	-	-	-	-	3x31	-
14028	W And	02 17 33	+44 18 18	-	"M7:Sev"	-	-	279	-	-	-	-	-	-
16115	-10:513	02 35 07	-09 26 34	-	H3 4.5	C0	-	-	-	-	-	-	47,2x53	-
17918	+15:400	02 53 12	+16 29 01	-	"F5III"	-	-	155	-	-	-	-	-	-
-	AC Per	03 45 04	+44 46 29	Nog	N5 6-	-	-	-	-	-	-	-	2x66,86	-
19445	+25:495	03 08 26	+26 19 51	-	"A4p"	-	-	-	-	-	-	-	3x30	-
19557	+57:702	03 11 25	+57 54 11	Nog	J4 5.5	-	-	-	-	-	-	-	190,158,100	-
19881	+47:783	03 13 39	+47 49 34	Nog	N5+ 4.5	-	-	141	-	-	-	-	2x87,3x102	-
20234	TW Hor	03 12 33	-57 19 18	-	N4 3.5	C5II	-	-	-	97	-	-	-	-
22611	U Cam	03 41 48	+62 38 54	Nog	N5 5.5	-	-	-	-	-	-	-	2x187,154	-
25408	UV Cam	04 05 54	+61 47 40	Nog	J4 5-	-	-	-	-	-	-	-	3x130	-
29139	aldebaran	04 35 55	+16 30 34	-	"K5III"	-	-	349	-	-	-	-	-	-
30243	ST Cam	04 51 13	+68 10 08	Nog	N5- 5.5	-	-	507	-	-	-	-	226,2x212	-
30593	T Cae	04 47 19	-36 12 34	-	N5 4.5	C5II	-	-	-	38,62,93	-	-	-	-
30755	TT Tau	04 51 31	+28 31 37	Nog	N5+ 5+	C5II	-	265	-	102	-	-	142,118,98	-
32088	EL Aur	05 03 23	+50 37 58	-	N5- 6	-	-	-	-	-	-	-	3x140	-
32736	W Ori	05 05 24	+01 10 40	Nog	N5 5.5	C6II	-	566	-	90	-	-	205,2x155	-
33016	TX Aur	05 09 05	+39 00 09	Nog	N4.5 6	C5II	-	155	-	-	-	-	3x72	-
33404	SY Eri	05 09 48	-05 30 55	Nog	N5 5	C5II	-	-	-	54,77	-	-	-	-
35556	S Aur	05 27 06	+34 09 21	Nog	N5+ 6-	-	-	-	-	-	-	-	2x38,44	-
-	UV Aur	05 21 49	+32 30 45	Nog	"C6,2-C8,2J"	C9II	-	-	-	-	-	-	3x38	-
36602	RT Ori	05 33 14	+07 09 12	Nog	N5 5+	C6II	-	130	-	38,48,83	-	-	52,2x65	-

Tableau VIII: Liste des 115 étoiles galactiques observées à l'OMM et à Las Campanas (Suite)

Nom de l'étoile		A.D.	Déclinaison	JHK	Classe MK	Richer	OMM1	OMM2	Chili	OMM3
HD	CGVS ou BD	2000.0	2000.0				S/B	S/B	S/B	S/B
37212	SZ Lep	05 35 47	-25 44 19	Nog	N4 4	C4II	-	-	56,85	-
36972	S Cam	05 41 02	+68 47 55	Nog	N6- 4	-	-	-	-	71,2x51
38218	TU Tau	05 45 14	+24 25 13	Nog	N4+ 6	C5II	-	246	26,57,82	-
38307	Y Tau	05 45 39	+20 41 42	Nog	N5- 5+	C5II	-	379	73,101	-
38572	FU Aur	05 46 06	+30 37 52	Nog	N6 4+	C4II	-	-	46,78	34,53
39045	+32:1109	05 51 26	+32 07 29	-	"M3III"	-	-	412	-	-
42272	TU Gem	06 10 53	+26 00 54	Nog	N5+ 5-	C6II	-	-	60,74,53,107	61,2x75
-	GK Ori	06 17 42	+06 31 11	Nog	N5- 5.5	-	-	-	36,45,57	16
44984	BL Ori	06 25 28	+14 43 19	Nog	N5- 4+	C5II	-	451	60,78,108	2x28
46687	UU Aur	06 36 33	+38 26 44	Nog	N5- 6-	C5II	-	-	-	308,2x265
48664	CZ Mon	06 44 42	+03 18 57	Nog	N5+ 6-	-	-	-	30,57	-
49247	DF Mon	06 47 36	+00 40 56	Nog	N5 5	-	-	-	29,46	-
50436	GY Mon	06 53 11	-04 34 34	Nog	N5+ 5-	C4II	-	-	83,59,12,20,35	-
51208	NP Pup	06 54 27	-42 21 56	-	N4.5 3.5	C3II	-	-	50,104,132	-
52432	V614 Mon	07 01 02	-03 15 09	Nog	J3.5 6	C7I	-	-	60,98	-
-	RY Mon	07 06 56	-07 33 27	Nog	"C5,5-C7,4"	C6II	-	-	-	77,2x88
54361	W CMa	07 08 03	-11 55 24	Nog	N5 5-	C5II	-	-	133	-
54895	+51:1295	07 13 23	+51 25 44	-	"M3III"	-	-	-	-	122,158,187
-	R CMi	07 08 43	+10 01 27	-	"C7,1J"	-	-	-	-	79,73,66
-	VX Gem	07 12 49	+14 36 04	-	"C7,2-C9,1"	-	-	-	-	2x46,26
57160	BM Gem	07 20 59	+24 59 58	Nog	J5- 5-	-	-	-	27,49	-
58195	BE CMa	07 23 39	-22 58 11	-	J4.5 5-	C7I	-	-	37,58,81,27	-
65424	-	07 56 20	-49 58 55	-	N4.5 5	C5II	-	-	121	-
67190	RT Pup	08 05 20	-38 46 36	-	J4.5 4	-	-	-	76	-
67507	RU Pup	08 07 30	-22 54 45	-	N5 5.5	-	-	-	197	-
70072	RY Hya	08 20 07	+02 46 05	Nog	N5+ 5.5	-	-	-	86,126	-
-	AC Pup	08 22 44	-15 54 59	Nog	N5 6-	-	-	-	74,110	-
75021	UZ Pyx	08 46 36	-29 43 41	-	J4 5+	-	-	-	124	-
76221	X Cnc	08 55 23	+17 13 53	Nog	N4.5 5.5	C6II	-	-	52,2x77,101,117	-
76396	+51:1462	08 57 59	+51 25 48	-	H1 4	-	-	-	-	14,10,2x29
76846	+34:1929	08 59 49	+33 46 27	Nog	R2+ 4	-	-	-	-	2x16
85405	Y Hya	09 51 04	-23 01 02	Nog	N4.5 6	-	-	-	154	-
86111	X Vel	09 55 26	-41 35 13	-	N4 4.5	-	-	-	44,47,56,29,140	-
86936	SZ Car	09 59 52	-60 13 08	-	N4.5 5-	-	-	-	38,46,50,79,22,31	-
88539	AB Ant	10 11 54	-35 19 29	-	N4.5 4	C5II	-	-	87,141	-
91708	-	10 34 24	-48 23 31	-	H2 4	-	-	-	32,56	-

Tableau VIII: Liste des 115 étoiles galactiques observées à l'OMM et à Las Campanas (Suite)

Nom de l'étoile		A.D.		Déclinaison		JHK	Classe MK	Richer	OMM1	OMM2	Chili	OMM3
HD	CGVS ou BD	2000.0	2000.0	2000.0	2000.0				S/B	S/B	S/B	S/B
93506	TZ Car	10 46 03	-65 36 53	-	-	-	J4.5 6	-	-	-	108	-
98014	SY Car	11 15 39	-57 55 40	-	-	-	N5 5	-	-	-	170	-
104214	-	11 59 59	-58 36 03	-	-	-	H4 3.5	-	-	-	35,49	-
107957	S Cen	12 24 34	-49 26 25	-	-	-	R4 6	-	-	-	52	-
108105	SS Vir	12 25 20	+00 47 52	-	-	Nog	N4.5 6-	C5II	-	-	69,105,172	-
113801	-19:3634	13 06 25	-20 03 32	-	-	-	R3 1.5	-	-	-	49	-
115673	T Mus	13 21 14	-74 26 31	-	-	-	J4.5 5+	-	-	-	34	-
117619	-	13 32 42	-53 49 52	-	-	-	R2+ 2.5	-	-	-	93,163	-
-	+83:442	15 06 50	+82 45 23	-	-	-	"R"	-	27	-	-	-
-	+30:2637	15 17 32	+29 36 10	-	-	-	"R"	-	28	-	-	-
137613	-	15 27 48	-25 10 10	-	-	-	Hd2 3.5	-	-	-	54,71	-
141826	V CrB	15 49 31	+39 34 18	-	-	-	"N"	-	137	-	-	-
144578	RR Her	16 04 13	+50 29 57	-	-	-	"C7"	-	61	-	-	-
148839	-	16 35 46	-67 07 37	-	-	-	Hd1 1.5	-	-	-	2x19	-
-	SU Sco	16 40 39	-32 22 48	-	-	-	N5- 6	C6II	-	-	102	-
153751	epsilon UMi	16 45 58	+82 02 14	-	-	-	"G5III"	-	-	266	-	-
156074	+42:2811	17 13 31	+42 06 23	-	-	Nog	R2 3	C0	88	-	-	-
170970	+36:3157	18 30 35	+36 14 57	-	-	-	"M"	-	-	167	-	-
-	T Lyr	18 32 20	+36 59 56	-	-	Nog	J4p 5	C8	285	3x240	-	-
173291	HK Lyr	18 42 50	+36 57 31	-	-	Nog	N5 5+	C5II	205	167	-	-
176200	UV Aql	18 58 32	+14 21 50	-	-	-	"C5,4-5(N4)"	C6II	167	-	-	-
177336	V Aql	19 04 24	-05 41 05	-	-	Nog	N5 5	C5II	348	-	-	-
183556	UX Dra	19 21 36	+76 33 35	-	-	-	N5 5	C5II	-	292	-	-
187216	+85:332	19 24 18	+85 21 57	-	-	-	"R"	-	29	-	-	-
-	R Cyg	19 36 49	+50 12 00	-	-	-	"S2.5,9-S6,9"	-	-	94	-	-
189256	AX Cyg	19 57 13	+44 15 40	-	-	Nog	N5- 5	C6II	152	202	-	-
190544	+64:1405	20 01 29	+64 49 16	-	-	-	"M1III"	-	-	277	-	-
190606	X Sge	20 05 05	+20 38 52	-	-	-	"N3"	C6II	109	-	-	-
192443	RS Cyg	20 13 24	+38 43 45	-	-	Nog	N5.5 3	C5II	179	158	-	-
-	+57:2161	20 14 08	+58 06 19	-	-	-	"R"	-	49	-	-	-
194258	AC Dra	20 20 06	+68 52 49	-	-	-	"M5III"	-	-	481	-	-
196610	EU Del	20 37 55	+18 16 07	-	-	-	"M6III"	-	-	460	-	-
198269	+17:4421	20 48 37	+17 50 24	-	-	-	H2 2	-	-	73	-	-
201626	+26:4091	21 09 59	+26 36 55	-	-	-	H2 3.5	-	-	75	-	-
206362	S Cep	21 35 13	+78 37 28	-	-	-	"C6"	C6II	161	-	-	-
206570	V460 Cyg=DS Peg	21 42 01	+35 30 37	-	-	-	N5 4.5	C5II	266	477	-	7x360

2x12,17,39,3x65
36,44,61,2x70

Tableau VIII: Liste des 115 étoiles galactiques observées à l'OMM et à Las Campanas (Suite)

Nom de l'étoile		A.D.	Déclinaison	JHK	Classe MK	Richer	OMM1	OMM2	Chili	OMM3
HD	CGVS ou BD	2000.0	2000.0				S/B	S/B	S/B	S/B
206750	RV Cyg	21 43 16	+38 01 03	Nog	N5 5.5	C6II	-	352	-	2x155,228
208526	RX Peg	21 56 22	+22 51 35	-	J4.5 4.5	Cem	-	-	-	3x80
209621	+20:5071	22 04 25	+21 03 09	-	H3 4.5	C2	-	76	-	32,42,46
209890	RZ Peg	22 05 53	+33 30 25	-	"C9,SC"	Cem	65	-	-	-
216913	TV Lac	22 56 07	+54 13 46	-	N5 5	-	-	105	-	-
222241	ST And	23 38 45	+35 46 21	-	"R3"	C2	130	-	-	-
223075	TX Psc	23 46 24	+03 29 13	Nog	N5 4+	C5II	316	533	-	3x545
223392	+5:5223	23 49 05	+06 22 57	Nog	R3- 4	C1	96	-	-	2x45,59

Tableau IX: Liste des 60 étoiles magellaniques observées à Las Campanas

Nom de l'étoile	A.D.	Déclinaison	Galaxie	Photométrie			Rapport S/B
	J1950.0	J1950.0	hôte	J	H	K	moyen
F050-15	23 53 50	-70 34 53	PNM	13.29	12.25	11.84	17
F028-09	00 10 00	-73 47 03	PNM	13.24	12.16	11.71	16
F028-19	00 13 04	-75 12 36	PNM	13.04	11.82	11.37	20
F028-07	00 17 15	-72 49 17	PNM	13.60	12.78	12.36	13
F028-18	00 17 54	-75 06 08	PNM	13.17	11.91	11.22	19
F050-01	00 21 33	-68 17 43	PNM	12.89	11.82	11.41	12
F050-11	00 26 34	-70 14 24	PNM	12.99	11.90	11.47	13
F050-06	00 26 50	-69 24 39	PNM	13.67	12.71	12.38	12
F050-04	00 27 18	-69 03 55	PNM	13.20	12.32	12.12	18
F028-04	00 28 14	-72 22 28	PNM	13.02	11.84	11.30	17
F050-02	00 28 41	-68 43 18	PNM	13.12	12.20	11.94	11
F079-32	00 32 43	-67 35 13	PNM	13.37	12.43	12.17	14
F028-31	00 34 52	-76 36 16	PNM	13.45	12.53	12.19	17
F028-34	00 36 30	-76 50 03	PNM	12.47	11.36	10.93	27
F079-23	00 59 17	-65 05 04	PNM	13.61	12.75	12.46	11
F079-24	00 59 58	-65 34 31	PNM	13.53	12.55	12.27	14
F052-10	01 17 06	-68 48 08	PNM	12.47	11.51	11.09	22
F052-06	01 34 31	-68 28 36	PNM	12.64	11.47	10.86	18
F013-03	01 39 21	-78 07 06	PNM	13.14	11.95	11.52	23
F014-01	03 06 19	-78 46 00	RIN	13.42	12.56	12.33	14
F031-03	03 30 40	-75 12 50	RIN	-	-	-	20
F014-02	03 57 46	-78 55 01	RIN	-	-	-	22
F032-01	03 59 17	-73 20 31	GNM	12.75	11.54	11.01	20
F032-02	04 13 12	-76 42 06	GNM	12.57	11.34	10.88	18
F032-11	04 23 05	-74 54 13	GNM	12.52	11.54	11.26	22
F055-83	04 40 15	-69 23 46	GNM	12.72	11.32	10.74	22
F055-36	04 44 18	-68 12 23	GNM	12.41	11.08	10.47	18
F032-78	05 07 48	-75 42 57	GNM	12.75	11.64	11.17	19
F119-45	05 10 50	-62 13 47	GNM	12.32	11.03	10.36	20
F119-65	05 13 35	-62 57 31	GNM	12.26	10.89	10.16	16
F119-54	05 13 49	-62 46 29	GNM	12.36	11.03	10.32	20
F119-63	05 21 44	-62 54 08	GNM	12.08	10.88	10.36	21
F119-35	05 22 56	-61 56 33	GNM	12.83	11.60	11.14	24
F120-05	05 26 27	-59 55 32	GNM	13.15	11.92	11.05	18
F120-10	05 28 20	-61 18 01	GNM	12.23	11.06	10.56	21
F120-09	05 35 55	-61 19 06	GNM	12.45	11.38	10.90	20
F120-06	05 46 52	-60 29 11	GNM	12.97	11.98	11.42	18
F120-14	05 47 30	-61 34 01	GNM	12.37	11.30	10.98	20
F120-07	05 47 44	-61 08 59	GNM	12.24	11.14	10.66	18
F120-24	05 49 05	-62 00 57	GNM	12.63	12.26	12.17	16
F120-19	05 55 44	-61 50 54	GNM	13.17	12.08	11.55	13
F121-39	05 57 29	-62 49 55	GNM	12.45	11.36	10.95	15
F121-10	05 58 11	-61 03 06	GNM	12.20	11.02	10.49	19
F121-28	05 59 14	-62 12 10	GNM	-	14.99	14.50	17
F034-34	05 59 34	-74 44 30	GNM	13.10	11.73	11.13	17

Tableau IX: Liste des 60 étoiles magellaniques observées à Las Campanas (Suite)

Nom de l'étoile	A.D.	Déclinaison	Galaxie	Photométrie			Rapport S/B
	J1950.0	J1950.0	hôte	J	H	K	moyen
F034-36	05 59 43	-74 33 27	GNM	12.63	11.36	10.76	15
F121-34	06 01 25	-62 29 11	GNM	11.93	10.80	10.36	29
F034-44	06 01 44	-75 12 22	GNM	12.37	11.05	10.35	21
F121-06	06 02 16	-60 16 39	GNM	13.47	12.45	12.01	19
F034-64	06 06 40	-75 50 19	GNM	12.61	11.56	11.29	19
F087-06	06 19 16	-66 05 17	GNM	12.34	11.36	11.18	26
F087-08	06 19 32	-65 17 49	GNM	12.48	11.24	10.67	23
F087-29	06 23 12	-66 36 18	GNM	12.14	11.00	10.57	25
F058-27	06 25 18	-69 43 13	GNM	11.88	10.66	10.13	26
F058-70	06 29 24	-72 52 10	GNM	12.45	11.31	10.94	27
F121-40	06 32 59	-62 56 47	GNM	12.96	12.10	11.68	19
F121-37	06 34 21	-62 46 22	GNM	12.55	11.52	11.19	20
F087-96	06 39 19	-66 37 45	GNM	12.00	10.96	10.60	27
F058-11	06 42 18	-68 41 03	GNM	12.06	10.81	10.24	26
F058-47	07 05 18	-71 52 46	GNM	12.98	11.77	11.26	22

Chapitre 5

Analyse d'images - construction des spectres

Entre l'acquisition des images CCD au télescope et l'obtention d'un spectre adéquatement étalonné en longueur d'onde, il y a l'important travail d'analyse des données. L'analyse se divise en deux étapes, le nettoyage de la signature du CCD et l'extraction du spectre. J'ai effectué tout le travail en utilisant le logiciel IRAF. Ce chapitre décrit l'analyse effectuée sur l'ensemble des spectres obtenus aussi bien à l'OMM qu'à Las Campanas lors de mes quatre missions d'observation.

5.1 Nettoyage de la signature du CCD

Les détecteurs CCD (*charged couple device*) laissent des empreintes sur les images que l'on obtient au télescope. Les trois plus remarquables sont les suivantes:

1. Le bruit de lecture du CCD. Même une image non exposée contient un flux relativement uniforme causé par la digitalisation du signal.
2. La réponse non-uniforme entre les différents pixels. Chacun des millions de pixels est différemment sensible au stimulus d'une lumière achromatique. Ce comportement est souvent dû à la présence de poussières ou à des imperfections lors de la fabrication du CCD.
3. La sensibilité variable selon la longueur d'onde. En spectroscopie, ce problème est très évident. Les CCD que j'ai utilisés ont tous une sensibilité supérieure dans le rouge.

Dans un ordre chronologique, on élimine d'abord le bruit de lecture et on compense pour la réponse non-uniforme des pixels. Ensuite, on extrait le spectre, et c'est en dernier lieu qu'on ajuste le spectre pour la sensibilité variable aux couleurs.

De toutes mes images brutes, j'ai d'abord soustrait la moyenne de plusieurs (≥ 6) *bias* (lecture sans aucun temps d'exposition) pour corriger le bruit de lecture. Puis, j'ai construit une image

moyenne de sept plages uniformes obtenues en pointant le télescope vers un écran uniformément illuminé par six lampes. J'ai ajusté une fonction polynomiale de bas ordre (≈ 6) à cette image puis ai soustrait cette fonction de l'image pour retrouver une image normalisée des plages uniformes. Cela correspond à la réponse de chacun des pixels du CCD lorsque soumis à une intensité lumineuse d'une unité. Il y a des variations de l'ordre de 10% à 15% entre les pixels. Enfin, j'ai divisé chacune des images par ces plages normalisées afin de corriger la réponse non-uniforme de chacun des pixels.

5.2 Extraction des spectres

L'extraction du spectre consiste à fabriquer un spectre à deux dimensions (la longueur d'onde et le flux) à partir d'une image CCD à trois dimensions (les colonnes, les lignes et le nombre de comptes). Cette étape se divise en trois: l'extraction proprement dite, la calibration en longueur d'onde et la calibration en flux.

5.2.1 L'extraction

Le spectre non extrait est une longue trace sur le CCD dans le sens de la dispersion spectrale. Elle est d'une certaine largeur dans le sens de la dispersion spatiale. L'extraction d'un spectre consiste donc à additionner dans la direction spatiale le flux détecté de l'étoile, et ce, pour chacune des colonnes (longueur d'onde) du CCD. Cependant, le ciel contribue également au flux détecté, si bien qu'il faut délimiter les bords du spectre ainsi que le seuil au-dessus duquel le ciel ne contribue pas au signal.

Généralement, une coupe le long de l'axe spatial montre une belle fonction symétrique d'étalement due à la turbulence atmosphérique. Dans mon cas, la coupe possédait deux pics et un étalement plus large. Ce problème est longtemps resté inexpliqué. J'ai d'abord cru qu'un mauvais ajustement du foyer du télescope ou du spectrographe en était la cause. Mais d'autres observateurs ont constaté le même problème lorsqu'ils utilisaient un réseau à un angle élevé. Robert Lamontagne et René Racine se sont frottés à l'épineux problème pour conclure qu'il s'agissait d'astigmatisme dans l'optique du spectrographe. Ce défaut est accentué lorsque le réseau est placé à un angle obtu comme c'était mon cas à $\sim 18^\circ$. Heureusement, aucune perte de résolution spectrale ne découle de ce problème. En effet, en présence d'astigmatisme, deux foyers existent, l'un selon l'axe spectral, l'autre selon l'axe spatial du spectre. Or, le foyer du spectrographe a été correctement fait le long de l'axe spectral en minimisant la PLDH des pics d'émission d'une lampe de comparaison. La méthode de la lame de Foucault a été utilisée pour mettre le télescope au foyer.

J'ai donc extrait les spectres puis compensé les défauts d'alignement du CCD en ajustant une fonction polynomiale de bas ordre sur le centroïde de la coupe spatiale du spectre.

5.2.2 La calibration en longueur d'onde

Après extraction du spectre, les données se présentent en nombre de comptes d'électrons pour chaque colonne du CCD. C'est un spectre non-calibré en longueur d'onde ni calibré en flux.

L'étape de la calibration en longueur d'onde vise à associer chaque colonne du CCD à une longueur d'onde donnée de lumière. Règle générale, cette calibration tire profit de spectres de calibration obtenus au télescope. Ceux-ci sont des spectres d'une lampe de vapeur de néon ou d'hélium dont les raies d'émission ont des longueurs d'ondes bien connues.

Dans le cas des étoiles carbonées, une autre technique de calibration s'offre à nous. Les spectres d'étoiles C possèdent tant de raies d'absorption dont la longueur d'onde est connue qu'il est possible de les utiliser directement pour calibrer chaque spectre à la longueur d'onde du laboratoire. Utsumi (1963) a identifié la position de centaines de raies dans la plage de longueurs d'onde 7000 Å à 9000 Å . J'ai utilisé ses données.

Après m'être servi du spectre de la lampe de comparaison pour calibrer grossièrement certains spectres d'étoiles C, j'ai pu identifier précisément les raies les plus importantes pour calibrer l'ensemble complet des spectres selon les longueurs d'onde du laboratoire au repos. J'ai utilisé un peu plus de 50 raies d'absorption comme calibrateur.

Il est très important de souligner que cette calibration fait perdre toute l'information de vitesse radiale. Heureusement, pour un travail de classification, cette information nous est inutile. En fait, c'est plutôt un avantage que d'avoir les spectres calibrés dans le référentiel au repos plutôt que dans le référentiel de l'étoile en mouvement. Cela permet la comparaison entre étoiles plus facilement. Soit dit en passant, j'ai évité d'utiliser des raies dans certaines régions spectrales polluées par l'eau atmosphérique. Ces régions sont 7500 Å à 7725 Å et de 8125 Å à 8400 Å .

5.2.3 Nettoyage de la sensibilité variable aux couleurs

Chaque détecteur CCD possède une réponse variable selon la longueur d'onde de la lumière à laquelle on l'expose. Dans le cas d'observations en mode imagerie dans une bande passante étroite, cette réponse affecte également tous les pixels d'une image. Mais dans le mode spectroscopie, il faut, si l'on s'intéresse aux valeurs absolues du flux, rebalancer le spectre pour tenir compte de la moins bonne réponse du détecteur dans le bleu.

Pour simplifier les observations et l'analyse, il n'était pas nécessaire d'effectuer cette calibration. En effet, mes spectres couvrent un domaine spectral assez restreint de 1500 Å . En regardant les caractéristiques du détecteur Loral à l'OMM (essentiellement la même réponse que THX), on constate que la réponse décroît linéairement de 7500 Å à 9000 Å . En première approximation, il suffit donc d'ajuster une droite à travers chaque spectre pour compléter la calibration en flux. Mais il faut alors savoir la pente de cette droite.

Par ailleurs, n'oublions pas que les spectres seront "normalisés", c'est-à-dire standardisés

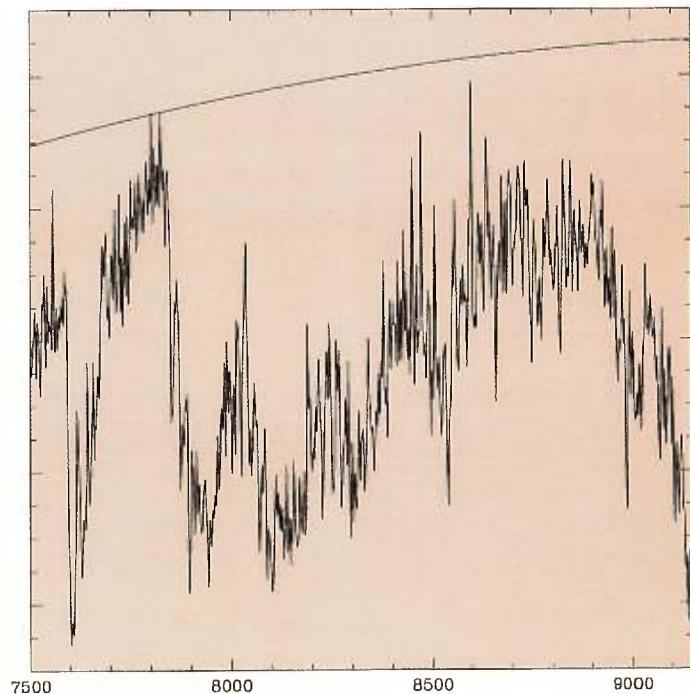
pour que le niveau du flux soit identique d'un spectre à l'autre, afin de permettre la comparaison. Or, comme il sera expliqué plus bas, la normalisation demande d'ajuster une fonction de bas ordre à travers chaque spectre. Cette fonction annulera toute calibration en flux.

Une tout autre observation m'a également convaincu de l'inutilité d'effectuer la calibration en flux. À partir de ma mission au Chili, j'ai commencé à prendre au moins trois images par étoile. J'ai constaté un phénomène répandu. Pour une étoile donnée, l'intensité vers le rouge et vers le bleu variait entre trois poses consécutives. La variation était assez grande pour me faire douter de la pertinence de chercher des critères de classifications dans les informations de basses fréquences spatiales. Or, la correction pour la sensibilité variable des couleurs est pertinente justement lorsqu'on s'intéresse aux informations de basses fréquences spatiales. Elle est inutile pour la mesure de raies fines par exemple. Je n'ai donc pas observé de standards photométriques.

5.2.4 La normalisation au continu

Le normalisation au continu et les spectres d'étoiles C ne font pas bon ménage. La figure 11 illustre le niveau approximatif du flux continu pour un corps noir de 3000 K. Comme le flux n'est pas calibré pour mes spectres, on ne peut pas le comparer directement avec la fonction de Planck pour un corps noir de 3000 K. Mais ici, les bandes d'absorption sont si intenses qu'il est utile, d'un point de vue qualitatif, de faire cette comparaison. Par ailleurs, d'autres observateurs (Totten & Irwin, 1998) ayant fait la calibration en flux obtiennent des spectres peu différents des miens non-calibrés.

Figure 11: Une fonction de Planck pour un corps noir à 3000 K superpose le spectre d'une étoile C typique. Le niveau de la fonction de Planck a été ajusté pour se situer sur les raies "d'émission" les plus fortes. En fait, ces raies sont simplement des fenêtres où l'absorption par la molécule CN est moins forte. En réalité, cette fonction est possiblement à un niveau encore plus élevé ce qui illustre à quel point il est difficile de faire la mesure de largeur équivalente de raies.



Le problème de la normalisation des spectres d'étoiles C est si difficile qu'il ne s'agit plus d'une simple opération à traiter pendant la réduction des données. La normalisation fait bel et bien partie de l'étape de la prise des mesures à laquelle le prochain chapitre est consacré. Par exemple, aucune mesure de largeur équivalente n'est possible pour une étoile C. Le continu est absent. Alors, pour mesurer la force de certaines raies, il faut faire des hypothèses ou trouver un "continu" arbitraire.

Néanmoins, afin de permettre la comparaison des spectres, ne serait-ce que grossièrement, il fallait faire une normalisation des spectres, aussi approximative qu'elle soit. J'ai décidé d'ajuster une fonction de normalisation directement à travers les points du spectre, comme s'il s'agissait des points du continu. Évidemment, comme j'ai pu le vérifier en faisant l'étude de variance pour différentes fonctions, il vaut mieux ajuster une fonction de bas ordre. Autrement, la normalisation "imite" le spectre original. Le choix s'est arrêté sur une fonction spline3 d'ordre 2. Le spline3 est un algorithme d'interpolation qui utilise certaines contraintes sur les dérivées secondes afin d'obtenir une solution plus régulière, particulièrement aux bords d'un spectre.

De façon surprenante, cette simple normalisation semble très efficace. Les dizaines de spectres sont, à l'oeil, pratiquement identiques. Il se comparent très bien aux spectres calibrés en flux de Totten & Irwin (1998).

En dépit de cette apparente réussite, j'ai préféré demeurer conservateur lorsqu'est venu le temps d'effectuer des mesures précises et j'ai utilisé les spectres non normalisés. En fait, la normalisation fait alors partie de la méthode de mesure. Je n'ai utilisé la normalisation spline3 d'ordre 2 que pour la confection des figures qui sont présentées dans ce mémoire.

Chapitre 6

À la recherche de critères de classification

Une fois la réduction des données terminée, la tâche de classifier tous ces spectres a commencé. La démarche était la suivante: d'abord classifier les spectres d'étoiles C galactiques qui sont de bonne qualité. Ensuite classifier les 60 spectres d'étoiles C magellaniques pour lesquelles j'ai fait de longues expositions au Chili. Enfin, classifier les centaines d'étoiles C à faible S/B observées par KDI et moi.

Comment procède une bonne classification? Morgan et Keenan, en jetant les bases de la classification MK en 1942, ont également légué une philosophie de la classification: le processus MK. William W. Morgan explique en quoi cela consiste (The MK Process and Stellar Classification, 1983).

En résumé, la philosophie du processus MK rejette toute connaissance *à priori* pouvant expliquer l'apparence d'un spectre. Le processus se veut donc entièrement empirique, soit uniquement basé sur les structures observées dans un spectre. De plus, le processus engendre un système de classification complètement autonome, valable seulement dans la plage de longueur d'ondes choisie. On doit le définir, non pas par des facteurs extérieurs telle la température et la gravité de surface, mais bien simplement par les structures spectrales observées. Ce processus MK engendre un système de classification défini par ses standards, soient des spectres avec chacun sa particularité, exprimant tout l'éventail de spectres observés.

Plus concrètement, lorsque on cherche à mettre sur pied une classification, il est d'abord nécessaire de trouver des critères de classification, c'est-à-dire des structures qui varient suffisamment entre échantillons pour les différencier grâce à ces structures. Robert Garrison (cours à l'université de Montréal, automne 1997) identifie les principaux moyens pour faire la classification spectrale.

1. L'inspection visuelle.
2. Les écarts à la moyenne.

3. La corrélation croisée.
4. Les réseaux de neurones artificiels.
5. Les mesures de raies.

Dans ce chapitre, je montre à quoi ont mené mes recherches de classification des spectres d'étoiles C entre 7700 Å et 8800 Å par ces cinq différentes techniques.

6.1 L'inspection visuelle

Face aux spectres d'étoiles C, l'oeil est frappé par la grande quantité de raies qui semblent être autant en émission qu'en absorption. Or, toutes sont en absorption. On peut également douter de la qualité d'un tel spectre. En effet, face à cet enchevêtrement de raies, on croit avoir affaire à du bruit. Mais il n'en est rien. Il faut voir à quel point le "bruit" est identique entre les spectres de bon signal sur bruit pour se persuader de la qualité des données (Figure 13).

Là où la classification *de visu* est la plus efficace, c'est pour la reconnaissance des structures de basses fréquences, à large échelle. La figure 12 illustre côte-à-côte les deux types distincts de spectres d'étoiles carbonées que l'on rencontre. La majorité, soit 83 étoiles C sur 106, semblent en tout point semblables au spectre de la figure 14. Après un plateau entre 7500 Å et 7700 Å deux importantes structures d'une centaine d'angströms trouent successivement à 7900 Å et 8100 Å le spectre. Ces structures, on le sait, sont deux têtes d'absorption de la molécule de cyanure (CN). À partir de 8250 Å, s'amorce une lente remontée jusqu'à 8800 Å. Or, pour 78% des spectres, les deux bandes d'absorption sont toujours de la même importance, ni plus ni moins prononcées. Le tableau X énumère ces étoiles.

Cependant, certains spectres montrent des bandes de CN beaucoup moins fortes, voire même une absence de bandes. Ces quelques étoiles ont été classifiées par Barnbaum et al. (1996) comme des étoiles de type C-H, C-R ou C-Hd. Cependant, les étoiles de ces trois types ne dévient pas toutes du spectre standard. Certains spectres C-H ou C-R ont des bandes CN aussi prononcées que le spectre standard (illustré dans la figure 14).

Le premier critère de classification est la force des bandes d'absorption moléculaire CN autour de 7900 Å et 8100 Å.

Le tableau XI est une liste complète des étoiles qui diffèrent par la faible importance des bandes d'absorption de cyanure (CN) à 7900 Å et 8100 Å.

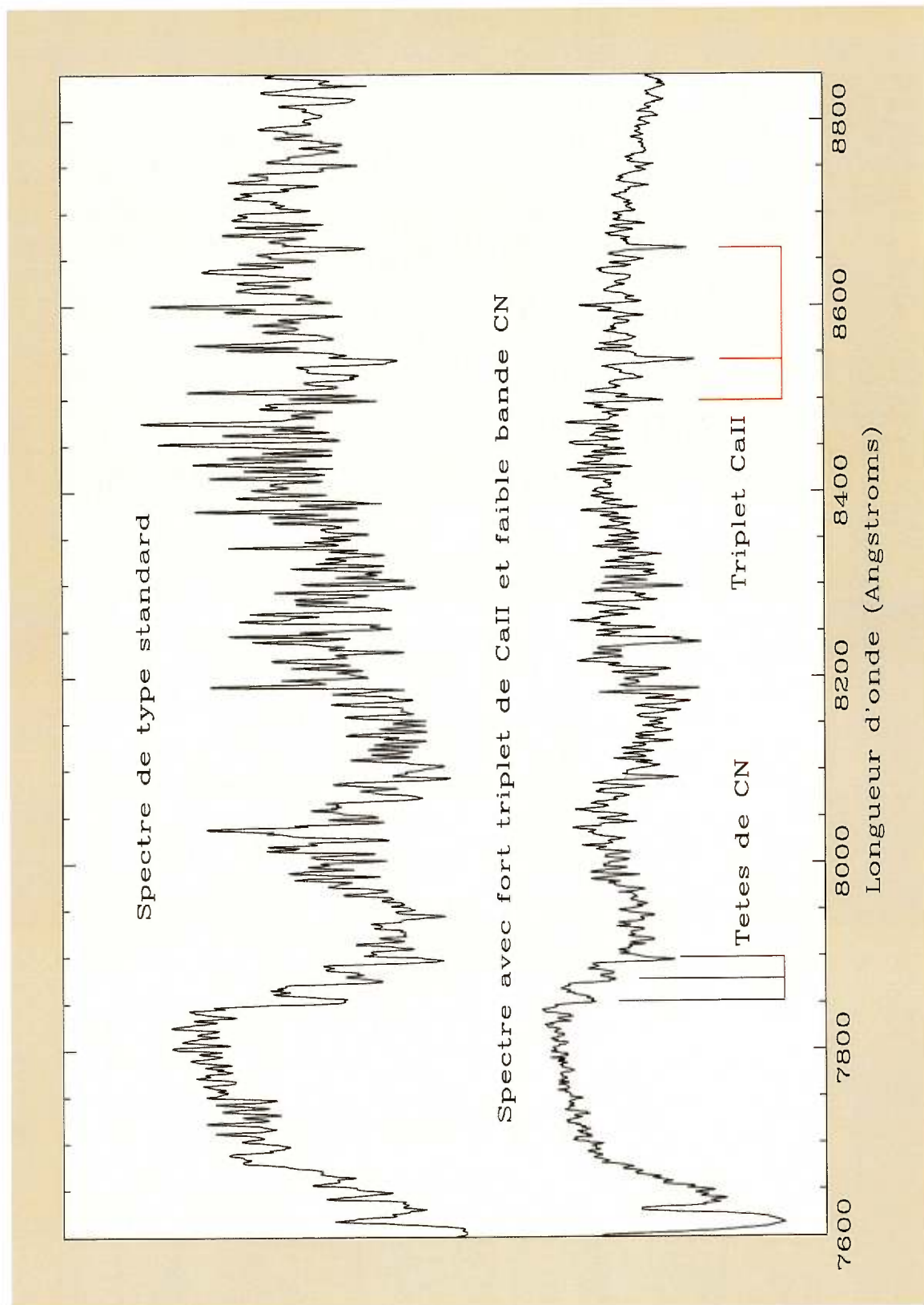


Figure 12: Les deux types distincts de spectres d'étoiles C. Le spectre standard du haut affiche de profondes bandes d'absorption de CN dont les têtes sont à 7852 Å, 7876 Å et 7899 Å et en général de faibles raies du triplet de calcium à 8498 Å, 8542 Å et 8662 Å. Le second type de spectre, en-bas, a de faibles bandes de CN et de plus profondes raies de calcium.

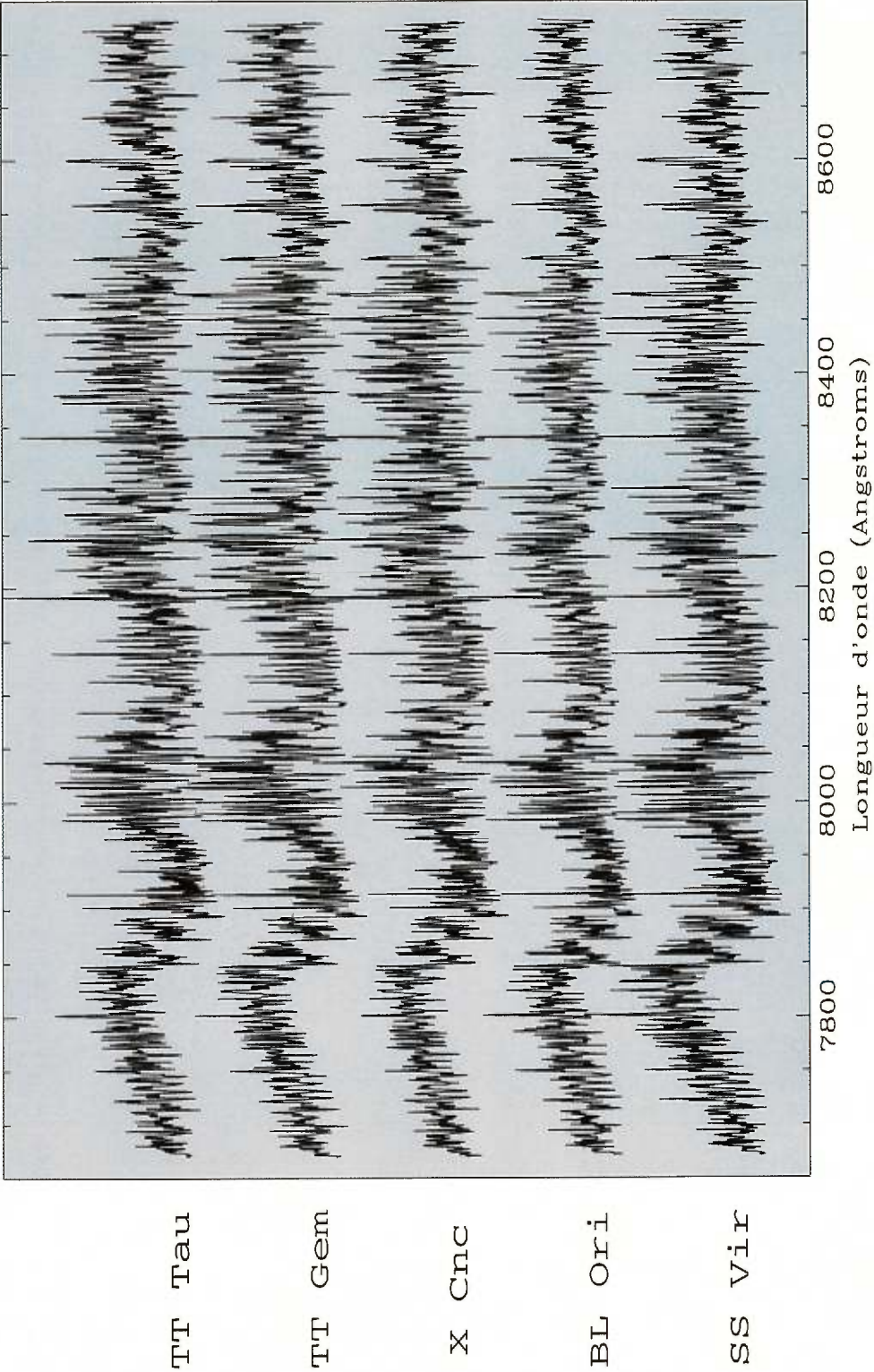


Figure 13: Cinq spectres d'étoiles C de très bon signal sur bruit. Les spectres sont identiques presque en tous points.

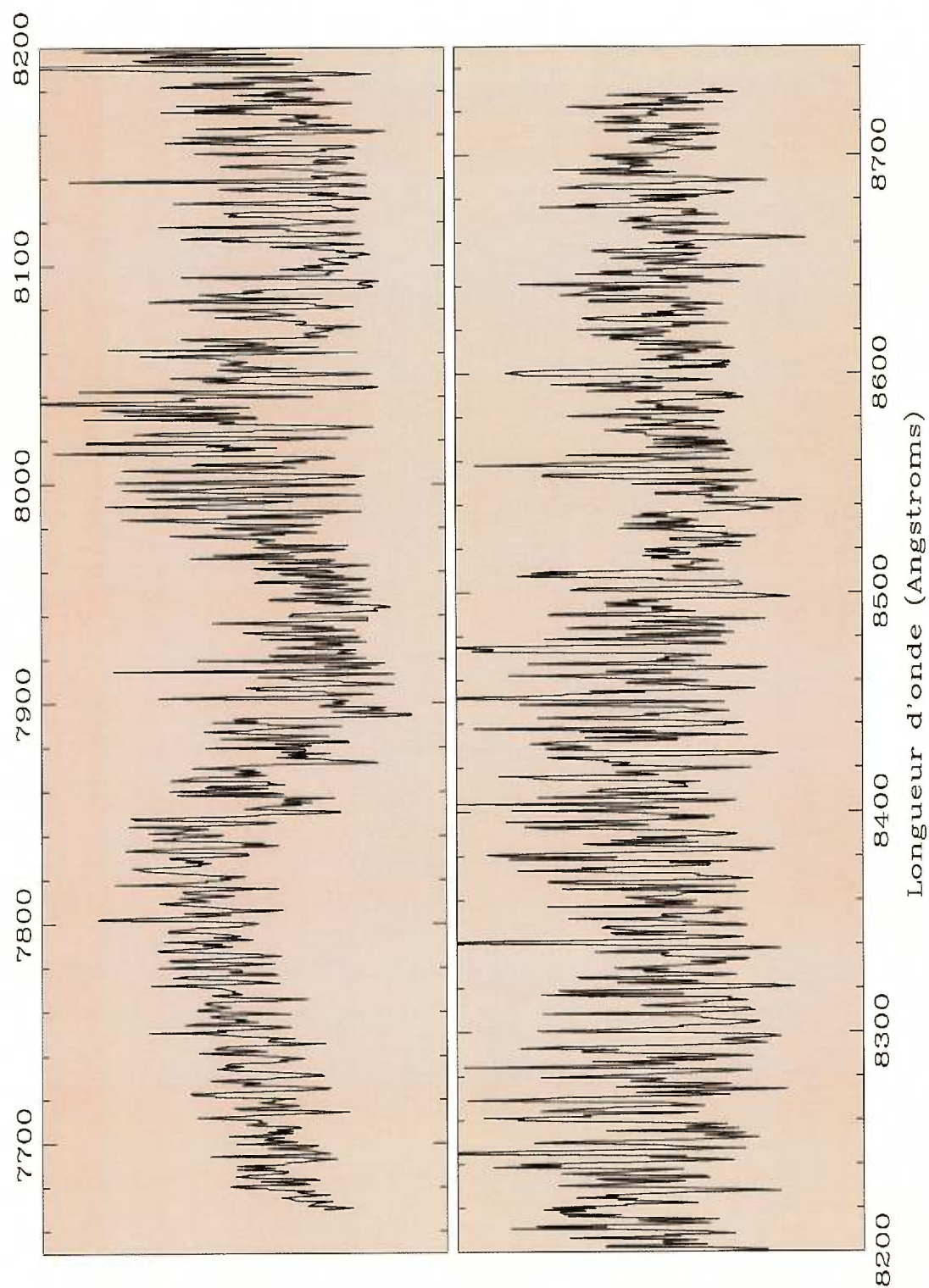


Figure 14: Le spectre typique d'une étoile C entre 7700 Å et 8700 Å .

On remarque que trois raies d'absorption à 8498 Å , 8542 Å et 8662 Å (le triplet de calcium), sont plus prononcées dans les spectres de ces étoiles. Cela suggère que la force du triplet de Ca II pourrait être un deuxième critère de classification des spectres. Cette avenue est effectivement le critère principal de la classification de Richer, critère que j'utiliserai plus loin.

Le deuxième critère de classification est la force des raies d'absorption du triplet de calcium à 8498 Å , 8542 Å et 8662 Å.

Pour conclure, par inspection visuelle on remarque que 78% des étoiles de mon échantillon sont semblables par la force des bandes d'absorption de CN à 7900 Å et 8100 Å . C'est le premier critère de classification. Il apparaît que le triplet de calcium à 8498 Å , 8542 Å et 8662 Å varie également. C'est le deuxième critère de classification.

AB Ant	AC Per	AC Pup	AQ And	AX Cyg
BD +47:783	BD +53:379	BD +57:702	BE CMa	BL Ori
BM Gem	CZ Mon	DF Mon	DS Peg	DY Per
EL Aur	FU Aur	GK Ori	GY Mon	HD 104214
HD 117619	HD 65424	HK Lyr	NP Pup	NQ Cas
RS Cyg	RT Ori	RT Pup	RU Pup	RV Cyg
RX Peg	RY Hya	RY Mon	R CMi	SS Vir
ST And	ST Cam	ST Cas	SU And	SU Sco
SY Car	SY Eri	SZ Lep	S Aur	S Cam
S Cen	S Cep	TT Tau	TU Gem	TU Tau
TV Lac	TW Hor	TX Aur	TX Psc	TZ Car
T Cae	T Lyr	T Mus	UU Aur	UV Aql
UV Aur	UV Cam	UX Dra	UZ Pyx	U Cam
V460 Cyg	V614 Mon	VX And	VX Gem	V Aql
V Ari	V Crb	WW Cas	WZ Cas	WZ Cas
W CMa	W Ori	X Cnc	X Sge	X Vel
Y Hya	Y Tau	Z Psc		

Tableau X: Liste des 83 étoiles C galactiques de type standard, dont les spectres sont presque identiques et s'apparentent au spectre standard de la figure 14

BD +17:4421	BD +20:5071	BD +23:123	BD +26:4091
BD +30:2637	BD +34:1929	BD +51:1462	BD +57:2161
BD +7:5128	BD +83:442	BD -19:3634	HD 137613
HD 148839	HD 156074	HD 16115	HD 187216
HD 223392	HD 5223	HD 91708	RR Her
RZ Peg	R Cyg	SZ Car*	

* SZ Car selon l'époque montre ou non de profondes raies du triplet de Ca II

Tableau XI: Liste des 23 étoiles C galactiques marquées d'un fort triplet de calcium. Cette caractéristique est remarquable par simple inspection visuelle.

6.2 Les écarts à la moyenne: à la recherche d'autres critères de classification

Idéalement, on aimerait compter sur plus de deux critères pour classer les spectres. Cela afin de délimiter les classes le plus finement possible. En particulier, on recherche des raies d'absorption atomiques qui varient avec la plus grande amplitude de la classe la plus précoce à la plus tardive.

Malheureusement, en comparant les spectres galactiques à une liste des raies identifiées en laboratoire ou calculées théoriquement (Utsumi, 1963), aucune raie atomique, outre le triplet de Ca II, ne semble se démarquer de la forêt de raies moléculaires. Elles semblent toutes noyées.

Malgré cette déception, peut-être pouvons-nous tirer avantage de la situation. Après tout, il est possible que les multiples raies moléculaires livrent elles-mêmes quelques informations sur les conditions physiques (température, gravité de surface) régnant dans l'atmosphère stellaire? Peut-être les raies de CN varient-elles?

Pour vérifier cette hypothèse, j'ai entrepris de comparer chaque spectre à un spectre moyen. En principe, si l'on divise chaque spectre normalisé par un spectre moyen, les différences se manifestent par des déviations par rapport à 1. Ainsi, la comparaison de deux spectres identiques donne une droite de niveau 1 sur tout le domaine de longueurs d'ondes. Alors que la comparaison de spectres dont la seule différence réside dans la hauteur d'une raie, montrera une déviation par rapport à 1 à la longueur d'onde correspondant justement à cette raie.

Afin d'éviter la confusion, je souligne que, pour le reste de cette section, ce n'est pas la variabilité temporelle des raies qui est étudiée mais bien la variabilité des raies entre différentes étoiles.

6.2.1 Fonction de normalisation de bas ordre

En pratique, cette méthode n'a pas donné les résultats attendus en raison des problèmes associés à la normalisation des spectres. En effet, l'étape cruciale de normaliser tous les spectres à la même échelle sur tout le domaine des longueurs d'ondes introduisait des erreurs plus importantes que les variations attendues.

6.2.2 Fonction de normalisation d'ordre élevé

Au lieu de normaliser les spectres en ajustant une droite ou une fonction bas d'ordre, pourquoi ne pas utiliser des fonctions d'ordres assez élevés pour se limiter aux informations spectrales de hautes fréquences, c'est-à-dire des structures de la taille des raies d'absorption?

J'ai donc normalisé tous les spectres à un en ajustant une fonction spline3 d'ordre 40. Puis, j'ai essayé différentes méthodes pour mettre en évidence les raies qui, pour l'ensemble des spectres, changent avec la plus grande amplitude.

La **première analyse** qui s'impose est celle de la variance. On soustrait du spectre de chaque étoile le spectre moyen de l'ensemble des étoiles puis on additionne le carré des écarts, et on divise par le nombre d'étoiles (figure 15a):

$$Var = \frac{1}{N-1} \sum_{i=1}^N (x_i - \bar{x})^2 \quad (6.1)$$

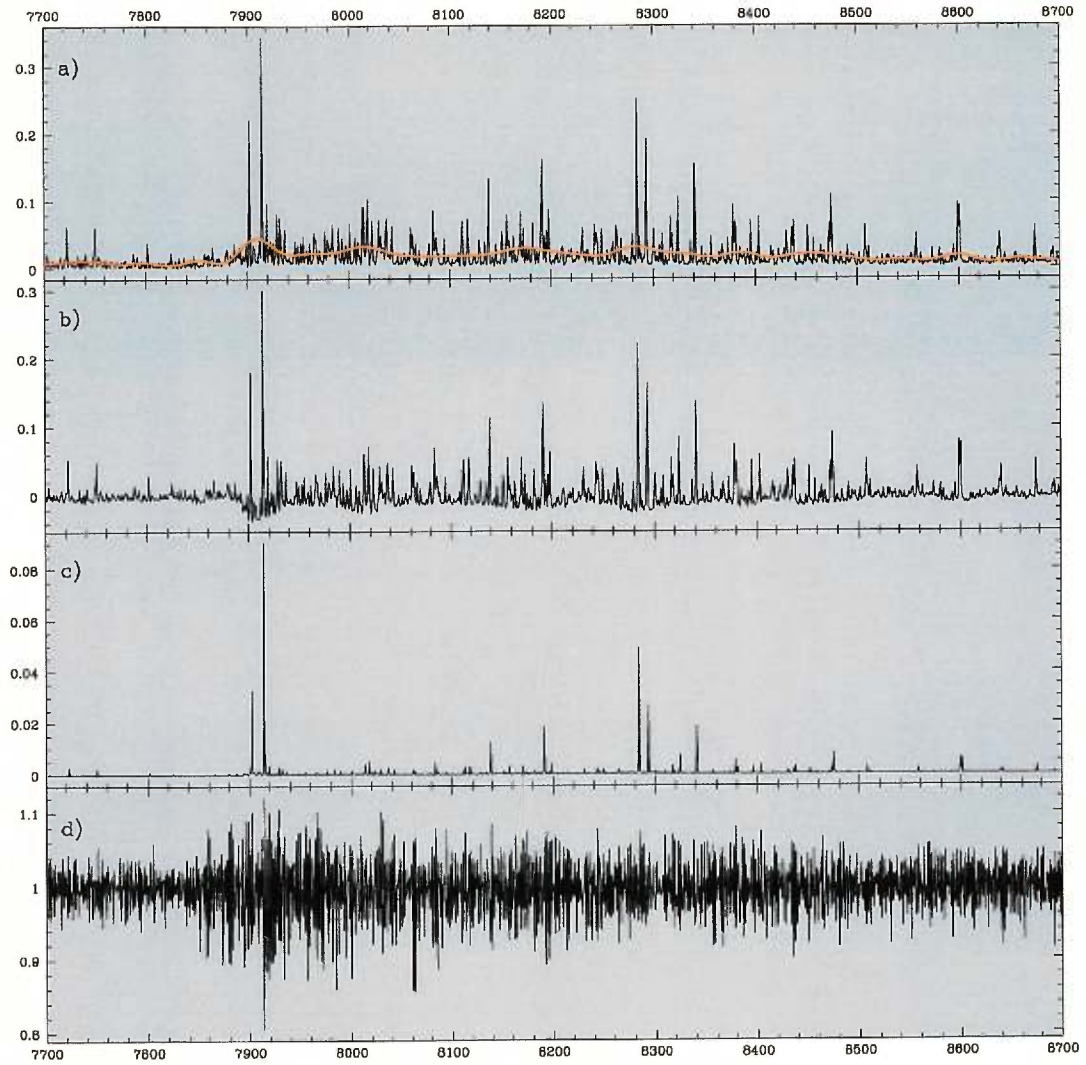


Figure 15: Analyse des variations d'intensité des raies spectrales entre 35 étoiles C. a) est le spectre de variance brute avec résidus de normalisation, b) une fonction spline3 d'ordre 40 est soustraite à la variance, c) est b) mis au carré pour accentuer les pics intenses, et d) est une analyse différente, c'est le rapport moyen entre les 35 spectres et le spectre moyen.

On note la présence de résidus de normalisation. C'est pourquoi on ajuste une fonction spline3 d'ordre 40 pour enlever cette signature (figure 15b). Alternativement, on élève la variance au carré pour accentuer les variations et, ensuite seulement, on soustrait une fonction spline3 d'ordre 40 (figure 15c). Les trois spectres résultants se ressemblent et aucun n'affiche de pic à 8498 Å , 8542 Å et 8662 Å correspondant au triplet de Ca II. Alors que, selon Richer, les raies de calcium adoptent une large fourchette d'intensités dans sa collection de spectres d'étoiles carbonées.

On tente une **deuxième analyse** de variance. Cette fois, on prend le rapport entre chaque spectre et la moyenne de l'ensemble des spectres, au lieu d'en faire la soustraction. En moyennant ensuite ces rapports, on trouve les déviations relatives par rapport à 1 (figure 15d). Les déviations par rapport à la moyenne sont de 3.7 % . Alternativement (figure 16) , on soustrait une fonction constante (polynôme de Legendre d'ordre 1) au rapport entre les spectres et la moyenne (figure 16b) pour obtenir les déviations par rapport à zéro (figure 16c), que l'on additionne ensuite en quadrature. C'est un calcul de variance (figure 16d). Pour enlever les résidus de la normalisation, on soustrait une fonction spline3 d'ordre 20 (figure 16e). On peut accentuer les pics en élevant ce spectre au carré (figure 16f). Cette analyse a l'avantage de faire ressortir le triplet de Ca II. Le tableau XII dresse la liste des pics les plus prononcés.

En reportant la position des pics les plus importants dans un spectre d'étoile C, on obtient les troisième et sixième colonnes du tableau XII. On constate que la première méthode d'analyse de variance ne donne que de fausses détections. En effet, elle ne détecte que des raies d'"émission". Mais celles-ci ne sont pas réelles, elles ne sont que des fenêtres où l'absorption moléculaire est moindre. Seule la résolution spectrale peut avoir une influence sur la variabilité de ces raies d'"émission". Par contre, la seconde méthode d'analyse donne des résultats plus intéressants, du moins en apparence. Oui, il y a encore de fausses détections, mais il y a aussi détection de réelles raies d'absorption. Il se trouve que l'absorption par l'eau atmosphérique soit la source de plusieurs raies variables dans le spectre des étoiles C, dont la plus importante à 8228 Å . Aussi, tel que prévu, le triplet de calcium semble variable car ses deux raies les plus importantes varient. Il est intéressant de voir que plusieurs raies de CN semblent également variables.

Comment affirmer avec certitude la variabilité des raies trouvées par cette analyse? En fait, après avoir vérifié la position des pics de variabilité, on constate que ces pics ne concordent pas avec les centre des raies d'absorption mais plutôt avec le côté des raies, là où la pente est la plus forte. Ceci s'explique. Il suffit que les spectres soient légèrement décalés en longueur d'onde pour que des variations importantes soient trouvées pour les raies fortes et abruptes. Les détections de variabilités sont donc fausses.

Par ailleurs, il faut être conscient des limites de la présente technique. On s'aperçoit que les diverses manipulations effectuées sur les spectres expliquent à elles seules les pics de variabilité. On normalise, on ajuste un polynôme puis un autre, le citron est vraiment pressé... Finalement, la variabilité des raies n'est pas prouvée hors de tout doute raisonnable.

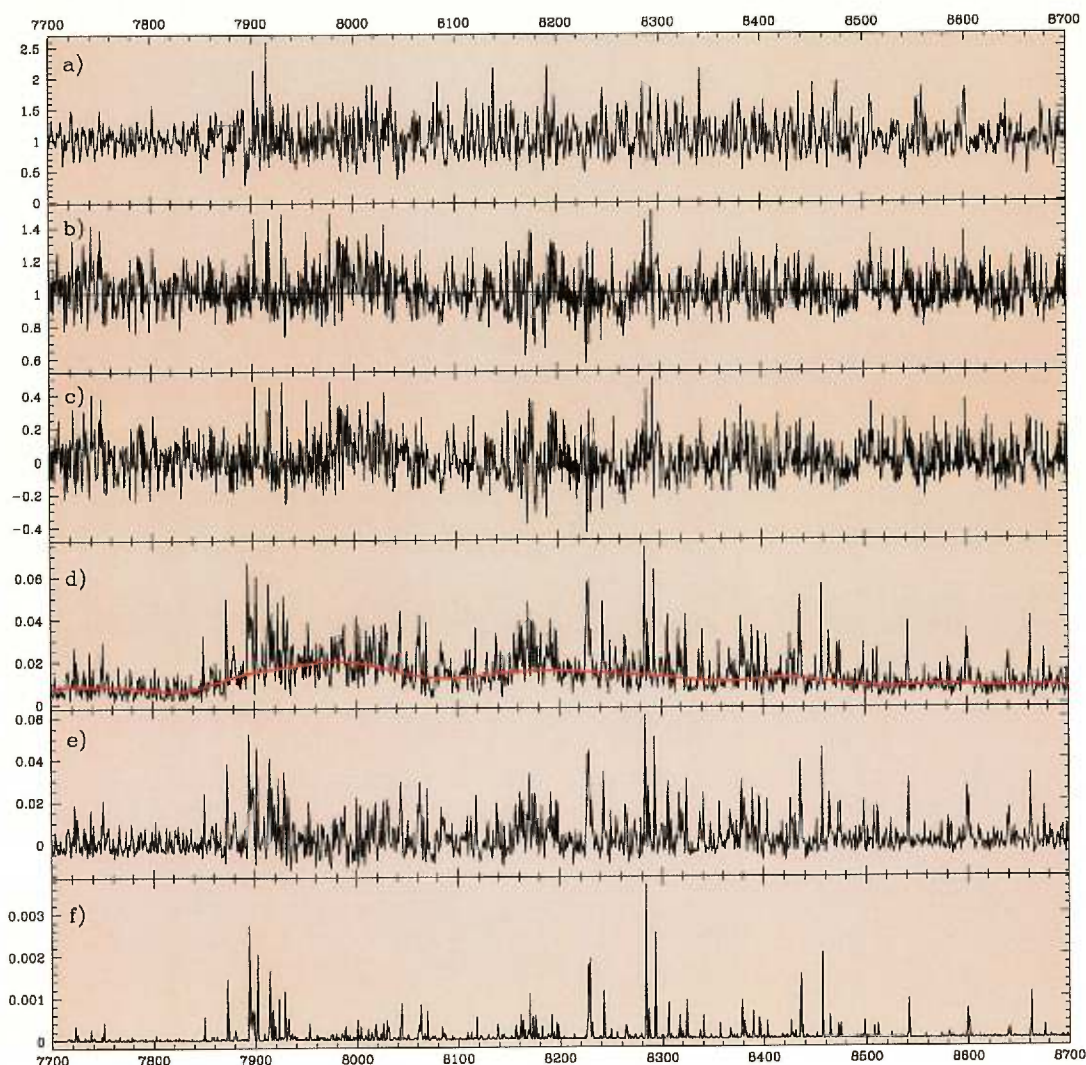


Figure 16: Analyse adoptée pour mettre en évidence les raies les plus variables dans 35 spectres d'étoiles C. a) est la moyenne des 35 spectres normalisés avec une fonction spline3 d'ordre 40. b) est le rapport d'un spectre typique à la moyenne, à travers lequel on ajuste une fonction constante. c) est le même spectre duquel on a soustrait la constante afin de faire l'étude de variance. d) est le spectre de variance brute des 90 spectres à travers lequel on ajuste une fonction spline3 d'ordre 20 pour éliminer les résidus de normalisation. e) est le spectre de variance résultant, et f) est ce spectre élevé au carré pour accentuer les pics importants.

6.3 La corrélation croisée: une technique de classification?

La corrélation croisée (CC) utilise les transformations de Fourier pour comparer deux spectres l'un à l'autre. En principe, il est donc possible, par la comparaison d'un bon nombre de paires,

Première analyse			Deuxième analyse		
Longueur d'onde λ (Å)	Flux 10^{-2}	Identification	Longueur d'onde λ (Å)	Flux 10^{-3}	Identification
7914.61	6.71	“émission”	8227.90	3.96	Atm H2O
8284.15	3.67	“émission”	8284.08	3.73	“émission”
7902.41	2.28	“émission”	7894.52	2.53	Tête de CN
8293.16	2.11	“émission”	7914.42	2.52	“émission”
8600.08	1.90	“émission”	8293.18	2.27	“émission”
8191.29	1.71	“émission”	7902.31	2.10	“émission”
8340.67	1.70	“émission”	8435.84	1.59	CN ou Ti
8138.57	1.23	“émission”	8457.21	1.51	CN
8474.94	0.86	“émission”	8242.85	1.41	Atm H2O
8324.56	0.64	“émission”	8043.75	1.36	Atm H2O
			7873.07	1.33	Tête de CN
			7929.06	1.05	“émission”
			8062.93	0.97	CN
			8661.97	0.95	Ca II
			8378.47	0.88	“émission”
			8324.54	0.87	“émission”
			8170.09	0.85	“émission”
			8305.71	0.83	Atm H2O
			8541.86	0.83	CaII
			7923.25	0.75	CN
			8600.00	0.55	“émission”
			8069.91	0.51	CN

Tableau XII: Liste des raies dont l'intensité varie le plus dans l'ensemble de 35 étoiles C. Ces raies apparaissent comme des pics sur les figures 15c) (première analyse) et 16f) (deuxième analyse). Tous les pics qui correspondent à des raies en émission sont de fausses détections car il n'y a pas de vraies raies d'émission dans les spectres d'étoiles C. Les autres identifications sont intrigantes. Deux raies du triplet de calcium ont été détectées, de même que plusieurs raies de CN et les raies d'eau atmosphériques. Plusieurs de ces détections restent douteuses, voir texte.

d'édifier une classification cohérente. L'avantage de cette technique est de considérer l'ensemble des informations contenues dans un spectre plutôt que seulement quelques raies. C'est ce qui permet la comparaison de spectres de qualité médiocre autrement inutilisables, par exemple, pour la mesure de largeurs équivalentes de raies. La CC a été utilisée avec succès par KDI pour déterminer la vitesse radiale de centaines d'étoiles à faible S/B (≈ 10).

6.3.1 Les principes mathématiques de la corrélation croisée

Supposons deux fonctions $g(\lambda)$ et $h(\lambda)$ exprimant le flux en fonction de la longueur d'onde. La corrélation croisée multiplie la transformée de Fourier de ces fonctions sur tout le domaine de fréquence spatiale. Le résultat est une fonction dont la position du pic central est une mesure du décalage en longueur d'onde (vitesse radiale) et la hauteur, une mesure de la similarité des deux spectres.

La corrélation croisée de deux fonctions réelles échantillonnées à intervalle régulier est donnée par

$$\text{Corr}(g, h)_j = \sum_{k=0}^{N-1} g_{j+k} h_k \quad (6.2)$$

Une forme équivalente, fournie par le théorème de corrélation discrète, est

$$\text{Corr}(g, h)_j = G_k H_k^* \quad (6.3)$$

où G et H sont les transformées de Fourier de g et h données par

$$G_n = \sum_{k=0}^{N-1} g_k e^{\frac{2\pi i k n}{N}} \quad (6.4)$$

$$H_n = \sum_{k=0}^{N-1} h_k e^{\frac{2\pi i k n}{N}} \quad (6.5)$$

N n'est pas exactement le nombre de pixels le long de l'axe de dispersion d'un spectre. En effet, l'analyse de Fourier ne s'applique vraiment qu'aux fonctions périodiques. Il faut donc remplir de zéros (*padder*) les extrémités d'un spectre non-périodique d'un nombre plus grand ou égal au nombre de points dans le spectre. Ainsi, N est le nombre total de points, dont moins de la moitié appartiennent au spectre lui-même.

Puisque les spectres ne sont pas exactement échantillonnés à un intervalle régulier (la relation pixel-longueur d'onde n'est pas parfaitement linéaire [jusqu'à 2 pixels d'écart]), il faut rééchantillonner le spectre. On utilise de préférence un intervalle petit pour perdre le moins d'information possible du spectre original.

J'ai utilisé la routine *correl* dans *Numerical Recipes in C* qui calcule la fonction de corrélation de deux fonctions selon l'équation 6.3 par la méthode des FFT (*Fast Fourier Transform*) qui effectue les transformées des équations 6.4 et 6.5 simultanément.

6.3.2 Le degré de cohérence

On normalise la fonction de corrélation en posant (Roddier, p. 176)

$$\Gamma_{gh}(\xi) = \frac{\text{Corr}(gh)(\xi)}{\sqrt{\text{Corr}(gg)(0)} \sqrt{\text{Corr}(hh)(0)}} \quad (6.6)$$

Γ_{gh} est le *degré de cohérence*. On l'évalue à ξ_0 , le maximum de la fonction $\text{Corr}(gh)(\xi)$. Γ_{gh} est une mesure entre 0 et 1 qui quantifie la ressemblance entre deux spectres. $\text{Corr}(gg)(0)$ et $\text{Corr}(hh)(0)$ sont le maximum des fonctions d'autocorrélation. Il est intéressant de noter que ξ_0 est la mesure du décalage en longueur d'onde l'une par rapport à l'autre des deux fonctions g et h . On la transforme aisément en vitesse radiale.

6.3.3 Tests de la validité de la CC pour les spectres à bon S/B

Afin d'évaluer la pertinence de la CC comme méthode de classification spectrale, j'ai effectué la petite expérience suivante. J'ai fait une copie du spectre de l'étoile *NP Pup* de très bon S/B. Puis j'ai modifié la copie. J'ai accentué d'au moins trois à cinq fois la profondeur des raies d'absorption du triplet de Ca II. Finalement, j'ai fait la CC avec le spectre original.

Le degré de cohérence est passé de 1.000 pour l'autocorrélation du spectre original à 0.9989 pour la CC entre la copie modifiée et l'original. C'est une très faible signature. À titre de comparaison, j'ai fait la CC de trois spectres différents de la même étoile dont seul le temps d'exposition variait. Le degré de cohérence se situait entre 0.987 et 0.998. On peut donc dire que la CC de spectres de haut S/B (mais tout de même bruités) rend le degré de cohérence incertain à ± 0.01 au minimum. Avec des spectres plus bruités $S/B = 50$, cette incertitude passe à près de 0.05. La signature d'une variation importante du triplet de Ca II en utilisant la méthode de la CC est donc complètement noyée dans le bruit.

On peut s'objecter à ce test simple. Après tout, j'ai modifié seulement trois raies fines. Or, la CC est intrinsèquement plus sensible aux variations des structures à grande échelle qu'aux structures fines. Il est donc pertinent d'utiliser la CC pour chercher ces grandes structures comme par exemple les bandes d'absorption moléculaires. Malheureusement, la normalisation des spectres (en ajustant une fonction linéaire pour préserver les structures de basse fréquence spatiale) introduit elle-même des erreurs qui sont probablement plus grandes que les variations réelles dans les spectres.

J'ai donc refait le même test, cette fois en accentuant de 50% la profondeur de la bande d'absorption moléculaire à 7900 \AA . Cette fois, la corrélation est passée de 1.000 à 0.990. Encore une fois, il s'agit d'une trop petite différence pour espérer la dissocier des différences dues au bruit des spectres.

6.3.4 Conclusions de la CC

On voit que la CC comme méthode de classification n'est guère appropriée. En effet, même pour les spectres à très haut S/B pour lesquels plusieurs spectres sont disponibles, le bruit domine les variations apportées aux spectres. En outre, KDI ont fait la CC des centaines de spectres d'étoiles du Halo des NM dont presque le tiers n'étaient pas ceux d'étoiles C. Le degré de cohérence était d'ailleurs le critère qui servait à départager les étoiles C des autres étoiles qui, à l'oeil, ont déjà un spectre bien différent. Pourtant, même si la CC était très efficace pour effectuer cette première classification, le degré de cohérence variait énormément entre étoiles C (entre 0.3 et 0.9). Or, avec mes tests sur de bons spectres, j'ai montré que le degré de cohérence entre étoiles C variait entre 0.8 et 1.0. C'est pourquoi, considérant le mauvais S/B de KDI, on en conclut que les variations du degré de cohérence trouvées par KDI sont en grande partie attribuables au bruit.

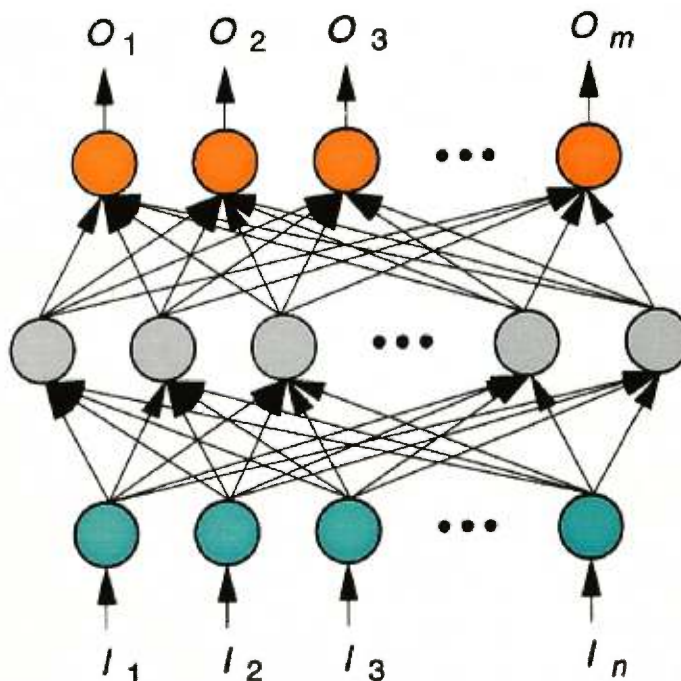
6.4 Une autre technique: le réseau de neurones artificiels

Vu l'énorme quantité de spectres d'étoiles C obtenus par KDI (plus de 1000), l'attrait des méthodes automatisées de classification est flagrant. Les réseaux de neurones artificiels (RNA) semblent intéressants à première vue puisqu'ils sont particulièrement adaptés à la reconnaissance des structures morphologiques. De plus, certains programmes de RNA sont disponibles gratuitement.

En astronomie, c'est pour la classification que les RNA ont été utilisés. Certains ont fait de la classification spectrale (Weaver et Torres-Dodgen, 1995; Folkes et al., 1996) et d'autres de la classification morphologique de galaxies (Mahonen et Hakala, 1995). Le RNA identifie dans un ensemble de spectres ou d'images des groupes aux caractéristiques semblables. Toujours en astronomie, Charbonneau et al. (1998) ont utilisé les RNA en hélioséismologie pour déterminer le taux de rotation du coeur solaire.

Le terme "réseau de neurones artificiels" trouve son origine dans la ressemblance avec le fonctionnement des neurones humains. Un RNA est constitué d'une ou plusieurs couches de noeuds. Chaque noeud reçoit un signal de tous les noeuds de la couche précédente, en effectue le traitement, puis fournit un signal de sortie utilisé pour la couche suivante (figure 17 [Skapura p. 7]).

Figure 17: Schéma d'un réseau de neurones artificiels (RNA) simple. Une première couche a pour signal d'entrée les données à classer. La deuxième couche, d'un nombre différent de noeuds, reçoit les signaux de la première couche, les traite suivant la fonction d'activation, puis les renvoie à la dernière couche. La dernière couche est habituellement constituée d'un nombre restreint de noeuds permettant la subdivision en un nombre de classes aussi relativement restreint.



Il suffit d'entraîner le RNA à reconnaître un premier ensemble de données (l'ensemble d'entraînement) afin que la sortie de la dernière couche de noeuds envoie un signal clair (une combinaison de '0' et de '1') associé à (et uniquement à) un groupe choisi de données. Ensuite, lorsqu'on fait passer l'ensemble inconnu à travers le RNA, on est capable de le classer en se basant sur les résultats du RNA entraîné.

Prenons l'exemple de spectres d'étoiles C. Admettons que nous ayons plusieurs spectres

très peu bruités représentatifs des quatre principaux types d'étoiles C (C-N, C-J, C-H et C-R). Nous pourrions nous en servir comme ensemble d'entraînement. Il existe plusieurs façons de fournir les paramètres d'entrée de la première couche de noeuds. Dans le cas le plus simple, nous pourrions choisir un RNA avec 1024 noeuds sur la première couche correspondant à l'intensité des 1024 colonnes d'un CCD. La sortie de chaque noeud de cette première couche serait alors envoyée à une couche intermédiaire comportant vraisemblablement moins de noeuds qui à leur tour enverraient leur signal à la dernière couche ne comportant que quatre noeuds. La façon dont chaque noeud traite la valeur d'entrée pour fournir une valeur de sortie dépend de la fonction d'activation. Cette fonction renvoie une valeur située entre 0 et 1 selon la valeur d'entrée (aussi comprise entre 0 et 1). Le but d'un RNA est d'obtenir un signal clair à la sortie de la dernière couche. Dans notre cas, les quatre noeuds devraient prendre les valeurs suivantes: 0001 lorsqu'on fournit au réseau le type C-N d'étoiles C, 0010 pour le type C-J, 0100 pour le type C-H, et 1000 pour le type C-R. Voilà donc à quoi sert l'ensemble d'entraînement, à ajuster les fonctions d'activation des différents noeuds pour obtenir des valeurs bien tranchées à la sortie.

Or, à la base de l'entraînement du RNA, il est vital d'être capable d'identifier les différentes classes de spectres. C'est la première étape avant même d'utiliser le RNA: regrouper en classes les quatre types de spectres à haut S/B.

Malheureusement, dans le cadre de ce projet, même cette première étape est difficilement réalisable. Face à un bon spectre de 7700 Å à 8700 Å, il est impossible de savoir à laquelle des quatre classes il appartient. Au mieux, on trouve deux classes seulement: selon que le triplet de calcium soit faible ou fort. Trouver des différences entre tous les bons spectres est une tâche très ardue. Connaître leur classe dans la classification de Barnbaum n'aide en rien puisque le domaine de longueur d'onde n'est pas le même ici. On ne peut donc pas faire l'entraînement. Par ailleurs, Folkes et al. (1996), dans leur article sur la classification spectrale de galaxies à faible S/B, ont montré que le RNA pouvait diviser toutes les galaxies en seulement quatre classes, guère mieux. Pourtant, leur ensemble d'entraînement comportait des spectres déjà très différents par simple inspection.

Voilà donc pourquoi l'avenue des RNA n'a pas été explorée davantage. Ce n'est pas la panacée qui fera magiquement une bonne classification. Tout au plus un RNA pourrait-il distinguer deux classes de spectres: ceux avec un fort triplet de calcium et ceux avec un triplet normal. Mais il est déjà possible de faire cette distinction par inspection visuelle.

6.5 Mesures précises du triplet de calcium

L'avenue qui finalement se révèle la plus fructueuse est la mesure directe de la profondeur des raies d'absorption du triplet de calcium. Ce n'est pas nouveau, Richer (1971) dans sa classification utilisait déjà ce critère, mais d'une façon grossière parmi d'autres critères.

Cette fois, il s'agit de prendre des mesures précises pour révéler de légères variations du triplet de calcium. D'autant plus que, pour des étoiles froides comme les étoiles C, le calcium semble

dépendre de la température effective de l'étoile (Xu, 1991). On pourrait lier la classification au monde physique.

Quelles sont les difficultés?

1. On ne peut pas faire de mesure de largeur équivalente puisqu'il est impossible d'identifier un continu autour duquel normaliser.
2. La résolution spectrale a un grand impact sur la morphologie des raies d'absorption.
3. Pour la majorité des spectres de KDI, la qualité est si basse que les raies sont méconnaissables.

La méthode de mesure, décrite plus bas, consiste à paramétrer quatre raies par des paraboles et à imposer un continu arbitraire afin de délimiter une surface. Aux deux raies de CaII choisies, sont associées deux raies de CN servant de référence. *La mesure est un rapport de surfaces entre les raies de CaII et les raies de CN.* L'analyse d'une des trois raies du triplet de CaII a dû être abandonnée. La raie CaII 8542 Å se fondait à une raie intense de CN et il aurait été difficile de bien la paramétrer (voir figure 18). Bref, *la mesure n'est pas une largeur équivalente mais un rapport de raies.* Comme les spectres ne sont pas calibrés en flux, il est préférable d'utiliser une raie de CN de référence à proximité de la raie de CaII qui nous intéresse. Autrement, le rapport de flux perd de sa fiabilité.

6.5.1 Mesures de raies: continu arbitraire

Je vous réfère à la figure 11 pour constater à quel point il est difficile de définir un continu autour duquel normaliser le spectre des étoiles C. Or, la méthode habituellement utilisée pour mesurer les raies est celle de la largeur équivalente. Elle consiste à mesurer le flux contenu dans une raie sur un spectre dont le continu est normalisé à 1. Sans continu, il est impossible d'effectuer des mesures de largeur équivalente.

À la lumière de cette démonstration, il faut se tourner vers une autre méthode de mesure. Cette fois, on ajuste arbitrairement une droite à travers la région du spectre qui nous intéresse. Cette droite sert de continu et permet de définir la surface d'une raie. Autrement dit, on fixe un continu arbitraire.

Afin d'estimer l'incertitude de mes mesures, j'ai utilisé deux façons de fixer un continu. La première consiste à ajuster automatiquement une droite à travers le spectre dans une série de fenêtres en longueur d'onde. La seconde consiste à fixer arbitrairement les bornes des raies à mesurer. La figure 19 illustre ces deux méthodes. La méthode adoptée est celle, automatique, correspondant aux figures 19a et 19b. Premièrement, elle est pratique car elle est automatique (il y a des centaines de raies à mesurer). Et deuxièmement, elle est plus fiable car elle dépend d'un plus grand nombre de points, ce qui tend à diluer les défauts de spectres bruités.

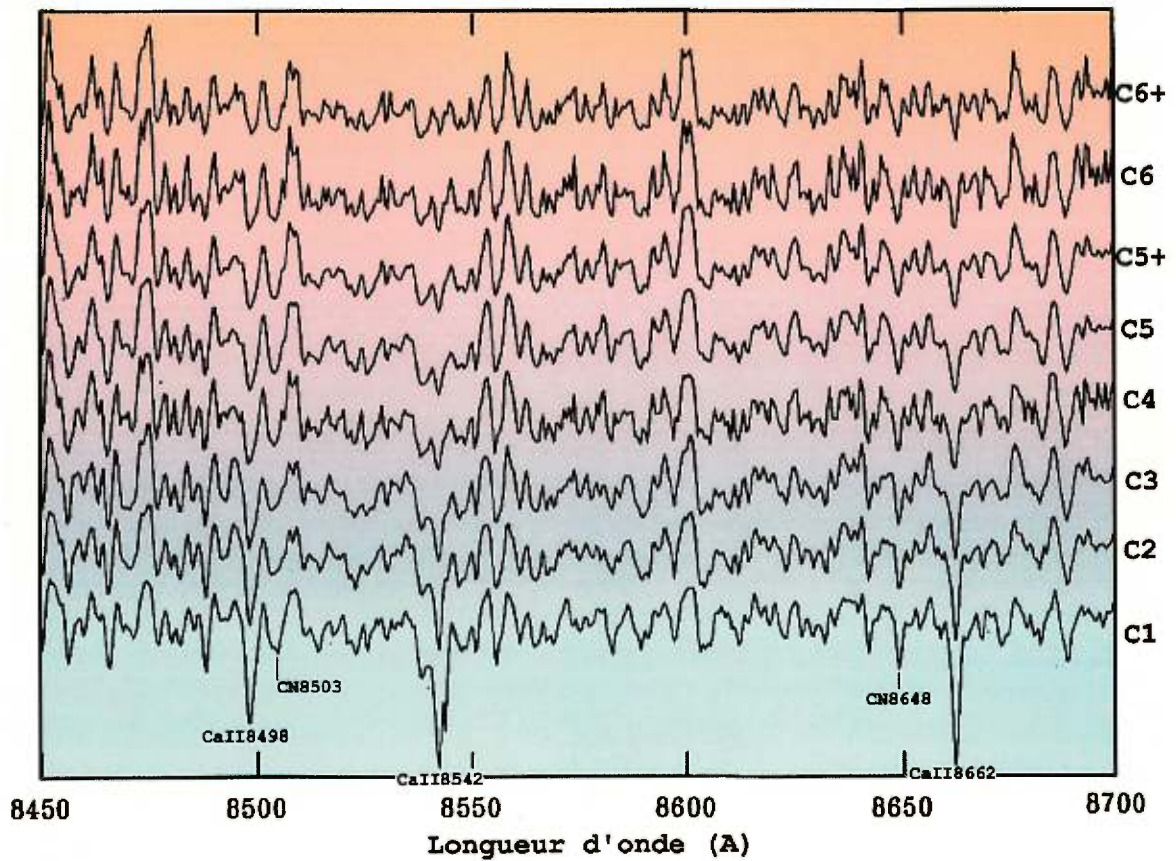


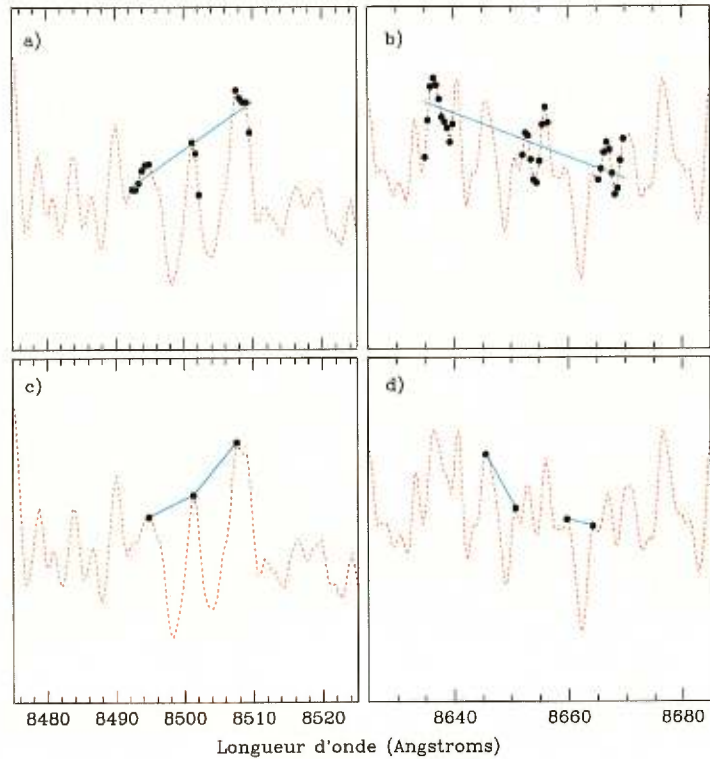
Figure 18: Classification des spectres par ordre d'importance du triplet de calcium. Les trois raies de CaII sont très fortes pour les classes C1 et C2, et décroissent graduellement jusqu'à la classe C6. Aucun spectre parmi ceux observés durant ce projet ne s'est révélé de classe plus tardive que C6. Les raies de CN de référence sont indiquées.

6.5.2 Mesures de raies: fonction parabolique

Les raies d'absorption de CaII et de CN choisies sont à peu près symétriques, d'où leur choix. Plutôt que d'ajuster une gaussienne à travers les points de ces raies, j'ai opté pour une fonction parabolique. C'est une fonction plus simple car elle ne possède pas d'ailes comme la gaussienne. Les ailes d'une gaussienne, dans le contexte où le niveau du continu est bien incertain, ont tendance à s'étaler et définissent une surface faussement large. On évite ce problème avec la parabole. De toute façon, c'est la position du continu qui est la plus grande source d'erreur. La figure 20 montre la mesure de flux des raies selon une paramétrisation parabolique.

Originellement, la mesure du rapport CaII/CN suivait les étapes suivantes:

Figure 19: Deux façons de fixer arbitrairement un continu. a) et b) Une droite est ajustée à travers les points du spectre indiqués par des cercles pleins. c) et d) Les bornes des raies sont fixées arbitrairement pour chaque spectre. a) et c) correspondent aux raies CaII 8498 Å et CN 8503 Å alors que b) et d) correspondent aux raies CaII 8662 Å et CN 8648 Å.



1. Ajuster une parabole sur chaque raie.
2. Définir une droite du continu pour chaque paire de raies.
3. La surface de la raie est celle comprise entre la parabole et le continu.
4. Le rapport CaII/CN est la surface de la raie de CaII sur la surface de la raie CN adjacente.

mais par la suite, les étapes 3 et 4 ont changé:

3. (a) La surface de la raie est celle comprise entre la parabole et le continu.
(b) Définir un trapèze de 5 Å de largeur entre 0 et la droite du continu.
(c) Diviser la surface de la raie par la surface du trapèze pour obtenir une mesure entre 0 et 1 exprimant la force de la raie. C'est-à-dire: *parabole/trapèze*.
4. Le rapport CaII/CN est le rapport entre la force (0 à 1) de la raie de CaII sur la force (0 à 1) de la raie CN.

De cette façon, en divisant chaque raie d'abord par un trapèze de largeur fixe, on amoindrit l'effet des différentes résolutions spectrales qui peuvent exister. En effet, de légères corrélations existent entre la force relative de raies adjacentes, par exemple entre la force relative de CaII 8498 Å et CN 8503 Å. Cette corrélation est éliminée en divisant par le trapèze.

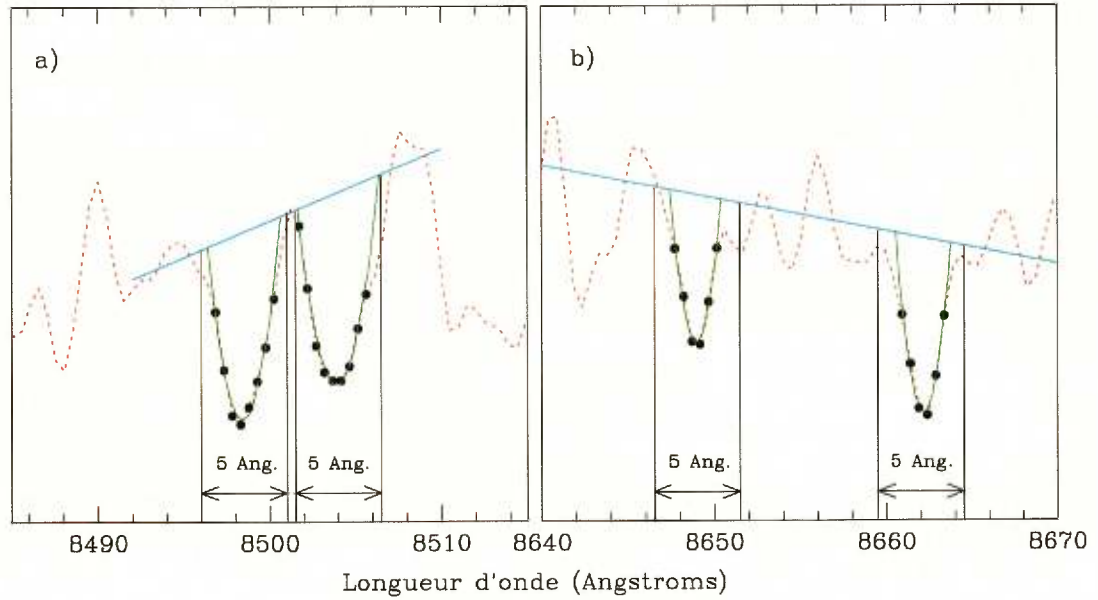


Figure 20: Mesure de la force des raies à l'aide de paraboles et du continu fixé automatiquement. a) Une parabole est ajustée aux données (cercles pleins) pour les raies de CaII 8498 Å et de CN 8503 Å. b) Une parabole est ajustée pour les raies de CN 8648 Å et de CaII 8662 Å.

Pour faire ces mesures de raies, j'ai développé un programme C, *meso.c*, me permettant de choisir, point par point, les données dont je tiens compte pour paramétriser les raies ou le continu. Son utilité tient à ce qu'il permet facilement d'enlever les points déviants. Comme chaque raie n'est échantillonnée que par six ou dix points, chaque point est important pour paramétriser une raie.

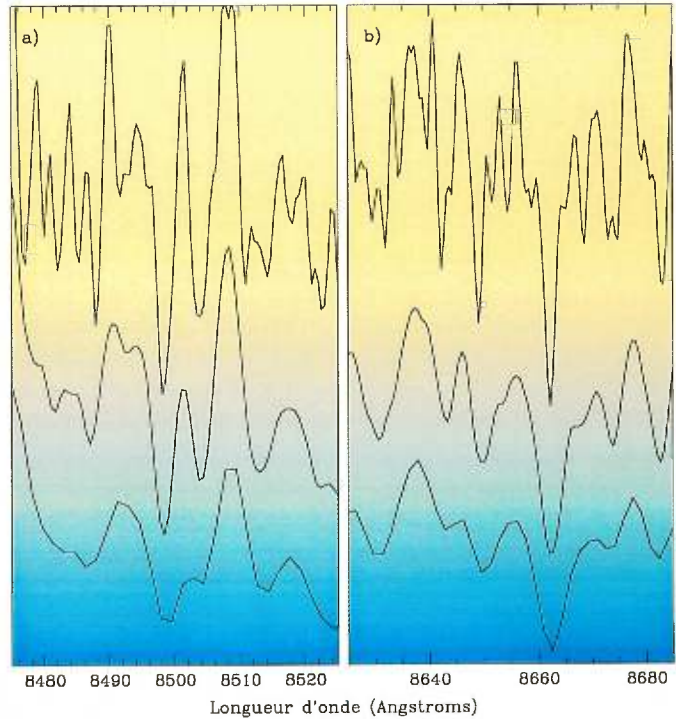
Une importante difficulté pour la mesure d'une raie dans les spectres d'étoiles C, et pour tout spectre d'absorption moléculaire, est celle de la contamination par d'autres raies adjacentes. Par exemple, sur la figure 20a, du côté rouge de la raie de CN 8503 Å, il y a une inflexion. C'est qu'en fait une petite raie se fond à la raie de CN 8503 Å. Pour cette raison, j'exclus les points à la droite de cette inflexion. Pour la raie de CaII 8498 Å (figure 20a), lorsqu'on regarde plusieurs spectres, il semble aussi y avoir une faible contamination du côté bleu au bord de la raie. Quant aux deux raies de la figure 20b, CaII 8662 Å et CN 8648 Å, la contamination se manifeste principalement sur le bord des raies là où on fixe le continu. Pour cette raison, quand j'ajuste une parabole, je ne considère que les points bien au creux de ces raies.

Cela fait poindre le problème de la résolution spectrale. Quel est son rôle? La plupart des spectres que j'ai moi-même acquis ont la même résolution, j'y veillais de près lors de mes observations au télescope. Cependant, la majorité des spectres de KDI et de mes deux premières missions à l'OMM ont été obtenus avec différentes résolutions spectrales, généralement moins bonnes. Bien entendu, la petite inflexion dans la raie de CN 8503 Å n'est plus visible dans ces spectres, et d'autres raies bien

distinctes auparavant se fondent à plus basse résolution.

La figure 21 illustre ce problème. Il s'agit de spectres de la même étoile pris à différentes résolutions spectrales. Bien que la différence en résolution ne soit pas bien grande, elle affecte beaucoup l'aspect des raies. Par exemple, comparons la force des raies CaII 8662 et CN 8648. À faible résolution, la raie CaII 8662 semble bien plus forte par rapport à sa voisine, CN 8503, qu'à haute résolution. C'est parce que de petites raies se fondent à basse résolution et donne l'impression d'une raie CaII 8662 plus forte.

Figure 21: Influence de la résolution spectrale sur la morphologie des raies pour l'étoile TX Psc. Voici trois spectres obtenus à l'OMM avec une résolution de $\approx 4 \text{ \AA}$, $\approx 2 \text{ \AA}$ et $\approx 1.2 \text{ \AA}$. a) est la région autour de la raie CaII 8498 \AA et b) la région autour de la raie CaII 8662 \AA . On voit qu'à $\approx 4 \text{ \AA}$, en a), les raies CaII 8498 \AA et CN 8503 \AA se fondent et il est très difficile d'en faire la mesure.



En somme, la question de la résolution spectrale demeure omniprésente dans l'interprétation des mesures de raies. Quand on mesure un rapport de raies CaII 8662 sur CN 8648, peut-on dire avec confiance que les variations observées sont réelles ou qu'elles résultent simplement de résolutions spectrales variables? La seule réponse est la suivante: il faut s'assurer du mieux possible que toutes les observations soient faites à la même résolution. C'est pourquoi, dans mon analyse, je n'utilise que les spectres observés au Chili et lors de ma troisième mission à l'OMM. Ce sont les observations avec la meilleure résolution spectrale, entre 1.2 et 1.4 \AA .

6.5.3 Mesure de raies: échantillon choisi

À ce point-ci du mémoire, on sait que la classification des étoiles C est difficile et qu'il existe très peu de critères de classification dans la plage spectrale choisie. Le meilleur critère est

certainement la force du triplet de calcium, CaII 8498 Å , CaII 8542 Å et CaII 8662 Å . Mais il est impossible de mesurer des largeurs équivalentes de raies et il faut fixer arbitrairement un continu et ajuster une parabole pour delimenter une surface. Afin de comparer les mesures des raies de CaII, il faut les normaliser, c'est-à-dire faire le rapport CaII sur CN en supposant invariables les raies de CN (Je tenterai au prochain chapitre de montrer que cette hypothèse tient). De plus, la raie CaII 8542 Å est inutilisable car elle est confondue à une raie de CN voisine.

Les spectres sur lesquels des mesures ont été faites ont tous la même résolution spectrale quoique l'échantillonnage (en pixels) soit légèrement différent. Ce sont les spectres d'étoiles C galactiques obtenus lors de ma troisième mission à l'OMM et lors de ma mission au Chili. Parmi ces quelque 225 spectres se trouvent 60 spectres d'étoiles C appartenant aux Nuages de Magellan réobservées lors de mon passage au Chili.

Toutes les mesures ont été réalisées en une fois afin que les critères subjectifs (ceux liés à l'inclusion ou non de points du spectre dans la paramétrisation des paraboles) soient conservés. Les spectres d'étoiles appartenant aux NM étaient mélangés à travers ceux des étoiles galactiques et n'ont pas fait l'objet d'une attention spéciale lors des mesures.

Chapitre 7

Résultats

7.1 Les mesures de raies du triplet de calcium

Des mesures de profondeur de raies ont été effectuées pour quatre raies d'absorption: CaII 8498 Å , CaII 8662 Å , CN 8503 Å et CN 8648 Å . Ces mesures ont été faites sur chacun des 225 spectres des missions au Chili et OMM3. Cela représente un total de 78 étoiles C galactiques et 60 étoiles C magellaniques. Quand plusieurs spectres existaient pour une étoile, je faisais la mesure sur chacun, dans l'optique d'étudier les erreurs de mesure. La profondeur de chaque raie est une mesure comprise entre 0 et 1 et correspond à la surface de la raie dans un trapèze d'une largeur de 5 Å (voir figure 20). Le tableau XVI en appendice collige la somme des mesures effectuées.

Le rapport CaII/CN est d'abord calculé séparément pour les deux paires de raies, soient $\frac{CaII8498}{CN8503}$ et $\frac{CaII8662}{CN8648}$. La figure 22 montre le rapport CaII/CN ainsi calculé pour chacune des paires. On remarque un accord satisfaisant entre les deux mesures du rapport CaII/CN. C'est un bon signe. Il aurait pu n'y avoir aucune relation entre ces mesures si, par exemple, le "bruit" des mesures dominait, ou si les raies n'étaient pas apparentées.

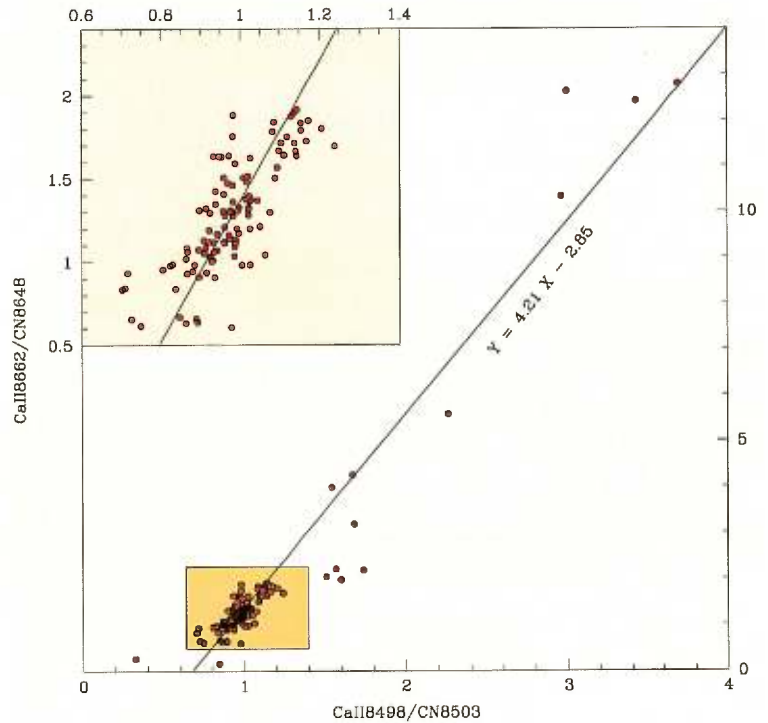
Afin d'additionner les deux mesures pour augmenter la précision, il faut établir une relation entre elles. La méthode des moindres carrés donne la droite suivante:

$$\frac{CaII8662}{CN8648} = 4.21 \times \frac{CaII8498}{CN8503} - 2.85 \quad (7.1)$$

Notez qu'effectuer cette transformation revient à transformer le rapport $\frac{CaII8498}{CN8503}$ en un rapport $\frac{CaII8662}{CN8648}$ équivalent. La valeur moyenne équivalente du rapport $\frac{CaII8662}{CN8648}$ est donnée par la relation qui suit. Ainsi, cette valeur peut être directement comparée au critère CaII/CN de la classification de Richer, ce que nous ferons en 7.3.2.

$$\frac{CaII}{CN} = \frac{\frac{CaII8662}{CN8648} + (4.21 \times \frac{CaII8498}{CN8503} - 2.85)}{2} \quad (7.2)$$

Figure 22: Lien entre les deux rapports $\text{CaII}8498/\text{CN}8503$ et $\text{CaII}8662/\text{CN}8648$ pour les 126 meilleurs spectres ($S/B \geq 50$). Si l'hypothèse de la non variabilité des raies de CN tient, on trouve comme attendu que les deux raies de calcium varient proportionnellement. La relation est obtenue par la méthode des moindres carrés. L'encadré montre que la droite coupe bien les points de la région dense.



Le tableau XIII résume les valeurs finales calculées pour chaque étoile à partir des mesures sur chaque spectre. Deux étoiles magellaniques ont de mauvaises données, et donc 58 étoiles magellaniques et 78 étoiles galactiques ont des mesures utiles. Il y a 35 étoiles pour lesquelles des mesures ont été faites sur plus d'un spectre. Ce sont presque toutes (sauf une) des étoiles de la Voie lactée. Pour ces étoiles, les valeurs adoptées sont la moyenne non pondérée des mesures sur le nombre de spectres indiqué. Dans ce cas, l'incertitude est simplement la déviation standard. Bien entendu, il s'agit le plus souvent de statistiques de petits nombres – entre deux et cinq spectres – si bien qu'il faut considérer ces chiffres comme des valeurs minimales. Évidemment, aucune statistique n'est donnée pour les étoiles n'ayant de mesures que sur un seul spectre.

Tableau XIII: Liste des mesures de raies pour chaque étoile des missions au Chili et OMM3

Etoile	Nbr. spec.	Rap. S/B	CaII8498	CN8503	CN8648	CaII8662	$\frac{CaII8498}{CN8503}$	$\frac{CaII8662}{CN8648}$	$\frac{CaII}{CN}$
AB Ant	2	138	0.387 ± 0.003	0.348 ± 0.004	0.153 ± 0.006	0.271 ± 0.012	1.11 ± 0.02	1.77 ± 0.15	1.80 ± 0.12
AC Per	1	134	0.293	0.317	0.167	0.172	0.92	1.03	1.03
AC Pup	2	84	0.312 ± 0.002	0.333 ± 0.001	0.161 ± 0.001	0.167 ± 0.006	0.94 ± 0.01	1.04 ± 0.04	1.06 ± 0.04
BD +20:5071	1	73	0.192	0.122	0.078	0.174	1.57	2.21	2.99
BD +23:123	1	63	0.178	0.106	0.055	0.175	1.68	3.19	3.71
BD +26:4091	1	133	0.113	0.038	0.017	0.180	2.96	10.33	9.97
BD +34:1929	1	21	0.210	0.068	0.061	0.121	3.07	1.97	6.03
BD +47:783	1	238	0.352	0.349	0.158	0.237	1.01	1.51	1.45
BD +51:1462	1	44	0.091	0.027	0.012	0.147	3.42	12.42	11.99
BD +53:379	1	77	0.254	0.239	0.161	0.167	1.06	1.04	1.33
BD +57:702	1	290	0.292	0.285	0.195	0.191	1.02	0.98	1.22
BD +7:5128	1	67	0.146	0.039	0.016	0.206	3.69	12.79	12.73
BD -19:3634	1	39	0.209	0.092	0.047	0.260	2.26	5.58	6.13
BE CMa	3	56	0.286 ± 0.003	0.322 ± 0.011	0.180 ± 0.011	0.177 ± 0.004	0.89 ± 0.02	0.99 ± 0.08	0.94 ± 0.04
BL Ori	3	61	0.373 ± 0.006	0.349 ± 0.022	0.157 ± 0.006	0.281 ± 0.005	1.07 ± 0.08	1.79 ± 0.09	1.73 ± 0.20
BM Gem	2	42	0.281 ± 0.012	0.283 ± 0.012	0.145 ± 0.021	0.202 ± 0.010	0.99 ± 0.01	1.40 ± 0.14	1.37 ± 0.07
CZ Mon	2	40	0.327 ± 0.001	0.338 ± 0.006	0.157 ± 0.004	0.202 ± 0.003	0.97 ± 0.02	1.29 ± 0.02	1.26 ± 0.03
DF Mon	2	35	0.287 ± 0.006	0.300 ± 0.009	0.159 ± 0.007	0.168 ± 0.005	0.96 ± 0.05	1.06 ± 0.08	1.12 ± 0.06
DY Per	1	60	0.258	0.276	0.150	0.136	0.94	0.91	1.00
EL Aur	1	270	0.368	0.392	0.175	0.236	0.94	1.35	1.22
FU Aur ^{tot}	3	59	0.377 ± 0.038	0.336 ± 0.026	0.146 ± 0.008	0.256 ± 0.012	1.12 ± 0.04	1.75 ± 0.03	1.81 ± 0.08
FU Aur ¹	2	55	0.400 ± 0.001	0.350 ± 0.050	0.151 ± 0.003	0.263 ± 0.007	1.15 ± 0.04	1.74 ± 0.01	1.85 ± 0.06
FU Aur ²	1	69	0.333	0.308	0.137	0.244	1.08	1.78	1.74
GK Ori	3	47	0.299 ± 0.001	0.354 ± 0.014	0.165 ± 0.010	0.161 ± 0.002	0.85 ± 0.04	0.98 ± 0.07	0.84 ± 0.10
GY Mon	2	66	0.385 ± 0.003	0.353 ± 0.001	0.166 ± 0.004	0.255 ± 0.001	1.09 ± 0.01	1.54 ± 0.05	1.64 ± 0.03
HD 104214	2	37	0.305 ± 0.001	0.259 ± 0.007	0.137 ± 0.002	0.250 ± 0.002	1.18 ± 0.04	1.83 ± 0.05	1.97 ± 0.05
HD 117619	2	117	0.306 ± 0.001	0.272 ± 0.005	0.148 ± 0.001	0.242 ± 0.001	1.13 ± 0.02	1.64 ± 0.01	1.76 ± 0.05
HD 137613	2	49	0.347 ± 0.052	0.215 ± 0.020	0.099 ± 0.004	0.406 ± 0.001	1.61 ± 0.09	4.12 ± 0.19	4.02 ± 0.29
HD 16115	1	93	0.245	0.162	0.106	0.218	1.51	2.05	2.78
HD 19445	1	48	0.041	0.008	0.000	0.087	5.41	268.61	144.26
HD 54895	1	249	0.236	0.015	0.003	0.383	16.10	142.74	103.83
HD 65424	1	124	0.322	0.337	0.168	0.219	0.96	1.30	1.24
HD 91708	2	39	0.277 ± 0.006	0.190 ± 0.020	0.119 ± 0.011	0.228 ± 0.011	1.47 ± 0.19	1.92 ± 0.09	2.63 ± 0.44
NP Pup	3	99	0.362 ± 0.004	0.314 ± 0.006	0.161 ± 0.005	0.287 ± 0.017	1.15 ± 0.02	1.78 ± 0.07	1.90 ± 0.07
NQ Cas	1	109	0.297	0.322	0.177	0.211	0.92	1.19	1.11
R CMi	1	136	0.203	0.240	0.108	0.017	0.84	0.16	0.43

Tableau XIII: Liste des mesures de raies pour chaque étoile des missions au Chili et OMM3 (suite)

Etoile	Nbr. spec.	Rap. S/B	CaII8498	CN8503	CN8648	CaII8662	CaII8498 CN8503	CaII8662 CN8648	CaII CN
RT Ori ^{tot}	4	70	0.340 ± 0.022	0.348 ± 0.017	0.172 ± 0.009	0.212 ± 0.004	0.98 ± 0.03	1.24 ± 0.04	1.25 ± 0.06
RT Ori ¹	3	54	0.350 ± 0.012	0.356 ± 0.002	0.175 ± 0.007	0.214 ± 0.003	0.98 ± 0.03	1.22 ± 0.03	1.25 ± 0.07
RT Ori ²	1	120	0.310	0.323	0.161	0.206	0.96	1.28	1.24
RT Pup	1	68	0.302	0.308	0.148	0.279	0.98	1.88	1.58
RU Pup	1	200	0.333	0.365	0.181	0.239	0.91	1.32	1.16
RV Cyg	1	343	0.325	0.362	0.181	0.164	0.90	0.91	0.91
RX Peg	1	160	0.286	0.315	0.162	0.182	0.91	1.13	1.05
RY Hya	2	105	0.298 ± 0.001	0.360 ± 0.001	0.152 ± 0.001	0.149 ± 0.001	0.83 ± 0.01	0.98 ± 0.01	0.80 ± 0.01
RY Mon	1	168	0.305	0.327	0.164	0.183	0.93	1.12	1.10
S Aur	1	80	0.236	0.282	0.131	0.109	0.84	0.84	0.75
S Cam	1	103	0.224	0.219	0.111	0.146	1.02	1.32	1.38
S Cen	1	44	0.241	0.236	0.149	0.191	1.02	1.28	1.36
SS Vir	3	106	0.220 ± 0.006	0.311 ± 0.009	0.141 ± 0.004	0.122 ± 0.005	0.71 ± 0.01	0.87 ± 0.05	0.50 ± 0.04
ST Cam	1	400	0.361	0.391	0.173	0.224	0.92	1.29	1.17
ST Cas	1	143	0.330	0.341	0.145	0.213	0.97	1.47	1.35
SU And	1	83	0.135	0.045	0.017	0.217	3.00	12.63	11.20
SU Sco	1	96	0.314	0.336	0.175	0.185	0.93	1.06	1.07
SY Car	1	166	0.314	0.337	0.163	0.266	0.93	1.63	1.35
SY Eri	2	60	0.336 ± 0.009	0.335 ± 0.001	0.169 ± 0.001	0.232 ± 0.004	1.00 ± 0.03	1.38 ± 0.02	1.37 ± 0.07
SZ Car ^c	4	50	0.358 ± 0.007	0.352 ± 0.007	0.167 ± 0.002	0.232 ± 0.005	1.01 ± 0.03	1.39 ± 0.05	1.41 ± 0.03
SZ Car ^c	2	23	0.281 ± 0.024	0.197 ± 0.012	0.095 ± 0.021	0.222 ± 0.012	1.43 ± 0.04	2.38 ± 0.41	2.77 ± 0.29
SZ Lep	2	59	0.328 ± 0.001	0.274 ± 0.013	0.140 ± 0.009	0.247 ± 0.002	1.20 ± 0.06	1.76 ± 0.10	1.97 ± 0.08
T Cae	3	61	0.339 ± 0.004	0.343 ± 0.007	0.152 ± 0.005	0.225 ± 0.004	0.99 ± 0.03	1.48 ± 0.06	1.40 ± 0.09
T Mus	1	33	0.245	0.310	0.163	0.125	0.79	0.76	0.62
TT Tau ^{tot}	2	171	0.367 ± 0.026	0.373 ± 0.025	0.159 ± 0.001	0.242 ± 0.013	0.99 ± 0.01	1.53 ± 0.09	1.41 ± 0.06
TT Tau ¹	1	230	0.348	0.355	0.160	0.233	0.98	1.46	1.37
TT Tau ²	1	113	0.385	0.390	0.158	0.252	0.99	1.59	1.45
TU Gem ^{tot}	1x4+1	95	0.361 ± 0.012	0.374 ± 0.002	0.165 ± 0.013	0.227 ± 0.007	0.97 ± 0.04	1.39 ± 0.05	1.30 ± 0.06
TU Gem ¹	4	53	0.369 ± 0.011	0.372 ± 0.007	0.174 ± 0.002	0.234 ± 0.005	0.99 ± 0.03	1.35 ± 0.04	1.34 ± 0.06
TU Gem ²	1	136	0.352	0.375	0.156	0.222	0.94	1.42	1.26
TU Tau	3	54	0.350 ± 0.007	0.361 ± 0.002	0.174 ± 0.003	0.197 ± 0.001	0.97 ± 0.02	1.13 ± 0.02	1.18 ± 0.03
TW Hor	1	88	0.338	0.296	0.132	0.253	1.14	1.92	1.94
TX Aur	1	138	0.322	0.354	0.167	0.176	0.91	1.05	1.01
TX Psc	1	1048	0.367	0.338	0.148	0.272	1.09	1.84	1.78
TZ Car	1	105	0.308	0.307	0.207	0.202	1.00	0.98	1.18
U Cam	1	324	0.328	0.366	0.179	0.192	0.90	1.07	1.00
UU Aur	1	546	0.336	0.374	0.167	0.219	0.90	1.31	1.12

Tableau XIII: Liste des mesures de raies pour chaque étoile des missions au Chili et OMM3 (suite)

Etoile	Nbr. spec.	Rap. S/B	CaII8498	CN8503	CN8648	CaII8662	CaII8498 CN8503	CaII8662 CN8648	CaII CN
UV Aur	1	66	0.162	0.150	0.081	0.105	1.08	1.30	1.49
UV Cam	1	231	0.334	0.293	0.156	0.259	1.14	1.67	1.81
UZ Pyx	1	117	0.293	0.298	0.191	0.197	0.98	1.03	1.16
V460 Cyg	2	674	0.364 ± 0.002	0.381 ± 0.007	0.160 ± 0.001	0.262 ± 0.001	0.96 ± 0.01	1.63 ± 0.01	1.41 ± 0.03
V614 Mon	2	72	0.291 ± 0.005	0.285 ± 0.015	0.171 ± 0.003	0.204 ± 0.001	1.02 ± 0.04	1.19 ± 0.03	1.32 ± 0.09
V Ari ^{tot}	1x10+1	97	0.262 ± 0.045	0.259 ± 0.041	0.132 ± 0.026	0.177 ± 0.032	1.01 ± 0.01	1.35 ± 0.04	1.38 ± 0.01
V Ari ^a	1	169	0.294	0.288	0.150	0.199	1.02	1.32	1.39
V Ari ^b	10	24	0.230 ± 0.023	0.230 ± 0.015	0.113 ± 0.013	0.154 ± 0.018	1.00 ± 0.08	1.37 ± 0.20	1.37 ± 0.21
VX And ^{tot}	3x5+1	85	0.176 ± 0.043	0.214 ± 0.038	0.129 ± 0.018	0.080 ± 0.013	0.82 ± 0.07	0.62 ± 0.02	0.60 ± 0.15
VX And ^a	1	252	0.227	0.263	0.154	0.097	0.86	0.63	0.71
VX And ^b	15	28	0.159 ± 0.032	0.198 ± 0.024	0.121 ± 0.011	0.075 ± 0.009	0.80 ± 0.09	0.62 ± 0.04	0.57 ± 0.20
VX And ^b	5	37	0.196 ± 0.026	0.224 ± 0.016	0.130 ± 0.009	0.083 ± 0.003	0.87 ± 0.08	0.64 ± 0.03	0.72 ± 0.17
VX And ^b	5	28	0.136 ± 0.014	0.189 ± 0.017	0.117 ± 0.009	0.072 ± 0.008	0.72 ± 0.03	0.62 ± 0.03	0.40 ± 0.08
VX And ^b	5	21	0.146 ± 0.009	0.180 ± 0.012	0.116 ± 0.010	0.069 ± 0.009	0.82 ± 0.09	0.59 ± 0.05	0.58 ± 0.18
W CMa	1	117	0.384	0.375	0.167	0.271	1.02	1.62	1.54
W Ori ^{tot}	2	215	0.324 ± 0.038	0.350 ± 0.034	0.175 ± 0.003	0.198 ± 0.014	0.93 ± 0.02	1.13 ± 0.06	1.09 ± 0.07
W Ori ¹	1	99	0.352	0.373	0.178	0.207	0.94	1.17	1.14
W Ori ²	1	330	0.297	0.326	0.173	0.188	0.91	1.09	1.04
X Cnc	5	77	0.325 ± 0.009	0.351 ± 0.019	0.167 ± 0.001	0.180 ± 0.018	0.93 ± 0.05	1.07 ± 0.10	1.06 ± 0.16
X Vel	5	69	0.318 ± 0.011	0.324 ± 0.014	0.167 ± 0.008	0.187 ± 0.010	0.98 ± 0.02	1.13 ± 0.11	1.21 ± 0.05
Y Hya	1	163	0.351	0.366	0.170	0.190	0.96	1.12	1.15
Y Tau	2	71	0.371 ± 0.004	0.376 ± 0.011	0.168 ± 0.002	0.251 ± 0.001	0.99 ± 0.04	1.49 ± 0.02	1.40 ± 0.08
F013-03	1	23	0.339	0.284	0.120	0.203	1.19	1.70	1.93
F014-01	1	14	0.320	0.249	0.121	0.146	1.28	1.20	1.88
F028-04	1	17	0.315	0.337	0.184	0.152	0.93	0.83	0.95
F028-07	1	13	0.337	0.321	0.159	0.155	1.05	0.98	1.28
F028-09	1	16	0.321	0.293	0.103	0.121	1.10	1.18	1.47
F028-18	1	19	0.273	0.318	0.153	0.140	0.86	0.91	0.84
F028-19	1	20	0.378	0.308	0.155	0.180	1.23	1.16	1.74
F028-31	1	17	0.343	0.282	0.136	0.219	1.22	1.60	1.94
F028-34	1	27	0.304	0.306	0.140	0.176	0.99	1.26	1.30
F031-03	1	20	0.335	0.344	0.194	0.197	0.97	1.01	1.13
F032-01	1	20	0.355	0.309	0.178	0.196	1.15	1.10	1.54
F032-02	1	18	0.252	0.300	0.111	0.187	0.84	1.69	1.19
F032-11	1	22	0.316	0.248	0.142	0.246	1.27	1.73	2.12
F032-78	1	19	0.383	0.360	0.200	0.161	1.06	0.80	1.21
F034-34	1	17	0.254	0.241	0.217	0.189	1.05	0.87	1.23

Tableau XIII: Liste des mesures de raies pour chaque étoile des missions au Chili et OMM3 (suite)

Etoile	Nbr. spec.	Rap. S/B	CaII8498	CN8503	CN8648	CaII8662	$\frac{CaII8498}{CN8503}$	$\frac{CaII8662}{CN8648}$	$\frac{CaII}{CN}$
F034-36	1	15	0.287	0.323	0.120	0.198	0.89	1.65	1.27
F034-44	1	21	0.335	0.364	0.200	0.162	0.92	0.81	0.92
F034-64	1	19	0.261	0.086	0.046	0.395	3.05	8.62	9.30
F050-01	1	12	0.388	0.395	0.173	0.179	0.98	1.03	1.16
F050-02	1	11	0.203	0.031	0.141	0.266	6.58	1.89	13.36
F050-04	1	18	0.343	0.298	0.164	0.221	1.15	1.35	1.68
F050-06	1	12	0.390	0.311	0.089	0.253	1.25	2.84	2.63
F050-11	1	13	0.334	0.319	0.134	0.232	1.05	1.73	1.65
F050-15	1	17	0.326	0.273	0.073	0.282	1.19	3.89	3.03
F052-06	1	18	0.282	0.359	0.120	0.141	0.78	1.18	0.81
F052-10	1	22	0.290	0.301	0.156	0.188	0.96	1.20	1.20
F055-036	1	18	0.264	0.313	0.145	0.128	0.84	0.89	0.79
F055-083	1	22	0.390	0.379	0.197	0.220	1.03	1.12	1.30
F058-11	1	26	0.338	0.217	0.161	0.173	1.56	1.07	2.39
F058-27	1	26	0.312	0.317	0.163	0.192	0.98	1.18	1.24
F058-47	1	22	0.381	0.371	0.209	0.206	1.03	0.99	1.23
F058-70	1	27	0.403	0.296	0.142	0.244	1.36	1.72	2.31
F079-23	1	11	0.275	0.268	0.156	0.243	1.02	1.55	1.51
F079-24	1	14	0.304	0.302	0.122	0.186	1.00	1.53	1.45
F079-32	1	14	0.303	0.275	0.055	0.249	1.10	4.52	3.16
F087-06	1	26	0.311	0.094	0.059	0.363	3.31	6.15	8.62
F087-08	1	23	0.346	0.317	0.213	0.281	1.09	1.32	1.53
F087-29	1	25	0.365	0.334	0.162	0.209	1.10	1.29	1.53
F087-96	1	27	0.374	0.319	0.200	0.215	1.17	1.07	1.58
F119-35	1	24	0.278	0.297	0.127	0.155	0.93	1.22	1.15
F119-45	1	20	0.288	0.292	0.170	0.121	0.99	0.71	1.01
F119-54	1	20	0.266	0.283	0.149	0.107	0.94	0.72	0.91
F119-63	1	21	0.325	0.295	0.176	0.134	1.10	0.76	1.27
F119-65	1	16	0.236	0.249	0.125	0.113	0.95	0.90	1.02
F120-05	1	18	0.191	0.230	0.147	0.181	0.83	1.24	0.95
F120-06	1	18	0.312	0.314	0.122	0.199	1.00	1.64	1.49
F120-07	1	18	0.296	0.319	0.180	0.204	0.93	1.13	1.10
F120-09	1	20	0.341	0.309	0.169	0.186	1.11	1.10	1.45
F120-14	1	20	0.369	0.240	0.111	0.269	1.54	2.42	3.02
F120-19	1	13	0.305	0.272	0.169	0.200	1.12	1.18	1.53
F120-24	1	16	0.383	0.333	0.114	0.301	1.15	2.63	2.31
F121-06	1	19	0.317	0.309	0.186	0.217	1.03	1.17	1.32

Tableau XIII: Liste des mesures de raies pour chaque étoile des missions au Chili et OMM3 (suite)

Etoile	Nbr. spec.	Rap. S/B	CaII8498	CN8503	CN8648	CaII8662	$\frac{CaII8498}{CN8503}$	$\frac{CaII8662}{CN8648}$	$\frac{CaII}{CN}$
F121-10	1	19	0.340	0.332	0.164	0.125	1.02	0.77	1.11
F121-28	1	17	0.374	0.321	0.160	0.312	1.17	1.95	2.00
F121-34	1	29	0.349	0.339	0.186	0.240	1.03	1.29	1.38
F121-37	1	20	0.354	0.251	0.112	0.187	1.41	1.67	2.38
F121-39	1	15	0.287	0.279	0.146	0.219	1.03	1.50	1.49
F121-40	2	18	0.296 ± 0.045	0.325 ± 0.012	0.158 ± 0.004	0.296 ± 0.057	0.91 ± 0.17	1.87 ± 0.32	1.44 ± 0.52

^a Ces sont les données retenues pour une étoile lorsque existent plusieurs spectres obtenus à des périodes différentes ou ou à des rapports S/B très différents.

¹ Cette étoile a été observée à deux dates différentes. Ce spectre est celui obtenu en janvier 1997 lors de la mission au Chili.

² Cette étoile a été observée à deux dates différentes. Ce spectre est celui obtenu en novembre 1997 lors de la mission OMM3.

^a Des tests ont été faits au télescope avec cette étoile. Ce spectre-ci est un spectre typique à bon rapport S/B servant de référence pour les spectres plus bruités de la même étoile.

^b Des statistiques sont faites sur plusieurs spectres à faible rapport S/B obtenus successivement sur une période de quelques minutes au même télescope. Entre certains groupes, le temps de pose était changé pour obtenir des rapports S/B différents.

^c L'étoile SZ Car a été observée à trois jours d'intervalle et ses spectres sont nettement différents entre les deux dates. C'est un cas unique.

Sur la figure 23 est présentée l'analyse d'incertitude sur les mesures du rapport $\frac{CaII}{CN}$. Cette analyse est faite à partir des 35 étoiles avec statistiques. En **a)** est montré comment se distribuent les valeurs $\frac{CaII}{CN}$ avec le rapport S/B. Il n'y a heureusement aucune corrélation entre ces deux données. Par contre, on remarque que les mesures $\frac{CaII}{CN}$ affublées de la plus grande incertitude correspondent, soit aux étoiles avec un rapport $\frac{CaII}{CN}$ élevé, soit aux étoiles observées avec un faible rapport S/B. Bien sûr, on s'attend à ce que les mesures faites à faible rapport S/B soient plus incertaines que les mesures faites à bon rapport S/B. C'est exactement ce que montre la figure **b)** où l'incertitude sur $\frac{CaII}{CN}$ est affichée en fonction du rapport S/B. On s'aperçoit que les incertitudes sur $\frac{CaII}{CN}$ sont en moyenne plus petites que 0.1. Quelques étoiles (faible rapport S/B, $\frac{CaII}{CN}$ élevé) dépassent 0.2. Quoi qu'il en soit, cette figure suggère que l'incertitude à adopter est, pour être conservateur, d'environ 0.1 pour les étoiles avec $S/B \geq 50$ et de plus de 0.1 pour les étoiles $S/B \leq 50$. Les figures **c)** indique bel et bien que l'incertitude absolue sur la mesure de $\frac{CaII}{CN}$ croît avec cette valeur. Par contre, la figure **d)** montre que l'incertitude relative, elle, est assez constante. J'ai réalisé, au cours de ce projet, que les spectres avec un fort triplet de calcium (donc un rapport $\frac{CaII}{CN}$ élevé) ont des mesures plus incertaines (même en terme d'incertitude relative). La raison est simplement que les raies de CN sont bien moins prononcées dans ces spectres, ce qui rend la mesure des raies CN8503 et CN8648 (et par conséquent le rapport $\frac{CaII}{CN}$) plus incertaine.

Pour la totalité des spectres magellaniques, le rapport S/B est inférieur à 50 et on ne peut plus affirmer avec assurance que l'incertitude des mesures $\frac{CaII}{CN}$ est de 0.1. Donc, pour estimer l'incertitude des mesures sur ces spectres, j'ai fait un test directement au télescope lors de OMM3. J'ai fait quinze poses courtes de VX And et dix poses courtes de V Ari afin de simuler l'observation des étoiles magellaniques. Les spectres ont été séparés en groupes selon leur rapport S/B. Le rapport S/B moyen pour les trois groupes de cinq spectres de VX And est de 21, 28 et 37; il est de 24 pour le groupe de V Ari. Les écarts à la moyenne pour les dix spectres de V Ari sont de 0.21, et de 0.20 pour les quinze spectres ($S/B=28$) de VX And. Il n'y a pas de tendance d'évolution de l'incertitude entre les trois groupes ($S/B = 21, 28$ et 37) pour l'étoile VX And. J'adopte donc une valeur de 0.2 pour l'incertitude sur les mesures du rapport $\frac{CaII}{CN}$ pour les spectres avec $20 \leq S/B \leq 50$.

Malheureusement, un peu moins de la moitié (25) des étoiles C des NM ont été observées avec un tel rapport S/B. Les autres spectres magellaniques ne sont pas d'aussi bonne qualité. L'incertitude pour des rapports $S/B \leq 20$ est supérieure à 0.2. Sous toute réserve, j'adopte 0.4 puisqu'il s'agit de la moyenne entre 0.52 et 0.29, les deux seules étoiles de faible rapport S/B à avoir des statistiques (voir figure 23, **a)**).

La distribution du rapport moyen $CaII/CN$ est présentée à la figure 24. Les étoiles y sont divisées en trois groupes selon le rapport S/B des spectres. Il s'agit de 58 étoiles C magellaniques et de 78 étoiles C galactiques confondues. On remarque que la majorité des étoiles ont un rapport $\frac{CaII}{CN}$ compris entre 0.5 et 2. Cependant, une quinzaine d'étoiles ont des spectres avec un fort triplet de calcium tel que diagnostiqué par des rapports $\frac{CaII}{CN} \geq 3$. L'interprétation de ces deux catégories ($\frac{CaII}{CN}$ élevé, $\frac{CaII}{CN}$ faible) sera donnée plus loin. On remarque que se produit un léger aplatissement de la

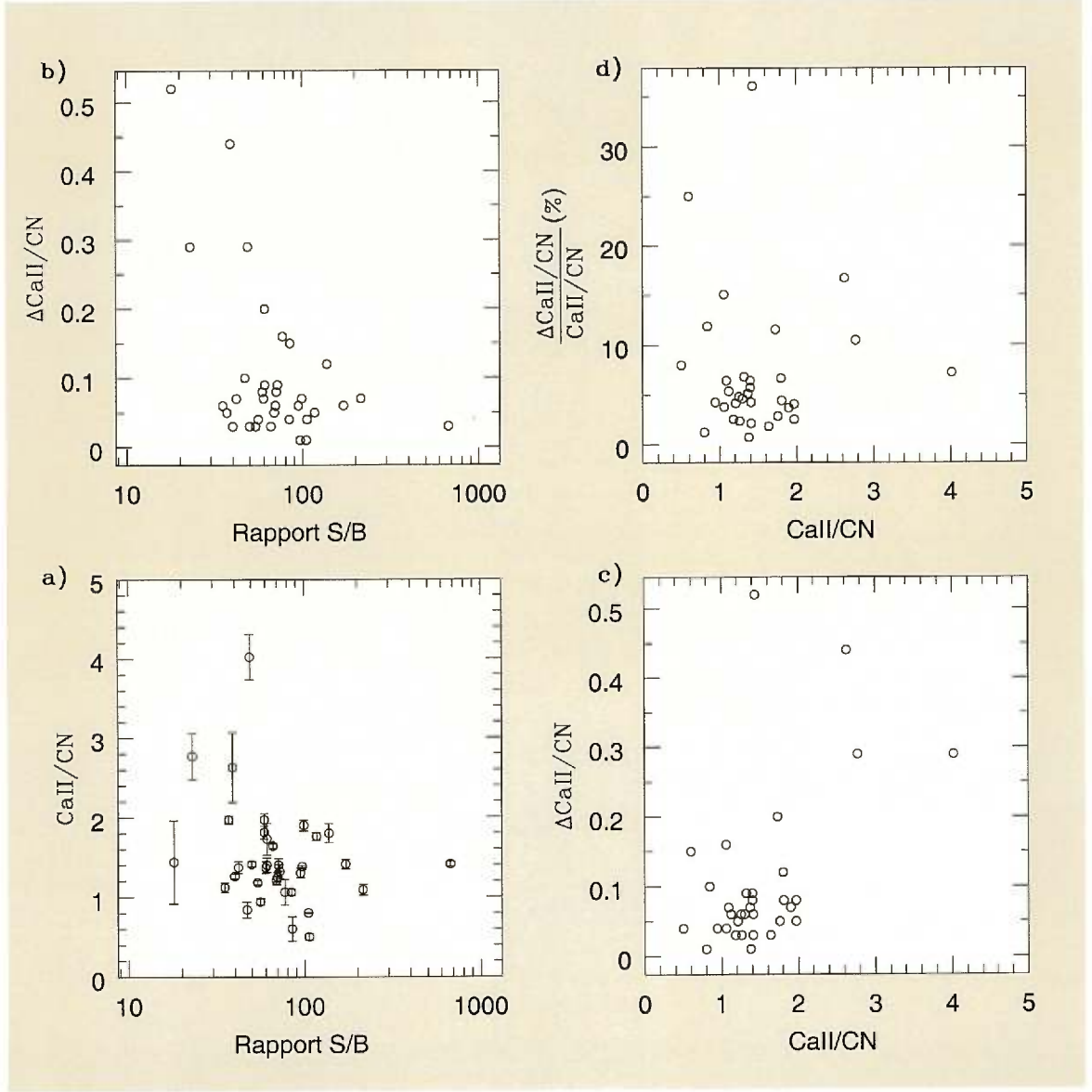


Figure 23: Analyse d'incertitude sur les mesures CaII/CN à partir des 35 étoiles avec des statistiques. La figure a) indique que les mesures de $\frac{\text{CaII}}{\text{CN}}$ ne sont pas influencées par le rapport S/B. b) montre que l'incertitude sur $\frac{\text{CaII}}{\text{CN}}$ est en général inférieure à 0.1 mais qu'elle est supérieure à faible rapport S/B. c) et d) suggèrent que l'incertitude est plus grande pour les étoiles avec un fort rapport $\frac{\text{CaII}}{\text{CN}}$.

courbe de distribution quand les spectres chutent sous les $\text{S/B} \leq 50$. Cela semble découler naturellement de l'incertitude plus grande sur le rapport $\frac{\text{CaII}}{\text{CN}}$ à ces rapports S/B. Quoiqu'il en soit, la largeur du pic provient bien d'une dispersion réelle des valeurs, non d'une dispersion aléatoire autour de la moyenne. En effet, l'incertitude sur les mesures est trop petite pour expliquer à elle seule la largeur de la distribution. Comme il sera démontré plus loin, le fait qu'il existe un lien entre les valeurs de $\frac{\text{CaII}}{\text{CN}}$ et la température effective des étoiles nous convainc que la dispersion est bel et bien physique.

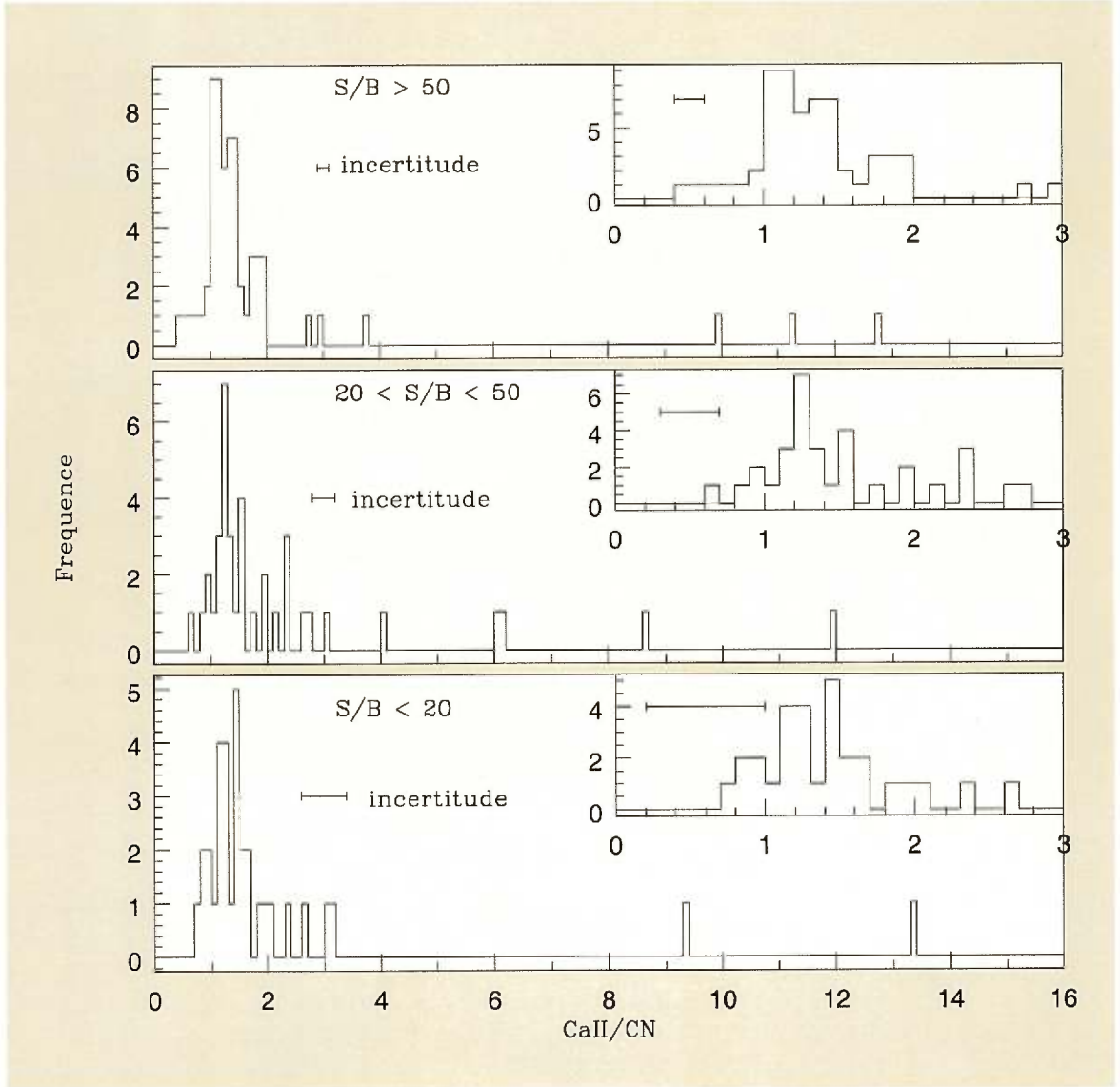
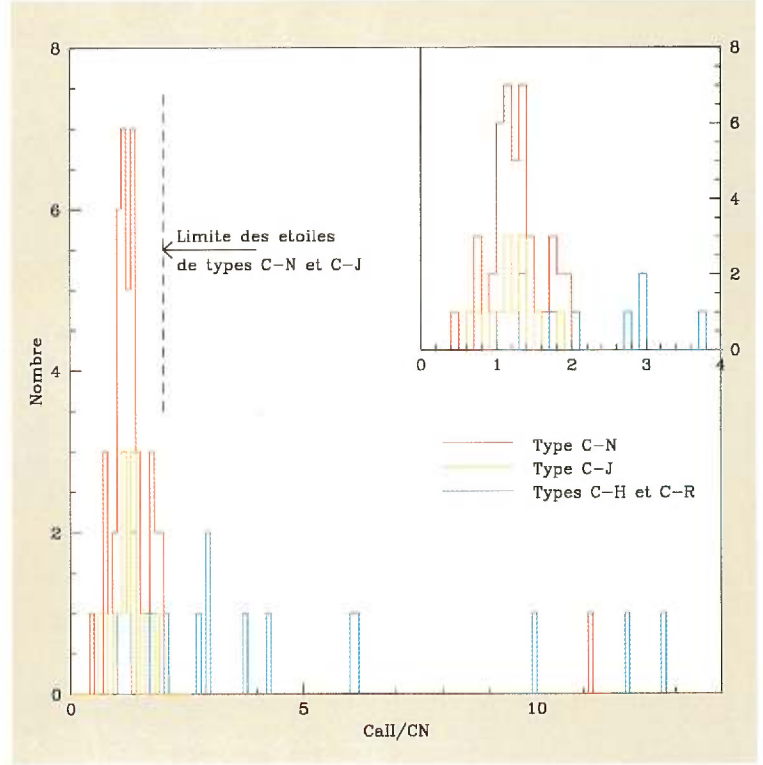


Figure 24: Distribution des rapports CaII/CN pour les 136 étoiles C analysées (58 étoiles des NM, 78 étoiles galactiques). Les étoiles sont regroupées selon la qualité du spectre sur lesquels a été mesuré le rapport CaII/CN. On constate que la dispersion des mesures est réelle puisque elle est plus grande que l'incertitude. Un léger aplatissement de la distribution se remarque aux mauvais rapports S/B.

Il est fort intéressant de comparer les valeurs du rapport CaII/CN entre les différents types d'étoiles C. L'histogramme est présenté à la figure 25 pour les 72 étoiles dont le type MK révisé est connu. Ce sont toutes des étoiles de la Galaxie et leur spectre est en général de bonne qualité. Les deux types, C-H et C-R, montrent des rapports CaII/CN similaires et ont donc été regroupés en un seul groupe, vu leur petit nombre observé: 15. Les deux autres groupes sont 44 étoiles de type C-N et 13 étoiles de type C-J.

On remarque immédiatement des différences entre les groupes C-N et C-J d'une part, et

Figure 25: Distribution des rapports CaII/CN selon les types MK révisés pour 72 étoiles galactiques. On discerne deux groupes: les étoiles C-N et C-J dont le rapport CaII/CN est petit, et les étoiles C-H et C-R dont le rapport CaII/CN est plus grand avec une grande dispersion. Une limite à environ $\text{CaII}/\text{CN} = 2$ peut être placée au-dessus de laquelle aucun spectre C-N ou C-J ne se retrouve. En somme, tous les spectres avec un fort triplet de calcium sont de type C-H ou C-R.



C-H et C-R d'autre part. Les étoiles C-N et C-J ont de faibles rapports CaII/CN compris entre 0.5 et 2 alors que les étoiles C-H et C-R ont des rapports CaII/CN en général plus élevés avec une importante dispersion. On peut trouver la moyenne et l'écart type pour chacun. Pour le groupe C-N, $\frac{\text{CaII}}{\text{CN}} = 1.29 \pm 0.39$ (44 étoiles); pour le groupe C-J, $\frac{\text{CaII}}{\text{CN}} = 1.14 \pm 0.33$ (13 étoiles); et pour le groupe C-H et C-R, $\frac{\text{CaII}}{\text{CN}} = 4.6 \pm 3.9$ (15 étoiles).

Si la différence entre la moyenne des étoiles C-N et des étoiles C-J n'est pas significative (recoupement des incertitudes) elle n'en reste pas moins intrigante. Il en sera question dans une prochaine section. Les chiffres montrent qu'au-delà d'une certaine limite fixée à $\frac{\text{CaII}}{\text{CN}} = 2$, ne se trouve qu'une seule étoile d'un de ces deux types, on passe dans le domaine du fort triplet de calcium, soit le domaine des étoiles de types C-H et C-R. Cependant, quelques étoiles C-H et C-R se trouvent à gauche de la limite. Cela signifie qu'à l'observation d'un rapport CaII/CN petit, on ne peut pas absolument affirmer qu'il s'agisse d'étoiles C-N ou C-J.

Par contre, à l'observation d'un rapport $\text{CaII}/\text{CN} \geq 2$, on est pratiquement certain qu'il s'agit d'étoiles C-H ou C-R. Les étoiles C à fort triplet de calcium sont donc de types C-H ou C-R. Voilà la principale conclusion de cette section.

7.2 Liens entre le triplet de calcium et le monde physique

Après avoir mis tant d'efforts dans la mesure des raies du triplet de calcium, il faut assouvir sa curiosité: la classification des étoiles C selon le rapport CaII/CN est-elle liée d'une quelconque façon aux conditions physiques des étoiles? Par conditions physiques, j'entends la température effective, la luminosité ou la métallicité.

Commençons par la métallicité. On soupçonne une influence de celle-ci sur l'évolution des étoiles C (le rapport C/M augmente dans les régions de faible métallicité, voir figure 8). De plus, les études photométriques JHK de Cohen et al. (1981) montrent des pentes différentes dans le diagramme couleur-couleur entre les étoiles C galactiques et magellaniques. Malheureusement, il est pour ainsi dire impossible de mesurer directement la métallicité des étoiles C. Il s'agit toujours du même problème, les bandes d'absorption moléculaires sont omniprésentes. Passons donc à la température.

L'étude des étoiles géantes M tardives par Xu (1991) montre que le triplet de calcium dans ces étoiles dépend fortement de la température effective. Le triplet de calcium des étoiles C (qui sont des géantes rouges), devrait donc se comporter de façon similaire. Alors, la question est la suivante: comment détermine-t-on la température des froides étoiles C?

Quelques méthodes ont été utilisées: l'occultation lunaire, l'interférométrie optique et la spectrophotométrie sont les principales. Tsuji (1981a), entre autres, a déterminé la température d'une trentaine d'étoiles C par la méthode du flux infrarouge qui dépend de modèles d'atmosphère. Cependant, son application aux étoiles de température inconnue nécessite l'observation d'un indice à $3\mu\text{m}$. J'ai opté pour la calibration de Bessell et al. (1983) qui lie température (déterminée par occultation lunaire) et photométrie JHK:

$$T_{eff} = \frac{7070}{(J - K)_{Johnson} + 0.88} \quad (7.3)$$

Grâce à la photométrie rapide, l'occultation par la Lune d'une étoile C permet de mesurer son diamètre, θ . Sachant également le flux d'énergie reçu sur Terre, f_{bol} , on en déduit facilement la température à la surface de l'étoile, T_{eff} (voir Quirrenbach et al., 1994):

$$T_{eff} = \left(\frac{4f_{bol}}{\sigma\theta_{LD}^2} \right)^{1/4} K \quad (7.4)$$

où σ est la constante de Stefan-Boltzmann et θ_{LD} est le diamètre avec correction pour le *limb darkening*.

Les relations suivantes ont été utilisées pour transformer la photométrie JHK de Noguchi et al. (1981) (pour les étoiles C de la Voie lactée) à celle du système de Johnson (voir Claussen et al., 1987):

$$J_{Johnson} = J_{Nog.} - 0.14(J_{Nog.} - K_{Nog.}) + 0.56 \quad (7.5)$$

$$H_{Johnson} = H_{Nog.} - 0.007(J_{Nog.} - K_{Nog.}) + 0.24 \quad (7.6)$$

$$K_{Johnson} = K_{Nog.} - 0.034(J_{Nog.} - K_{Nog.}) + 0.20 \quad (7.7)$$

Aucune relation directe entre le système utilisé par Whitelock (le système SAAO; pour les étoiles C magellaniques) et le système de Johnson n'est publiée. Par contre, Carter (1990) publie la relation avec le système de AAO. Par ailleurs, Jones & Hyland (1980) affirment que le système AAO est le même que celui de Johnson. Donc:

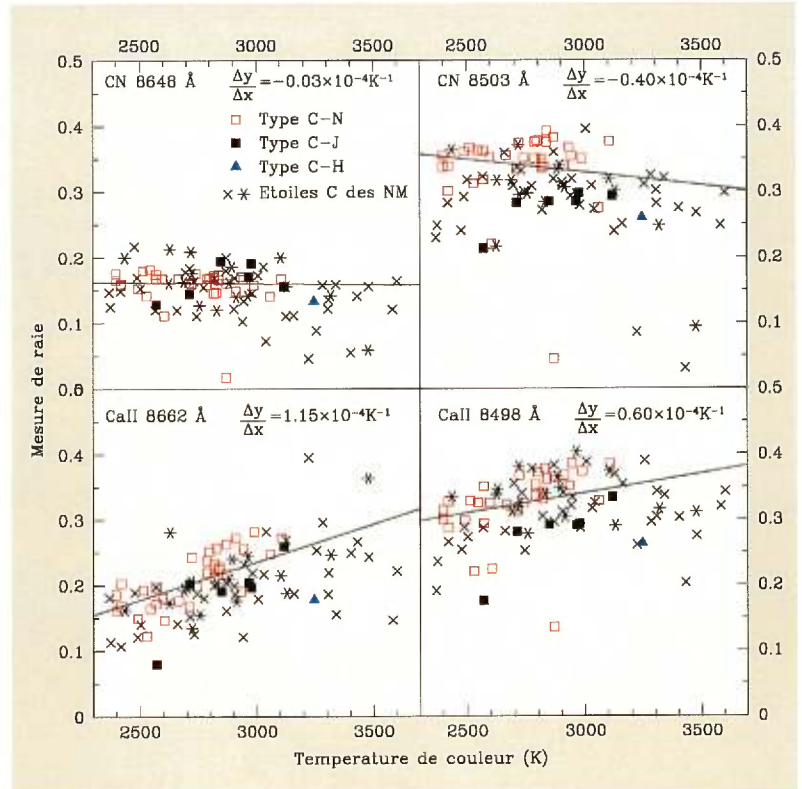
$$J_{Johnson} = J_{AAO} = J_{Whi.} + 0.005(J_{Whi.} - K_{Whi.}) + 0.013 \quad (7.8)$$

$$H_{Johnson} = H_{AAO} = H_{Whi.} + 0.015(J_{Whi.} - K_{Whi.}) + 0.024 \quad (7.9)$$

$$K_{Johnson} = K_{AAO} = K_{Whi.} + 0.006(J_{Whi.} - K_{Whi.}) + 0.012 \quad (7.10)$$

Grâce à ce nouvel outil d'analyse, on peut revenir en arrière et étudier comment varient les quatre mesures effectuées sur les spectres et tabulées dans le tableau XIII. Le résultat de cet exercice est présenté à la figure 26. Toutes les étoiles ayant des données JHK et des mesures de raies sont tracées. Cependant, seules les étoiles galactiques (celles de type connus: C-N, C-J ou C-R) ont servi pour la détermination de la droite (par la méthode des moindres carrés) car elles ont des valeurs de mesures plus sûres. Une douzaine d'étoiles (plusieurs de type C-R et C-H) pour lesquelles il manque les données JHK (donc, la température) ne sont pas inclus dans le calcul. De même, un ou deux points beaucoup plus bas que la droite sont exclus.

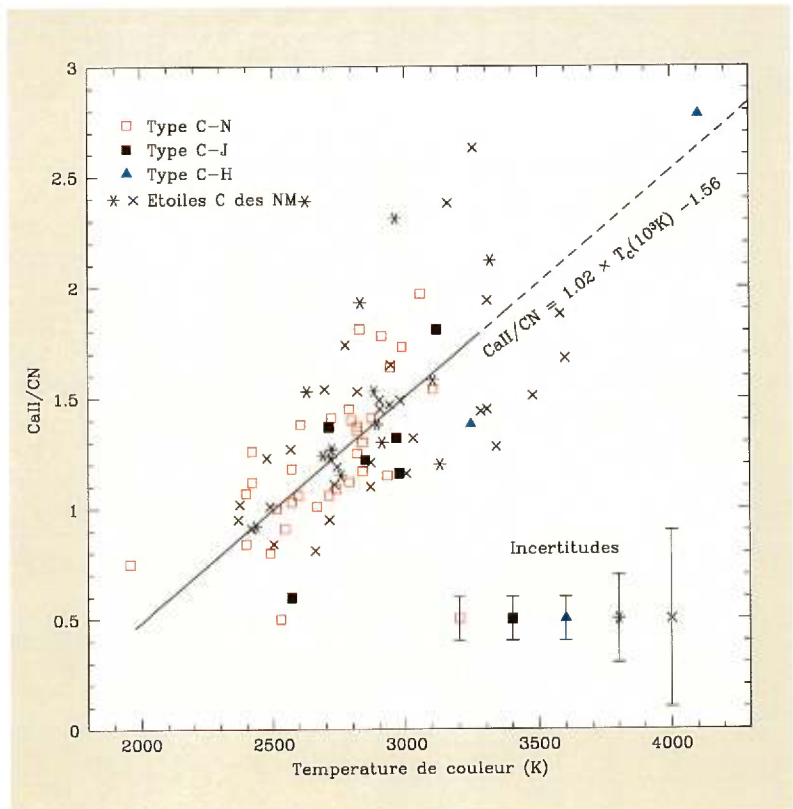
Figure 26: Lien entre les quatre mesures de raie et la température. Les raies qui varient le plus sont les deux raies de calcium, et de plus elles varient dans le même sens. Les raies de cyanure sont moins sensibles à la température (CN8648 est insensible avec une pente nulle). La sensibilité négative de CN8503, au pire, accentue le rapport CaII8498/CN8503, ce qui ne nuit pas aux conclusions de ce mémoire.



On s'aperçoit que les raies de calcium ont à la fois les pentes les plus prononcées et les plus positives. C'est signe qu'elles sont les plus sensibles au paramètre de température. Les raies de cyanure (CN) sont moins prononcées et légèrement négatives. La raie CN8648 Å est même complètement insensible à la température (sa pente est presque nulle). Cependant, la pente de la raie CN8503 Å a peut-être une légère sensibilité à la température mais son effet est d'exagérer le rapport CaII8498/CN8503 au lieu de le diluer, ce qui ne nuit pas aux conclusions de ce mémoire. En somme, l'hypothèse de travail est bien valide: on peut considérer les raies de CN constantes et utiliser le rapport CaII/CN comme mesure de la force du triplet de calcium sans perte de généralité. Cela permet à la fois d'adoucir les erreurs de mesure (quand on fait CaII/CN) et de combiner des mesures (CaII8498/CN8503 + CaII8662/CN8648). Voilà pourquoi je concentre mes efforts à simplement analyser le rapport $\frac{CaII}{CN}$.

La figure 27 montre le lien qui existe entre les mesures de $\frac{CaII}{CN}$ et la température. Ici, seul le point à 4100 K, les étoiles des NM et les étoiles sans donnée de température n'ont pas été inclus dans la détermination de la droite. On constate que la majorité des étoiles C ont une température comprise entre 2300 et 3200 K. Malgré une dispersion plus importante pour les étoiles C magellaniques, on constate que ces étoiles se superposent assez bien aux étoiles C galactiques et tracent à peu près la même pente. Cela indique que le paramètre température influence les étoiles des deux galaxies de façon identique. Malheureusement, ce n'est pas par ce critère que nous distinguerons les étoiles des deux galaxies.

Figure 27: Lien entre le rapport CaII/CN et la température de couleur pour les étoiles galactiques de bon rapport S/B. La température est déterminée par la relation de Bessell et al. (1983) en utilisant la couleur J-H. Cette figure confirme que la dispersion des mesures de CaII/CN n'est pas due aux incertitudes mais exprime bien la réalité. C'est la première fois qu'on teste sur les étoiles C la relation entre la force du triplet de calcium et la température.



Sur une note positive, c'est la première fois, à ma connaissance, qu'est vérifiée la forte dépendance du triplet de calcium à la température, pour les étoiles C. Ainsi, la force du triplet de calcium suit:

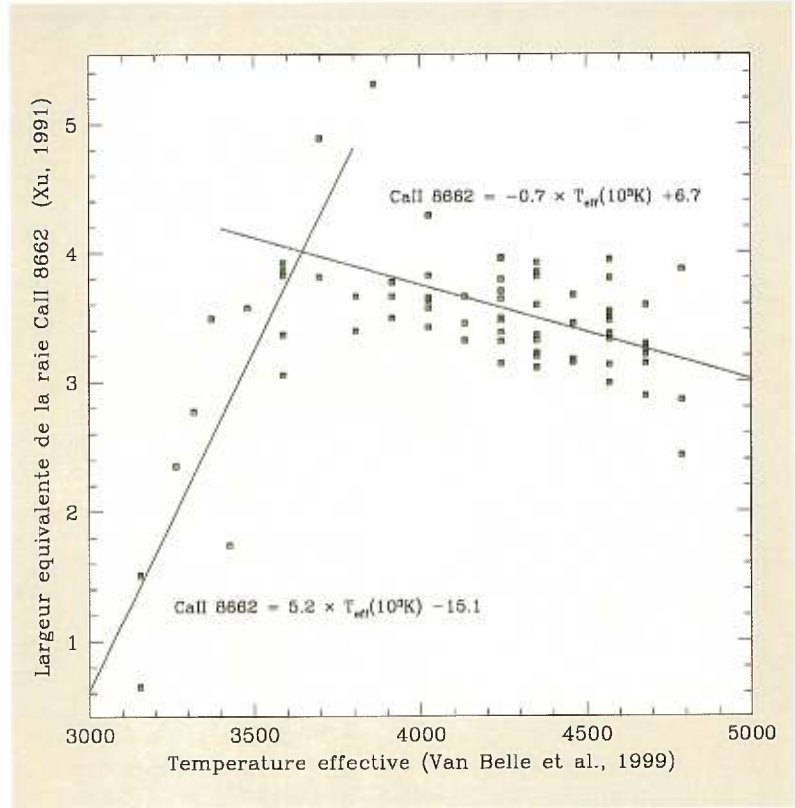
$$\frac{CaII}{CN} = 0.00102 \times T_C - 1.56 \quad (7.11)$$

Xu (1991) a fait la même observation pour les autres étoiles géantes, celles de types K et M tardives. Van Belle et al. (1999) ont récemment publié la température (par observation interférométrique du diamètre angulaire stellaire) de 113 étoiles géantes et une équation qui lie température et type spectral:

$$T_{eff} = -109 \times TS + 4570 \quad (7.12)$$

où le type spectral, $TS = -2, 0, 5, 6, 14$ correspond à classes G8, K0, K5, M0, M8. Par ailleurs, Xu (1991) a mesuré la largeur équivalente des raies de calcium pour 72 étoiles géantes. On en tire le graphique de la figure 28 qui exprime la largeur équivalente de la raie CaII 8662 Å en fonction de la température. On réalise qu'existe une brisure à environ 3700 K: à droite, la force de la raie diminue vers les hautes températures; à gauche, la force augmente très rapidement avec la température. Les étoiles C sont des géantes se trouvant du côté gauche du graphique.

Figure 28: Lien entre la force de CaII 8662 Å et la température pour les étoiles géantes rouges. Ce graphique est obtenu à partir des mesures de Xu (1991) et de Van Belle et al. (1999). Les étoiles C ont des températures correspondant au côté gauche de ce graphique. Ainsi, la force de la raie de CaII 8662 Å des étoiles G, K, M géantes, varie dans le même sens avec la température que les étoiles C.



Maintenant, y a-t-il une relation entre rapport CaII/CN et luminosité? Pour répondre à cette question, il faut transformer les magnitudes JHK en magnitudes bolométriques. Seules les étoiles magellaniques servent dans cette analyse puisqu'on connaît leur distance contrairement aux étoiles

galactiques. J'utilise encore les données photométriques de Whitelock (tableau IX) et les rapports $\frac{CaII}{CN}$ du tableau XIII.

Pour déterminer la magnitude bolométrique des étoiles C, j'ai utilisé la relation développée par Frogel et al. (1980) puis reprise par Costa & Frogel (1996) (dans le système CTIO):

$$m_{bol} = K_o + 1.09 + 1.69(J-K)_{CTIO} + 0.12(J-K)_{CTIO}^2 - 0.34(J-K)_{CTIO}^3 + 0.07(J-K)_{CTIO}^4 \quad (7.13)$$

où j'ai utilisé les conversions publiées par Carter (1990):

$$J_{CTIO} = J_{Whi.} - 0.134(J_{Whi.} - K_{Whi.}) + 0.001 \quad (7.14)$$

$$H_{CTIO} = H_{Whi.} - 0.022(J_{Whi.} - K_{Whi.}) + 0.004 \quad (7.15)$$

$$K_{CTIO} = K_{Whi.} - 0.027(J_{Whi.} - K_{Whi.}) - 0.003 \quad (7.16)$$

Comme on cherche la luminosité bolométrique absolue, j'utilise les valeurs de distance, discuté dans la section 1.1, de 50 kpc ($(m - M_o) = 18.5mag$) et 58 kpc ($(m - M_o) = 18.85mag$) pour le GNM et le PNM respectivement. La figure 29 présente le lien entre le rapport CaII/CN et la magnitude bolométrique absolue. Trois étoiles ont un rapport $\frac{CaII}{CN} \geq 4$ et n'apparaissent pas sur le graphique.

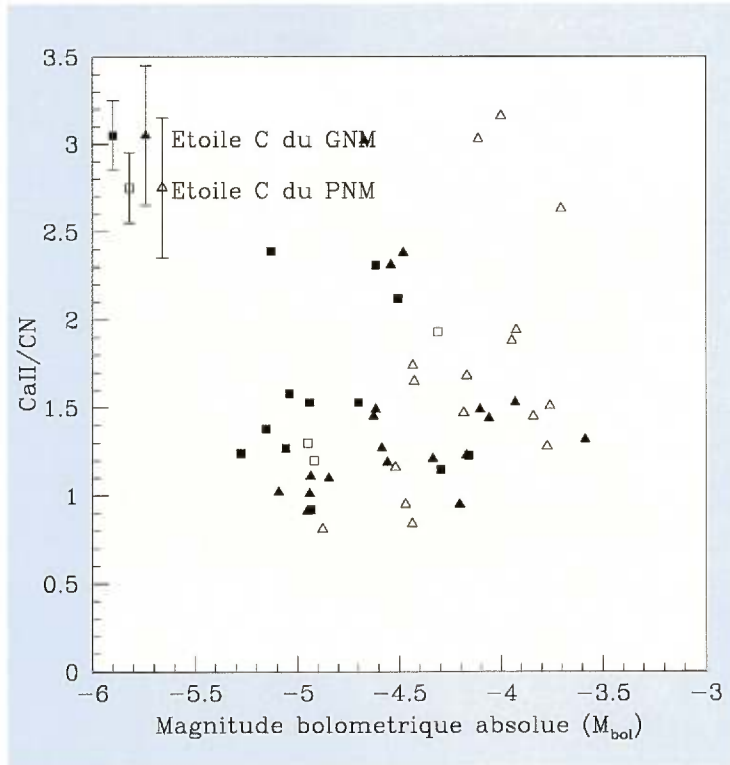


Figure 29: Lien entre le rapport CaII/CN et la luminosité bolométrique absolue pour 57 étoiles C magellaniques. Apparemment, aucun lien n'existe entre la force du triplet de calcium et la luminosité.

On constate sur cette figure que la force du triplet de calcium ne semble liée à la luminosité

bolométrique d'aucune façon. On aurait pu s'attendre à ce qu'elle augmente vers les plus faibles luminosités ($\log(g)$ plus grands). Ce n'est pas le cas.

Pour conclure, la force du triplet de calcium telle qu'évaluée par le rapport CaII/CN semble liée à la température effective des étoiles C, ce qui est en accord avec les études faites sur les géantes rouges tardives. Par contre, aucun lien n'existe entre le rapport CaII/CN et la luminosité des étoiles magellaniques. Le lien avec la métallicité ne peut être vérifié, faute de mesures de métallicité dans l'atmosphère des étoiles C. Enfin, le rapport CaII/CN est un outil qui jauge bien la force du triplet de calcium puisque les raies de CN sont pour ainsi dire constantes.

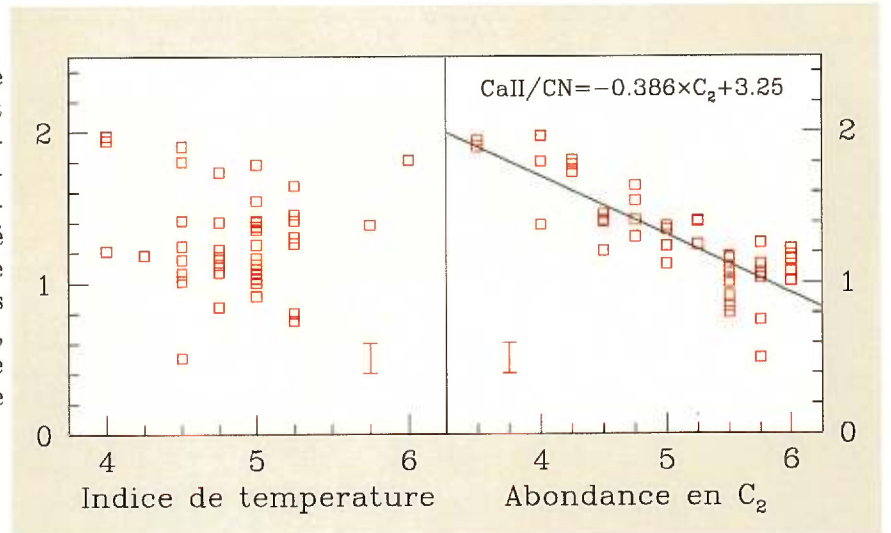
7.3 Comparaison aux autres classifications

Existe-t-il des liens entre mes mesures de CaII/CN et les autres classifications spectrales d'étoiles C? Pour le savoir, j'ai comparé mes mesures aux indices de température et d'abondance en carbone de la classification MK révisée, et à l'indice de température de la classification de Richer.

7.3.1 Comparaison à la classification MK révisée

La figure 30 montre l'absence de corrélation entre CaII/CN et l'indice de température de MK révisée. Cela contredit le résultat de la section 7.2 où un lien assez clair est démontré entre CaII/CN et la température. Qui faut-il croire? Noguchi et al. (1981) et Blanco (1989) entre autres ont démontré que l'échelle de la classification MK appliquée aux étoiles C ne suit pas une échelle de température. Leur indice de température n'en est pas un. C'est pourquoi je n'obtiens aucune corrélation.

Figure 30: Lien entre le rapport CaII/CN et la classification MK révisée pour 43 étoiles C-N. À gauche, le rapport CaII/CN est tracé en fonction de l'indice de température des étoiles C-N galactiques; à droite, en fonction de l'indice d'abondance en carbone C_2 .



Par contre, il existe clairement un lien entre le rapport CaII/CN et l'indice d'abondance en carbone C_2 pour 43 étoiles de type C-N. Ce lien est paramétrisé (méthode des moindres carrés) par

la droite suivante:

$$\frac{CaII}{CN} = -0.386 \times [C_2] + 3.25 \quad (7.17)$$

où $[C_2]$ est l'indice d'abondance en C_2 de MK révisée. Il faut noter que les étoiles d'autres types (particulièrement C-H et C-R) ne suivent pas cette relation. Les étoiles de type C-J ont des valeurs similaires à celles de type C-N mais avec une plus grande dispersion, et on ne peut leur appliquer cette équation que pour des calculs grossiers.

Or, à partir de cette équation et de l'équation 7.11 qui lie rapport CaII/CN et température, on peut trouver l'équation qui relie abondance en carbone, $[C_2]$, et température, T_C :

$$[C_2] = -2.64 \times T_C(10^3 K) + 12.46 \quad (7.18)$$

Que signifie cette relation? D'après Tsuji (1981b), pour des questions d'équilibre chimique, la concentration de C_2 est inversement proportionnelle à la température (aux conditions de faible pression gazeuse et de faible température régnant dans l'atmosphère des étoiles C). C'est exactement le résultat de l'équation 7.18.

7.3.2 Étude et critique de la classification de Richer

La classification de Richer (1971), on le rappelle, est l'unique article classifiant les étoiles carbonées dans le domaine de longueurs d'ondes qui m'intéresse. La discussion traitera d'abord du lien qui existe entre le rapport CaII/CN et la classification de Richer, et débordera ensuite sur une critique plus exhaustive de l'ensemble de cette classification.

On s'attendait à ce que les mesures de CaII/CN effectuées au cours de ce projet aient une correspondance assez serrée avec la classification de Richer (1971) puisque c'est un des critères utilisés dans sa classification. En effet, la figure 31 illustre ce lien pour 32 étoiles possédant à la fois des mesures de rapport CaII/CN et une classification de Richer.

D'abord, l'évidence: le rapport CaII/CN est inversement proportionnel aux classes de Richer. Autrement dit, puisque le rapport CaII/CN est proportionnel à la température, l'objectif de Richer est réalisé, c'est-à-dire que sa classification suit véritablement la température (contrairement à la classification MK révisée).

La droite (méthode des moindres carrés) lie rapport CaII/CN et indice de température de Richer tel que:

$$\frac{CaII}{CN} = -0.24 \times Richer + 2.7 \quad (7.19)$$

Que dit de plus ce graphique? En premier lieu, on s'aperçoit que les classes C4, C5 et C6 sont les plus fréquentes. Ce n'est pas un effet de sélection de ma part, Richer a vraiment un tel échantillon. Et on constate que la dispersion est tout de même assez grande autour des valeurs moyennes. Par exemple, il y a un écart d'un facteur deux entre les plus petites et les plus grandes valeurs. C'est

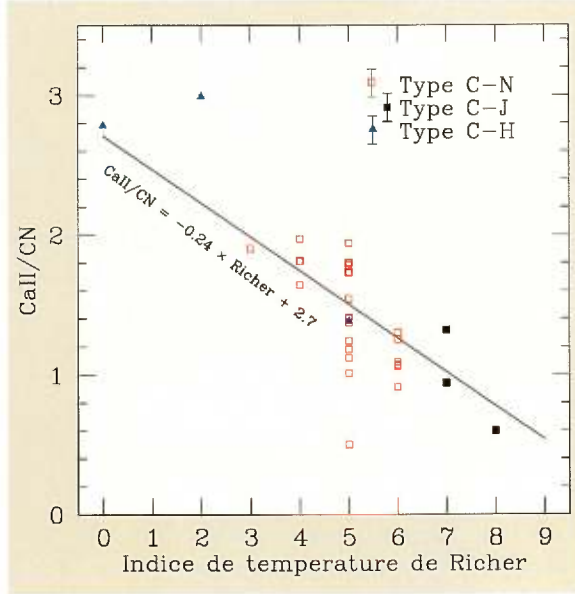


Figure 31: Lien entre le rapport CaII/CN et la classification de Richer. Le lien est inversement proportionnel. Et, puisque le rapport CaII/CN est lui-même proportionnel à la température, cela confirme que les classes de Richer sont bien des classes de température. On remarque ici que les trois étoiles de type C-J sont associées aux classes tardives de Richer.

une dispersion réelle puisque elle est bien plus grande que les incertitudes (± 0.1) sur les mesures de rapport CaII/CN . À cela, il peut donc y avoir deux explications: Richer a mal classé ces spectres, ou les spectres ont varié entre les époques d'observation.

Ensuite, on remarque la ségrégation des classes de Richer en trois: les classes précoces (C0-C2) sont des étoiles de type C-H, les classes moyennes (C3-C6), des étoiles de type C-N, et les classes tardives (C7, C8), des étoiles de type C-J. Cette remarque, on l'a déjà faite dans le cas des étoiles C-H et C-R qui sont des étoiles chaudes avec un fort rapport CaII/CN . Alors que, dans le cas des étoiles C-J, l'analyse de la section 7.1 nous avait montré une moyenne du rapport CaII/CN plus petite que pour les étoiles C-N, mais non significativement plus petite. Est-ce un mauvais tour des statistiques des petits nombres (trois étoiles C-J)? En fait, 7 étoiles sur 7, classées par Richer comme C7 et plus tardives, sont classées par Barnbaum et al. (1996) comme étoiles de type C-J! Il apparaît que les étoiles C-J ont vraiment un rapport CaII/CN plus petit mais ça ne doit pas être le seul critère – à cause du recoupement des incertitudes de CaII/CN avec la classe C-N – qui différencie ces étoiles.

L'équation 7.19 et l'équation 7.11 permettent de vérifier la température associée à chaque classe de Richer. Cela donne:

$$T_{\text{couleur}} = 4176 - 236 \times \text{Richer} \text{ (K)} \quad (7.20)$$

où *Richer* est la classe de Richer entre 0 et 9.

La comparaison entre les valeurs ainsi calculées et celles adoptées par Richer dans son article (Richer, 1971) fait l'objet du tableau XIV. Les températures citées par Richer sont bien différentes de celles déduites dans ce travail-ci. Celles de Richer proviennent de l'indice (I-L) et de la calibration en température par Johnson (1966). Richer avertit que ce système peut différer de la réalité par une constante additive. On constate des différences importantes, la température de Richer est en général plus petite mais pas par une constante. Pour les étoiles chaudes, elle est même plus grande. En guise

Classe de Richer	$T_{couleur}$ (Richer) (K)	$T_{couleur}$ (éq. 7.20) (K)	ΔT (K)
C0	4400	4200	+200
C1	3800	3950	-150
C2	3200	3700	-500
C3	2700	3450	-750
C4	2600	3250	-650
C5	2450	3000	-550
C6	2300	2750	-450
C7	2200	2500	-300
C8	2000	2300	-300
C9	1800	2050	-250

Tableau XIV: Comparaison de la température des dix classes de Richer. Celles citées par Richer (1971) sont basées sur la photométrie dans les bandes I et L et les calibrations de Johnson 1966. L'autre méthode de calcul est décrite dans ce mémoire mais donne également des températures de couleur.

de test, si l'on combinait toutes les étoiles C connues en une seule classe, elle serait environ de type C5 ou C5.5 ($3000 \geq T_c \geq 2875$). Or, des mesures directes de température (par interférométrie) existent maintenant pour quelques dizaines d'étoiles C et donnent une valeur moyenne de $T_{eff} = 2876K$ (Van Belle et al., 1997), en accord avec la détermination de ce mémoire.

S'il est vrai que ce résultat ne remet pas en cause la classification spectrale faite par Richer – après tout, la mauvaise calibration en température de ses classes est sans effet sur la classification morphologique des spectres – d'autres observations viennent cependant la questionner.

En effet, il a été difficile de confirmer l'existence des classes tardives de Richer (C7, C8 et C9). Richer écrit: *“At C7, the spectra undergo a marked change from the previous class. Some of the continuum features have changed. In classes C3-C6 all features have remained relatively constant in strength, but at C7 the feature at 8462 Å has completely disappeared while the one at 8508 Å has greatly weakened relative to the ones at 8452 Å and 8474 Å.”* En réalité, les changements qu'il décrit sont subtils. Ils sont restés inaperçus lors des analyses du chapitre 6.

Comme je l'ai fait remarqué dans cette section, toutes les étoiles de type C7, C8 ou C9 de la classification de Richer sont classifiées comme étoiles C-J par Barnbaum et al. (1996). Ceci m'a permis de mettre à jour les changements dont parle Richer pour sa classe C7. J'ai comparé trois ensembles de spectres avec un très bon rapport S/B, deux ensembles d'étoiles C-N (donc de types C3-C6 de Richer) et un ensemble d'étoiles C-J (de types C7-C9). Pour chaque ensemble, j'ai choisi sept spectres ($S/B \leq 75$) que j'ai normalisés à l'aide d'une droite entre 8400 Å et 8700 Å, et dont j'ai ensuite fait la moyenne. Cela a fait ressortir des différences dans cet intervalle de longueurs d'onde entre l'ensemble des étoiles C-N et celui des étoiles C-J (voir figure 32). L'authenticité de ces différences a été vérifiée en montrant qu'aucune n'existait entre les deux ensembles d'étoiles C-N.

La même expérience dans différentes régions du spectre montre de semblables écarts entre le spectre des étoiles C-N et celui des étoiles C-J. Les différences sont subtiles, de l'ordre de 30%

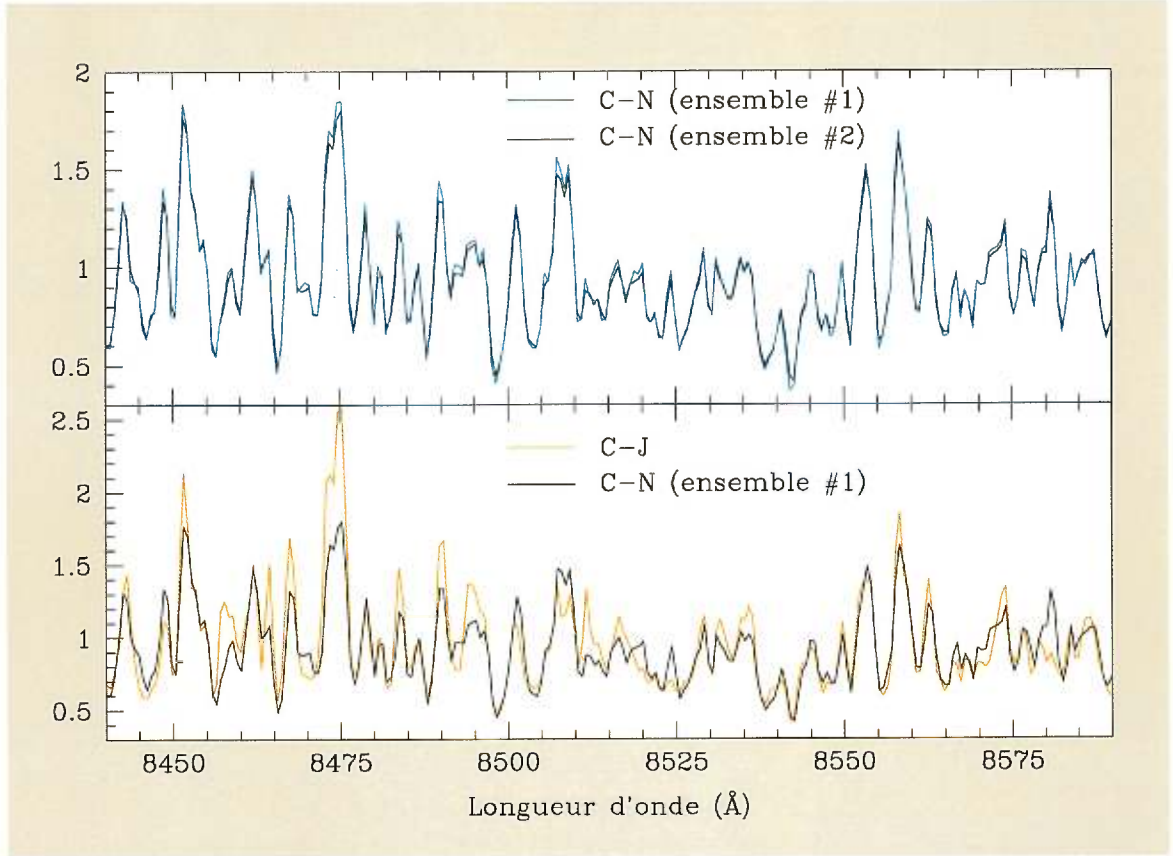


Figure 32: Différences dans le spectre des étoiles C-J. On a constitué trois ensembles de sept spectres de bon rapport S/B ($S/B \geq 75$), le premier comme le deuxième sont constitués d'étoiles C-N, et le troisième, d'étoiles C-J. On normalise chaque spectre avec une droite inclinée dans l'intervalle 8400-8700 Å puis on fait la moyenne pour chaque ensemble. On constate aucune différence significative entre les deux groupes d'étoiles C-N, en haut. Cependant, des différences existent entre le groupe C-J et C-N, en bas.

sur la largeur d'une raie (3 Å), souvent moins. Bref, les caractéristiques spectrales dont se sert la classification MK révisée entre 4000 Å et 7000 Å pour classer les étoiles C-J semblent persister entre 7700 Å et 8700 Å.

Malheureusement, mes observations permettent difficilement de comparer entre elles les classes C7 à C9 de Richer. Des neuf étoiles C-J que j'aie observées lors des missions OMM3 et au Chili, seulement quatre ont été classées par Richer: il y a deux C7, une C9 et une Cem (hors classification). Les cinq inclassées et la Cem sont identiques aux deux étoiles C7 observées. Aucune n'offre l'apparence d'un spectre voilé, sans raies du triplet de calcium associée à la classe C8 décrite par Richer. Si cette classe existe vraiment, très peu d'étoiles doivent en faire partie.

J'ai pu mettre en évidence une seule contradiction. L'étoile UV Aur, classée C9 par Richer, possède toutes les caractéristiques d'une étoile C5, selon mes observations. Cependant, ma couverture spectrale n'atteint pas le doublet de potassium K I qui caractérise cette classe. Et il ne s'agit que

d'une seule étoile.

Une différence persiste encore entre mes observations et celles de Richer. Il s'agit du rapport CaII/CN . Pour Richer, ce rapport passe de 5 à 3 à 1 pour les classes C4, C5 et C6, respectivement. Mes mesures moyennes donnent plutôt 1.7, 1.5 et 1.2 pour les mêmes classes. Les variations que j'observe sont bien moins grandes. Je ne peux expliquer cette différence que d'une seule façon: la résolution spectrale.

Richer a obtenu ses spectres sur plaque photographique de type I-N avec une résolution spectrale de 124 \AA mm^{-1} . Cette émulsion offre un pouvoir de résolution de 100 lignes/mm (Eastman Kodak Company, p.13d), c'est-à-dire une résolution spectrale de 1.24 \AA , au mieux. Richer a estimé les rapports d'intensité directement sur les images 2-D sans tenter de les transformer au préalable en spectres 1-D (technique de photométrie à micro balayage). Quant à mes observations, leur résolution spectrale est de 1.2 à 1.4 \AA . À première vue, les résolutions sont donc les mêmes.

Mais la simple comparaison des spectres d'une étoile C-N typique obtenus à deux résolutions spectrales différentes montre comment le rapport $\text{CaII}[8662\text{\AA}]/\text{CN}[8648\text{\AA}]$ est sensible à la résolution spectrale. Le rapport CaII/CN du spectre de V460 Cyg obtenu à une résolution de 1.4 \AA (OMM3) passe de 1.4 à 2.3 pour la même étoile observée à une résolution de 4 \AA (OMM1). À cette résolution, la raie à 8648 \AA se confond avec les raies voisines à 8650 \AA et 8655 \AA . Le résultat est une raie de CN qui semble moins forte à basse résolution (figure 33). La théorie de la résolution spectrale est appuyée par Richer lui-même qui affirme ne pas pouvoir discerner la raie de CaII à 8498 \AA au milieu de l'absorption CN. Or, dans mes spectres, cette raie se distingue assez bien, preuve que la résolution spectrale de Richer doit être moins bonne que 1.24 \AA .

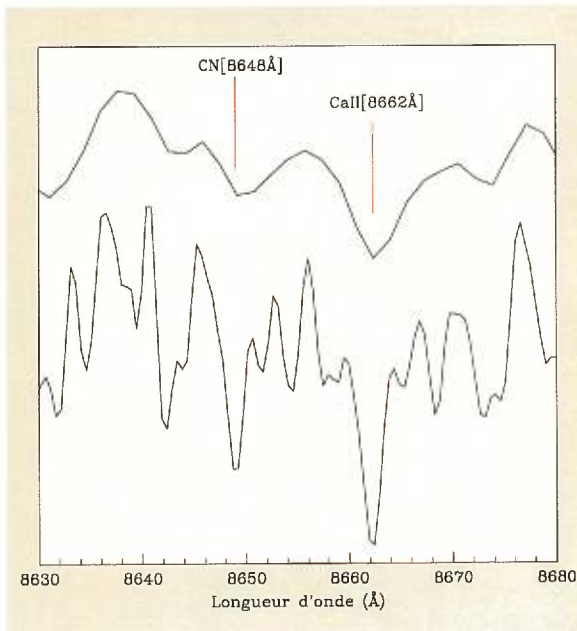


Figure 33: Influence de la résolution spectrale sur le rapport CaII/CN pour V460 Cyg, une étoile de type C-N. Le rapport $\text{CaII}[8662\text{\AA}]/\text{CN}[8648\text{\AA}]$ passe de 1.4 pour le spectre obtenu lors de OMM3 (résolution= 1.4 \AA), à 2.3, pour celui obtenu lors de OMM1 (résolution= 4 \AA). À basse résolution, les raies de CN à 8650 \AA et 8655 \AA se fondent à celle de référence à 8648 \AA .

7.4 Recherche d'étoiles C-H et C-R dans l'ensemble de KDI

On a vu que la force du triplet de calcium est le premier critère qui permet de classer en deux groupes les étoiles C. Par simple inspection visuelle, on identifie assez aisément les spectres dont le triplet de calcium est fort. Un des plus précieux résultats de la première section est que les étoiles C à fort triplet de calcium sont toutes de types C-H ou C-R. C'est une importante conclusion. Cela permet de retracer assez facilement plusieurs des étoiles de type C-H et C-R dans l'ensemble d'étoiles C magellaniques de KDI. Un triplet de calcium fort est bien visible même à faible rapport S/B.

Cette section présente le résultat de cette recherche. J'ai regardé la profondeur du triplet de calcium pour chacun des quelque 1597 spectres à faible S/B du projet KDI. Cela correspond à 859 étoiles. J'ai découvert que 69 étoiles étaient de type C-H ou C-R (ces candidats sont colligés dans le tableau XV). Mais l'ensemble de KDI rend difficile une étude approfondie parce que beaucoup de spectres sont trop mauvais pour permettre quelque classification que ce soit, ou parce que une majorité d'étoiles n'ont pas été observées dans les bandes JHK. J'ai donc choisi un sous ensemble de 417 spectres (254 étoiles) pour lesquelles nous disposions de photométrie JHK (Whitelock). Il s'y trouve 140 étoiles avec un faible triplet de calcium (étoiles C-N ou C-J) et 24 étoiles avec un fort triplet de calcium (étoiles C-H ou C-R). De plus, il y a 10 étoiles M naines, 11 étoiles M géantes et 69 étoiles dont les spectres ne permettent pas d'assigner de type spectral. Dans le tableau XVII, présenté en appendice, sont tabulés le type spectral et la photométrie JHK pour les 254 étoiles.

Tableau XV: Liste de 69 étoiles magellaniques candidates C-H ou C-R découvertes parmi les quelque 1597 spectres d'étoiles C des GNM et PNM de l'ensemble de KDI. On ne peut malheureusement pas dissocier les étoiles C-H des étoiles C-R dans le domaine spectral entre 7700 Å et 8700 Å .

Nom de l'étoile	A.D.	Déclinaison	Galaxie	Photométrie		
	J1950.0	J1950.0	hôtesse	J	H	K
F014-02	03 59 31	-78 56 34	PNM			
F032-11	04 23 05	-74 54 13	GNM	12.515	11.536	11.264
F032-57	04 58 23	-76 38 57	GNM	13.620	12.678	12.468
F032-60	05 00 05	-75 26 05	GNM			
F032-82	05 12 13	-76 44 19	GNM	12.588	11.543	11.251
F033-141	06 11 39	-75 07 36	GNM			
F033-147	05 31 24	-75 27 02	GNM			
F033-161	05 29 34	-75 30 50	GNM	12.238	11.161	10.871
F033-195	04 51 14	-75 39 58	GNM			
F033-200	04 46 09	-75 45 00	GNM			
F034-07	05 50 04	-75 07 57	GNM	12.303	11.219	10.86
F034-21	05 56 03	-75 19 49	PNM			
F034-23						
=F033-192	05 56 30	-75 43 59	GNM	11.916	10.821	10.508
F034-64						
=F033-203	06 06 40	-75 50 19	GNM	12.605	11.564	11.291
F034-083	06 14 44	-72 40 19	PNM			
F050-02	00 28 41	-68 43 18	PNM	13.124	12.198	11.943
F050-05	00 17 29	-69 26 56	PNM	12.712	11.816	11.643

Tableau XV: Liste de 69 étoiles magellaniques candidates C-H ou C-R (Suite).

Nom de l'étoile	A.D.	Déclinaison	Galaxie	Photométrie		
	J1950.0	J1950.0	hôtesse	J	H	K
F050-06	00 26 45	-69 28 29	PNM	13.67	12.705	12.378
F050-15	23 54 18	-70 36 19	PNM	13.285	12.25	11.839
F051-08	01 06 46	-68 18 50	PNM			
F051-26	01 23 17	-69 17 59	PNM			
F052-04	01 23 59	-67 57 35	PNM	13.343	12.373	11.752
F052-37	01 18 45	-71 48 33	PNM	12.557	11.487	10.968
F055-058	03 59 10	-68 50 48	GNM			
F055-089	04 36 05	-69 25 25	GNM			
F055-103	04 12 14	-69 51 21	GNM			
F055-118	04 43 43	-69 55 57	GNM			
F055-124	04 40 32	-70 05 21	GNM			
F055-137	04 01 40	-70 25 04	GNM			
F055-172	04 34 45	-70 45 39	GNM			
F055-175	04 45 13	-70 45 13	GNM			
F055-221	04 46 16	-71 23 28	GNM			
F055-255	04 38 55	-72 02 15	GNM			
F058-70	06 29 39	-72 48 05	GNM	12.449	11.314	10.942
F079-32	00 32 40	-67 37 26	PNM	13.368	12.428	12.17
F080-07	01 08 56	-67 47 16	PNM			
F084-41	04 33 22	-66 26 43	GNM			
F086-024	06 06 39	-63 40 12	GNM			
F086-079						
=F087-167	06 10 23	-65 13 24	GNM			
F086-111	06 00 57	-65 42 16	GNM			
F087-06	06 19 46	-66 01 46	GNM	12.338	11.363	11.184
F087-10	06 21 18	-67 42 12	GNM			
F087-25	06 23 33	-65 00 23	GNM	11.985	10.951	10.690
F087-100	06 41 38	-67 10 57	GNM	12.799	11.829	11.481
F087-103	06 41 23	-66 27 19	GNM	12.067	10.995	10.695
F087-122	06 51 10	-66 15 43	GNM	12.375	11.348	11.108
F087-149	06 15 22	-63 19 22	GNM			
F087-154	06 16 01	-64 01 32	GNM			
F087-176	06 15 34	-65 42 46	GNM			
F087-178	06 12 43	-65 49 23	GNM			
F087-180	06 10 46	-65 50 10	GNM			
F087-192	06 08 09	-66 33 06	GNM			
F087-200	06 11 22	-66 53 13	GNM			
F087-201	06 08 19	-66 54 05	GNM			
F087-202	06 10 23	-66 58 47	GNM			
F087-206	06 13 37	-67 13 35	GNM			
F087-214	???	???	GNM			
F088-18	06 52 09	-66 14 26	GNM			
F120-14	05 47 37	-61 30 18	GNM	12.366	11.299	10.984
F120-24	05 49 22	-61 55 49	GNM	12.661	12.244	12.237
F121-28	05 59 40	-62 08 46	GNM			

Tableau XV: Liste de 69 étoiles magellaniques candidates C-H ou C-R (Suite).

Nom de l'étoile	A.D.	Déclinaison	Galaxie	Photométrie		
	J1950.0	J1950.0		J	H	K
F121-37	06 34 21	-62 46 22	GNM	12.552	11.519	11.194
F121-40	06 33 32	-62 51 18	GNM	12.963	12.104	11.689
F162-06	06 49 10	-57 04 26	GNM			
Wing-02	02 08 38	-75 15 56	PNM			
Wing-08	03 31 30	-75 12 08	PNM			
Wing-19	04 21 57	-70 53 41	GNM			
Wing-2/B-5	00 58 07	-73 29 02	PNM			
Wing-5/B-26	00 58 54	-73 10 50	PNM			

Avant de tirer des conclusions statistiques, il faut mentionner deux effets de sélection qui jouent un rôle dans la découverte des étoiles C-R et C-H. Premièrement, les étoiles choisies pour être observées spectroscopiquement par KDI étaient tirées d'une liste en fonction de leur couleur $B - R$. On choisissait d'abord les étoiles les plus rouges en terminant par les plus bleues. La complétude variait selon la densité d'étoiles dans le champ dont on tirait la liste. Évidemment, dans les champs moins denses, des étoiles plus bleutées ont été observées ce qui augmente les chances de découvrir des étoiles C-H ou C-R qui sont naturellement plus bleues que la moyenne des étoiles C.

En plus de l'effet de sélection sur la couleur, il y a l'effet de sélection sur la luminosité. On le sait, les spectres de KDI ont un piètre rapport S/B, c'est pourquoi plusieurs étaient tout simplement trop mauvais pour être classés selon mon critère de la force du triplet de calcium. Ainsi, dans le tableau XV, on retrouve surtout des étoiles dont le spectre était de bonne qualité, donc des étoiles plus brillantes (le temps de pose étant par ailleurs constant).

Il est d'abord intéressant de comparer la fraction d'étoiles C-H et C-R entre les NM et la Voie lactée. J'utilise le sous ensemble avec photométrie JHK. Il y en a 24 sur 164 étoiles C, soit 14.6%. Ce chiffre est une limite inférieure car plusieurs étoiles C-H et C-R restent indétectables (celles dont le triplet de calcium n'est pas différent de celui des étoiles C-N). Ces étoiles indétectées représentent cinq étoiles sur quinze dans la Voie lactée (voir figure 25). Donc, toute proportion gardée, une douzaine d'étoiles C-H et C-R magellaniques à faible triplet de calcium devraient s'ajouter à la liste. On aurait donc 22% de ces étoiles dans les NM. Si l'on compare au tableau II, les étoiles C-H et C-R de la Galaxie comptent pour 23% des étoiles C, soit la même proportion. Les proportions sont les mêmes entre les deux NM: 7 C-H sur 49 C (brut: 14.3% brut, corrigé: 21.4%) dans le PNM, et 17 C-H sur 115 C (brut: 14.8%, corrigé: 22.2%) dans le GNM.

Les proportions entre type C-R et type C-H sont impossibles à déterminer puisque, je le rappelle, leurs spectres sont inséparables d'un groupe à l'autre. C'est pourquoi je parle des types C-H et C-R comme d'un seul groupe.

L'égalité des proportions entre galaxies est troublante. En effet, on a vu que les milieux à faible métallicité produisent davantage d'étoiles C de la BAG (des étoiles C-N et C-J). Toutefois,

la production d'étoiles C-H et C-R ne devrait pas augmenter dans ces milieux puisque leur nature est différente (il s'agit de géantes accrétant (ou ayant accrété) de la matière riche en carbone d'un compagnon proche). En conséquence, il devrait exister en moyenne une plus petite proportion d'étoiles C-H, C-R dans les NM que dans la Voie lactée.

Sur la figure 34, les étoiles avec JHK sont reportées sur un diagramme H-R. Les étoiles avec un fort triplet de calcium (C-H ou C-R) se répartissent préférentiellement du côté chaud du diagramme (médiane $[T_c]=3222$ K, 1^{er} quart.=138 K) alors que les étoiles avec un faible triplet de calcium se retrouvent à de plus basses températures (médiane $[T_c]=2786$ K, 1^{er} quart.=191 K). Ce n'est pas en soi un résultat surprenant puisque la force du triplet de calcium est proportionnelle à la température. On remarque également que les étoiles C-H, C-R se distribuent plus uniformément en luminosité qu'en température. La luminosité médiane est de -4.5 (1^{er} quart.=0.3) pour les étoiles C-H, C-R et de -4.6 (1^{er} quart.=0.3) pour les étoiles C-N, en accord avec les résultats de Costa et al. (1996).

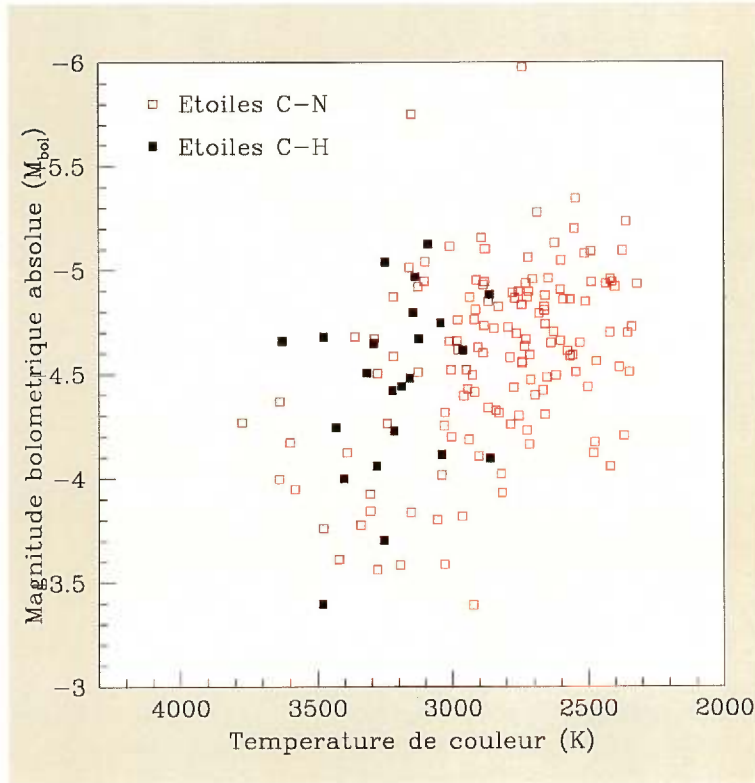


Figure 34: Diagramme H-R des étoiles C magellaniques. Le diagramme comprend 164 étoiles C dont les spectres permettaient la classification selon la force du triplet de calcium. Les étoiles avec un fort triplet (C-H ou C-R) sont plus chaudes que les étoiles avec un triplet faible (C-N ou C-J) mais se distribuent de la même façon en luminosité. Des modules de distances de 18.50 mag et 18.85 mag sont adoptés pour le GNM et le PNM, respectivement.

Les étoiles C-H du GNM ont fait l'objet d'un seul autre sondage, par Hartwick & Cowley (1985, 1988) qui en ont découvert 39. La principale conclusion de ces auteurs, se basant sur la cinématique, est que leur ensemble est bien plus jeune (10^8 à 10^9 ans) que la moyenne des étoiles C magellaniques. En effet, la dispersion des vitesses de leurs étoiles C-H est seulement de 10 km s^{-1} à $R \geq 5^\circ$ du centre du GNM. C'est une valeur proche de la dispersion du gaz HI ($\sigma \leq 10 \text{ km s}^{-1}$) et plus petite que celle des amas globulaires d'âge intermédiaire ($\sigma = 17 \text{ km s}^{-1}$). Suntzeff et al. (1993) ont fait une étude photométrique de cet ensemble pour découvrir que les étoiles C-H sont en moyenne

plus bleutées et plus lumineuses ($M_{bol} = -5.3$) que les étoiles C magellaniques sur la BAG. C'est le contraire dans notre Voie lactée où Dominy et al. (1986) associent la luminosité des étoiles C-H à celle d'étoiles G-K-M sur la BGR, soit une à deux magnitudes plus faible que les étoiles C sur la BAG. La question est, est-ce que mes étoiles C-H, C-R sont de même nature que les étoiles C-H de Hartwick & Cowley?

À première vue, il existe une similitude. Mon ensemble est tout aussi bleu que l'ensemble de Hartwick & Cowley. Ils occupent l'extrémité bleue du diagramme couleur-couleur. Cela suggère que toutes les étoiles C-H partagent la même température. Toutefois, d'autres types d'étoiles (K et M géantes) se placent aussi au même endroit sur le diagramme. On ne peut donc pas associer les deux ensembles d'étoiles C-H sur cette seule base. De plus, la comparaison achoppe sur deux points. D'abord, mes étoiles C-H ($M_{bol} = -4.5$) ne sont pas aussi brillantes que celles de Hartwick & Cowley ($M_{bol} = -5.3$, plus brillant que la plus lumineuse de mes candidates), voir figure 35. Ensuite, la dispersion des vitesses de mon ensemble s'accorde avec celle de 14 à 16 km s⁻¹ des 759 étoiles d'âge intermédiaire de l'ensemble de KDI (voir figure 36), pas à la leur de 10 km s⁻¹.

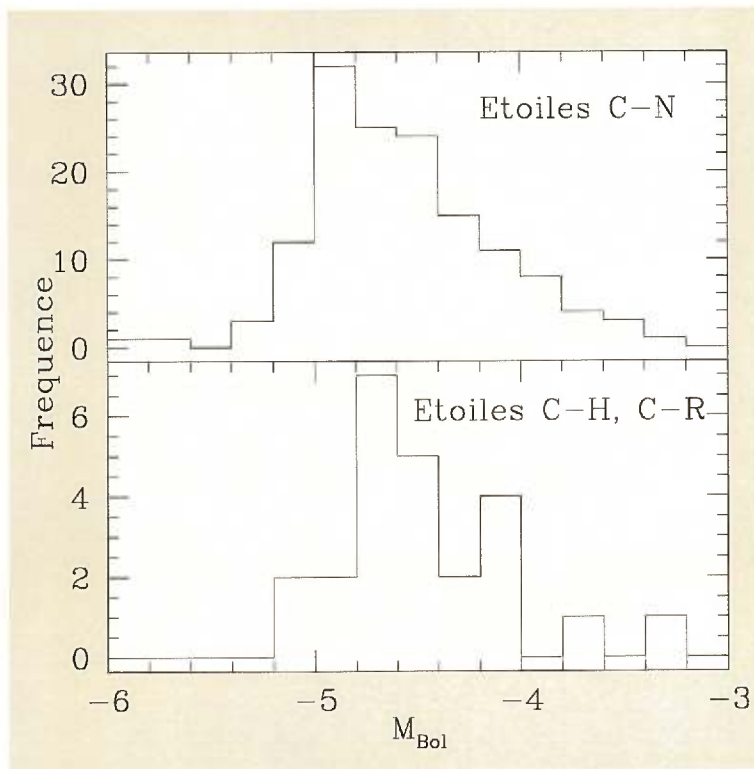


Figure 35: Fonction de luminosité des étoiles C magellaniques. En haut, les étoiles avec un faible triplet de calcium (C-N), en bas, les étoiles avec un fort triplet de calcium (C-H, C-R). Il s'agit du même échantillon que pour la figure 34. La distribution des étoiles C-H, C-R suit d'assez près celle des étoiles C-N, indiquant qu'il s'agit d'une population semblable. Les médianes sont $M_{bol} = -4.5$ et $M_{bol} = -4.6$ pour les étoiles C-H et C-N respectivement, avec un premier quartile à 0.3 mag. Suntzeff et al. (1993) obtiennent la même distribution pour les étoiles C-N mais une distribution environ 0.8 mag plus brillante pour les étoiles C-H.

J'en conclus que la nature de mon échantillon d'étoiles C-H, C-R n'est pas la même que celle de l'échantillon de Hartwick & Cowley. La différence entre les fonctions de luminosité est simplement trop importante. La dispersion des vitesses de rotation indique que mes étoiles C-H, C-R sont du même âge que le reste des étoiles carbonées, c'est-à-dire d'âge intermédiaire.

Il demeure que ces nouvelles étoiles se démarquent quand même des étoiles C-H et C-R de la Voie lactée; elles sont définitivement plus lumineuses (en supposant fiable l'estimation des

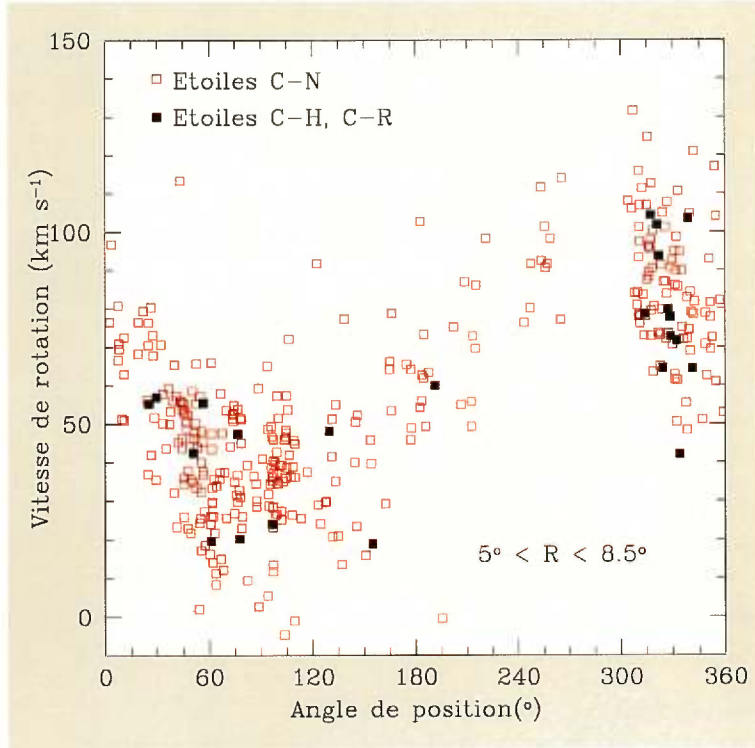


Figure 36: Courbe de rotation du GNM à partir de la vitesse radiale des étoiles C mesurée par KDI. L'abscisse représente l'angle de position des étoiles autour du centre du GNM. La vitesse de rotation des étoiles est en ordonnée. Seules les étoiles se situant dans un rayon entre 5 et 8.5 degrés du centre ont été reportées sur le graphique, là où Hartwick & Cowley mesurent une dispersion des vitesses de 10 km s^{-1} pour leur ensemble d'étoiles C-H. On remarque, au contraire, que les candidats de ce mémoire montrent la même dispersion que le reste des étoiles C (15 km s^{-1}), voir Kunkel et al. (1997a). Ici, l'ensemble des candidats (tableau XV) est utilisé.

luminosités bolométriques des étoiles C galactiques). En somme, nous avons à faire à des étoiles C-H dont la luminosité est à mi-chemin entre celles de Hartwick & Cowley et celles de la Voie lactée. Il faudrait obtenir des mesures photométriques JHK pour le reste des candidats présentés dans le tableau XV.

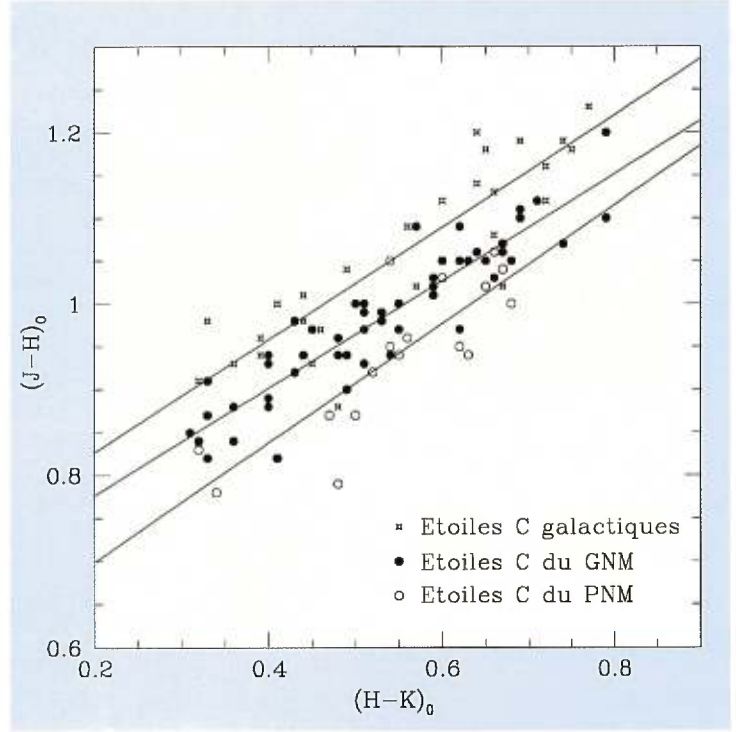
7.5 Des différences entre les étoiles C de la Galaxie, du PNM et du GNM?

Voici enfin le moment de répondre à la question qui motivait ce projet de maîtrise. Peut-t-on reconnaître des différences spectrales entre les étoiles C du PNM et du GNM?

Cohen et al. (1981) ont été les premiers à remarquer des différences dans le diagramme couleur-couleur (voir figure 37) entre les populations d'étoiles C des trois galaxies (la Voie lactée, le GNM et le PNM). Cohen et al. ont été les premiers à remarquer qu'à H-K constant, la couleur J-H des étoiles C du PNM est 0.05 magnitude plus bleu que celle des étoiles du GNM, elles-même 0.06 magnitude plus bleu que les étoiles C de la Voie lactée. Comme la métallicité augmente du PNM à la Voie lactée, ce diagramme permettait de croire à l'influence de la métallicité sur les couleurs JHK. Toutefois, la dispersion est suffisamment grande pour empêcher la classification d'une étoile individuelle. C'est avec cet objectif en tête que la présente étude spectrale s'est mise en branle.

Mais après analyse, la seule tentative que l'on puisse faire pour identifier des différences entre

Figure 37: Diagramme couleur-couleur des étoiles C du PNM, du GNM et de la Voie lactée (tiré de Cohen et al. (1981)). Les droites sont obtenues par la méthode des moindres carrés pour 17 étoiles du PNM, 51 étoiles du GNM et 26 étoiles de la Voie lactée. Les étoiles C du PNM semblent 0.05 magnitudes plus bleu que celles du GNM et 0.10 magnitudes plus bleu que celles de la Voie lactée. La métallicité de ces galaxies est dans le même sens: le PNM est la plus faible en métaux et la Voie lactée, la plus abondante. La dispersion importante des couleurs empêche toutefois de classer les étoiles individuelles.



étoiles C est la comparaison de la force du triplet de calcium (exprimée en terme du rapport CaII/CN). La figure 38 montre côte-à-côte la distribution des rapports CaII/CN pour le PNM, le GNM et la Voie lactée. On voit qu'existe une progression de la médiane du rapport CaII/CN mesuré du PNM au GNM à la Voie lactée (de 1.51 à 1.38 à 1.36). Est-ce à dire que l'effet d'une faible métallicité est de gonfler le rapport CaII/CN ? Non, cette progression est plutôt le fruit d'un mauvais choix de l'échantillon des étoiles C du PNM observées. En effet, on remarque (dans la colonne de gauche) que les étoiles du PNM observées spectroscopiquement sont plus chaudes et moins lumineuses que la moyenne des étoiles C magellaniques (comparez avec le diagramme H-R pour l'ensemble des étoiles C, troisième ligne). La trop grande proportion d'étoiles chaudes choisies a tendance à gonfler le rapport CaII/CN moyen du PNM (ces étoiles ont un plus fort triplet de calcium) tel que l'exercice suivant l'illustre. On utilise l'équation 7.11 et la température des étoiles carbonées pour prédire la valeur du rapport CaII/CN . Cet exercice prédit 1.63 pour le PNM, soit une valeur nettement supérieure à la moyenne prédite pour l'ensemble des étoiles du NM avec photométrie JHK (1.37) ou mesurées bien réellement dans la Voie lactée (1.36). Si l'échantillon du PNM n'est pas représentatif, en revanche, celui du GNM semble l'être. Les valeurs du prédites (1.27) et mesurées (1.38) du rapport CaII/CN s'équivalent, et sont très proches des valeurs mesurées dans la Voie lactée (1.36) et prédites dans les NM (1.37). D'ailleurs, l'égalité entre les valeurs prédites à partir de l'ensemble des étoiles C des NM avec JHK et les valeurs mesurées dans la Voie lactée est d'importance. C'est un argument de poids pour affirmer qu'aucune différence n'existe dans la force du triplet de calcium entre les étoiles carbonées des NM et de la Voie lactée. Cette conclusion est encore plus vraie entre les deux NM.

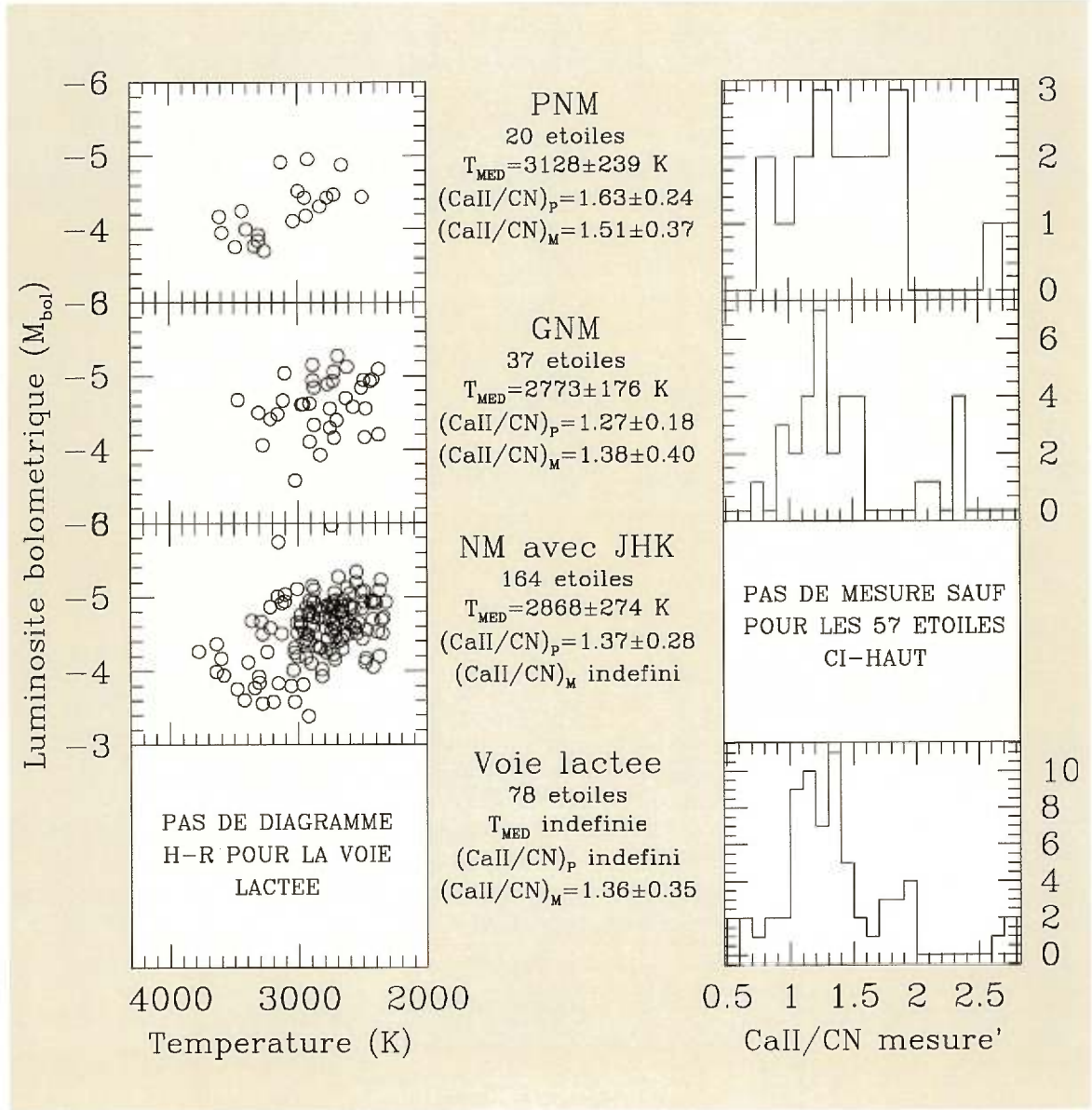


Figure 38: Histogrammes du rapport CaII/CN pour le PNM, le GNM et la Voie lactée. La figure se divise en trois colonnes. Celle de droite est l'histogramme qui nous intéresse, celle de gauche est le diagramme H-R des étoiles qui le composent (utilisant les données JHK de Whitelock). Chaque ligne correspond à une galaxie. De haut en bas, on a les étoiles C du PNM avec mesures CaII/CN, celles du GNM avec mesures CaII/CN, toutes les étoiles C des NM avec données JHK (pas nécessairement de CaII/CN), les étoiles C de la Voie lactée avec mesures CaII/CN. La colonne centrale tabule le nombre d'étoiles dans l'échantillon, leur température médiane (T_{MED}), le rapport CaII/CN prédit ($(CaII/CN)_P$) en utilisant l'équation 7.11 et les températures de l'échantillon, et le rapport CaII/CN mesuré ($(CaII/CN)_M$). Toutes les valeurs présentées sont des médianes. Les incertitudes sont la valeur du premier quartile. À partir des figures de droite, on observe une progression du rapport $(CaII/CN)_M$ mesuré avec des valeurs plus fortes pour le PNM et moins fortes pour la Voie lactée. Ces différences ne sont pas fondamentales mais résultent plutôt d'un mauvais choix d'échantillon des étoiles du PNM. En somme, les valeurs presque identiques du rapport CaII/CN prédit pour l'ensemble des NM avec données JHK et mesuré dans la Voie lactée indiquent qu'aucune différence n'existe entre les étoiles C des trois galaxies, d'après la force du triplet de calcium.

Conclusion

Ce travail l'a montré, la classification spectrale des étoiles C est une entreprise risquée. Si le domaine visible offre plusieurs raies métalliques, la forêt de raies moléculaires en empêche toute mesure précise. Le problème est accru dans le domaine spectral de 7700 Å à 8800 Å choisi pour ce mémoire où seules trois raies métalliques apparaissent: celles du triplet de calcium. La force du triplet de calcium telle que mesurée par le rapport CaII/CN (les raies de CN sont constantes) s'est avérée être le seul critère de classification fructueux. Beaucoup d'efforts pour en trouver d'autres sont restés vains.

La classification de Richer reste digne de confiance dans sa quasi totalité. Ce mémoire a mis en évidence trois particularités. Premièrement, les classes précoces (C0-C3) sont associées aux étoiles chaudes de type C-H et C-R; les classes moyennes (C4-C6) correspondent aux étoiles C-N; et la classe tardive C7 est associée aux étoiles C-J. Deuxièmement, parmi la dizaine d'étoiles C-J observées, aucune ne se classe comme C8 ou C9 et ne montre de spectre d'allure voilée. La seule étoile classée C9 par Richer est plutôt de classe C5. Troisièmement, l'échelle des températures sur laquelle Richer a établi ses dix classes a été révisée pour s'accorder mieux aux déterminations récentes de Van Belle et al. (1999).

Par ailleurs, ce mémoire reconfirme (voir Tsuji, 1981a,b) que les classes de la classification MK révisée ne sont pas corrélées avec la température. Toutefois, l'indice de carbone C_2 est inversement proportionnel à la température pour les étoiles de type C-N, en accord avec la théorie d'atmosphère de Tsuji.

La mesure du rapport CaII/CN a été faite sur les spectres de 78 étoiles C de la Voie lactée, 21 du PNM et 37 du GNM. Les valeurs du rapport CaII/CN avoisinent les 1.4 avec une dispersion de l'ordre de 0.8, plus forte que l'incertitude sur les mesures (d'environ 0.1 pour les étoiles galactiques et de 0.2-0.4 pour les étoiles magellaniques). Grâce aux données JHK de Noguchi et al. (1981) et à l'échantillon des étoiles de la Voie lactée, un lien entre température de couleur des étoiles C et force de leur triplet de calcium a été établi: $\text{CaII}/\text{CN}=0.00102 \cdot T_C - 1.56$. Bien qu'il fut attendu, ce lien n'avait été démontré que pour les étoiles géantes de types K et M tardifs (Xu, 1991). Aucune relation claire n'existe cependant entre la force du triplet de calcium et la luminosité ou la métallicité des étoiles C. D'autre part, la classification MK révisée a permis de mettre en évidence que toutes les étoiles C ayant un rapport $\text{CaII}/\text{CN} \geq 2$ sont soit de type C-H, soit de type C-R.

Cette dernière pièce d'évidence a dès lors servi à isoler 69 étoiles C-H ou C-R à travers les quelque 1600 spectres de l'ensemble de KDI, en cherchant par simple inspection visuelle les spectres avec un fort triplet de calcium. Il semble que la proportion d'étoiles C-H/C-R dans le PNM, le GNM et la Voie lactée soit constante avec une valeur de 22-23% de toutes les étoiles C. Cette égalité paraît étrange si les étoiles C-H/C-R sont le fruit d'échanges de matière dans un système binaire comme c'est le cas dans la Voie lactée. Car le taux de formation de ces étoiles ne croît pas comme le taux de formation des autres étoiles C de la BAG dans un milieu de faible métallicité. Dans cette optique, la proportion d'étoiles C-H/C-R devrait être plus basse dans les NM. Toutefois, les étoiles C-H/C-R découvertes ont des luminosités presque comparables aux étoiles C-N sur la BAG, non de une à deux magnitudes plus faibles comme les étoiles C-H/C-R de la Voie lactée, ce qui laisse croire à une origine différente des étoiles C-H/C-R magellaniques. Il s'agit peut-être du pendant moins lumineux des étoiles C-H très lumineuses de Hartwick & Cowley (1985, 1988).

Revenons à la question qui a motivé ce mémoire, à savoir, y a-t-il eu des échanges d'étoiles C entre le GNM et le PNM? La mesure du triplet de calcium n'offre aucun élément de réponse. En effet, la distribution du rapport CaII/CN dans les trois galaxies (VL, PNM et GNM) est fort semblable. En outre, les 164 étoiles C magellaniques avec photométrie JHK (Whitelock) permettent de prédire que la médiane de la distribution du rapport CaII/CN (en utilisant la relation entre CaII/CN et température) devrait être de $(\text{CaII}/\text{CN})_P=1.37$. Or, la valeur médiane pour les 78 étoiles de la Voie lactée est précisément de $(\text{CaII}/\text{CN})_M=1.36$, celle pour les 37 étoiles du GNM, de $(\text{CaII}/\text{CN})_M=1.28$. La valeur très élevée de $(\text{CaII}/\text{CN})_M=1.51$ pour 20 étoiles du PNM n'est pas fondamentale. Elle est entièrement causée par un mauvais échantillon d'étoiles C plus bleues que la moyenne. Bref, les distributions sont équivalentes.

Enfin, il ne faudrait pas passer sous silence tout un panneau de recherche qui mériterait plus ample attention. Il s'agit de la recherche d'étoiles C-J parmi les spectres de l'ensemble de KDI. En effet, les étoiles C-J présentent dans certaines régions du spectre de faibles différences avec les étoiles C-N avec lesquelles, par ailleurs, elles partagent plusieurs caractéristiques photométriques et spectrales. Le défi d'identifier les étoiles C-J dans l'ensemble de spectres bruités de KDI est autrement plus difficile à relever que celui d'identifier les étoiles C-H/C-R. Le bruit est trop important pour espérer se fier qu'à une ou quelques raies différentes, il faut plutôt se servir d'une région entière du spectre (par exemple, 8400 Å à 8700 Å) et comparer les écarts à la moyenne des différences avec un spectre de référence (convolué à la bonne résolution spectrale). Une telle tentative sur l'ensemble de 58 étoiles C magellaniques observées avec un rapport $S/B \approx 20$ a permis de découvrir hors de tout doute une seule étoile C-J, F034-34.

En somme, le principal résultat de ce mémoire est que l'étude statistique d'un grand nombre de spectres, qu'ils soient de bonne ou de mauvaise qualité, ne permet et ne permettra pas de déterminer l'origine petit nuageuse ou grand nuageuse d'étoiles carbonées individuelles. On ne pourra au mieux que faire des statistiques.

Références

- Aaronson, M., Blanco, V. M., Cook, K. H., Olszewski, E. W. & Schechter, P. L., 1990, ApJSS, 73, 841.
- Anguita, C., 1998, IAU Symp. #190, New Views of the Magellanic Clouds, Victoria, Canada.
- Azzopardi M., 1998, IAU Symp. #190, New Views of the Magellanic Clouds, Victoria, Canada.
- Azzopardi M., 1994, CTIO/ESO workshop on the Local Group, p.129.
- Barnbaum, C., Kastner, J. H., Zuckerman, B., 1991, AJ, 102, 289.
- Barnbaum C., Stone R. P. S. & Keenan P. C., 1996, ApJSS, 105, 419.
- Barnes J. E., Hernquist L., 1996, ApJ, 471, 115.
- Bergeat, J. & Lunel, M., 1980, A&A, 87, 139.
- Bessell, M. S., Wood, P. R., Lloyd Evans, T., 1983, MNRAS, 202, 59.
- Blanco, V. M., 1989, Rev. Mexicana Astron. Astrof., 19, 25.
- Brewer, J. P., Richer, H. B., Crabtree, D. R., 1995, AJ, 109, 2480.
- Caldwell, J. A. R. & Coulson, I., 1986, MNRAS, 218, 223.
- Carter, B. S., 1990, MNRAS, 242, 1.
- Charbonneau, P., Tomczyk, S., Schou, J., & Thompson, M. J., 1998, ApJ, 496, 1015.
- Chiosi, C., Bertelli, G., Bressan, A., 1992, Annu. Rev. Astron. Astrophys., 30, 235.
- Claussen, M. J., Kleinmann, S. G., Joyce, R. R., Jura, M., 1987, ApJSS, 65, 385.
- Cohen J. G., Frogel J. A., Persson S. E., Elias J. H., 1981, ApJ, 249, 481.
- Costa E. & Frogel J. A., 1996, AJ, 112, 2607.
- Demers S. & Battinelli P., 1998, AJ, 115, 154.
- Demers, S. & Kunkel, W. E., 1998, IAU Symp. #190, New Views of the Magellanic Clouds, Victoria, Canada.
- Dominy, J. F., Lambert, D. L., Gerhrz, R. D., & Mozurkewich, D., 1986, AJ, 91, 951.
- Eastman Kodak Company, KODAK Plates and Films for Scientific Photography, First Edition, 1973, New York.

- Feast, M. W. & Whitelock, P. A., 1992, MNRAS, 259, 6.
- Folkes S. R., Lahav O. & Maddox S. J., 1996, MNRAS, 283, 651.
- Fouqué, P., Le Bertre, T., Epchtein, N., Guglielmo, F. & Kerschbaum, F., 1992, A&AS, 93, 151.
- Frappier, B., 1998, Mémoire de maîtrise, Université de Montréal.
- Frogel, J. A., Persson, S. E. & Cohen, J. G., 1980, ApJ, 239, 495.
- Gardiner L. T. & Noguchi M., 1996, MNRAS, 278, 191.
- Grondin, L., Demers, S., Kunkel, W. E., & Irwin, M. J., 1990, AJ, 100, 663.
- Hardy E., Suntzeff N. B. & Azzopardi M., 1989, ApJ, 344, 210.
- Hartwick, F. D. A. & Cowley, A. P., 1985, AJ, 90, 2244.
- Hartwick, F. D. A. & Cowley, A. P., 1988, ApJ, 334, 135.
- Hatzidimitriou, D., Cannon R. D. & Hawkins M. R. S., 1993, MNRAS, 261, 873.
- Iben, I. & Renzini, A., 1983, Ann. Rev. Astron. Astrop., 21, 271.
- Irwin M. J., 1991, Proc. IAU Symp. 148, R. Haynes & D. Milne, eds, (Kluwer, Dordrecht), p.453.
- Irwin M. J., Demers S. & Kunkel W. E., 1990, AJ, 99, 191.
- Johnson, H. L., 1964, Ann. Rev. Astr. and Ap., 4, 193.
- Jones, B. F., Klemola, A. R., & Lin, D. N. C. 1994, AJ, 107, 1333.
- Jones, T. J. & Hyland, A. R., 1980, MNRAS, 192, 359.
- Keenan P. C., 1993, PASP, 105, 905.
- Kirkpatrick, J. D., Henry, T. J., McCarthy, D. W., 1991, ApJS, 77, 417.
- Kunkel, W. E., 1979, ApJ, 228, 718.
- Kunkel W. E., Demers S. & Irwin M. J., 1994, Proceedings from the CTIO-ESO workshop on The
Local Group: Comparative and Global Properties, édité par A. Layden, R. C. Smith & J.
Storm, La Serena, Chili.
- Kunkel W. E., Demers S., Irwin M. J. & Albert L., 1997a, ApJL, 488, L129.
- Kunkel W. E., Irwin M. J. & Demers S., 1997b, A&AS, 122, 463.
- Lambert, D. L., Gustafsson, B., Eriksson, K. & Hinkle, K. H., 1986, ApJSS, 62, 373.
- Lin D. N. C., Jones B. F. & Klemola A. R., 1995, ApJ, 439, 652.
- Lloyd-Evans, T., 1985, MNRAS, 212, 955.
- Mahonen P. H. & Hakala P. J., 1995, ApJ, 452, L77.
- Marigo, P., Bressan, A. & Chiosi, C., 1996, A&A, 313, 545.
- Mathewson D. S. & Ford V. L., 1984, Proc. IAU Symp. 108, S. van den Bergh & K. S. de Boer, eds,
(Reidel, Dordrecht), p.125.

- McClure, R. D., 1985, RASC, 79, 277.
- McClure, R. D., 1997a, PASP, 109, 256.
- McClure, R. D., 1997b, PASP, 109, 536.
- McClure, R. D. & Woodsworth, A. W., 1990, ApJ, 352, 709.
- Mermilliod, J.-C. & Mayor, M. 1989, A&A, 219, 125.
- Moore, B. & Davis, M., 1994, MNRAS, 270, 209.
- Morgan, W. W., The MK Process and Stellar Classification, 1983, Proceedings of the Workshop in honor of W. W. Morgan and P. C. Keenan, edited by R. F. Garrison, University of Toronto, Canada, 1983, 425 pp.
- Murai T. & Fugimoto M., 1980, PASJ, 32, 581.
- Noguchi K. & Oishi M., 1981, PASJ, 33, 373.
- Press W. H., Teukolsky S. A., Vetterling W. T., Flannery B. P., 1992, Numerical Recipes in C, 2^e édition, Cambridge University Press, Cambridge, 994 p.
- Quirrenbach, A., Mozurkewich, D., Hummel, C.A., Buscher, D.F., & Armstrong, J.T., 1994, A&A, 285, 541.
- Richer, H. B., 1971, ApJ, 167, 521.
- Roddiier, F., Distributions et transformation de Fourier: l'usage des physiciens et des ingénieurs, Paris, Ediscience, 1971, 286 pp.
- Schroeder, D., 1987, Astronomical Optics, San Diego, Academic Press Inc., 352 pp.
- Skapura, D. M., Building Neural Networks, New York, Addison-Wesley Publishing Company, 286 pp.
- Stephenson C. B., 1989, A General Catalogue of Cool Carbon Stars, Cleveland Publications of the Warner and Swasey Observatory, Cleveland, Ohio.
- Suntzeff, N. B., Phillips, M. M., Elias, J. H., Cowley, A. P., Hartwick, F. D. A., Bouchet, P., 1993, PASP, 105, 350.
- Toomre A. & Toomre J., 1972, ApJ, 178, 623.
- Totten E. J. & Irwin M. J., 1998, MNRAS, 294, 1.
- Tsuji, T., 1981a, A&A, 2, 95.
- Tsuji, T., 1981b, A&A, 2, 253.
- Utsumi, K., 1963, PASJ, 15, 482.
- Van Belle, G. T., Lane, B. F., Thompson, R. R., Boden, A. F., Colavita, M. M., Dumont, P. J., Mobley, D. W., Palmer, D., Shao, M., Vasight, G. X. Wallace, J. K., Creech-Eakman, M. J., Koresko, C. D., Kulkarni, S. R., Pan, X. P., Gubler, J., 1999, AJ, 117, 521.
- Van Belle, G. T., Dyck, H. M., Thompson, R. R., Benson, J. A., Kannappan, S. J., 1997, AJ, 114,

2150.

Walker, A. R., 1980, MNRAS, 190, 543.

Weaver W. M. B. & Torres-Dodgen A. V., 1995, ApJ, 446, 300.

Weiner B. J. & Williams T. B., 1996, AJ, 111, 1156.

Wood, P. R., Bessel, M. S. & Fox, M. W., 1983, ApJ, 272, 99.

Xu, Z., 1991, A&A, 248, 367.

Yamashita, Y., 1972, Annals Tokyo Astron. Obs., 13, 169.

Yamashita, Y. 1975, Annals Tokyo Astron. Obs., 15, 47.

Remerciements

Je tiens à remercier Serge Demers pour la confiance qu'il m'a accordée en me laissant une grande liberté au cours de mes recherches. Je lui suis redevable de m'avoir permis de réaliser un rêve d'enfance, soit observer dans un grand observatoire. J'aimerais remercier de son support financier le Groupe d'astrophysique de l'Université de Montréal qui m'a octroyé une bourse de maîtrise à ma première année. Et je remercie Luc Turbide qui m'a déniché un travail pour subvenir aux besoins de ma deuxième année. Après les longs mois consacrés à l'écriture de ce mémoire, toutes mes pensées vont à Sier-Ching qui a passé de nombreuses soirées seule, sans amoureux, mais qui aura bientôt sa revanche. Enfin, merci à Maman, qui par son talent a su égayer ce travail en ajoutant des couleurs ici et là dans mes figures "sérieuses". Merci à tous mes sympathiques camarades de travail.

Appendice

Dans cet appendice se retrouvent de longs tableaux qui eussent embrouillé le corps du mémoire mais dont la présence est nécessaire (première section). On retrouve aussi des tableaux de découvertes fortuites faites en classifiant les 1597 spectres de KDI (seconde section).

Tableaux reportés

Cette section concerne d'abord le tableau XVI des mesures de raies effectuées sur les spectres d'étoiles C obtenus lors des missions au Chili et à OMM3. On y trouve l'aire des quatre raies mesurées sur chaque spectre. La deuxième colonne est le nom du fichier. Le second tableau (tableau XVII) collige les données photométriques que Whitelock a mis à notre disponibilité sur 254 étoiles des NM. On y donne également le type de chaque étoile.

Tableau XVI: Liste des mesures sur tous les spectres obtenus lors des missions OMM3 et Chili

Étoile	Spectre	S/B	CaII8498	CN8503	CN8648	CaII8662	$\frac{CaII8498}{CN8503}$	$\frac{CaII8662}{CN8648}$	$\frac{CaII}{CN}$
AB Ant	nt2.348	172	0.390	0.346	0.149	0.279	1.13	1.88	1.89
AB Ant	nt2.349	104	0.385	0.351	0.157	0.263	1.10	1.67	1.72
AC Per	nt1.23	134	0.293	0.317	0.167	0.172	0.92	1.03	1.03
AC Pup	nt3.482	66	0.310	0.334	0.161	0.162	0.93	1.01	1.04
AC Pup	nt3.483	102	0.313	0.333	0.160	0.171	0.94	1.07	1.09
BD +20:5071	nt1.07	73	0.192	0.122	0.078	0.174	1.57	2.21	2.99
BD +23:123	nt5.10	63	0.178	0.106	0.055	0.175	1.68	3.19	3.71
BD +26:4091	nt1.01	133	0.113	0.038	0.017	0.180	2.96	10.33	9.97
BD +34:1929	nt5.18	21	0.210	0.068	0.061	0.121	3.07	1.97	6.03
BD +47:783	nt1.22	238	0.352	0.349	0.158	0.237	1.01	1.51	1.45
BD +51:1462	nt5.17	44	0.091	0.027	0.012	0.147	3.42	12.42	11.99
BD +53:379	nt5.02	77	0.254	0.239	0.161	0.167	1.06	1.04	1.33
BD +57:702	nt1.21	290	0.292	0.285	0.195	0.191	1.02	0.98	1.22
BD +7:5128	nt1.16	67	0.146	0.039	0.016	0.206	3.69	12.79	12.73
BD -19:3634	nt2.351	39	0.209	0.092	0.047	0.260	2.26	5.58	6.13
BE CMa	nt10.366	38	0.289	0.328	0.183	0.173	0.88	0.94	0.90
BE CMa	nt10.367	55	0.285	0.329	0.168	0.181	0.87	1.08	0.94
BE CMa	nt10.368	74	0.283	0.310	0.190	0.177	0.91	0.94	0.97
BE CMa*	nt9.296	24	0.204	0.038	0.038	0.296	5.41	7.79	13.85
BL Ori*	nt1.30	38	0.173	0.023	0.021	0.232	7.49	10.96	19.81
BL Ori	nt10.355	44	0.380	0.335	0.151	0.286	1.13	1.89	1.91
BL Ori	nt10.356	59	0.368	0.375	0.157	0.276	0.98	1.75	1.52
BL Ori	nt10.357	79	0.372	0.338	0.163	0.280	1.10	1.72	1.75
BM Gem	nt9.304	30	0.272	0.274	0.130	0.195	0.99	1.50	1.42
BM Gem	nt9.305	53	0.289	0.291	0.160	0.210	0.99	1.31	1.32

Tableau XVI: Liste des mesures sur tous les spectres obtenus lors des missions OMM3 et Chili (suite)

Étoile	Spectre	S/B	CaII8498	CN8503	CN8648	CaII8662	$\frac{CaII8498}{CN8503}$	$\frac{CaII8662}{CN8648}$	$\frac{CaII}{CN}$
CZ Mon	nt9.283	27	0.327	0.342	0.154	0.200	0.96	1.30	1.24
CZ Mon	nt9.284	53	0.328	0.334	0.160	0.204	0.98	1.27	1.28
DF Mon	nt9.286	27	0.291	0.294	0.163	0.165	0.99	1.01	1.16
DF Mon	nt9.287	43	0.282	0.306	0.154	0.172	0.92	1.12	1.07
DY Per	nt1.20	60	0.258	0.276	0.150	0.136	0.94	0.91	1.00
EL Aur	nt5.08	270	0.368	0.392	0.175	0.236	0.94	1.35	1.22
FU Aur	nt1.28	69	0.333	0.308	0.137	0.244	1.08	1.78	1.74
FU Aur	nt9.273	42	0.400	0.358	0.153	0.268	1.12	1.75	1.80
FU Aur	nt9.274	68	0.399	0.342	0.149	0.258	1.17	1.73	1.89
GK Ori*	nt1.31	17	0.222	0.206	0.136	0.113	1.08	0.83	1.26
GK Ori	nt9.279	36	0.300	0.347	0.173	0.160	0.87	0.93	0.86
GK Ori	nt9.280	60	0.298	0.371	0.169	0.161	0.80	0.95	0.74
GK Ori	nt9.281	47	0.299	0.345	0.154	0.163	0.87	1.06	0.93
GY Mon	nt10.359	77	0.383	0.352	0.169	0.254	1.09	1.50	1.62
GY Mon	nt10.360	55	0.387	0.354	0.163	0.256	1.09	1.57	1.66
GY Mon	nt9.289	10	0.170	0.023	0.070	0.174	7.37	2.47	15.32
GY Mon	nt9.290	15	0.099	0.017	0.034	0.195	5.73	5.67	13.48
GY Mon	nt9.291	27	0.131	0.009	0.019	0.217	14.20	11.39	34.17
HD 104214	nt7.140	31	0.305	0.264	0.135	0.252	1.15	1.86	1.94
HD 104214	nt7.141	44	0.306	0.254	0.138	0.248	1.20	1.80	2.01
HD 117619	nt2.352	89	0.307	0.269	0.147	0.241	1.14	1.64	1.80
HD 117619	nt2.353	145	0.306	0.276	0.148	0.243	1.11	1.64	1.73
HD 137613	nt7.146	56	0.384	0.229	0.095	0.406	1.67	4.26	4.23
HD 137613	nt7.147	42	0.311	0.201	0.102	0.405	1.55	3.99	3.82
HD 16115	nt5.03	93	0.245	0.162	0.106	0.218	1.51	2.05	2.78
HD 19445	nt5.09	48	0.041	0.008	0.000	0.087	5.41	268.61	144.26
HD 54895	nt5.19	249	0.236	0.015	0.003	0.383	16.10	142.74	103.83
HD 65424	nt3.476	124	0.322	0.337	0.168	0.219	0.96	1.30	1.24
HD 91708	nt10.379	29	0.273	0.204	0.127	0.236	1.34	1.85	2.32
HD 91708	nt10.380	50	0.282	0.176	0.111	0.220	1.60	1.98	2.94
NP Pup	nt10.362	138	0.357	0.310	0.156	0.280	1.15	1.79	1.90
NP Pup	nt10.363	102	0.364	0.310	0.166	0.306	1.17	1.85	1.97
NP Pup	nt10.364	56	0.365	0.321	0.160	0.274	1.14	1.71	1.82
NQ Cas	nt5.01	109	0.297	0.322	0.177	0.211	0.92	1.19	1.11
R CMi	nt5.15	136	0.203	0.240	0.108	0.017	0.84	0.16	0.43
RT Ori	nt1.27	120	0.310	0.323	0.161	0.206	0.96	1.28	1.24
RT Ori	nt9.259	35	0.345	0.359	0.168	0.211	0.96	1.26	1.23
RT Ori	nt9.260	45	0.363	0.355	0.181	0.217	1.02	1.20	1.33
RT Ori	nt9.261	81	0.341	0.355	0.177	0.214	0.96	1.21	1.20
RT Pup	nt1.209	68	0.302	0.308	0.148	0.279	0.98	1.88	1.58
RU Pup	nt1.211	200	0.333	0.365	0.181	0.239	0.91	1.32	1.16
RV Cyg	nt1.05	343	0.325	0.362	0.181	0.164	0.90	0.91	0.91
RX Peg	nt1.06	160	0.286	0.315	0.162	0.182	0.91	1.13	1.05
RY Hya	nt3.479	86	0.298	0.360	0.152	0.150	0.83	0.98	0.81
RY Hya	nt3.480	125	0.297	0.361	0.151	0.148	0.82	0.98	0.79
RY Mon	nt5.14	168	0.305	0.327	0.164	0.183	0.93	1.12	1.10
S Aur	nt1.26	80	0.236	0.282	0.131	0.109	0.84	0.84	0.75
S Cam	nt5.07	103	0.224	0.219	0.111	0.146	1.02	1.32	1.38
S Cen	nt2.344	44	0.241	0.236	0.149	0.191	1.02	1.28	1.36
SS Vir	nt7.149	156	0.214	0.302	0.145	0.122	0.71	0.84	0.49
SS Vir	nt7.150	98	0.222	0.310	0.136	0.127	0.72	0.93	0.55
SS Vir	nt7.151	63	0.225	0.321	0.140	0.117	0.70	0.83	0.47
ST Cam	nt5.06	400	0.361	0.391	0.173	0.224	0.92	1.29	1.17
ST Cas	nt1.11	143	0.330	0.341	0.145	0.213	0.97	1.47	1.35
SU And	nt1.10	83	0.135	0.045	0.017	0.217	3.00	12.63	11.20
SU Sco	nt8.222	96	0.314	0.336	0.175	0.185	0.93	1.06	1.07

Tableau XVI: Liste des mesures sur tous les spectres obtenus lors des missions OMM3 et Chili (suite)

Étoile	Spectre	S/B	CaII8498	CN8503	CN8648	CaII8662	$\frac{CaII8498}{CN8503}$	$\frac{CaII8662}{CN8648}$	$\frac{CaII}{CN}$
SY Car	nt1.205	166	0.314	0.337	0.163	0.266	0.93	1.63	1.35
SY Eri	nt9.301	50	0.342	0.335	0.168	0.235	1.02	1.40	1.42
SY Eri	nt9.302	70	0.330	0.336	0.169	0.230	0.98	1.36	1.32
SZ Car	nt10.370	74	0.362	0.347	0.169	0.231	1.04	1.37	1.45
SZ Car	nt10.371	43	0.350	0.345	0.167	0.230	1.01	1.38	1.40
SZ Car	nt10.372	47	0.366	0.357	0.167	0.228	1.02	1.36	1.41
SZ Car	nt10.373	36	0.354	0.360	0.164	0.240	0.98	1.46	1.38
SZ Car	nt7.153	26	0.264	0.188	0.110	0.230	1.40	2.09	2.56
SZ Car	nt7.154	19	0.298	0.205	0.080	0.213	1.46	2.67	2.97
SZ Lep	nt9.298	46	0.328	0.265	0.147	0.249	1.24	1.70	2.03
SZ Lep	nt9.299	73	0.327	0.283	0.134	0.246	1.15	1.83	1.92
T Cae	nt9.249	36	0.341	0.344	0.151	0.229	0.99	1.52	1.42
T Cae	nt9.250	58	0.335	0.350	0.157	0.221	0.96	1.41	1.29
T Cae	nt9.251	89	0.342	0.336	0.148	0.224	1.02	1.51	1.48
T Mus	nt2.354	33	0.245	0.310	0.163	0.125	0.79	0.76	0.62
TT Tau	nt1.24	230	0.348	0.355	0.160	0.233	0.98	1.46	1.37
TT Tau	nt9.253	113	0.385	0.390	0.158	0.252	0.99	1.59	1.45
TU Gem	nt1.29	136	0.352	0.375	0.156	0.222	0.94	1.42	1.26
TU Gem	nt10.352	39	0.354	0.363	0.174	0.228	0.97	1.31	1.28
TU Gem	nt10.353	65	0.373	0.374	0.174	0.231	1.00	1.33	1.34
TU Gem	nt9.276	33	0.368	0.381	0.171	0.237	0.97	1.39	1.31
TU Gem	nt9.277	74	0.380	0.371	0.176	0.241	1.03	1.37	1.42
TU Tau	nt9.262	29	0.343	0.363	0.171	0.198	0.95	1.15	1.14
TU Tau	nt9.263	56	0.358	0.362	0.177	0.196	0.99	1.11	1.21
TU Tau	nt9.264	78	0.349	0.358	0.174	0.198	0.97	1.14	1.19
TW Hor	nt9.245	88	0.338	0.296	0.132	0.253	1.14	1.92	1.94
TX Aur	nt5.11	138	0.322	0.354	0.167	0.176	0.91	1.05	1.01
TX Psc	nt1.08	1048	0.367	0.338	0.148	0.272	1.09	1.84	1.78
TZ Car	nt2.343	105	0.308	0.307	0.207	0.202	1.00	0.98	1.18
U Cam	nt5.04	324	0.328	0.366	0.179	0.192	0.90	1.07	1.00
UU Aur	nt5.12	546	0.336	0.374	0.167	0.219	0.90	1.31	1.12
UV Aur	nt5.13	66	0.162	0.150	0.081	0.105	1.08	1.30	1.49
UV Cam	nt5.05	231	0.334	0.293	0.156	0.259	1.14	1.67	1.81
UZ Pyx	nt3.485	117	0.293	0.298	0.191	0.197	0.98	1.03	1.16
V460 Cyg	nt1.02	675	0.362	0.373	0.160	0.263	0.97	1.64	1.44
V460 Cyg	nt1.03	677	0.366	0.385	0.161	0.262	0.95	1.63	1.39
V460 Cyg	nt1.04	671	0.365	0.386	0.159	0.260	0.95	1.63	1.38
V614 Mon	nt9.293	55	0.295	0.296	0.173	0.203	1.00	1.17	1.26
V614 Mon	nt9.294	88	0.288	0.274	0.169	0.205	1.05	1.21	1.39
V Ari	nt1.17	169	0.294	0.288	0.150	0.199	1.02	1.32	1.39
V Ari	nt1.18.1	25	0.255	0.233	0.107	0.153	1.10	1.43	1.59
V Ari	nt1.18.2	25	0.256	0.248	0.110	0.149	1.03	1.35	1.42
V Ari	nt1.18.3	21	0.209	0.240	0.107	0.131	0.87	1.23	1.02
V Ari	nt1.18.4	22	0.229	0.237	0.128	0.198	0.97	1.54	1.38
V Ari	nt1.18.5	21	0.183	0.201	0.105	0.145	0.91	1.38	1.18
V Ari	nt1.19.1	25	0.231	0.228	0.092	0.163	1.01	1.76	1.59
V Ari	nt1.19.2	25	0.232	0.227	0.105	0.161	1.02	1.53	1.50
V Ari	nt1.19.3	28	0.231	0.249	0.132	0.155	0.93	1.18	1.12
V Ari	nt1.19.4	27	0.220	0.212	0.130	0.140	1.04	1.08	1.30
V Ari	nt1.19.5	25	0.256	0.227	0.115	0.143	1.13	1.24	1.58
VX And	nt1.12	252	0.227	0.263	0.154	0.097	0.86	0.63	0.71
VX And	nt1.13.1	38	0.181	0.213	0.123	0.082	0.85	0.67	0.69
VX And	nt1.13.2	40	0.224	0.252	0.127	0.083	0.89	0.66	0.77
VX And	nt1.13.3	34	0.196	0.220	0.123	0.079	0.89	0.64	0.77
VX And	nt1.13.4	35	0.218	0.223	0.134	0.081	0.98	0.61	0.93
VX And	nt1.13.5	36	0.160	0.214	0.144	0.088	0.75	0.62	0.46

Tableau XVI: Liste des mesures sur tous les spectres obtenus lors des missions OMM3 et Chili (suite)

Étoile	Spectre	S/B	CaII8498	CN8503	CN8648	CaII8662	$\frac{CaII8498}{CN8503}$	$\frac{CaII8662}{CN8648}$	$\frac{CaII}{CN}$
VX And	nt1.14.1	28	0.135	0.176	0.118	0.074	0.76	0.63	0.50
VX And	nt1.14.2	27	0.117	0.176	0.102	0.064	0.67	0.63	0.29
VX And	nt1.14.3	31	0.151	0.208	0.128	0.084	0.72	0.66	0.43
VX And	nt1.14.5	28	0.149	0.207	0.120	0.073	0.72	0.61	0.39
VX And	nt1.15.5	25	0.130	0.179	0.117	0.066	0.72	0.57	0.38
VX And	nt1.15.1	16	0.145	0.176	0.114	0.068	0.82	0.60	0.61
VX And	nt1.15.2	20	0.136	0.201	0.125	0.070	0.68	0.56	0.28
VX And	nt1.15.3	22	0.149	0.176	0.101	0.059	0.85	0.58	0.64
VX And	nt1.15.4	22	0.140	0.173	0.124	0.083	0.81	0.67	0.61
VX And	nt1.14.4	23	0.159	0.173	0.118	0.063	0.92	0.53	0.77
VX Gem	nt5.16	78	0.089	0.276	0.121	0.033	0.32	0.27	-0.61
W CMa	nt8.213	117	0.384	0.375	0.167	0.271	1.02	1.62	1.54
W Ori	nt1.25	330	0.297	0.326	0.173	0.188	0.91	1.09	1.04
W Ori	nt9.255	99	0.352	0.373	0.178	0.207	0.94	1.17	1.14
X Cnc	nt9.307	47	0.320	0.370	0.167	0.170	0.86	1.02	0.90
X Cnc	nt9.308	70	0.332	0.358	0.167	0.167	0.93	1.00	1.03
X Cnc	nt9.309	92	0.322	0.364	0.166	0.162	0.88	0.98	0.93
X Cnc	nt9.311	71	0.337	0.340	0.169	0.203	0.99	1.20	1.26
X Cnc	nt9.312	105	0.315	0.324	0.168	0.195	0.97	1.16	1.20
X Vel	nt10.375	55	0.324	0.333	0.153	0.199	0.97	1.30	1.28
X Vel	nt10.376	61	0.334	0.339	0.169	0.184	0.99	1.09	1.19
X Vel	nt10.377	68	0.308	0.312	0.170	0.192	0.99	1.13	1.22
X Vel	nt2.347	27	0.309	0.306	0.172	0.171	1.01	1.00	1.19
X Vel	nt8.216	136	0.315	0.329	0.169	0.188	0.96	1.11	1.15
Y Hya	nt2.345	163	0.351	0.366	0.170	0.190	0.96	1.12	1.15
Y Tau	nt9.270	64	0.374	0.368	0.169	0.251	1.02	1.48	1.45
Y Tau	nt9.271	77	0.368	0.384	0.167	0.252	0.96	1.51	1.34
F013-03	nt4.541	23	0.339	0.284	0.120	0.203	1.19	1.70	1.93
F014-01	nt2.295	14	0.320	0.249	0.121	0.146	1.28	1.20	1.88
F014-02	nt2.297	22	0.102	0.049	NaN	0.238	2.10	NaN	NaN
F028-04	nt3.375	17	0.315	0.337	0.184	0.152	0.93	0.83	0.95
F028-07	nt3.377	13	0.337	0.321	0.159	0.155	1.05	0.98	1.28
F028-09	nt5.643	16	0.321	0.293	0.103	0.121	1.10	1.18	1.47
F028-18	nt3.378	19	0.273	0.318	0.153	0.140	0.86	0.91	0.84
F028-19	nt3.380	20	0.378	0.308	0.155	0.180	1.23	1.16	1.74
F028-31	nt5.645	17	0.343	0.282	0.136	0.219	1.22	1.60	1.94
F028-34	nt5.647	27	0.304	0.306	0.140	0.176	0.99	1.26	1.30
F031-03	nt2.299	20	0.335	0.344	0.194	0.197	0.97	1.01	1.13
F032-01	nt4.561	20	0.355	0.309	0.178	0.196	1.15	1.10	1.54
F032-02	nt4.563	18	0.252	0.300	0.111	0.187	0.84	1.69	1.19
F032-11	nt2.301	22	0.316	0.248	0.142	0.246	1.27	1.73	2.12
F032-78	nt4.565	19	0.383	0.360	0.200	0.161	1.06	0.80	1.21
F034-34	nt3.438	17	0.254	0.241	0.217	0.189	1.05	0.87	1.23
F034-36	nt3.440	15	0.287	0.323	0.120	0.198	0.89	1.65	1.27
F034-44	nt3.441	21	0.335	0.364	0.200	0.162	0.92	0.81	0.92
F034-64	nt3.443	19	0.261	0.086	0.046	0.395	3.05	8.62	9.30
F050-01	nt11.113	12	0.388	0.395	0.173	0.179	0.98	1.03	1.16
F050-02	nt11.115	11	0.203	0.031	0.141	0.266	6.58	1.89	13.36
F050-04	nt3.383	18	0.343	0.298	0.164	0.221	1.15	1.35	1.68
F050-06	nt5.648	12	0.390	0.311	0.089	0.253	1.25	2.84	2.63
F050-11	nt11.116	13	0.334	0.319	0.134	0.232	1.05	1.73	1.65
F050-15	nt3.381	17	0.326	0.273	0.073	0.282	1.19	3.89	3.03
F052-06	nt5.650	18	0.282	0.359	0.120	0.141	0.78	1.18	0.81
F052-10	nt5.652	22	0.290	0.301	0.156	0.188	0.96	1.20	1.20
F055-036	nt5.687	18	0.264	0.313	0.145	0.128	0.84	0.89	0.79
F055-083	nt5.689	22	0.390	0.379	0.197	0.220	1.03	1.12	1.30

Tableau XVI: Liste des mesures sur tous les spectres obtenus lors des missions OMM3 et Chili (*suite*)

Étoile	Spectre	S/B	CaII8498	CN8503	CN8648	CaII8662	$\frac{CaII8498}{CN8503}$	$\frac{CaII8662}{CN8648}$	$\frac{CaII}{CN}$
F058-11	nt3.465	26	0.338	0.217	0.161	0.173	1.56	1.07	2.39
F058-27	nt3.467	26	0.312	0.317	0.163	0.192	0.98	1.18	1.24
F058-47	nt1.161	22	0.381	0.371	0.209	0.206	1.03	0.99	1.23
F058-70	nt1.163	27	0.403	0.296	0.142	0.244	1.36	1.72	2.31
F079-23	nt4.532	11	0.275	0.268	0.156	0.243	1.02	1.55	1.51
F079-24	nt4.534	14	0.304	0.302	0.122	0.186	1.00	1.53	1.45
F079-32	nt4.535	14	0.303	0.275	0.055	0.249	1.10	4.52	3.16
F087-06	nt1.183	26	0.311	0.094	0.059	0.363	3.31	6.15	8.62
F087-08	nt1.185	23	0.346	0.317	0.213	0.281	1.09	1.32	1.53
F087-29	nt1.187	25	0.365	0.334	0.162	0.209	1.10	1.29	1.53
F087-96	nt1.189	27	0.374	0.319	0.200	0.215	1.17	1.07	1.58
F119-35	nt2.313	24	0.278	0.297	0.127	0.155	0.93	1.22	1.15
F119-45	nt2.315	20	0.288	0.292	0.170	0.121	0.99	0.71	1.01
F119-54	nt2.316	20	0.266	0.283	0.149	0.107	0.94	0.72	0.91
F119-63	nt2.318	21	0.325	0.295	0.176	0.134	1.10	0.76	1.27
F119-65	nt2.319	16	0.236	0.249	0.125	0.113	0.95	0.90	1.02
F120-05	nt4.598	18	0.191	0.230	0.147	0.181	0.83	1.24	0.95
F120-06	nt2.330	18	0.312	0.314	0.122	0.199	1.00	1.64	1.49
F120-07	nt4.600	18	0.296	0.319	0.180	0.204	0.93	1.13	1.10
F120-09	nt5.715	20	0.341	0.309	0.169	0.186	1.11	1.10	1.45
F120-10	nt5.717	21	0.347	0.362	NaN	0.003	0.96	NaN	NaN
F120-14	nt2.332	20	0.369	0.240	0.111	0.269	1.54	2.42	3.02
F120-19	nt4.602	13	0.305	0.272	0.169	0.200	1.12	1.18	1.53
F120-24	nt4.604	16	0.383	0.333	0.114	0.301	1.15	2.63	2.31
F121-06	nt1.191	19	0.317	0.309	0.186	0.217	1.03	1.17	1.32
F121-10	nt1.193	19	0.340	0.332	0.164	0.125	1.02	0.77	1.11
F121-28	nt1.195	17	0.374	0.321	0.160	0.312	1.17	1.95	2.00
F121-34	nt1.198	29	0.349	0.339	0.186	0.240	1.03	1.29	1.38
F121-37	nt5.719	20	0.354	0.251	0.112	0.187	1.41	1.67	2.38
F121-39	nt4.606	15	0.287	0.279	0.146	0.219	1.03	1.50	1.49
F121-40	nt5.721	16	0.328	0.317	0.161	0.337	1.04	2.09	1.81
F121-40	nt5.726	19	0.264	0.334	0.155	0.255	0.79	1.64	1.06

Tableau XVII: Liste des étoiles avec photométrie JHK des Nuages de Magellan. C'est un ensemble de 254 étoiles dont 164 sont des étoiles carbonées (24 C-H, 140 C-N), 21 sont des étoiles M (10 M naines, 11 M géantes) et 69 ne sont pas classées car les spectres étaient trop mauvais.

Nom de l'étoile	$J_{Whi.}$	$H_{Whi.}$	$K_{Whi.}$	Type	Appartenance
F013-02	13.076	12.574	12.459	M naine	PNM
F013-03	13.138	11.945	11.519	C-N	PNM
F014-01	13.423	12.563	12.329	C-N	PNM
F028-01	14.303	13.437	13.203	INDEF	PNM
F028-02	13.643	12.425	11.73	INDEF	PNM
F028-03	13.539	12.847	12.588	M naine	PNM
F028-04	13.023	11.837	11.296	C-N	PNM
F028-07	13.596	12.784	12.359	C-N	PNM
F028-08	13.727	13.179	13.288	C-N	PNM
F028-09	13.235	12.164	11.71	C-N	PNM
F028-10	13.113	12.093	11.813	C-N	PNM
F028-11	12.93	11.818	11.233	C-N	PNM
F028-12	12.718	11.522	10.961	C-N	PNM

Tableau XVII: Liste des étoiles avec photométrie JHK des Nuages de Magellan (Suite).

Nom de l'étoile	$J_{Whi.}$	$H_{Whi.}$	$K_{Whi.}$	Type	Appartenance
F028-13	11.635	10.586	10.272	C-N	PNM
F028-14	13.123	12.041	11.514	C-N	PNM
F028-15	13.598	12.565	12.093	C-N	PNM
F028-16	12.974	11.758	10.967	INDEF	PNM
F028-17	12.926	11.843	11.432	INDEF	PNM
F028-18	13.169	11.905	11.223	C-N	PNM
F028-19	13.035	11.817	11.366	C-N	PNM
F028-20	13.093	11.862	11.321	C-N	PNM
F028-22	14.033	12.881	12.495	C-N	PNM
F028-23	13.013	11.919	11.47	C-N	PNM
F028-24	13.746	12.012	10.829	INDEF	PNM
F028-25	13.053	11.914	11.435	INDEF	PNM
F028-26	12.703	11.671	11.131	C-N	PNM
F028-27	12.912	11.885	11.477	INDEF	PNM
F028-28	12.826	11.887	11.484	INDEF	PNM
F028-31	13.447	12.526	12.189	C-N	PNM
F028-34	12.477	11.357	10.929	C-N	PNM
F031-02	13.604	12.703	12.515	M naine	PNM
F032-01	12.753	11.536	11.01	C-N	GNM
F032-02	12.573	11.343	10.875	C-N	GNM
F032-03	13.53	12.517	12.078	INDEF	GNM
F032-08	13.248	12.371	12.042	M naine	GNM
F032-09	13.267	12.146	11.905	M géante	GNM
F032-10	13.33	12.349	12.195	M géante	GNM
F032-11	12.515	11.536	11.264	C-H	GNM
F032-18	13.5	12.582	12.485	M naine	GNM
F032-22	13.227	11.877	11.102	INDEF	GNM
F032-23	13.57	12.621	12.4	INDEF	GNM
F032-31	12.873	11.861	11.664	M géante	GNM
F032-39	13.062	11.971	11.498	INDEF	GNM
F032-40	12.584	11.491	11.225	INDEF	GNM
F032-52	12.588	11.272	10.674	C-N	GNM
F032-57	13.620	12.678	12.468	C-H	GNM
F032-78	12.751	11.639	11.166	C-N	GNM
F032-80	13.344	12.326	12.186	M naine	GNM
F032-82	12.588	11.543	11.251	C-H	GNM
F033-110	12.372	11.055	10.276	INDEF	GNM
F033-122	12.362	11.151	10.585	C-N	GNM
F033-127	12.502	11.286	10.796	C-N	GNM
F033-142	12.633	11.363	10.748	C-N	GNM
F033-151	12.694	11.457	10.874	C-N	GNM
F033-161	12.238	11.161	10.871	C-H	GNM
F033-193	12.414	11.205	10.694	INDEF	GNM
F033-197	12.465	11.220	10.584	INDEF	GNM
F033-204	12.169	11.035	10.507	INDEF	GNM
F033-214	12.271	11.111	10.557	C-N	GNM

Tableau XVII: Liste des étoiles avec photométrie JHK des Nuages de Magellan (Suite).

Nom de l'étoile	$J_{Whi.}$	H_{Whi}	$K_{Whi.}$	Type	Appartenance
F033-236	13.035	11.892	11.589	C-N	GNM
F034-01	12.261	11.069	10.537	INDEF	GNM
F034-04	12.598	11.349	10.806	INDEF	GNM
F034-05	12.502	11.221	10.57	INDEF	GNM
F034-06	12.889	11.851	11.638	M naine	GNM
F034-07	12.303	11.219	10.86	C-H	GNM
F034-08	12.234	10.983	10.433	INDEF	GNM
F034-10	11.942	10.846	10.472	C-N	GNM
F034-101	12.617	11.305	10.575	C-N	GNM
F034-108	13.26	11.906	11.217	C-N	GNM
F034-11	12.467	11.441	11.149	M naine	GNM
F034-113	13.269	11.948	11.229	INDEF	GNM
F034-115	13.121	11.989	11.39	INDEF	GNM
F034-117	12.996	12.073	11.637	INDEF	GNM
F034-16	12.687	11.457	10.901	C-N	GNM
F034-18	12.543	11.361	10.836	INDEF	GNM
F034-23	11.916	10.821	10.508	C-H	GNM
F034-29	12.373	11.307	10.832	INDEF	GNM
F034-34	13.103	11.726	11.127	C-N	GNM
F034-36	12.631	11.363	10.756	C-N	GNM
F034-40	13.443	12.461	12.252	INDEF	GNM
F034-43	12.305	11.095	10.564	INDEF	GNM
F034-44	12.37	11.045	10.346	C-N	GNM
F034-49	12.529	11.306	10.728	C-N	GNM
F034-55	12.468	11.067	10.3	C-N	GNM
F034-57	13.652	12.598	12.430	INDEF	GNM
F034-58	12.3	11.082	10.604	C-N	GNM
F034-59	12.413	11.264	10.808	INDEF	GNM
F034-60	11.886	10.615	9.99	C-N	GNM
F034-64	12.605	11.564	11.291	C-H	GNM
F034-69	12.793	11.62	11.237	INDEF	GNM
F034-74	11.709	10.712	10.497	M naine	GNM
F034-76	12.246	11.032	10.526	C-N	GNM
F034-79	12.192	10.996	10.458	C-N	GNM
F034-82	12.345	11.071	10.497	C-N	GNM
F034-84	12.991	11.79	11.169	INDEF	GNM
F034-91	12.266	10.959	10.242	INDEF	GNM
F050-01	12.887	11.818	11.414	C-N	PNM
F050-02	13.124	12.198	11.943	C-H	PNM
F050-04	13.2	12.32	12.116	C-N	PNM
F050-05	12.712	11.816	11.643	C-H	PNM
F050-06	13.67	12.705	12.378	C-H	PNM
F050-07	12.925	11.888	11.283	INDEF	PNM
F050-10	13.112	12.25	12.119	C-N	PNM
F050-11	12.991	11.897	11.47	C-N	PNM
F050-12	13.514	12.642	12.5	INDEF	PNM

Tableau XVII: Liste des étoiles avec photométrie JHK des Nuages de Magellan (Suite).

Nom de l'étoile	$J_{Whi.}$	$H_{Whi.}$	$K_{Whi.}$	Type	Appartenance
F050-14	13.247	12.301	12.042	C-N	PNM
F050-15	13.285	12.25	11.839	C-H	PNM
F050-17	13.433	12.337	11.806	C-N	PNM
F050-20	12.755	11.727	11.585	INDEF	PNM
F052-04	13.343	12.373	11.752	C-H	PNM
F052-06	12.641	11.471	10.862	C-N	PNM
F052-08	13.835	12.894	12.552	INDEF	PNM
F052-09	13.522	12.557	12.166	INDEF	PNM
F052-10	12.468	11.508	11.088	C-N	PNM
F052-11	12.561	11.606	11.432	INDEF	PNM
F052-12	12.938	12.165	11.533	INDEF	PNM
F052-13	13.138	12.243	11.729	M naine	PNM
F052-14	13.150	12.192	11.697	C-N	PNM
F052-16	12.581	11.481	10.896	C-N	PNM
F052-17	13.948	12.760	12.093	INDEF	PNM
F052-18	12.860	11.913	11.630	INDEF	PNM
F052-21	13.340	12.632	12.325	INDEF	PNM
F052-22	13.307	12.255	11.715	INDEF	PNM
F052-23	14.023	12.711	11.806	INDEF	PNM
F052-29	12.703	11.771	11.434	C-N	PNM
F052-30	13.092	12.049	11.454	INDEF	PNM
F052-31	12.833	11.777	11.264	C-N	PNM
F052-33	12.335	11.252	10.759	C-N	PNM
F052-35	11.507	10.259	9.808	C-N	PNM
F052-36	12.372	11.434	11.015	C-N	PNM
F052-37	12.557	11.487	10.968	C-H	PNM
F052-38	13.107	11.999	11.315	INDEF	PNM
F052-39	12.774	11.664	11.219	INDEF	PNM
F052-41	12.619	11.583	11.073	C-N	PNM
F052-42	12.505	11.406	10.936	C-N	PNM
F052-45	12.546	11.318	10.709	INDEF	PNM
F052-46	12.445	11.433	11.048	C-N	PNM
F052-47	13.213	11.992	11.434	C-N	PNM
F052-49	12.886	11.807	11.230	C-N	PNM
F052-50	12.634	11.561	11.038	INDEF	PNM
F055-101	12.152	10.830	10.313	C-N	GNM
F055-105	12.258	11.038	10.585	C-N	GNM
F055-134	12.175	10.870	10.216	C-N	GNM
F055-163	12.858	11.777	11.384	C-N	GNM
F055-169	13.545	12.273	11.371	INDEF	GNM
F055-176	12.215	11.053	10.424	C-N	GNM
F055-36	12.405	11.078	10.469	C-N	GNM
F055-48	12.377	11.266	10.774	C-N	GNM
F055-59	12.343	11.108	10.567	C-N	GNM
F055-64	12.431	11.277	10.753	C-N	GNM
F055-76	12.379	11.020	10.327	C-N	GNM

Tableau XVII: Liste des étoiles avec photométrie JHK des Nuages de Magellan (Suite).

Nom de l'étoile	$J_{Whi.}$	$H_{Whi.}$	$K_{Whi.}$	Type	Appartenance
F055-83	12.719	11.321	10.736	C-N	GNM
F055-93	12.312	11.153	10.614	INDEF	GNM
F058-03	12.399	11.373	10.931	C-N	GNM
F058-04	12.334	11.183	10.738	INDEF	GNM
F058-07	12.203	10.96	10.303	INDEF	GNM
F058-10	12.403	11.133	10.557	INDEF	GNM
F058-11	12.056	10.813	10.241	C-N	GNM
F058-13	12.288	10.977	10.352	INDEF	GNM
F058-20	12.705	11.493	11.017	INDEF	GNM
F058-22	12.469	11.286	10.843	INDEF	GNM
F058-27	11.878	10.661	10.128	C-N	GNM
F058-33	12.301	11.001	10.459	INDEF	GNM
F058-34	12.219	11.06	10.548	INDEF	GNM
F058-35	12.337	11.062	10.427	INDEF	GNM
F058-36	13.151	12.241	12.002	INDEF	GNM
F058-39	12.457	11.207	10.651	INDEF	GNM
F058-45	12.88	11.722	11.145	INDEF	GNM
F058-47	12.979	11.769	11.257	C-N	GNM
F058-48	13.198	12.216	11.837	C-N	GNM
F058-67	10.966	10.1	9.965	INDEF	GNM
F058-70	12.449	11.314	10.942	C-H	GNM
F079-10	12.226	11.496	11.219	M géante	PNM
F079-23	13.608	12.75	12.455	C-N	PNM
F079-24	13.53	12.548	12.271	C-N	PNM
F079-32	13.368	12.428	12.17	C-H	PNM
F084-22	12.910	11.706	11.196	C-N	GNM
F084-35	12.277	11.149	10.660	C-N	GNM
F084-40	12.538	11.317	10.701	C-N	GNM
F084-47	12.292	11.032	10.456	C-N	GNM
F084-57	12.430	11.248	10.650	C-N	GNM
F084-62	12.671	11.588	11.162	C-N	GNM
F087-03	12.133	10.807	10.017	C-N	GNM
F087-06	12.338	11.363	11.184	C-H	GNM
F087-07	12.412	11.099	10.347	C-N	GNM
F087-08	12.482	11.238	10.671	C-N	GNM
F087-100	12.799	11.829	11.481	C-H	GNM
F087-103	12.067	10.995	10.695	C-H	GNM
F087-105	12.341	11.333	11.118	C-N	GNM
F087-106	12.027	10.777	10.136	C-N	GNM
F087-109	12.857	11.703	11.199	C-N	GNM
F087-11	12.674	11.350	10.550	C-N	GNM
F087-113	13.152	11.809	11.181	C-N	GNM
F087-117	12.302	11.269	10.810	C-N	GNM
F087-122	12.375	11.348	11.108	C-H	GNM
F087-126	12.548	11.439	11.031	C-N	GNM
F087-14	12.578	11.481	11.042	C-N	GNM

Tableau XVII: Liste des étoiles avec photométrie JHK des Nuages de Magellan (**Suite**).

Nom de l'étoile	$J_{Whi.}$	H_{Whi}	$K_{Whi.}$	Type	Appartenance
F087-18	12.866	11.561	10.734	C-N	GNM
F087-19	12.314	11.163	10.772	C-N	GNM
F087-22	13.027	12.124	11.964	C-N	GNM
F087-23	12.658	11.282	10.515	C-N	GNM
F087-25	11.985	10.951	10.690	C-H	GNM
F087-27	13.247	12.197	11.814	C-N	GNM
F087-29	12.144	11.002	10.57	C-N	GNM
F087-31	12.158	11.161	10.842	C-N	GNM
F087-44	12.835	11.737	11.566	M géante	GNM
F087-54	12.443	11.497	11.127	C-N	GNM
F087-68	12.587	11.619	11.384	M géante	GNM
F087-73	12.737	11.707	11.282	C-N	GNM
F087-74	13.446	12.429	12.113	C-N	GNM
F087-78	12.471	11.244	10.760	C-N	GNM
F087-83	12.521	11.529	11.245	C-N	GNM
F087-84	13.408	12.428	12.221	C-N	GNM
F087-92	12.811	11.407	10.727	C-N	GNM
F087-96	12.001	10.958	10.602	C-N	GNM
F119-01	12.653	11.919	11.589	C-N	GNM
F119-12	12.529	11.623	11.149	C-N	GNM
F119-29	13.12	12.04	11.912	M géante	GNM
F119-30	12.203	11.071	10.676	C-N	GNM
F119-35	12.827	11.602	11.141	C-N	GNM
F119-39	12.957	11.996	11.814	M géante	GNM
F119-42	12.36	11.103	10.486	C-N	GNM
F119-45	12.325	11.025	10.363	C-N	GNM
F119-47	12.719	11.458	10.822	C-N	GNM
F119-52	12.552	11.324	10.828	C-N	GNM
F119-54	12.362	11.031	10.319	C-N	GNM
F119-58	12.402	11.276	10.912	C-N	GNM
F119-59	12.475	11.32	10.869	INDEF	GNM
F119-61	12.388	11.248	10.738	C-N	GNM
F119-62	12.304	11.068	10.464	INDEF	GNM
F119-63	12.081	10.879	10.363	C-N	GNM
F119-65	12.261	10.886	10.162	C-N	GNM
F120-01	13.166	12.807	12.718	M géante	GNM
F120-04	12.734	11.914	11.842	M géante	GNM
F120-05	13.154	11.914	11.048	C-N	GNM
F120-06	12.973	11.984	11.417	C-N	GNM
F120-07	12.243	11.136	10.657	C-N	GNM
F120-09	12.452	11.375	10.898	C-N	GNM
F120-10	12.228	11.058	10.563	C-N	GNM
F120-12	13.334	12.31	12.089	M géante	GNM
F120-14	12.366	11.299	10.984	C-H	GNM
F120-15	13.423	12.131	11.357	INDEF	GNM
F120-16	13.521	11.802	10.605	INDEF	GNM

Tableau XVII: Liste des étoiles avec photométrie JHK des Nuages de Magellan (**Suite**).

Nom de l'étoile	$J_{Whi.}$	$H_{Whi.}$	$K_{Whi.}$	Type	Appartenance
F120-19	13.174	12.081	11.545	C-N	GNM
F120-24	12.661	12.244	12.237	C-H	GNM
F120-25	12.6	11.371	10.736	C-N	GNM
F121-06	13.465	12.452	12.011	C-N	GNM
F121-10	12.2	11.023	10.49	C-N	GNM
F121-33	13.463	12.381	12.188	C-N	GNM
F121-34	11.928	10.801	10.364	C-N	GNM
F121-37	12.552	11.519	11.194	C-H	GNM
F121-38	12.171	10.904	10.238	C-N	GNM
F121-39	12.445	11.363	10.952	C-N	GNM
F121-40	12.963	12.104	11.689	C-H	GNM

Découvertes fortuites dans l'ensemble de spectres de KDI

En parcourant l'ensemble d'un millier de spectres de KDI, on rencontre une bonne proportion (≥ 200) de spectres qui ne sont pas ceux d'étoiles C. Ces autres spectres étaient habituellement classés sous l'appellation bien générale d'étoile M par KDI (1997). En effet, il s'agit d'étoiles très rouges comme les étoiles C. En y regardant de plus près, il est possible de raffiner un peu cette classification. On découvre alors plusieurs étoiles M géantes appartenant aux NM et plusieurs étoiles M naines appartenant à la Voie lactée, ainsi que quelques rares étoiles S (dont le rapport C/O de surface est ~ 1).

Cette classification est basée sur l'observation de quelques spectres de référence d'étoiles G, K, M et S à l'OMM (dispersées dans le tableau VIII) ainsi que sur les standards spectroscopiques d'étoiles M naines publiés par Kirkpatrick et al. (1991).

Le tableau XVIII présente les étoiles M de type tardif (M5 et plus) géantes, le tableau XIX, les étoiles M de type tardif naines, et le tableau XX, les étoiles S, découvertes parmi les spectres de l'ensemble de KDI. Les autres étoiles M étaient soit de type plus précoce (M4 et moins) ou le spectre n'était pas de qualité suffisante pour déterminer le type.

Tableau XVIII: Liste de 38 étoiles magellaniques M5+ géantes parmi les spectres de l'ensemble de KDI.

Nom de l'étoile	A.D.	Déclinaison	Galaxie	Magnitude	Couleur
	J1950.0	J1950.0	hôte	R	B-R
F084-037	03 54 48	-66 03 42	GNM	15.65	2.50
F055-293	04 19 41	-72 39 44	GNM	15.19	2.71
F055-149	04 21 44	-70 37 42	GNM	15.23	2.61
F055-294	04 22 47	-72 39 54	GNM	15.47	2.65
F055-230	04 25 27	-71 43 00	GNM	14.99	2.61
F055-028	04 27 16	-68 04 53	GNM	14.87	2.80

Tableau XVIII: Liste de 38 étoiles magellaniques M5+ géantes (Suite).

Nom de l'étoile	A.D.	Déclinaison	Galaxie	Magnitude	Couleur
	J1950.0	J1950.0	hôtesse	R	B-R
F055-148	04 27 21	-70 36 46	GNM	15.06	3.26
F032-019	04 31 12	-74 36 05	GNM	15.66	2.43
F055-214	04 43 45	-71 19 30	GNM	15.61	3.80
F055-272	04 45 09	-72 13 36	GNM	16.03	3.43
F032-047	04 50 30	-74 12 41	GNM	15.85	2.50
F119-043	05 02 37	-62 13 38	GNM	15.80	2.20
F120-020	05 34 11	-61 54 33	GNM	16.24	2.50
F034-011	05 51 33	-75 10 56	GNM	15.51	2.68
F121-023	05 58 40	-61 56 13	GNM	16.66	2.31
F121-036	05 59 03	-62 34 13	GNM	16.44	2.40
F034-037	05 59 56	-72 46 04	GNM	15.52	2.68
F121-022	06 00 34	-61 54 23	GNM	16.85	3.67
F087-175	06 08 39	-65 40 07	GNM	15.76	2.40
F087-182	06 09 53	-66 04 51	GNM	16.73	2.92
F087-158	06 10 20	-64 31 23	GNM	15.25	2.53
F087-203	06 11 53	-67 16 29	GNM	15.33	3.04
F087-137	06 13 55	-67 36 10	GNM	15.58	2.35
F086-030	06 14 14	-63 58 31	GNM	12.40	6.32
F087-147	06 15 57	-63 05 45	GNM	15.25	2.50
F034-099	06 21 31	-72 23 07	GNM	15.45	3.19
F087-026	06 23 07	-67 21 54	GNM	15.54	2.76
F087-038	06 24 31	-66 00 13	GNM	14.99	3.07
F087-042	06 25 40	-66 03 42	GNM	15.75	2.97
F087-062	06 29 04	-65 15 00	GNM	16.42	2.38
F058-046	06 32 19	-71 36 21	GNM	15.30	2.53
F122-006	06 49 58	-61 24 08	GNM	12.77	2.67
F034-119	07 13 42	-74 11 40	GNM	13.25	3.09
F088-004	07 32 55	-63 29 30	GNM	13.40	2.46
Wing-30	?	?	GNM	?	?
F121-042	?	?	GNM	?	?
Wing-17	?	?	GNM	?	?
NWing0003	?	?	?	?	?

Tableau XIX: Liste de 41 étoiles M5+ naines appartenant à la Voie lactée découvertes parmi les spectres de l'ensemble de KDI.

Nom de l'étoile	A.D.	Déclinaison	Galaxie	Magnitude	Couleur
	J1950.0	J1950.0	hôtesse	R	B-R
F050-022	00 08 33	-71 26 36	Voie lactée	15.36	2.46
F079-014	00 18 03	-63 01 41	Voie lactée	15.20	2.20
F079-018	00 19 05	-64 07 46	Voie lactée	15.91	2.30
F079-005	00 21 22	-62 22 46	Voie lactée	16.96	2.23
F079-003	00 21 36	-62 21 13	Voie lactée	15.70	2.25
F051-043	01 22 56	-70 12 47	Voie lactée	16.19	2.40
F014-008	02 52 04	-82 44 07	Voie lactée	15.78	2.40
F084-042	03 57 50	-66 16 12	Voie lactée	14.74	2.89
F055-029	04 19 02	-68 06 59	Voie lactée	13.99	3.67
F032-010	04 21 57	-73 45 32	Voie lactée	15.28	2.53
F055-282	04 23 02	-72 28 14	Voie lactée	14.16	3.05
F032-013	04 25 51	-74 11 26	Voie lactée	15.77	2.66
F055-275	04 26 39	-72 23 00	Voie lactée	14.85	2.64
F055-158	04 33 43	-70 41 24	Voie lactée	16.05	3.46
F032-024	04 36 43	-73 55 17	Voie lactée	15.76	3.30
F119-016	04 45 37	-60 24 04	Voie lactée	16.92	2.34
F055-269	04 48 02	-72 11 20	Voie lactée	15.36	3.15
F119-015	05 05 32	-60 25 16	Voie lactée	17.50	2.25
F033-235	05 08 48	-77 42 17	Voie lactée	14.11	4.61
F034-027	05 57 49	-73 57 50	Voie lactée	16.17	2.79
F121-019	05 57 57	-61 47 28	Voie lactée	16.72	2.22
F121-009	05 58 59	-60 33 43	Voie lactée	15.20	2.20
F121-036	05 59 03	-62 34 13	Voie lactée	16.44	2.40
F121-027	05 59 13	-62 07 39	Voie lactée	16.16	2.34
F034-035	05 59 35	-73 54 53	Voie lactée	15.95	2.65
F121-022	06 00 34	-61 54 23	Voie lactée	16.85	3.67
F033-129	06 06 35	-75 03 01	Voie lactée	15.53	3.11
F087-138	06 06 36	-67 32 40	Voie lactée	15.31	3.11
F034-073	06 09 08	-72 13 02	Voie lactée	15.04	3.71
F087-155	06 09 44	-64 12 51	Voie Lactée	14.02	4.43
F087-013	06 20 50	-66 32 38	Voie lactée	14.75	2.59
F121-015	06 21 38	-61 34 36	Voie lactée	17.38	2.31
F121-007	06 22 01	-60 24 41	Voie lactée	16.40	2.26
F087-030	06 23 16	-65 18 13	Voie lactée	15.65	3.77
F122-001	06 44 24	-59 02 46	Voie lactée	14.80	3.71
F162-007	06 48 18	-57 08 15	Voie lactée	15.01	2.45
F087-121	06 51 06	-66 38 27	Voie lactée	16.13	2.42

Tableau XIX: Liste de 41 étoiles M5+ naines appartenant à la Voie lactée (**Suite**).

Nom de l'étoile	A.D.	Déclinaison	Galaxie	Magnitude	Couleur
	J1950.0	J1950.0	hôtesse	R	B-R
F162-004	07 06 28	-56 49 55	Voie lactée	11.05	3.22
F122-002	07 08 03	-59 48 36	Voie lactée	11.19	9.35
F162-005	07 09 04	-57 01 15	Voie lactée	16.55	2.41
F034-119	07 13 42	-74 11 40	Voie lactée	13.25	3.09

Tableau XX: Liste de 7 étoiles S en direction des Nuages de Magellan identifiées à partir du millier de spectres de KDI. Il est difficile de déterminer avec certitude si ces étoiles appartiennent aux NM ou à la Voie lactée.

Nom de l'étoile	A.D.	Déclinaison	Galaxie	Magnitude	Couleur
	J1950.0	J1950.0	hôtesse	B	B-R
F029-283	01 09 21	-77 06 51	Voie lactée	13.03	3.48
F121-018	06 16 54	-61 52 52	Voie lactée	12.12	4.44
F087-076	06 32 28	-63 33 27	Voie lactée	12.77	6.41
F122-004			GNM?		
F088-011			Voie lactée		
F162-003			Voie lactée		
NWing0001			Voie lactée		