



HAL
open science

Nucléosynthèse des métaux légers

Patrick François

► **To cite this version:**

Patrick François. Nucléosynthèse des métaux légers. Astrophysique [astro-ph]. Observatoire de Paris, 1986. Français. NNT: . tel-02095285

HAL Id: tel-02095285

<https://hal.science/tel-02095285>

Submitted on 10 Apr 2019

HAL is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

T H E S E

présentée pour obtenir le grade de

DOCTEUR DE L'OBSERVATOIRE DE PARIS

86 OBSP 0004

PAR

Patrick FRANCOIS

SPECIALITE :

ASTRONOMIE STATISTIQUE ET DYNAMIQUE - GEODESIE

**Sujet : Nucléosynthèse des métaux légers : Observations à haute
résolution spectrale et comparaison aux modèles d'évolution
galactique**

Soutenue le 1^{er} Juillet 1986 devant la Commission d'examen :

M J. Audouze
Mlle B. Barbuy
M R. Cayrel
M J. Delhaye
M J. Heyvaerts
Mme M. Spite

Directeur de recherche au CNRS.
Professeur à l'Université de Sao Paulo.
Astronome titulaire, Observatoire de Paris
Astronome titulaire, Observatoire de Paris
Professeur à l'Université de Paris VII
Directeur de recherche au CNRS.

T H E S E

présentée pour obtenir le grade de

DOCTEUR DE L'OBSERVATOIRE DE PARIS

PAR

Patrick FRANCOIS

SPECIALITE :

ASTRONOMIE STATISTIQUE ET DYNAMIQUE - GEODESIE



Sujet : Nucléosynthèse des métaux légers : Observations à haute résolution spectrale et comparaison aux modèles d'évolution galactique

Soutenue le 1^{er} Juillet 1986 devant la Commission d'examen :

M	J. Audouze	Directeur de recherche au CNRS.
Mlle	B. Barbuy	Professeur à l'Université de Sao Paulo.
M	R. Cayrel	Astronome titulaire, Observatoire de Paris
M	J. Delhaye	Astronome titulaire, Observatoire de Paris
M	J. Heyvaerts	Professeur à l'Université de Paris VII
Mme	M. Spite	Directeur de recherche au CNRS.

*Il est toujours difficile à concevoir que ces nombres
et ces équations avec lesquels nous jouons dans nos
bureaux aient un rapport quelconque avec le monde réel.*

S. Weinberg

A Hélène

A mes parents

Je tiens à exprimer ma profonde reconnaissance à Monique SPITE, qui pendant ces trois années, a su me transmettre, avec patience et générosité, toutes les connaissances nécessaires à la réalisation de ce travail.

Je voudrais remercier François SPITE, qui, par sa grande compétence, m'a beaucoup appris, notamment lors des missions d'observations.

Je remercie également Roger Cayrel et Jean Audouze pour avoir accepté l'ingrate mission d'être les rapporteurs de cette thèse.

Beatriz Barbuy et Jean Heyvaerts m'ont honoré en voulant faire ^{Rien} partie de ce jury.

Mes remerciements s'adressent également à tous ceux qui m'ont aidé ou encouragé dans mon travail ; je tiens tout particulièrement à exprimer ma gratitude à :

-Guisa Cayrel de Strobel pour m'avoir accueilli dans son laboratoire (UA 335 du CNRS) et pour l'intérêt qu'elle porte à mon travail.

-Jean Delhaye, pour m'avoir permis d'effectuer ma thèse au DEPEG.

-Suzanne Huille, pour l'aide technique dans la réduction et l'archivage des données.

Enfin, comment ne pas évoquer ici pour le remercier l'ensemble des membres du "Télescope de 60" pour l'ambiance amicale et constructive dans laquelle a pu s'élaborer ce travail.

INTRODUCTION

On admet généralement que l'Univers a commencé il y a environ $15 \cdot 10^9$ ans. Lors du Big Bang et, en un temps très bref (quelques minutes), s'est formé tout l'hydrogène et une grande partie de l'hélium existant actuellement. Plus tard, environ un milliard d'années après le Big Bang cette matière primordiale s'est agglomérée en nuages qui donnèrent naissance aux galaxies.

Au sein des galaxies des condensations de matière vont se produire et des étoiles vont se former. C'est au coeur de ces étoiles que s'allument les réactions nucléaires qui fournissent aux étoiles l'énergie qui les fait briller et en même temps construisent peu à peu à partir de la matière primordiale les différents éléments qui constituent notre Univers. Les étoiles massives vont évoluer très vite et finir leur vie en restituant une grande partie de leur matière au milieu interstellaire lors d'une éjection violente des couches extérieures (Supernovae). Les étoiles moins massives (dites de masse intermédiaire) ont une durée de vie plus longue et exploseront seulement plus tard. Au fur et à mesure, les différentes générations d'étoiles vont, en se mélangeant, enrichir la Galaxie en éléments lourds.

Il est admis que la Galaxie, à l'origine, avait une forme sphéroïdale (halo) ; elle s'est ensuite aplatie et a pris la forme d'un disque. Les étoiles formées pendant la première phase sont appelées étoiles du halo ou étoiles de "population II", les étoiles formées pendant la seconde phase "étoiles du disque" ou étoiles de population I.

Les étoiles du halo, dont la distribution spatiale est relativement sphéroïdale, ont des vitesses très différentes de celle du soleil, et sont déficientes en éléments lourds (les astronomes appellent généralement éléments lourds, les éléments chimiques dont la masse atomique est plus grande douze). L'abondance de ces éléments est typiquement $1/30$ de l'abondance solaire, mais elle peut être beaucoup plus faible (le minimum connu est $1/30\ 000$). L'étude de la cinématique des amas globulaires et des étoiles très déficientes en métaux du champ a montré (Carney 1979) que ces objets ont les mêmes propriétés cinématiques et que par conséquent ils se sont formés en même temps. Or l'âge des amas globulaires peut être mesuré d'après la forme de leur diagramme d'Herzprung-Russel et l'on a pu montrer que tous les amas globulaires de notre Galaxie se sont formés en un laps de temps très bref : le premier milliard d'années qui a suivi la formation de la Galaxie. On admet donc que les étoiles naines de Population II sont aussi des représentants de cette lointaine période que les hasards de la cinématique ont amené au voisinage de notre Soleil ce qui nous les rend observables malgré leur faible luminosité.

Les étoiles du disque ont des vitesses analogues à celle du soleil (qui appartient au même système) et une orbite quasi-circulaire. Leur métallicité est comprise entre un dixième et deux fois celle du soleil environ.

L'étude de la composition chimique de l'atmosphère d'une étoile permet de connaître la composition chimique de la matière à partir de laquelle cette étoile s'est formée, à condition qu'il n'y ait pas de mélange entre les couches externes et les couches internes de l'étoile, où ont lieu des réactions de nucléosynthèse qui donnent à l'étoile son énergie. Dans ces conditions, l'étude d'étoiles pauvres en métaux nous permettra de remonter dans le passé de notre Galaxie. Ce retour dans le passé sera d'autant plus important que la quantité de métaux présente dans l'étoile sera plus faible.

L'étude détaillée de la composition chimique des différentes populations d'étoiles permettra de connaître la composition chimique précise de la matière galactique à différentes époques de son évolution.

Nous verrons que les abondances relatives des différents éléments ont légèrement varié au cours du temps. Nous essaierons d'expliquer ce phénomène en montrant que des supernovae de types différents, qui ont synthétisé des éléments en proportions différentes, ont contribué à l'enrichissement de la matière en éléments lourds dans les différentes phases de la vie de la Galaxie.

Dans ce travail nous avons choisi d'étudier les éléments produits lors des phases de fusion du carbone, de l'oxygène et du néon. Ces métaux légers Na, Mg, Al, Si sont intéressants pour plusieurs raisons :

1 - Beaucoup d'entre eux sont observables dans les atmosphères d'étoiles naines G. Les modèles de ces étoiles qui ont des températures assez voisines de celle du soleil ont assez bien connus les abondances de ces éléments peuvent donc être calculées avec précision.

2 - Des anomalies d'abondances ont déjà été signalées dans des étoiles du halo et dans certains amas globulaires, ce qui nous a fait prévoir une évolution de l'abondance relative de ces éléments (par rapport à l'abondance du fer) au cours du temps.

Nous avons restreint notre étude à l'analyse des étoiles naines qui, situées sur la séquence principale sont dans la phase de combustion de l'hydrogène. Dans ces étoiles un mélange des couches externes avec les couches profondes où ont lieu les réactions nucléaires est extrêmement peu probable (Da Costa et Demarque

1982). Leur atmosphère est donc un bon témoin de la matière qui a formé l'étoile. Par ailleurs, comme l'atmosphère des étoiles naines est plus dense, les chocs y sont plus fréquents et l'hypothèse de l'équilibre thermodynamique local plus justifiée que dans les étoiles géantes (Ruland et al. 1980). Par conséquent, l'interprétation des spectres est plus sûre. De plus, une étude différentielle des abondances chimiques par rapport au soleil est mieux adaptée puisque la structure des atmosphères d'étoiles naines est très proche de celle du soleil.

Le but de ce travail a été d'obtenir, pour un grand échantillon d'étoiles formées à différentes époques et dans différents lieux, les rapports d'abondances des métaux légers par rapport au fer afin d'étudier leur évolution. La détermination de ces rapports d'abondance dans les étoiles du halo a permis aussi de tester les conditions physiques de la formation de ces éléments.

Après un bref historique rappelant les travaux précédents sur ce sujet (chapitre I), nous présenterons les méthodes d'observation et de réduction des données (chapitre II). Au chapitre III nous examinerons les méthodes d'analyse et nous estimerons la précision des déterminations d'abondance. Le chapitre IV sera consacré à la présentation de nos résultats. Au chapitre V nous rappellerons brièvement les principales caractéristiques des différents types de supernovae qui ont pu contribuer à l'enrichissement en métaux de la Galaxie. Au chapitre VI, nous confronterons les résultats des observations aux récents modèles d'évolution chimique de notre Galaxie. Au chapitre VII nous essaierons d'étendre ce travail aux galaxies proches et en particulier aux nuages de Magellan.

CHAPITRE I

HISTORIQUE



De nombreux travaux ont déjà tenté d'étudier l'évolution de l'abondance des métaux légers dans la Galaxie. A partir des années 60, les mesures d'abondance dans les atmosphères stellaires mirent en évidence des différences de métallicité dans les étoiles de la Galaxie. A la fin de la décennie, différents travaux montrèrent que les rapports d'abondance Na/Fe (Cayrel G. 1966), Ca/Fe, Ti/Fe et Mn/Fe (Spite 1968) (voir aussi Wallerstein 1962) n'étaient pas identiques à ceux trouvés dans le soleil. De plus, une corrélation entre la métallicité de l'étoile et ces anomalies fut bientôt soupçonnée. Ces résultats ont suggéré qu'au cours du temps les supernovae n'avaient pas produit les différents éléments chimiques dans un rapport constant.

L'analyse des abondances solaires montre que, dans la nature, les éléments à nombre pairs de nucléons sont plus abondants que les éléments à nombre impairs de nucléons. Cet effet, qui est bien observé dans le Soleil, est appelé effet pair-impair (odd-even effect). Arnett (1969), a montré que les métaux légers (Na, Mg, Al, Si) pouvaient être formés lors de la nucléosynthèse explosive du carbone dans des étoiles de plus de $10 M_{\odot}$. Ce modèle représentait bien cet effet observé dans le Soleil. Arnett suggéra de plus que cet effet devait être amplifié dans les étoiles déficientes en métaux. Il proposa (Arnett 1971) un modèle simplifié d'évolution chimique de la Galaxie où les étoiles de plus de $10 M_{\odot}$ seules étaient supposées enrichir la matière galactique. Ce modèle montra que,

dans les étoiles déficientes en métaux, les rapports Al/Mg et Na/Mg devaient être inférieurs au rapport solaire. Peterson (1978) a obtenu des spectres à haute résolution ($R \approx 25000$) d'étoiles naines. Elle trouva une surdéficience de l'aluminium par rapport au fer d'autant plus importante que la métallicité de l'étoile était faible conformément aux prédictions du modèle d'Arnett (1969). En 1978, Arnett et Wefel ont montré que les métaux légers pouvaient aussi être formés lors d'une combustion hydrostatique du carbone suivi d'une fusion explosive. Ils suggérèrent que, dans ce cas, les rapports Al/Mg et Na/Mg devaient être approximativement solaires. En 1980, M. et F. Spite ont analysés 3 étoiles naines de population II plus froides que celles étudiées par Peterson (1978). Ils n'obtinrent aucune surdéficience marquée de l'aluminium par rapport au fer. Ces résultats pouvaient être, à cette époque, interprétés par le modèle d'Arnett et Wefel. Il faut rappeler que l'azote 14, source de neutrons nécessaire à la formation des éléments impairs, était alors supposé être un élément secondaire et donc une déficience normale de l'aluminium ne pouvait être expliquée que par la fusion hydrostatique du carbone. Spite et Spite proposèrent d'expliquer la différence avec les résultats de Peterson par un processus de diffusion dans les naines plus chaudes que $T_{\text{eff}} = 5800$ K. Toutefois, il semble que ce type de processus ne puisse être efficace pour des températures inférieures à 7000 K (Vauclair 1975).

Peterson (1981) a déterminé de nouveau les rapports $[\text{Na}/\text{Mg}]^*$ et $[\text{Al}/\text{Mg}]$ pour 10 étoiles naines déficientes en métaux. Elle trouva de nouveau une surdéficience de l'aluminium et du Sodium d'autant plus forte que la métallicité de l'étoile était faible. Elle obtint également une légère surabondance du magnésium et du silicium par rapport au fer.

Une surabondance analogue de magnésium et de silicium a été trouvée dans les étoiles géantes du halo par Leep et Wallerstein en 1981 et Luck et Bond (1981). Par contre, Gratton et Ortolani (1984), en étudiant 21 géantes du disque et du halo, obtinrent des rapports solaires du magnésium et du silicium.

* Nous rappelons la notation $[X] = \log X_{\text{étoile}} - \log X_{\text{Soleil}}$

Récemment Edvardsson et al. (1984) et Tomkin et al. (1985) ont étudié, à partir de spectres d'étoiles naines à haut rapport signal sur bruit, l'évolution de la composition chimique dans le disque galactique : Edvardsson et al. obtinrent une surabondance des éléments Magnésium, Silicium et Calcium par rapport au fer dans les étoiles vieilles du disque dès que $[Fe/H] < -0.3$. Pour les étoiles plus riches en fer, les rapports Mg/Fe , Si/Fe , Ca/Fe ont été trouvés solaires. Par ailleurs, pour ces mêmes étoiles vieilles du disque, ils trouvèrent une légère surdéficience de l'aluminium et du sodium relativement au magnésium. Des résultats assez similaires furent établis par Tomkin et al. , et seront aussi discutés plus en détail dans le chapitre IV.

Nous pouvons remarquer qu'il est difficile de déduire ou de tester un modèle d'évolution chimique à partir de l'ensemble de ces travaux parfois contradictoires.

Maintenant, avec la mise au point de détecteurs à haut rendement, tels que les RETICON et les CCD, il est possible d'obtenir, pour les étoiles plus brillantes que 9, des spectres à la fois très résolus et à haut rapport signal sur bruit. Ainsi, le problème de la variation des abondances relatives, peut être réexaminé sur la base de résultats plus précis.

En conséquence, nous avons décidé d'étudier un grand échantillon d'étoiles naines de type spectral G (température solaire) formées à différentes époques et différents lieux dans la Galaxie. Il a été possible, grâce à l'utilisation du télescope de 3.6 m du CFH, d'étendre l'échantillon aux étoiles du halo. Ces étoiles au voisinage du soleil, sont rares et généralement faibles. Les abondances relatives des étoiles du halo, qui n'avaient pas été étudiées par Edvardsson et al. (1984) et Tomkin et al. (1985), contiennent des informations cruciales sur la nucléosynthèse qui s'est produite dans les toutes premières étapes de l'évolution de la Galaxie.

CHAPITRE II

OBSERVATIONS ET REDUCTIONS

Les observations ont été menées en partie à l'ESO en utilisant le spectrographe échelle (CES) relié au foyer coudé du télescope de 1.4m (CAT) (Enard 1978, Enard et Andersen 1979, Andersen 1980). Le récepteur est une barette de 1872 photodiodes (largeur: 15 μ m) type RETICON fournissant une résolution sur les raies stellaires de l'ordre de 0.14 \AA ; l'intervalle spectral est d'environ 50 \AA . Comme la magnitude limite est de l'ordre de 7, les étoiles observées sont principalement des étoiles brillantes du disque galactique. Les étoiles du halo, généralement plus faibles, ont surtout été observées à Hawaï au télescope de 3.6m du CFH. Nous avons utilisé le spectrographe coudé et un récepteur RETICON semblable à celui utilisé à l'ESO. La résolution est d'environ 0.26 \AA et l'intervalle spectral de l'ordre de 130 \AA . La table 2.1 présente la liste des étoiles observées lors des différentes missions d'observation. Sont jointes à cette table quelques renseignements complémentaires notamment la position, la magnitude visuelle et la vitesse radiale. La liste des spectres obtenus est dressée dans les tables 2.2 pour les observations à l'ESO et 2.3 pour les observations à Hawaï. Nous pouvons remarquer que le rapport signal sur bruit est généralement élevé (≥ 150), ce qui permet une mesure précise des raies (même faibles). Les figures 2.1 et 2.2 présentent des exemples typiques des spectres. Quelques spectres de la lune ont été aussi réalisés avec les deux instrumentations pour permettre des comparaisons et des contrôles des spectres. Ces spectres ont été utilisés aussi pour la détermination des forces d'oscillateurs (voir chapitre 3).

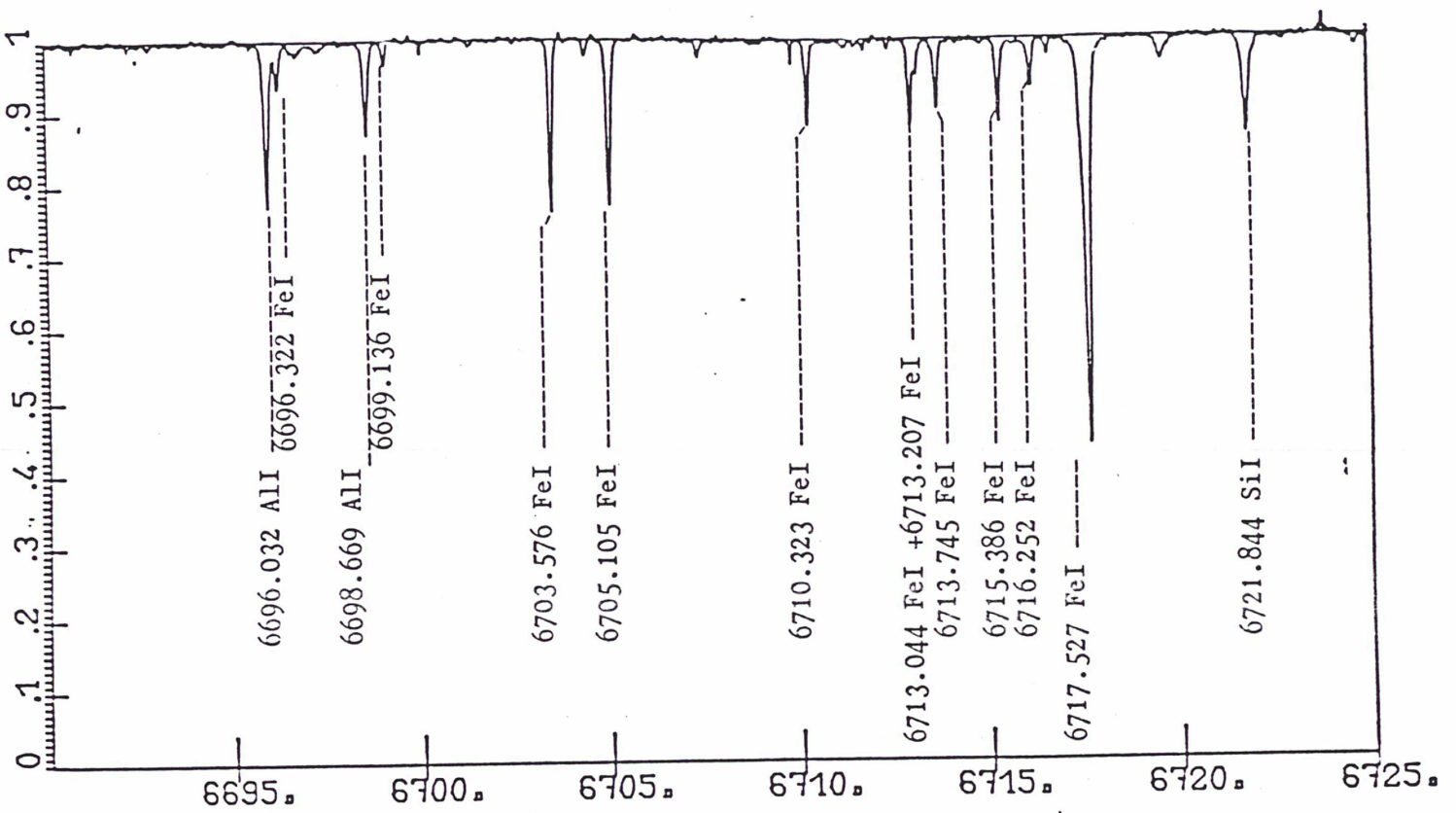


Figure 2.1 : Exemple de spectre obtenu au 1.4m de l'ESO

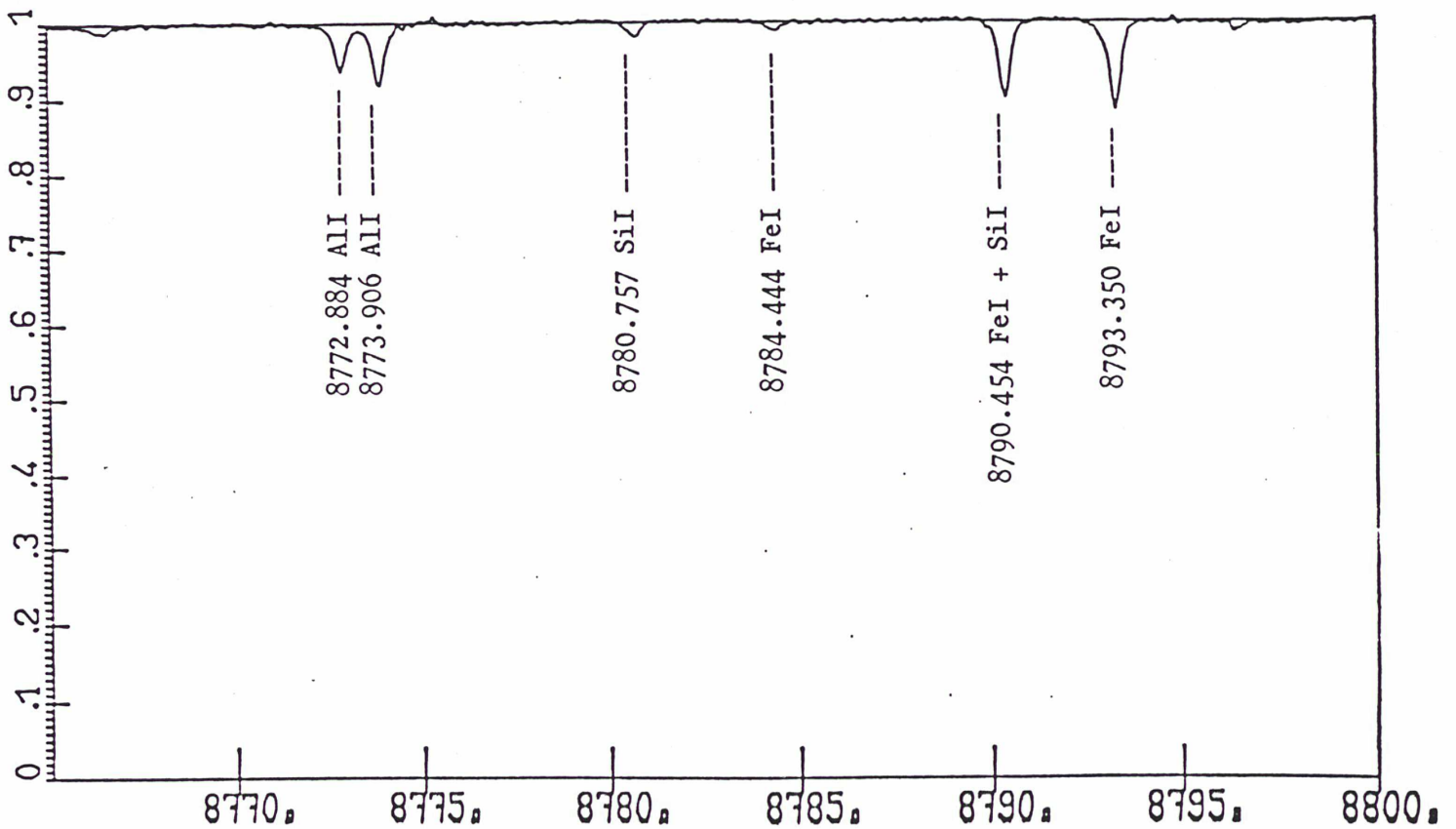


Figure 2.2 : Exemple de spectre obtenu au 3.6 m du CFH.

No. HD	α	δ	m_p	$B-V$	$U-B$	V_r
1581	00 20 04	-64 52 30	4.23	0.58	0.02	+ 9
2151	00H 25 12	-77 15 32	2.80	0.62	0.11	+ 22
4307	00H 45 28	-12 52 51	6.15	0.61	0.10	- 13
5268	00H 54 17	-08 44 27	6.16	0.92	0.54	+ 45
10700	01H 44 10	-15 56 58	3.50	0.72	0.21	- 16.4
20630	03H 19 21	03 22 13	4.83	0.68	0.19	+ 20
20766	03H 17 46	-62 34 32	5.54	0.64	0.06	+ 12
20794	03H 19 55	-43 04 11	4.27	0.71	0.22	+ 87
20807	03H 18 13	-62 30 23	5.24	0.60	0.00	
63077	07H 45 36	-34 11 46	5.37	0.60	-0.06	102.6
64090	07H 53 30	+30 37 50	8.34	0.61	-0.12	-240.0
76932	08H 58 43	-16 08 08	5.86	0.53	0.08	120.8
88218	10H 09 33	-35 51 25	6.13	0.60	0.16	40.9
91324	10H 31 24	-53 43 06	4.89	0.50		19.6
94028	10H 51 29	+20 17 01	8.23	0.47	-0.19	61.9
97916	11H 15 54	+02 05 12	9.21	0.41	-0.11	55.4
105755	12H 10 15	+54 29 18	8.59			
106516	12H 15 10	-10 17 54	6.11	0.46	-0.13	8.2
108177	12H 25 35	+01 17 26	9.66	0.44	-0.25	+159.0
130819	14H 50 41	-15 59 47	5.15	0.41	-0.03	- 23.0
134819	15H 08 18	+03 55 51	7.70			
136352	15H 21 56	-48 18 49	5.65	0.65	0.06	- 69.4
140283	15H 43 07	-10 55 46	7.20	0.49	-0.15	-171.4
149414	16H 34 48	-04 13	9.63	0.74	0.12	
154417	17H 05 17	00 42 26	6.01	0.58	0.06	- 17.4
160691	17H 44 09	-51 49 53	5.15	0.70		- 9.0
166161	18H 09 41	-08 46 37	7.90			
188376	19H 55 49	-26 18 02	4.70	0.75	0.32	- 21.0
190248	20H 08 43	-66 10 56	3.56	0.76	0.45	- 22
192310	20H 15 13	-27 01 50	5.73	0.88	0.64	- 54.2
196378	20H 40 00	-60 32 28	5.12	0.53	0.01	- 31.6
203608	21H 26 26	-65 22 39	4.22	0.49	-0.12	- 30.2
211998	22H 24 23	-72 14 46	5.29	0.65	-0.06	+ 20.5
212330	23H 21 15	-26 59 12	5.64	0.82		+ 13.0
216385	22H 39 34	+09 34	5.16	0.48	-0.01	+ 11.6
220096	23H 18 36	-27 16	5.81	0.82		+ 13.0

Table 2.1 : Liste des étoiles étudiées dans ce travail.

TABLE 2.2: SPECTRES ESO CAT.

N° ID	λ	Date	Temps de pose	S/N
1581	6145	26/27 OCT. 84	0H 30 MN	350
	6700	12/13 OCT. 82	0H 45 MN	300
	8745	22/23 OCT. 84	1H 00 MN	350
2151	6700	12/13 OCT. 82	0H 20 MN	360
	8745	23/24 OCT. 84	0H 17 MN	250
	6145	26/27 OCT. 84	0H 15 MN	300
4307	6700	25/26 OCT. 84	1H 30 MN	180
	6145	26/27 OCT. 84	1H 50 MN	200
	8745	23/24 OCT. 84	2H 10 MN	200
5268	6700	25/26 OCT. 84	1H 45 MN	210
	6145	27/28 OCT. 84	1H 40 MN	200
	8745	27/28 OCT. 84	2H 00 MN	150
10700	6700	11/12 OCT. 82	2H 25 MN	450
	6145	26/27 OCT. 84	0H 30 MN	150
	8745	22/23 OCT. 84	1H 00 MN	200
20630	6700	12/13 OCT. 82	1H 00 MN	150
	8745	22/23 OCT. 84	1H 00 MN	280
20766	6145	26/27 OCT. 84	1H 20 MN	150
	8745	23/24 OCT. 84	1H 40 MN	300
20794	6700	24/25 OCT. 84	0H 37 MN	300
20807	6145	27/28 OCT. 84	1H 30 MN	250
	8745	27/28 OCT. 84	1H 30 MN	300
63077	6700	10/11 AVR. 83	1H 15 MN	280
	6145	26/27 OCT. 84	1H 25 MN	200
	8745	22/23 OCT. 84	2H 00 MN	350
76932	6145	28/29 MAI 85	1H 30 MN	250
	6700	14/15 AVR. 83	2H 07 MN	280
88218	6145	27/28 MAI 85	1H 30 MN	200
	6700	15/16 AVR. 83	2H 07 MN	200
	8745	26/27 MAI 85	2H 00 MN	150
91324	6145	28/29 MAI 85	0H 30 MN	250
	6700	11/12 AVR. 83	1H 11 MN	190
	8200	29/30 JUIN 84	1H 15 MN	300
	8790	28/29 JUIN 84	1H 06 MN	200
106516	6145	29/30 MAI 85	1H 30 MN	200

Table 2.2

130819	6145	28/29 MAI	85	OII 40 MN	250
	6700	27/28 JUIN	84	2II 00 MN	300
	8745	26/27 MAI	84	1II 30 MN	200
136352	6145	27/28 MAI	85	1II 05 MN	250
	6700	09/10 AVR.	83	1II 30 MN	190
	8200	29/30 JUIN	84	2II 30 MN	150
	8745	26/27 MAI	85	1II 30 MN	200
154417	6145	27/28 MAI	85	1II 30 MN	200
	6700	27/28 JUIN	84	2II 00 MN	300
	8745	26/27 MAI	85	2II 15 MN	200
160691	6145	27/28 MAI	85	OII 40 MN	150
	6700	24/25 JUIN	84	1II 00 MN	240
	8200	29/30 JUIN	84	2II 00 MN	200
	8745	26/27 MAI	85	1II 00 MN	200
188376	6145	28/29 MAI	85	OII 20 MN	200
	6700	27/28 JUIN	84	1II 00 MN	350
	6145	26/27 OCT.	84	1II 00 MN	200
	8745	23/24 OCT.	84	1II 00 MN	250
190248	8745	23/24 OCT.	84	OII 30 MN	200
	6145	27/28 OCT.	84	OII 15 MN	120
192310	6145	27/28 MAI	85	1II 30 MN	200
	6700	24/25 JUIN	84	2II 00 MN	200
	8745	30/31 MAI	85	OII 40 MN	100
196378	6145	28/29 MAI	85	OII 40 MN	300
	6700	17/18 OCT.	82	OII 50 MN	280
	8200	29/30 JUIN	84	2II 00 MN	250
	8745	26/27 MAI	85	1II 00 MN	300
203608	6145	28/29 MAI	85	OII 20 MN	300
	6700	13/14 OCT.	84	1II 00 MN	190
	6145	26/27 OCT.	84	OII 45 MN	200
	8745	22/23 OCT.	84	1II 00 MN	250
211998	6145	27/28 MAI	85	1II 30 MN	250
	6700	24/25 AOÛT	84	4II 20 MN	190
	8200	29/30 JUIN	84	1II 00 MN	150
	8745	23/24 OCT.	84	1II 20 MN	230
212330	6145	28/29 MAI	85	OII 50 MN	250
	6700	24/25 OCT.	84	1II 10 MN	300
	8745	31/01 JUIN	85	1II 00 MN	250
216385	6145	28/29 MAI	85	OII 55 MN	200
	6700	14/15 OCT.	82	1II 00 MN	190
	8745	31/01 JUIN	85	1II 10 MN	200
220096	6700	25/26 OCT.	84	1II 00 MN	240

Table 2.3 : SPECTRES CFH

N° HD	λ	Date	Temps de pose	S/N
64090	6700	15/16 AVR 84	1H 31 MN	300
	8760	16/17 AVR 84	48 MN	200
76932	8760	16/17 AVR 84	30 MN	290
	8200	17/18 AVR 84	30 MN	300
94028	8760	16/17 AVR 84	1H 55 MN	300
	8200	17/18 AVR 84	38 MN	200
105755	6700	15/16 AVR 84	1H 11 MN	280
106516	8760	16/17 AVR 84	36 MN	400
	8200	17/18 AVR 84	17 MN	400
108177	6700	13/14 AVR 84	2H 10 MN	160
	8200	17/18 AVR 84	2H 14 MN	130
134169	8760	16/17 AVR 84	1H 16 MN	300
140283	8200	16/17 AVR 84	1H 16 MN	200
149414	6700	13/14 AVR 84	1H 32 MN	150
166161	6700	13/14 AVR 84	46 MN	200
	8200	17/18 AVR 84	1H 02 MN	200
	8760	16/17 AVR 84	1H 19 MN	150

Les données brutes obtenues au CAT de l'ESO et au 3.6m d'Hawaï ont été réduites de la même manière, en utilisant le même code numérique ASRETIX développé sur le VAX de l'observatoire de Paris-Meudon. Ces programmes sont directement reliés aux programmes théoriques de calcul de raies stellaires.

La chaîne de réduction des données contient les opérations suivantes :

- Soustraction d'une valeur moyenne de la ligne de base (fixed pattern) obtenue juste après l'exposition et du terme correspondant au courant de fuite (courant d'obscurité).

- Division du spectre par la courbe de réponse du récepteur à une lampe à émission continue au quartz-iode. Pour éviter tout effet secondaire (non-linéarité), les durées d'exposition des plages uniformes (flat-field) ont été déterminées pour obtenir le même niveau d'exposition que le spectre stellaire

- Calibration en longueur d'onde : Pour la plupart des étoiles, la calibration en longueur d'onde est faite à partir des raies d'absorption du spectre stellaire. Après identification d'un maximum de raies (faibles et non mélangées), la calibration s'effectue par l'ajustement, au sens des moindres carrés, d'un polynôme du 3^{ème} degré sur les positions des raies d'absorption. Lorsque les raies stellaires sont trop faibles (étoiles très déficientes en métaux), la calibration en longueur d'onde est fondée sur le spectre de comparaison d'une lampe au thorium.

-La normalisation s'effectue en 3 étapes :

- 1-détermination dans chaque spectre de zones identifiables à celles d'un spectre continu (fenêtres).

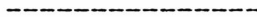
- 2-tracé du continu à partir de polynômes d'interpolation (splines). La courbe obtenue est alors superposée au spectre

stellaire à titre de vérification.

*3-les points de continu sont rapportés à une valeur constante.
-mesure des profils : les abondances des éléments ont été
calculées raie par raie par ajustement d'un profil théorique au
profil stellaire (voir chapitre 3).*

CHAPITRE III

METHODES D' ANALYSES



La plupart des étoiles étudiées ont déjà été analysées par différents auteurs. Il faut cependant noter que ces analyses ne portaient généralement pas sur la détermination des abondances des métaux légers mais souvent sur la détermination de la température effective, de la gravité et de la métallicité de l'étoile. Ainsi les caractéristiques principales de leurs atmosphères sont connues et sont données dans le " Catalogue of [Fe/H] determinations" (Cayrel et al. 1985). Lorsque plusieurs analyses ont été faites pour une même étoile, nous avons choisi les paramètres où la température effective donnait le résultat le plus fiable, c'est-à-dire lorsque la température était déduite des indices photométriques R-I ou V-K. Les valeurs adoptées sont présentées pour toute les étoiles dans la table 3.1 . Pour HD 220096 , θ_{eff} a été déduite de l'indice B-V par interpolation dans les tables de Bohm-Vitense avec $\log g$ égal à 4.5 , valeur souvent adoptée en première approximation pour les étoiles naines (Les abondances déduites des raies neutres sont peu sensibles à la gravité).

Avec ces paramètres, les modèles ont été interpolés dans les grilles de modèles de Gustafsson pour des étoiles naines (Gustafsson 1981) calculées avec les même hypothèses que les modèles de géantes (Gustafsson et al., 1975) (couches homogènes stationnaires plan-parallèles, équilibre thermodynamique local, équilibre hydrostatique, flux constant. On en déduit ainsi à chaque profondeur dans l'atmosphère de l'étoile la température, la pression gazeuse et la pression électronique.

N HD	θ_{eff}	log g	[M/H]	References:
1581	0.87	4.28	-0.28	1
2151	0.88	3.80	-0.30	2
4307	0.89	3.93	-0.52	3
5268	1.06	4.00	-0.50	4
10700	1.01	4.50	-0.50	5
20630	0.89	4.40	+0.08	6
20766	0.92	3.80	-0.13	7
20794	0.94	4.40	-0.34	8
20807	0.90	4.50	-0.32	9
63077	0.90	4.10	-0.80	9
64090	0.94	4.20	-2.00	10
76932	0.86	3.50	-1.00	11
88218	0.91	3.36	-0.42	2
91324	0.83	3.90	-0.60	12
94028	0.84	4.00	-1.30	13
97916	0.82	4.00	-1.15	10
105755	0.91	3.70	-1.20	14
106516	0.81	4.50	-0.65	10
108177	0.84	4.50	-1.50	13
130819	0.76	4.10	-0.09	15
134169	0.87	3.80	-1.60	14
136352	0.92	4.18	-0.46	9
140283	0.90	4.00	-2.60	16
149414	1.01	4.50	-1.34	17
154417	0.87	4.24	-0.19	15
160691	0.90	4.20	+0.41	9
166161	0.92	3.00	-1.00	18
188376	0.93	3.72	-0.08	1
190248	0.90	4.30	+0.43	9
192310	1.01	4.50	-0.04	19
196378	0.83	4.10	-0.30	20
203608	0.83	4.40	-0.60	21
211998	0.97	3.70	-1.50	9
212330	0.91	3.75	-0.29	1
216385	0.83	3.97	-0.62	22
220096	0.95	4.50	0.00	23

Table 3.1 : Caractéristiques principales des atmosphères

Références:

- 1 - Lalrd, J.B.; 1985, *Astrophys. J.*, 289, 556
- 2 - Hearnshaw, J.B.; 1972, *Mem. Roy. Am. Soc.*, 77, 55
- 3 - Lalrd, J.B., 1985, *Astrophys. J. Suppl.*, 57, 339
- 4 - Barbuy, B. ; 1985, *Astron. Astrophys.*, 151, 189
- 5 - Hearnshaw, J.B.; 1974, *Astron. Astrophys.*, 34, 263
- 6 - Hearnshaw, J.B. ; 1974, *Astron. Astrophys.*, 36, 191
- 7 - Foy, R. ; 1974, *Thesis*
- 8 - Hearnshaw, J.B. ; 1973, *Astron. Astrophys.*, 29, 165
- 9 - Hearnshaw, J.B. ; 1975, *Astron. Astrophys.*, 38, 271
- 10- Peterson, R.C. ; 1978, *Astrophys. J.*, 222, 181
- 11- Barbuy, B. ; 1978, *Astron. Astrophys.*, 67, 339
- 12- Da Silva, L. ; 1975, *Astron. Astrophys.*, 41, 287
- 13- Peterson, R., C. ; 1976, *Astrophys. J.*, 206, 800
- 14- Sneden, C. ; 1974, *Astrophys. J.*, 189, 493
- 15- Duncan, D.K. ; 1981, *Astrophys. J.*, 248, 651
- 16- Peterson, R.C. ; 1979, *Astrophys. J.*, 231, 762
- 17- Peterson, R.C. ; 1980a, *Astrophys. J.*, 235, 491
- 18- Leep, E.M.; Wallerstein, G. ; 1981, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 196, 543
- 19- Perrin, M.N., Cayrel, R., Cayrel de Strobel, G.; 1975, 39, 97
- 20- Gehren, T. ; 1981, *Astron. Astrophys.*, 100, 97
- 21- Clegg, R.E. ; 1977, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 180, 1
- 22- Hearnshaw, J.B. ; 1974, *Astron. Astrophys.*, 34, 363
- 23- θ_{eff} déduit de l'indice (B-V)

L'utilisation de forces d'oscillateurs précises est fondamentale pour ce travail. Les valeurs des forces d'oscillateurs ont d'abord été prises dans Wiese et al., 1969. Ces valeurs ont été utilisées pour calculer un spectre synthétique (en intensité) du Soleil au centre du disque. Ces valeurs ont été modifiées ensuite pour obtenir un bon accord avec les atlas spectraux de Liège (Delbouille et al., 1973, Delbouille et Roland, 1963). La figure 3.1 présente un exemple de comparaison entre spectre synthétique et spectre de l'atlas solaire. Un spectre synthétique intégré sur le disque solaire (flux) avec ces valeurs de g_f a été comparé au spectre de la lune obtenu dans les mêmes conditions d'observation que les spectres stellaires. La figure 3.2 montre un exemple de cette comparaison avec un spectre de la lune pris au 3.6M du CFH. La Figure 3.3 montre la comparaison avec un spectre de la lune pris au 1.4M CAT de l'ESO. Les abondances solaires déduites de ces spectres ne diffèrent jamais de plus de 0.02 dex de l'abondance solaire prise comme référence et aucun effet systématique n'a été mis en évidence.

Le choix du modèle solaire est très important. Lambert (1978) a testé cinq modèles solaires avec des observations de la température de brillance solaire entre 5000 et 12500 Å et de l'assombrissement centre-bord dans l'intervalle $0.5 < \lambda < 2.5 \mu\text{m}$. Cette étude a montré que les modèles d'Holweger et Müller (1974) et d'Allen (1976) sont en meilleur accord avec les spectres continus observés que le modèle théorique de Gustafsson. Nous avons adopté le modèle d'Holweger et Müller pour la détermination des g_f afin de faciliter la comparaison avec les g_f mesurés par Blackwell (1982). Dans ces calculs, on a supposé que les abondances solaires étaient celles données par Holweger (1979).

Remarquons que les modèles utilisés pour les étoiles sont les modèles théoriques de Gustafsson et al. (1981). Ces modèles ont été calculés pour différentes valeurs des paramètres principaux de l'atmosphère de l'étoile. L'utilisation de ces modèles pour l'étude de naines pauvres en métaux est bien adaptée. Il pourrait sembler plus cohérent d'utiliser ces modèles pour la détermination des g_f . Lorsque le

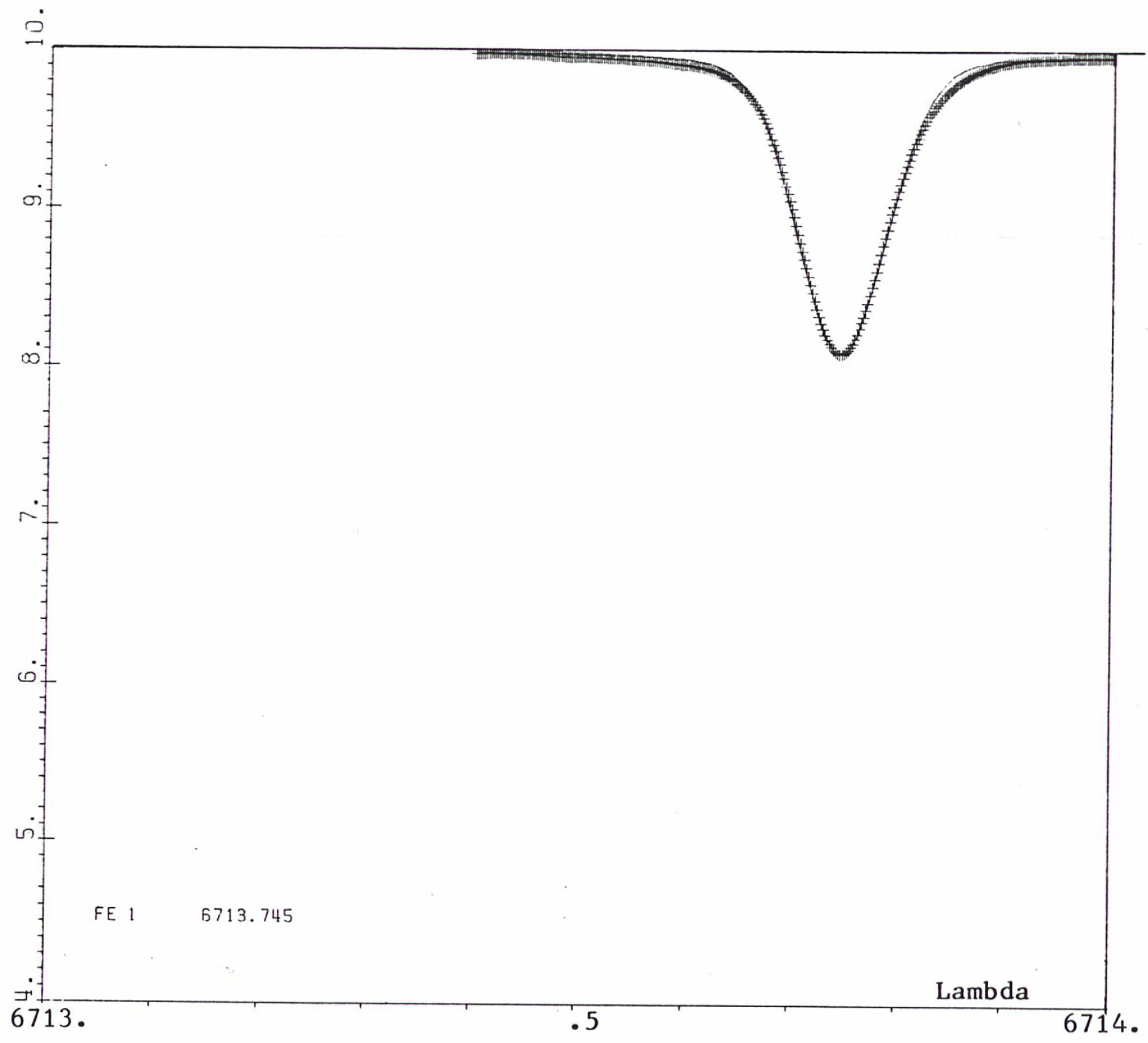


Figure 3.1 : Comparaison d'un spectre synthétique avec les spectre solaire (Atlas solaire de Delbouille et Roland 1973)

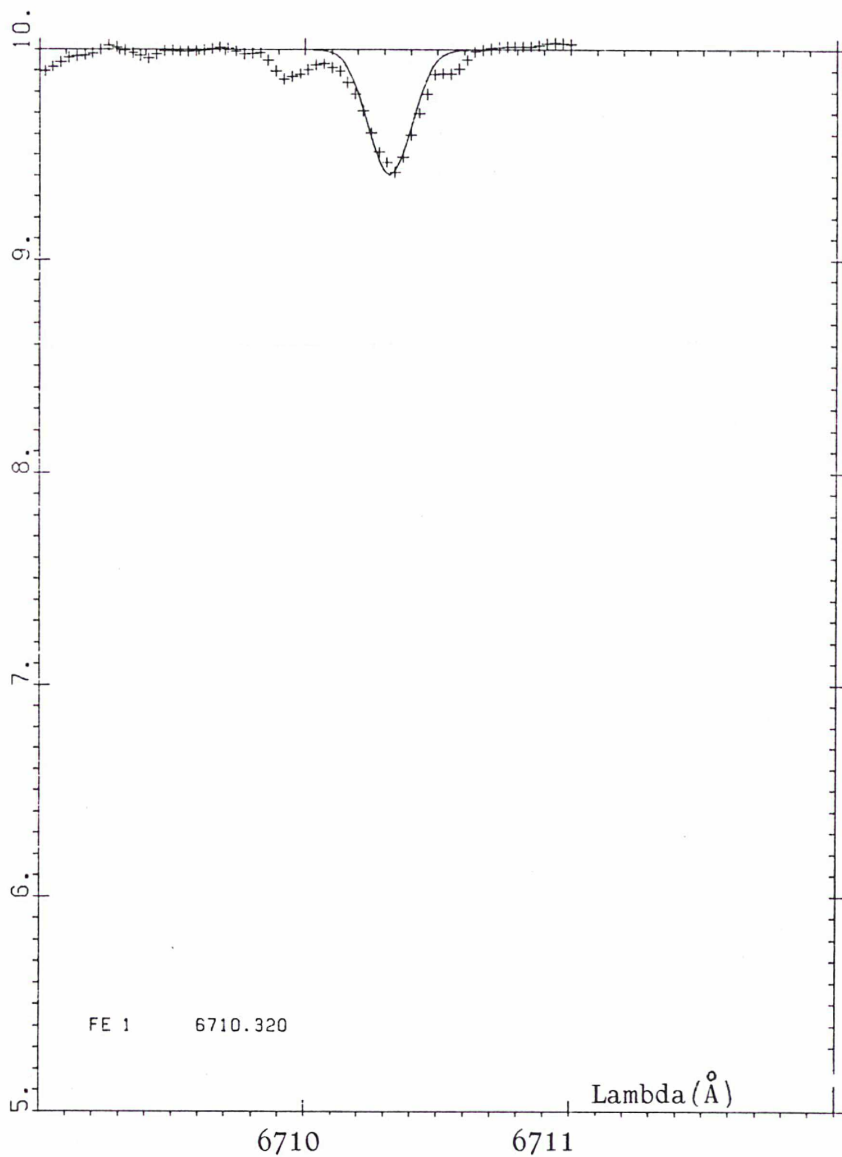


Figure 3.2 : Comparaison d'un spectre synthétique avec le spectre de la lune observé au 3.6m du CFH

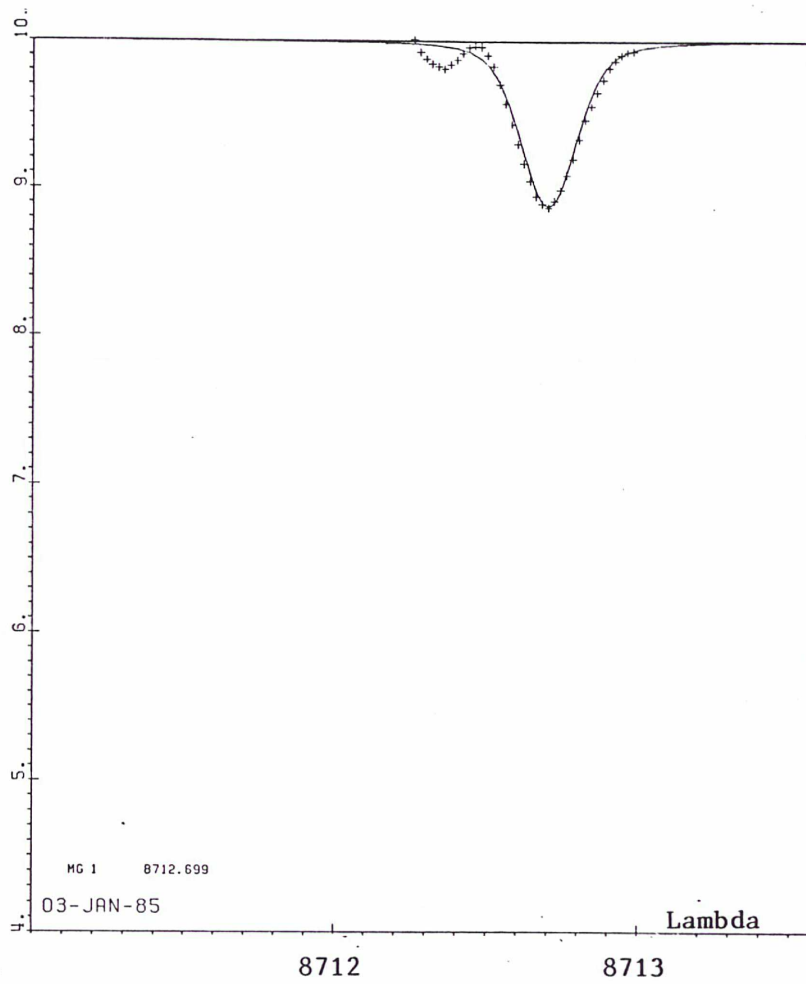


Figure 3.3 : Comparaison d'un spectre synthétique avec le spectre de la lune obtenu au 1.4M ESO.

modèle de Gustafsson et al. est utilisé à la place du modèle d'Holweger et Müller, la différence pour le log gf peut atteindre 0.13 dex. Cependant, cette différence est approximativement constante pour toutes les raies utilisées dans notre étude : $\log gf_H - \log gf_G = 0.13 \pm 0.03$ et correspond à un décalage global de toutes les abondances qu'il est facile de compenser. La raison de cette différence est que, dans la zone de formation des raies, le modèle d'Holweger est plus chaud que celui de Gustafsson.

Les constantes d'amortissement des raies ont été obtenues en ajoutant 0.75 dex au logarithme de la constante de Van der Waals C_H calculée à partir de l'approximation hydrogénoïde d'Unsold (Aller, 1963). (voir annexe 3.a)

A partir des modèles d'étoiles et des données physiques des raies, (longueur d'onde, degré d'ionisation, potentiel d'excitation) un spectre synthétique est calculé. Le spectre synthétique est directement comparé avec le spectre observé. Les abondances sont alors modifiées afin d'obtenir un ajustement optimal. Les Figures 3.4 - 3.7 présentent divers exemples de comparaison pour des étoiles du halo. Les résultats de ces calculs sont présentés dans le tableau 3.2. Les largeurs équivalentes sont également données dans ce tableau afin de permettre une utilisation ultérieure de ce travail (avec d'autres types de modèles ou d'autres constantes physiques).

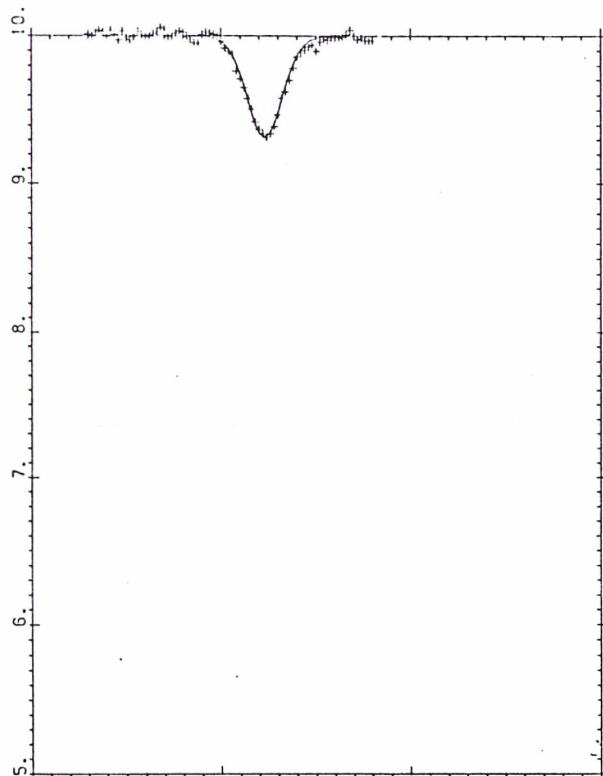


Figure 3.4 : Raie de Sodium à 6154 Å^o
HD 196378

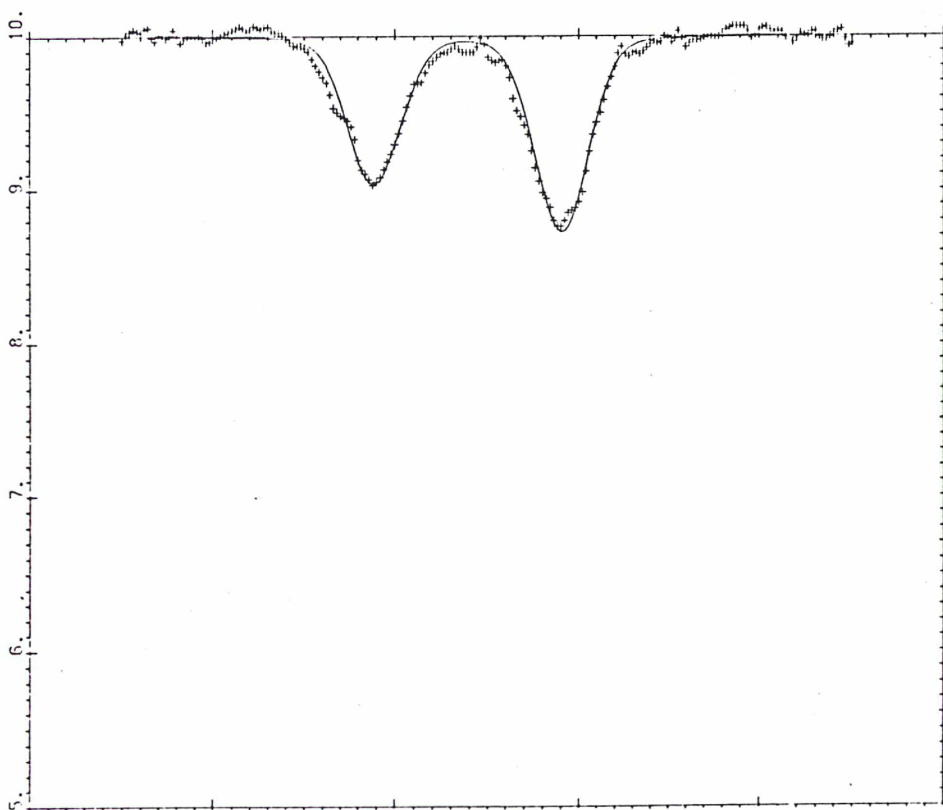


Figure 3.5 : Raies d'aluminium à 8773 et 8774 Å^o
HD 196378

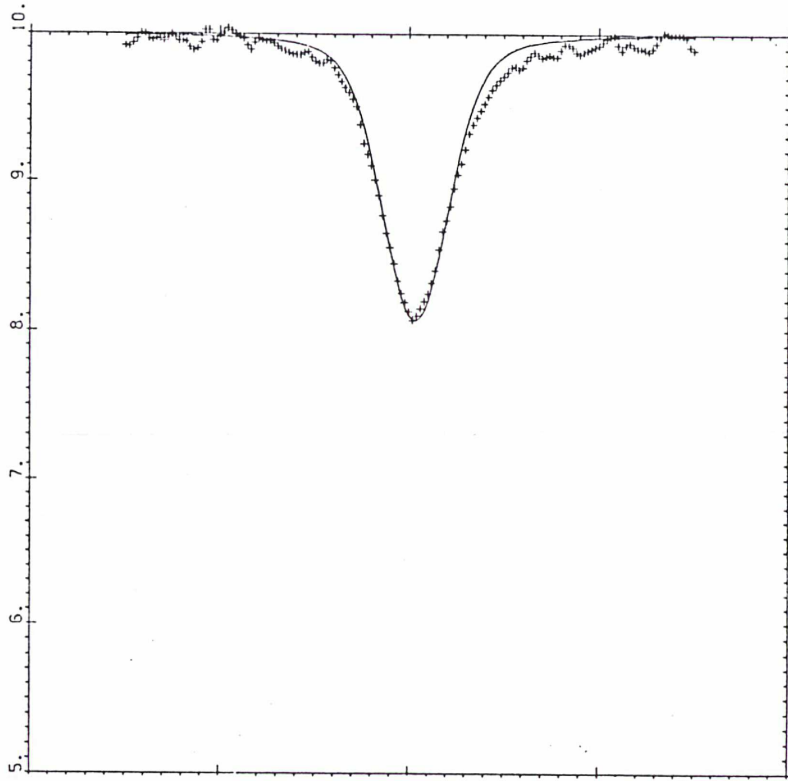


Figure 3.6 : Raie de Magnésium à 8736 Å
HD 196378

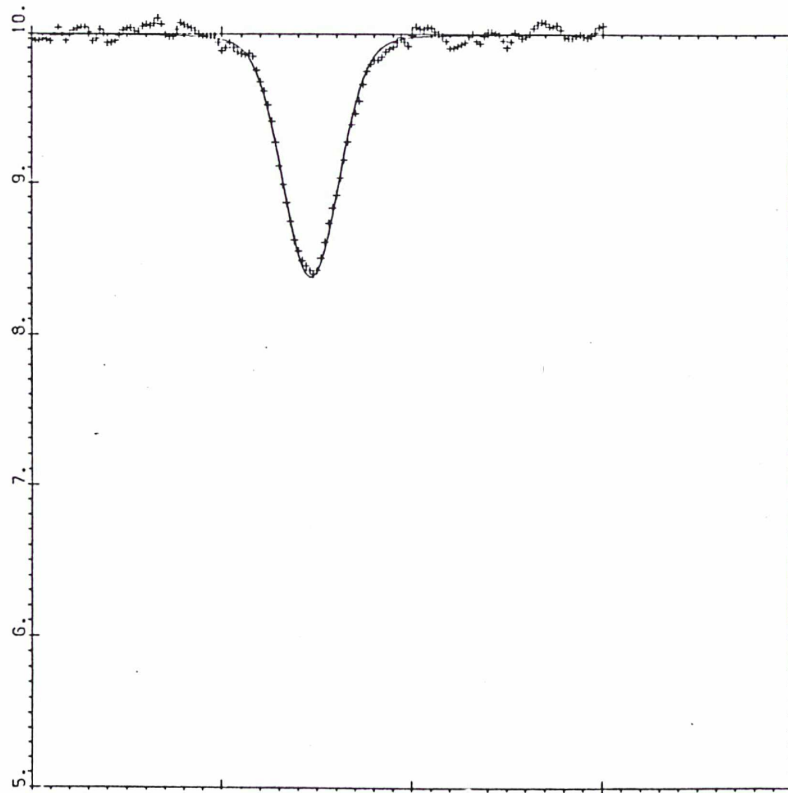


Figure 3.7 : Raie de Silicium à 8742 Å
HD 196378

Abondances et largeurs équivalentes : Col 1 : Longueur d'onde de la raie

Col 2 : Élément et degré d'ionisation

Col 3 : potentiel d'excitation de la raie

Col 4 : logarithme de la force d'oscillateur

pour chaque étoile, dans la première colonne : abondance, dans la deuxième colonne
largeur équivalente.

		χ_{exc}	$\log gf$	HD 1581		HD 2151		HD 4307		HD 5268		HD 10700		HD 20630		HD 20766		HD 20794	
				A _B	W														
6154.23	NA1	2.10	-1.52	5.93	23	6.10	31	5.90	24	5.55	34	5.53	26	****	*	5.90	28	****	*
6160.75	NA1	2.10	-1.21	5.91	38	6.12	50	5.92	41	5.55	55	5.53	45	****	*	5.91	45	****	*
8183.25	NA1	2.10	0.30	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8194.84	NA1	2.10	0.70	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8712.70	MG1	5.93	-1.30	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8717.83	MG1	5.91	-0.88	7.28	65	7.45	75	7.46	75	7.13	71	7.21	84	****	*	7.26	65	****	*
8736.04	MG1	5.94	-0.34	****	*	7.49	144	7.42	148	7.05	133	7.17	183	7.70	209	7.30	125	****	*
8806.78	MG1	4.33	-0.08	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
6696.03	AL1	3.14	-1.45	6.05	23	6.15	28	6.13	29	5.90	45	6.05	35	6.35	41	****	*	6.24	46
6698.67	AL1	3.14	-1.78	6.05	12	6.15	15	6.10	15	5.90	26	6.05	19	6.34	23	****	*	6.23	26
8772.88	AL1	4.00	-0.33	6.11	53	6.29	64	6.20	60	5.86	65	6.02	71	6.46	87	6.22	64	****	*
8773.91	AL1	4.00	-0.16	6.13	69	6.36	83	6.17	78	5.91	89	6.00	95	6.49	109	6.26	81	****	*
6142.49	SI1	5.62	-1.37	7.20	26	7.30	32	7.25	31	7.42	35	7.21	24	****	*	7.21	30	****	*
6145.02	SI1	5.61	-1.30	7.20	30	7.30	36	7.23	34	7.42	40	7.22	29	****	*	7.23	33	****	*
6721.84	SI1	5.86	-1.08	7.28	34	7.28	35	7.32	39	7.53	45	7.20	26	****	*	****	*	7.32	38
8728.02	SI1	6.18	-0.40	7.32	75	7.47	83	7.34	77	****	*	7.33	68	7.62	99	7.33	70	****	*
8742.47	SI1	5.87	-0.50	7.30	85	7.45	92	7.35	90	7.55	101	7.26	80	7.59	106	7.33	82	****	*
6157.73	FE1	4.07	-1.20	7.13	49	****	**	7.22	57	7.10	82	6.72	53	****	*	7.05	61	****	*
6159.38	FE1	4.61	-1.79	7.05	7	7.15	9	****	*	7.02	14	6.75	7	****	*	7.02	9	****	*
6165.36	FE1	4.14	-1.47	7.30	31	7.22	37	7.11	35	****	*	6.75	34	****	*	7.10	38	****	*
6696.32	FE1	4.83	-1.47	7.05	9	7.15	12	7.08	11	6.94	14	6.94	10	7.43	20	****	*	6.97	11
6699.14	FE1	4.59	-2.00	7.05	5	7.15	6	7.09	6	6.92	8	6.82	4	7.43	11	****	*	6.90	5
6703.58	FE1	2.76	-2.95	7.03	23	7.12	28	6.99	26	6.95	54	6.83	28	7.38	41	****	*	6.92	33
6705.10	FE1	4.61	-1.02	7.12	33	7.15	35	7.10	35	6.97	47	6.98	37	7.50	55	****	*	6.98	37
6710.32	FE1	1.48	-4.78	7.05	8	7.12	12	****	**	6.90	21	6.99	18	7.32	17	****	*	6.85	13
6713.75	FE1	4.79	-1.39	7.10	13	7.15	14	****	**	7.00	20	7.02	15	7.45	25	****	*	6.98	14
6715.39	FE1	4.61	-1.45	7.13	16	7.20	19	7.08	17	7.00	26	6.98	18	7.50	32	****	*	6.98	18
6716.25	FE1	4.58	-1.78	7.13	9	7.20	11	7.07	14	****	*	6.98	10	7.45	18	****	*	6.98	15
6717.53	FE1	4.61	-1.75	7.10	9	7.20	11	****	*	****	*	7.12	13	7.40	16	****	*	6.95	10
8220.39	FE1	4.32	-0.10	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8248.14	FE1	4.37	-1.00	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8763.98	FE1	4.63	-0.30	7.15	83	7.38	93	7.17	86	6.85	98	6.80	97	7.65	130	7.27	94	****	*
8784.44	FE1	4.93	-1.20	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8793.35	FE1	4.59	-0.10	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8804.64	FE1	2.27	-3.30	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8808.17	FE1	4.99	-1.05	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8824.23	FE1	2.19	-1.55	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*

Table 3.2

Table 3.2

				20807		63077		64090		76932		88218		91324		94028		97916	
6154.23	NAL	2.10	-1.52	5.80	22	5.55	14	****	*	5.35	7	5.91	26	5.85	15	****	*	****	*
6160.75	NAL	2.10	-1.21	5.85	41	5.55	25	****	*	5.30	11	5.95	44	5.86	28	****	*	****	*
8183.25	NAL	2.10	0.30	****	*	****	*	****	*	5.43	104	****	*	****	*	4.70	55	****	*
8194.84	NAL	2.10	0.70	****	*	****	*	****	*	5.40	136	****	*	****	*	4.60	76	****	*
8712.70	MG1	5.93	-1.30	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8717.83	MG1	5.91	-0.88	7.23	69	6.98	44	6.05	7	6.88	29	7.28	59	****	*	6.16	7	****	*
8736.04	MG1	5.94	-0.34	7.26	160	7.00	103	6.08	21	6.93	68	7.36	118	****	*	6.35	29	****	*
8806.78	MG1	4.33	-0.08	****	*	****	*	5.80	204	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
6696.03	AL1	3.14	-1.45	****	*	5.69	14	****	*	5.43	6	6.10	29	5.86	13	****	*	5.60	7
6698.67	AL1	3.14	-1.78	****	*	5.70	7	****	*	5.43	3	6.11	16	5.85	6	****	*	5.30	2
8772.88	AL1	4.00	-0.33	6.08	59	5.83	38	4.40	2	5.55	35	6.23	59	6.07	57	5.13	14	****	*
8773.91	AL1	4.00	-0.16	6.11	80	5.86	53	4.45	3	5.50	43	6.31	77	6.07	73	5.16	21	****	*
6142.49	SI1	5.62	-1.37	7.22	28	6.77	13	****	*	6.73	11	7.20	30	7.10	19	****	*	****	*
6145.02	SI1	5.61	-1.30	7.20	31	6.79	16	****	*	6.73	13	7.00	33	7.08	22	****	*	****	*
6721.84	SI1	5.86	-1.08	****	*	6.85	18	****	*	6.73	13	7.32	39	7.22	28	****	*	6.83	13
8728.02	SI1	6.18	-0.40	7.28	75	6.90	46	6.01	8	6.83	35	7.30	68	****	*	6.25	12	****	*
8742.47	SI1	5.87	-0.50	7.24	85	6.82	52	5.81	8	6.82	45	7.25	75	****	*	6.50	27	****	*
6157.73	FE1	4.07	-1.20	7.05	55	6.50	26	****	*	6.52	20	7.15	53	7.03	35	****	*	****	*
6159.38	FE1	4.61	-1.79	7.00	8	****	*	****	*	****	*	7.00	8	****	*	****	*	****	*
6165.36	FE1	4.14	-1.47	7.05	35	6.40	12	****	*	6.48	10	7.10	36	7.03	22	****	*	****	*
6696.32	FE1	4.83	-1.47	****	*	6.54	4	****	*	6.40	2	7.06	11	6.94	6	****	*	6.70	3
6699.14	FE1	4.59	-2.00	****	*	6.64	2	****	*	6.46	1	6.96	5	6.83	2	****	*	6.30	1
6703.58	FE1	2.76	-2.95	****	*	6.38	10	****	*	6.45	7	6.99	29	7.00	15	****	*	6.20	3
6705.10	FE1	4.61	-1.02	****	*	6.56	16	****	*	6.40	9	6.94	29	6.92	19	****	*	6.30	5
6710.32	FE1	1.48	-4.78	****	*	6.50	5	****	*	6.40	2	6.87	11	****	*	****	*	6.30	1
6713.75	FE1	4.79	-1.39	****	*	6.50	5	****	*	6.48	3	****	*	6.90	7	****	*	6.30	2
6715.39	FE1	4.61	-1.45	****	*	6.55	7	****	*	6.40	4	7.05	18	6.90	8	****	*	****	*
6716.25	FE1	4.58	-1.78	****	*	6.50	3	****	*	6.40	2	7.05	10	6.70	3	****	*	6.30	1
6717.53	FE1	4.61	-1.75	****	*	6.51	3	****	*	6.48	2	6.81	6	6.87	4	****	*	****	*
8220.39	FE1	4.32	-0.10	****	*	****	*	****	*	6.55	63	****	*	****	*	6.20	45	****	*
8248.14	FE1	4.37	-1.00	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8763.98	FE1	4.63	-0.30	7.05	90	6.45	48	5.45	16	6.42	35	7.20	82	6.80	49	6.06	19	****	*
8784.44	FE1	4.93	-1.20	****	*	****	*	****	*	6.46	4	****	*	6.95	10	****	*	****	*
8793.35	FE1	4.59	-0.10	****	*	****	*	5.40	16	6.30	41	****	*	6.90	67	5.76	17	****	*
8804.64	FE1	2.27	-3.30	****	*	****	*	5.80	10	6.53	14	****	*	7.10	26	5.91	3	****	*
8808.17	FE1	4.99	-1.05	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	7.10	16	6.15	2	****	*
8824.23	FE1	2.19	-1.55	****	*	****	*	5.40	76	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*

Table 3.2

				105755		106516		108177		1130819		136352		140283		149414		154417	
6154.23	NA1	2.10	-1.52	****	*	5.58	8	****	*	6.15	17	5.85	27	****	*	****	*	6.01	27
6160.75	NA1	2.10	-1.21	****	*	5.45	12	****	*	6.10	27	5.85	44	****	*	****	*	6.01	43
8183.25	NA1	2.10	0.30	****	*	5.50	118	4.30	34	****	*	5.70	187	3.40	8	****	*	****	*
8194.84	NA1	2.10	0.70	****	*	5.40	155	4.20	54	****	*	****	*	3.20	13	****	*	****	*
8712.70	MG1	5.93	-1.30	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8717.83	MG1	5.91	-0.88	****	*	7.10	38	****	*	7.33	44	7.35	83	****	*	****	*	7.48	85
8736.04	MG1	5.94	-0.34	****	*	7.08	94	****	*	7.46	101	7.31	162	5.25	3	****	*	7.51	172
8806.78	MG1	4.33	-0.08	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
6696.03	AL1	3.14	-1.45	5.71	15	5.65	8	****	*	6.15	14	6.10	33	****	*	5.17	9	6.20	30
6698.67	AL1	3.14	-1.78	5.69	7	5.80	5	****	*	6.10	7	6.08	17	****	*	****	*	6.10	14
8772.88	AL1	4.00	-0.33	****	*	5.84	50	****	*	6.33	45	6.10	92	****	*	****	*	6.33	70
8773.91	AL1	4.00	-0.16	****	*	5.89	68	****	*	6.38	60	6.14	117	****	*	****	*	6.28	82
6142.49	SI1	5.62	-1.37	****	*	7.00	15	****	*	7.42	24	7.18	28	****	*	****	*	7.30	30
6145.02	SI1	5.61	-1.30	****	*	7.00	18	****	*	7.40	26	7.16	31	****	*	****	*	7.19	34
6721.84	SI1	5.86	-1.08	6.88	21	6.98	18	****	*	7.38	27	7.22	34	****	*	6.63	10	7.38	40
8728.02	SI1	6.18	-0.40	****	*	6.99	44	****	*	7.45	61	7.30	77	5.30	2	****	*	7.50	91
8742.47	SI1	5.87	-0.50	****	*	6.99	55	****	*	7.55	75	7.25	86	5.50	4	****	*	7.38	90
6157.73	FE1	4.07	-1.20	****	*	6.64	18	****	*	7.45	38	6.95	50	****	*	****	*	7.30	57
6159.38	FE1	4.61	-1.79	****	*	****	*	****	*	7.40	6	6.82	6	****	*	****	*	7.10	8
6165.36	FE1	4.14	-1.47	****	*	6.65	10	****	*	7.40	23	6.95	33	****	*	****	*	7.32	41
6696.32	FE1	4.83	-1.47	6.61	5	6.60	2	****	*	7.30	7	6.97	10	****	*	6.37	4	7.33	15
6699.14	FE1	4.59	-2.00	6.34	1	6.70	1	****	*	7.20	2	6.90	5	****	*	****	*	7.30	7
6703.58	FE1	2.76	-2.95	6.35	10	6.60	6	****	*	7.20	10	6.85	26	****	*	****	*	7.20	30
6705.10	FE1	4.61	-1.02	6.50	15	6.60	10	****	*	7.30	22	6.98	34	****	*	****	*	****	*
6710.32	FE1	1.48	-4.78	****	*	6.75	2	****	*	7.30	3	6.80	11	****	*	****	*	7.10	10
6713.75	FE1	4.79	-1.39	6.48	5	6.70	5	****	*	7.35	9	7.15	18	****	*	6.26	5	7.30	18
6715.39	FE1	4.61	-1.45	6.55	7	6.80	7	****	*	7.35	11	7.10	17	****	*	6.32	7	7.30	22
6716.25	FE1	4.58	-1.78	6.64	5	6.90	4	****	*	7.35	6	7.00	10	****	*	****	*	7.30	18
6717.53	FE1	4.61	-1.75	****	*	****	*	****	*	7.35	6	7.00	10	****	*	****	*	7.30	13
8220.39	FE1	4.32	-0.10	****	*	6.60	64	5.86	31	****	*	7.30	167	****	*	****	*	****	*
8248.14	FE1	4.37	-1.00	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8763.98	FE1	4.63	-0.30	****	*	****	*	****	*	7.35	60	6.95	85	4.85	2	****	*	7.40	101
8784.44	FE1	4.93	-1.20	****	*	****	*	****	*	****	*	7.05	20	****	*	****	*	****	*
8793.35	FE1	4.59	-0.10	****	*	6.42	42	****	*	****	*	7.00	107	****	*	****	*	****	*
8804.64	FE1	2.27	-3.30	****	*	6.60	9	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8808.17	FE1	4.99	-1.05	****	*	6.56	5	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8824.23	FE1	2.19	-1.55	****	*	6.40	78	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*

Table 3.2

				160691	166161	188376	190248	192310	196378	203608	211998								
6154.23	NA1	2.10	-1.52	6.52	60	****	*	6.13	41	6.70	73	6.22	73	5.88	16	5.58	9	4.55	2
6160.75	NA1	2.10	-1.21	6.60	87	****	*	6.15	62	6.70	95	6.25	106	5.88	28	5.58	18	4.60	5
8183.25	NA1	2.10	0.30	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	4.45	71
8194.84	NA1	2.10	0.70	****	*	5.40	16	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	4.50	114
8712.70	MG1	5.93	-1.30	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	6.97	15	****	*
8717.83	MG1	5.91	-0.88	7.85	121	6.76	27	7.46	81	7.83	121	7.53	121	7.18	47	6.90	31	6.47	20
8736.04	MG1	5.94	-0.34	****	*	6.71	56	7.49	151	7.91	234	7.51	240	7.18	100	6.92	82	6.36	45
8806.78	MG1	4.33	-0.08	****	*	6.85	238	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
6696.03	AL1	3.14	-1.45	6.57	54	5.46	9	6.25	34	****	*	6.40	75	5.97	16	5.45	6	4.80	3
6698.67	AL1	3.14	-1.78	6.56	35	5.59	6	6.25	19	****	*	6.40	48	5.89	7	5.45	3	4.75	1
8772.88	AL1	4.00	-0.33	6.76	144	5.59	38	6.35	74	6.78	113	6.35	105	6.00	37	5.75	23	4.97	7
8773.91	AL1	4.00	-0.16	6.79	173	5.50	42	6.38	92	6.81	137	6.40	143	6.03	51	5.75	33	4.94	11
6142.49	SI1	5.62	-1.37	7.75	53	****	*	7.38	38	7.80	55	7.55	37	7.10	19	6.81	11	6.21	5
6145.02	SI1	5.61	-1.30	7.75	58	****	*	7.36	41	7.85	64	7.54	41	7.08	21	6.82	13	6.25	7
6721.84	SI1	5.86	-1.08	7.78	61	6.75	17	7.63	57	****	*	7.68	50	7.21	24	6.83	14	6.50	8
8728.02	SI1	6.18	-0.40	7.85	109	7.01	50	7.49	82	7.85	110	7.55	75	7.17	55	6.93	42	6.37	20
8742.47	SI1	5.87	-0.50	7.85	120	6.96	58	7.52	97	7.85	120	7.50	87	7.15	64	6.88	49	6.35	30
6157.73	FE1	4.07	-1.20	7.70	79	****	*	7.32	66	7.80	86	7.35	88	****	*	6.67	22	5.84	13
6159.38	FE1	4.61	-1.79	7.56	20	****	*	7.30	16	7.73	26	7.33	19	****	*	6.67	2	****	*
6165.36	FE1	4.14	-1.47	7.68	60	****	*	7.30	49	7.75	64	7.35	63	****	*	6.70	12	5.85	6
6696.32	FE1	4.83	-1.47	7.59	26	6.46	4	7.30	15	****	*	7.42	26	6.81	4	6.35	2	5.90	1
6699.14	FE1	4.59	-2.00	7.47	11	6.47	2	7.30	8	****	*	7.38	14	6.82	2	6.35	1	****	*
6703.58	FE1	2.76	-2.95	****	*	6.29	10	7.25	33	****	*	7.35	63	6.97	14	6.40	5	5.86	7
6705.10	FE1	4.61	-1.02	7.50	53	6.37	12	7.25	40	****	*	7.40	66	7.00	22	6.55	10	5.86	6
6710.32	FE1	1.48	-4.78	7.48	25	****	*	7.30	16	****	*	7.25	39	7.08	5	6.43	1	5.86	3
6713.75	FE1	4.79	-1.39	7.60	31	****	*	7.30	19	****	*	7.45	34	7.00	8	6.55	3	5.86	2
6715.39	FE1	4.61	-1.45	7.61	37	****	*	7.35	25	****	*	7.45	41	7.11	12	6.60	4	****	*
6716.25	FE1	4.58	-1.78	7.61	24	****	*	7.35	14	****	*	7.45	26	7.08	6	6.60	2	5.76	1
6717.53	FE1	4.61	-1.75	****	*	****	*	7.30	13	****	*	****	*	7.00	5	****	*	****	*
8220.39	FE1	4.32	-0.10	8.00	220	6.40	65	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	6.00	67
8248.14	FE1	4.37	-1.00	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8763.98	FE1	4.63	-0.30	7.65	116	6.24	35	7.43	106	7.81	135	7.30	133	7.05	63	6.64	45	5.82	27
8784.44	FE1	4.93	-1.20	7.65	41	6.20	4	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8793.35	FE1	4.59	-0.10	7.65	140	6.21	45	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8804.61	FE1	2.27	-3.30	7.63	70	6.21	15	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8808.17	FE1	4.99	-1.05	7.65	46	6.51	9	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8824.23	FE1	2.19	-1.55	****	*	6.45	104	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*

Table 3.2

				212330		216385		220096		134169	
6154.23	NA1	2.10	-1.52	6.08	35	5.88	16	****	*	****	*
6160.75	NA1	2.10	-1.21	6.12	56	5.86	28	****	*	****	*
8183.25	NA1	2.10	0.30	****	*	****	*	****	*	****	*
8194.84	NA1	2.10	0.70	****	*	****	*	****	*	****	*
8712.70	MG1	5.93	-1.30	****	*	****	*	****	*	****	*
8717.83	MG1	5.91	-0.88	****	*	7.26	53	****	*	7.02	37
8736.04	MG1	5.94	-0.34	****	*	7.29	110	****	*	6.90	84
8806.78	MG1	4.33	-0.08	****	*	****	*	****	*	****	*
6696.03	AL1	3.14	-1.45	6.27	38	5.88	11	6.25	48	****	*
6698.67	AL1	3.14	-1.78	6.27	23	6.01	9	6.25	28	****	*
8772.88	AL1	4.00	-0.33	****	*	6.12	42	****	*	5.81	25
8773.91	AL1	4.00	-0.16	****	*	6.10	54	****	*	5.78	35
6142.49	SI1	5.62	-1.37	7.37	38	7.20	23	****	*	****	*
6145.02	SI1	5.61	-1.30	7.40	44	7.22	28	****	*	****	*
6721.84	SI1	5.86	-1.08	7.43	46	7.32	30	7.60	46	****	*
8728.02	SI1	6.18	-0.40	****	*	7.25	62	****	*	6.91	42
8742.47	SI1	5.87	-0.50	****	*	7.22	69	****	*	6.89	52
6157.73	FE1	4.07	-1.20	7.40	67	7.12	39	****	*	****	*
6159.38	FE1	4.61	-1.79	7.25	13	7.02	5	****	*	****	*
6165.36	FE1	4.14	-1.47	7.33	47	7.10	24	****	*	****	*
6696.32	FE1	4.83	-1.47	7.25	16	7.00	6	7.30	20	****	*
6699.14	FE1	4.59	-2.00	7.23	9	6.76	2	7.30	10	****	*
6703.58	FE1	2.76	-2.95	7.22	39	6.93	13	7.42	57	****	*
6705.10	FE1	4.61	-1.02	7.33	48	6.90	19	7.40	60	****	*
6710.32	FE1	1.48	-4.78	7.18	21	6.86	3	7.45	37	****	*
6713.75	FE1	4.79	-1.39	7.32	23	6.96	7	7.40	29	****	*
6715.39	FE1	4.61	-1.45	7.33	28	6.96	9	7.45	34	****	*
6716.25	FE1	4.58	-1.78	7.30	23	6.90	4	7.45	23	****	*
6717.53	FE1	4.61	-1.75	7.30	16	6.98	3	****	*	****	*
8220.39	FE1	4.32	-0.10	****	*	****	*	****	*	****	*
8248.14	FE1	4.37	-1.00	****	*	****	*	****	*	****	*
8763.98	FE1	4.63	-0.30	****	*	7.05	63	****	*	6.77	46
8784.44	FE1	4.93	-1.20	****	*	****	*	****	*	6.38	4
8793.35	FE1	4.59	-0.10	****	*	****	*	****	*	6.48	54
8804.64	FE1	2.27	-3.30	****	*	****	*	****	*	6.50	18
8808.17	FE1	4.99	-1.05	****	*	****	*	****	*	6.85	14
8824.23	FE1	2.19	-1.55	****	*	****	*	****	*	****	*

CALCUL DU SPECTRE SYNTHETIQUE

En chaque point, le profil d'une raie est donné par:

$$R = \frac{F}{F_c}$$

où F_c représente le flux continu et F le flux dans la raie.

Comme F_c varie lentement avec la longueur d'onde, on calcule uniquement F_c au centre de la raie.

Le flux émergeant à la surface de l'étoile peut s'écrire :

$$F = 2 \int_0^{\infty} E_2(\tau) B(\tau) d\tau$$

où E_2 représente la fonction intégréo-exponentielle, B la fonction de Planck et τ la profondeur optique continue ou sélective selon que l'on calcule le flux continu ou sélectif.

Le modèle est divisé en 40 couches environ. Dans chaque couche sont données la température (et donc la fonction de Planck), la pression gazeuse P_g et la pression électronique P_e . Dans un premier temps, on détermine la profondeur optique "continue" τ_c dans chaque couche puis la profondeur optique sélective τ_v tenant compte de l'absorption due à la raie.

On sait en effet que :

$$\tau = \int_0^x \kappa dx$$

où x est la profondeur de la couche considérée et κ le coefficient d'absorption.

Ainsi pour connaître τ et τ , il faut calculer les coefficients d'absorption sélective et d'absorption continue.

Calcul du coefficient d'absorption sélective

$$K_{\lambda} = \frac{\pi e^2}{m_e c^2} \lambda^2 \alpha f P \frac{H(\lambda, \nu)}{\sqrt{\pi} \Delta\lambda_D} \left(1 - e^{-\frac{hc}{\lambda kT}} \right)$$

avec

λ_0 = longueur d'onde centrale de la raie

α = abondance de l'élément

P = population du niveau inférieur de la transition

$\Delta\lambda_D$ = largeur Doppler de la raie

γ = somme des constantes d'amortissement

$$\gamma = \gamma_R + \gamma_e + \gamma_H$$

γ_R = constante d'amortissement due aux rayonnements.

γ_e = constante d'amortissement par chocs avec les électrons.

γ_H = constante d'amortissement par chocs avec les atomes d'hydrogène

$$\gamma_H = cte C_c^{2/5} \cdot v_{rel} \cdot m_H$$

C_6 est la constante d'interaction et v_{rel} est la vitesse relative de l'atome d'hydrogène par rapport à l'atome cible avant le choc

$H(a,v)$ est la fonction de Hjertings (profil de Voigt): cette fonction détermine le profil d'une raie élargie par effet Doppler et par amortissement radiatif et collisionnel. ($a = \gamma\lambda^2 / 4\pi c \Delta\lambda_D$ $v = \Delta\lambda / \Delta\lambda_D$)

gf = force d'oscillateur de la raie

Ce coefficient d'absorption est calculé en chaque point du profil et dans chaque couche.

Calcul du coefficient d'absorption continu

L'absorption continue est calculée en tenant compte des absorbants H^- , H_2^- , H_2^+ , H , He^+ et He .

La diffusion Rayleigh, qui traduit l'interaction entre photons et matière lorsque la fréquence du photon incident est très inférieure à la fréquence de résonance de la matière considérée (atomes, molécules), a été prise en compte dans le cas des atomes d'hydrogène (Dalgarno 1962) et des molécules d'hydrogène (Dalgarno et Williams 1962).

Calcul du flux

Le calcul du flux se fait par la méthode de Cayrel (1960).

La fonction à intégrer est approchée par différents polynômes définis sur des segments de l'intervalle d'intégration.

ESTIMATION DES INCERTITUDES

La détermination des abondances par profil synthétique des raies permet d'obtenir des résultats plus précis que ceux obtenus par détermination de la largeur équivalente par ajustement d'une gaussienne. Cette précision est également due au grand rapport signal sur bruit des spectres (voir tableau 2) et de la bonne définition du spectre continu (lorsqu'il n'y a pas de raies telluriques ; voir paragraphe 2). La figure 3.8 présente le tracé de profil synthétique de profils synthétiques correspondant à différentes valeurs de l'abondance pour la raie de Sodium à $\lambda=6160 \text{ \AA}$ et le spectre observé de HD 196378.

La précision de la mesure est de l'ordre de 0.05 dex. Une estimation des erreurs formelles peut être obtenue en calculant la dispersion des résultats pour les différentes raies d'une étoile. Les déviations standards pour les rapports $[X/Fe]$ sont présentés dans le tableau 3.3. Cependant, il faut aussi tenir compte des erreurs systématiques. Les causes principales proviennent de l'incertitude sur les paramètres fondamentaux de l'atmosphère des étoiles, c'est à dire T_{eff} , v_t , $\log g$, $[M/H]$ et la loi $T(\tau)$. Les erreurs typiques dans les paramètres stellaires sont estimés à 100K pour la température effective, ± 0.15 pour le logarithme de la gravité de surface et ± 0.20 pour la métallicité $[M/H]$.

Les effets de ces erreurs ont été estimés en comparant des spectres synthétiques ayant différents paramètres atmosphériques. Nous avons étudié ces effets dans le cas d'une étoile du disque et d'une étoile du halo. Les résultats sont rassemblés dans le tableau 3.4 . Ce tableau montre que le paramètre le plus critique est la température. Une erreur de 100K sur la température effective change l'abondance de 0.1 dex. Gustafsson (1983) a étudié les effets de l'incertitude de la loi $T(\tau)$ sur les abondances pour des étoiles géantes de population II. Il a montré que les erreurs sont peu importantes lorsque les raies mesurées sont faibles. Une surestimation des erreurs dues aux incertitudes de la loi $T(\tau)$ peut être évaluée à 0.05 dex. Cependant la détermination d'abondances relatives conduit à des erreurs plus faibles.

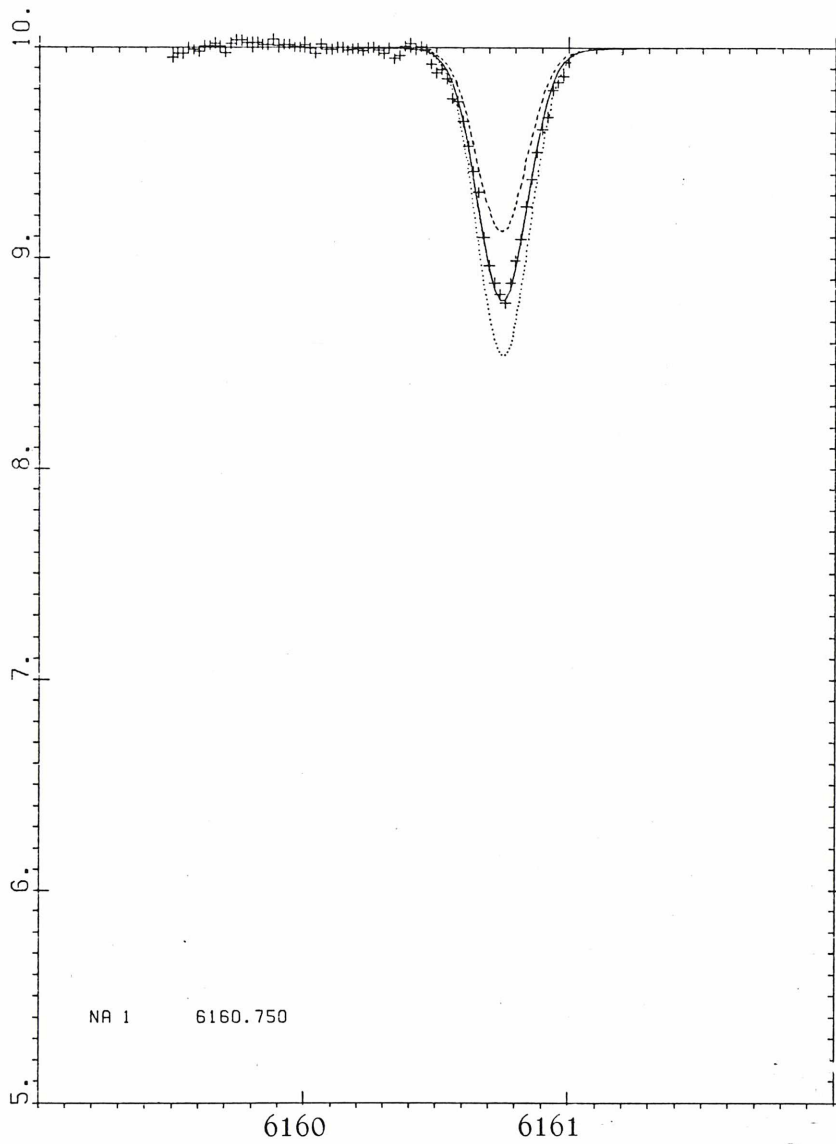


Figure 3.8 : comparaison entre le spectre de HD 196378
 et des spectres synthétiques obtenus pour
 différentes abondances du sodium
 — $[Na/H] = 5.88$... $[Na/H] = 6.00$
 $[Na/H] = 5.70$

HD	σ_{Na}	σ_{Mg}	σ_{Al}	σ_{Si}	σ_{Fe}
1581	0.01		0.04	0.05	0.07
2151	0.01	0.02	0.09	0.08	0.07
4307	0.01	0.02	0.04	0.05	0.06
5268		0.04	0.02	0.06	0.07
10700		0.02	0.02	0.05	0.12
20630			0.07	0.01	0.08
20766	0.005	0.02	0.02	0.05	0.10
20794			0.005		0.04
20807	0.02	0.01	0.02	0.03	0.02
63077		0.01	0.08	0.05	0.07
64090		0.12	0.02	0.10	0.16
76932	0.05	0.02	0.05	0.05	0.06
88218	0.02		0.09	0.11	0.11
91324	0.005		0.11	0.06	0.11
94028	0.05	0.09	0.01	0.12	0.16
97916			0.15		0.15
105755			0.01		0.11
106516	0.07	0.01	0.09	0.01	0.12
108177	0.05				
130819	0.01	0.06	0.12	0.06	0.07
134169		0.06	0.01	0.01	0.18
136352	0.07	0.02	0.02	0.05	0.15
140283	0.10			0.10	
149414					0.04
154417		0.01	0.09	0.10	0.09
160691	0.04		0.11	0.04	0.12
166161		0.06	0.06	0.11	0.11
188376	0.01	0.01	0.06	0.10	0.04
190248		0.04	0.01	0.02	0.03
192310	0.015	0.01	0.02	0.06	0.06
196378			0.05	0.05	0.10
203608		0.03	0.15	0.04	0.12
211998	0.06	0.05	0.09	0.10	0.06
212330	0.02			0.02	0.06
216385	0.01	0.01	0.09	0.04	0.04
220096					0.06

Table 3.3

Déviations standards des rapports $[\text{Na}/\text{Fe}]$ $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ $[\text{Al}/\text{Fe}]$ $[\text{Fe}/\text{H}]$

La vitesse de microturbulence a été prise égale à 1 Km/s, valeur souvent adoptée pour des étoiles de type solaire. L'influence des erreurs de v_t sur la mesure d'abondance dépend de la largeur équivalente des raies. Dans ce travail, les raies utilisées sont généralement faibles ($W < 100 m\text{\AA}$) et peu dépendantes de la vitesse de microturbulence et des constantes d'amortissement. Cependant, quelques raies sont plus fortes (principalement des raies de magnésium et de sodium). Le tableau 3.5 présente les effets d'une variation de 0.5 Km/s de la vitesse de microturbulence pour une raie de 30 $m\text{\AA}$ et d'une raie de 150 $m\text{\AA}$. On voit que l'influence d'une erreur sur la vitesse de microturbulence reste faible.

D'autres erreurs systématiques peuvent être dues aux effets d'écart à l'ETL et sont difficiles à estimer. Quelques études ont été faites pour estimer de tels effets dans les raies du spectre solaire (Müller et al., 1969, Rutten et al., 1982). Ils ont montré que l'hypothèse de l'équilibre thermodynamique local n'introduit pas d'erreurs importantes dans les mesures d'abondances solaires des éléments du groupe du fer. Lites et Cowley (1974) ont étudié le fer dans des étoiles de type solaire sans utiliser l'hypothèse de l'ETL. Ils ont montré que, pour des étoiles très déficientes en métaux, des écarts à l'équilibre d'ionisation de FeI-FeII pouvaient conduire, en utilisant la loi de Saha, à une sous-estimation de l'abondance réelle de 0.15 dex au maximum. Steenbock et al. (1984) ont montré que le lithium n'était pas affecté par des écarts à l'ETL dans les étoiles du halo. Ces études montrent que les effets des écarts à l'ETL ne sont pas importants dans les étoiles naines. De plus, nous avons utilisé, lorsque cela était possible, des raies faibles à haut potentiel d'excitation. Ces raies sont moins sensibles aux écarts à l'ETL car elles se forment profondément dans l'atmosphère de l'étoile où le champ de radiation est plus isotrope et planckien et où la pression est plus importante et les collisions plus fréquentes. Ces effets, s'ils existent, doivent être similaires d'une étoile à une autre et ne devraient pas modifier les caractéristiques générales des abondances des métaux dans ce travail. La structure hyperfine peut être une autre source éventuelle

v Indi							
Lambda	Elt	χ_{exc}	log gf	W	ΔT_{eff} 100K	$\Delta \log g$ 0.15	$\Delta [Fe/H]$ 0.2
6696.32	AlI	3.14	-1.45	3	0.06	0.01	0.02
6160.75	NaI	2.10	-1.20	5	0.05	0.01	0.01
8717.83	MgI	5.91	-0.88	20	0.03	0.01	0.01
6721.84	SiI	5.86	-1.08	8	0.01	0.02	0.01
6705.10	FeI	4.61	-1.02	6	0.06	0.01	0.01
HD 1581							
Lambda	Elt	χ_{exc}	log gf	W	ΔT_{eff} 100K	$\Delta \log g$ 0.15	$\Delta [Fe/H]$ 0.2
6696.32	AlI	3.14	-1.45	23	0.06	0.01	0.02
6160.75	NaI	2.10	-1.20	38	0.07	0.01	0.01
8717.83	MgI	5.91	-0.88	65	0.04	0.02	0.02
6721.84	SiI	5.86	-1.08	34	0.02	0.01	0.02
6705.10	FeI	4.61	-1.02	33	0.06	0.01	0.02

Tableau 3.4 Effets des erreurs dans les paramètres de l'atmosphère sur les mesures d'abondance.

χ_{exc} : Potentiel d'excitation		gf : force d'oscillateur		W : largeur équivalente de la raie				
Influence de v_t sur les déterminations d'abondance.								
		χ_{exc}	log gf	W	0.5km/s	1km/s	1.5km/s	2km/s
8736.04	MgI	5.94	-0.34	144	7.53	7.51	7.48	7.45
6696.03	AlI	3.14	-1.45	28	6.17	6.16	6.14	6.12

Tableau 3.5

d'erreur systématique, notamment pour les éléments impairs (en effet, les éléments impairs ont un spin nucléaire non nul). Pour les raies d'aluminium utilisées dans cette étude, la structure hyperfine a un effet négligeable sur la détermination des abondances (annexe 3b).

Le cas du sodium

Les raies du sodium à 6154 \AA et 6160 \AA sont faibles dans le soleil. Ainsi, dans des étoiles très déficientes en métaux comme HD 140283, il n'est pas possible de mesurer la largeur équivalente de ces raies. Il a donc fallu utiliser les raies de sodium à 8183 \AA et 8194 \AA

mesurables dans les spectres. Cependant, ces raies faibles peuvent être contaminées par des raies telluriques. Afin d'obtenir des largeurs équivalentes précises, il est nécessaire de soustraire les raies telluriques des raies stellaires. Nous avons utilisé, pour soustraire les raies telluriques un spectre d'étoile chaude. Une partie du spectre de HD 140283, dont les raies telluriques ont été soustraites, est présentée en Fig 3.9. Grâce au grand rapport signal sur bruit des deux spectres (stellaire et telluriques), la raie faible de sodium devient mesurable avec une bonne précision.

Il est également intéressant de comparer, pour quelques étoiles déficientes, les abondances obtenues à partir des raies à $\lambda \approx 6160 \text{ \AA}$ et à partir des raies à $\lambda \approx 8190 \text{ \AA}$. Nous obtenons alors que la différence moyenne $\Delta[\text{Na}/\text{H}] = [\text{Na}/\text{H}]_{8194} - [\text{Na}/\text{H}]_{6160}$ est $\Delta[\text{Na}/\text{H}] = -0.02$ avec un écart-type de 0.13. Ce résultat indique que la détermination d'abondance du sodium au moyen de la raie à 8194 \AA est assez précise et peut être utilisée pour mesurer le sodium dans les étoiles très déficientes en métaux.

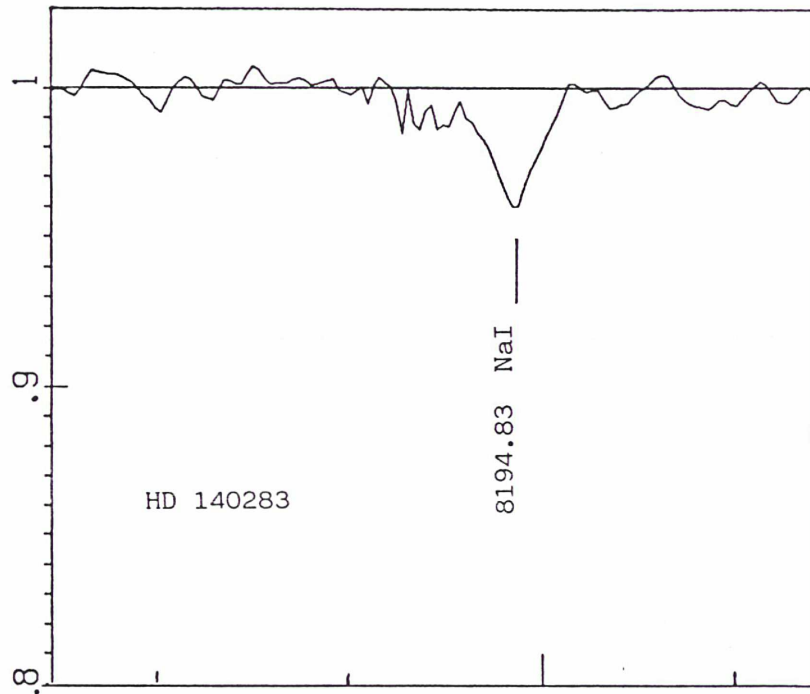


Figure 3.9 : Raie de Sodium après soustraction des raies telluriques dans HD 140283

CHAPITRE IV

RESULTATS

Comme il a été dit dans l'introduction, les étoiles sont généralement classées en deux catégories : les étoiles du halo formées au début de la vie de la Galaxie et les étoiles du disque qui ont commencé à se former lorsque l'abondance en Fer atteint environ $[Fe/H] = -1$ (Eggen et al. 1962, Carney, 1979, Sandage 1982, Twarog et Wheeler, 1982).

Dans les figures 4.1 à 4.4, on présente les variations des abondances du sodium, du magnésium, de l'aluminium et du silicium par rapport au fer en fonction de l'abondance en fer $[Fe/H]$.

Dans les études de ce type, on prend généralement le fer comme référence. -En effet, l'abondance de cet élément est bien déterminée ; (ce métal possède un grand nombre de raies observables sur un grand intervalle de longueur d'onde) ce qui minimise les erreurs aléatoires sur l'abscisse. Par ailleurs, l'abondance de cet élément est bien corrélée avec l'âge de l'étoile (voir chapitre VI).

-Une légère erreur de température affectera les abondances de tous les métaux d'une quantité à peu près égale et ainsi les rapports $[Na/Fe]$, $[Mg/Fe]$, etc... restent stables. Les ordonnées sont donc assez indépendantes de ce type d'erreur systématique.

Dans ces figures, nous avons ajouté à nos résultats les mesures de Tomkin et al. (1985) et de Edvardsson et al. (1984), qui ont utilisé une instrumentation très similaire (et même quelquefois le même spectrographe). Dans ces figures, il y a un assez bon accord entre les mesures des différents auteurs et nous pouvons résumer ainsi les variations des abondances relatives des différents éléments en fonction de $[Fe/H]$.

MAGNESIUM ET SILICIUMEtoiles du disque

$-1 < [Fe/H] < 0$

D'après les figures 4.2 et 4.4, dans les étoiles du disque, lorsque $[Fe/H]$ décroît de 0 à -1 (on s'adresse à des étoiles de plus en plus vieilles), $[Mg/Fe]$ et $[Si/Fe]$ croissent régulièrement.

Ces rapports passent de la valeur 0 lorsque l'abondance du fer est solaire, à une valeur voisine de 0.4 lorsque $[Fe/H] = -1$. Edvardsson et al. (1984) pensent que la valeur solaire $[Mg/Fe] = 0$ et $[Si/Fe]$ est atteinte dès que $[Fe/H] = -0.4$.

Un enrichissement régulier nous semble plus probable mais il paraît difficile de décider, étant donné la précision actuelle des mesures si la variation de ces abondances est continue ou subit un saut lorsque la métallicité atteint $[Fe/H] = -0.4$.

Il faut de plus rappeler que les modèles de Gustafsson conduisent à des écarts dans les mesures d'abondance de l'ordre de 0.1 dex dans le soleil (voir chapitre III).

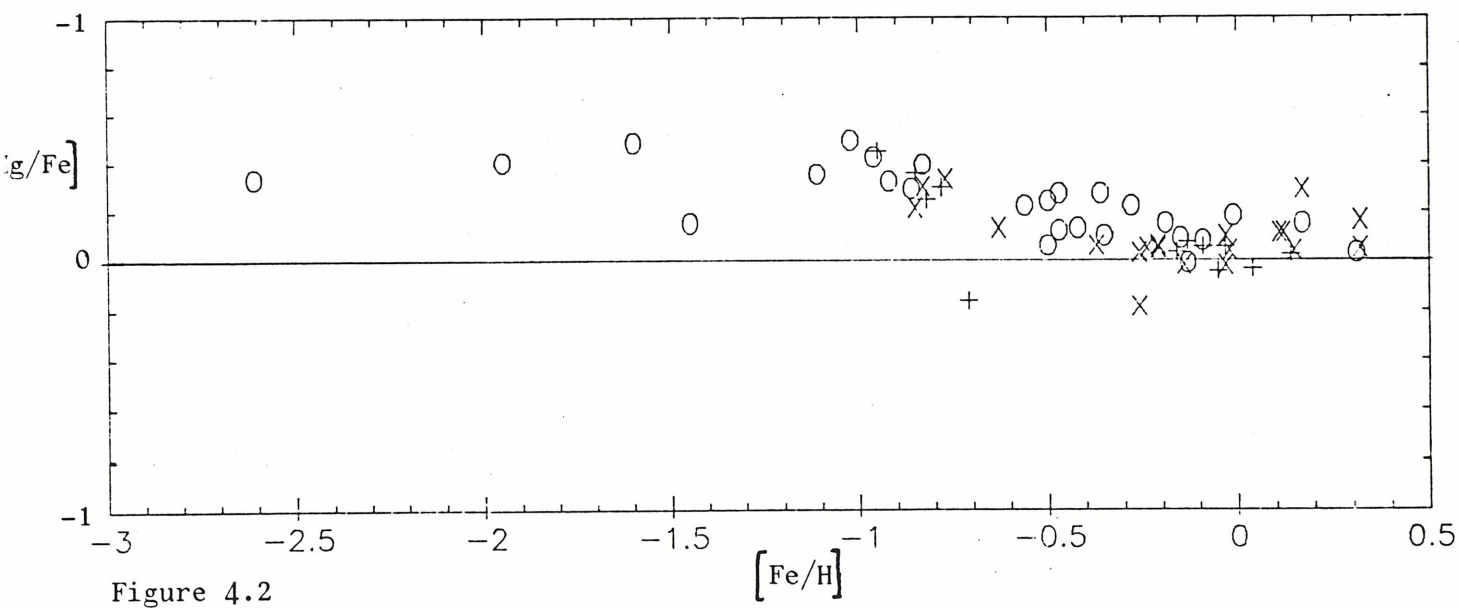
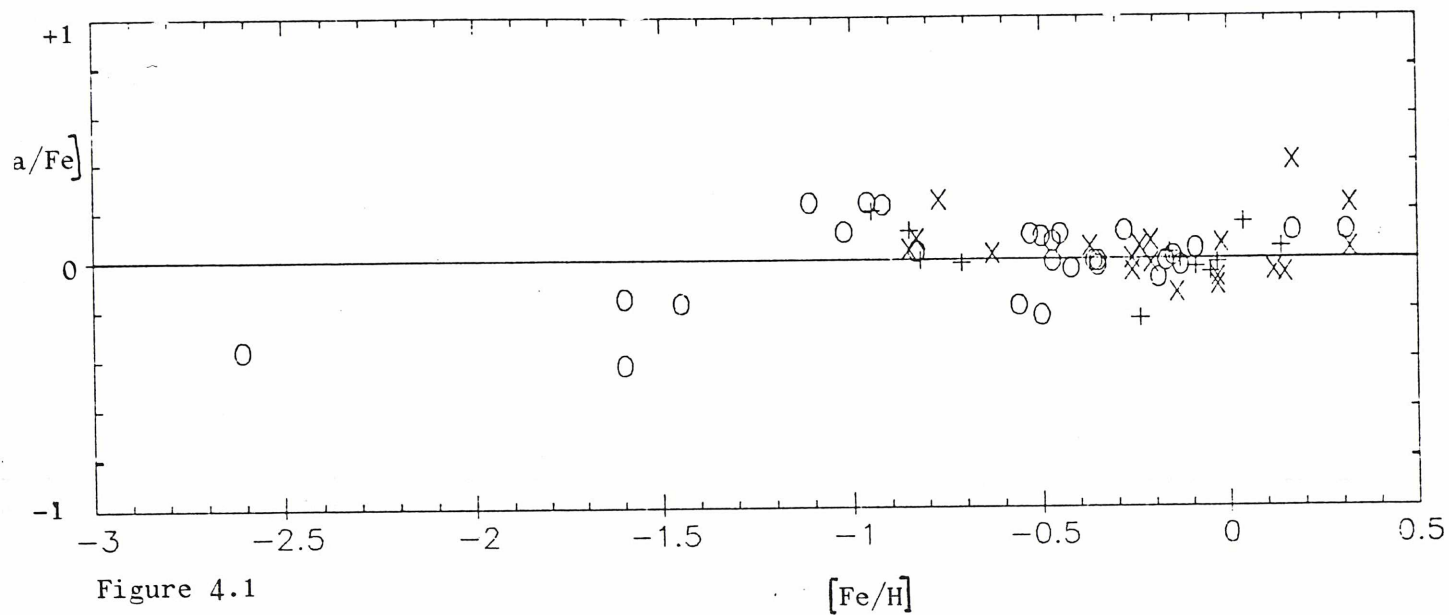
Etoiles du halo

$[Fe/H] < -1$

Les rapports d'abondance $[Si/Fe]$ et $[Mg/Fe]$ sont constants, indépendants de la métallicité et égaux à :

$$[Si/Fe] = 0.3 \text{ à } 0.4 \quad [Mg/Fe] = 0.4 \text{ à } 0.5$$

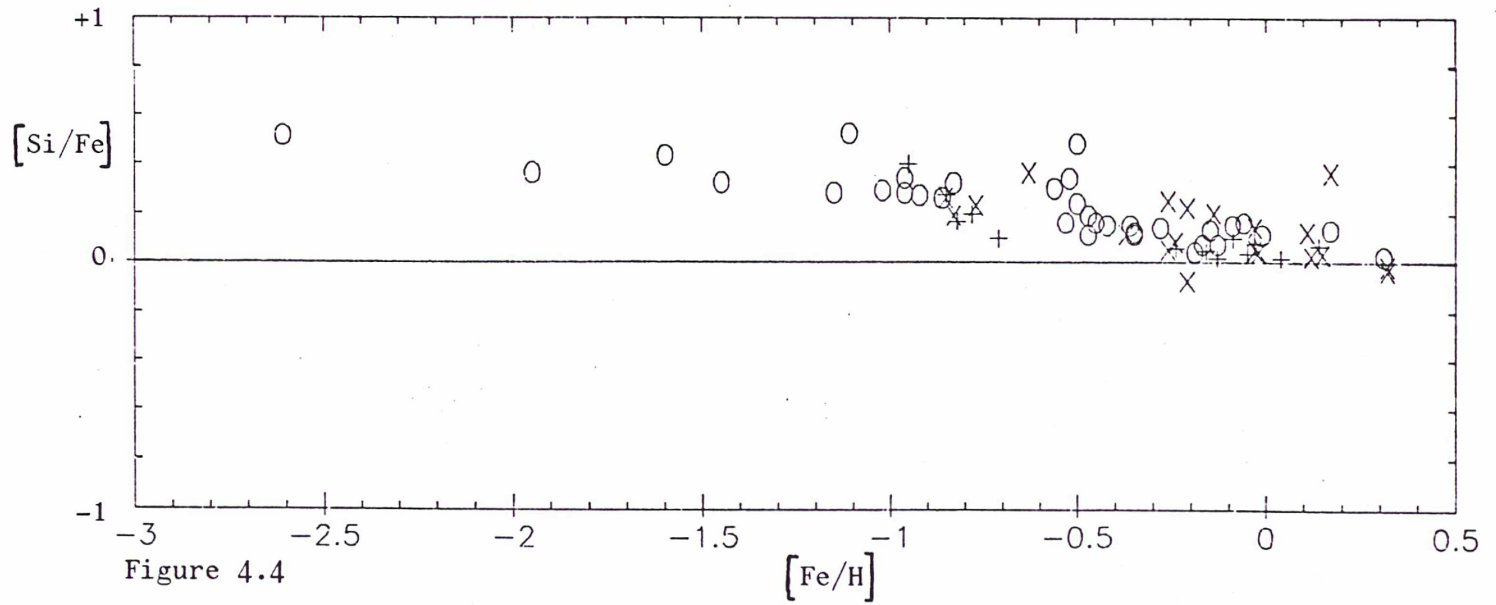
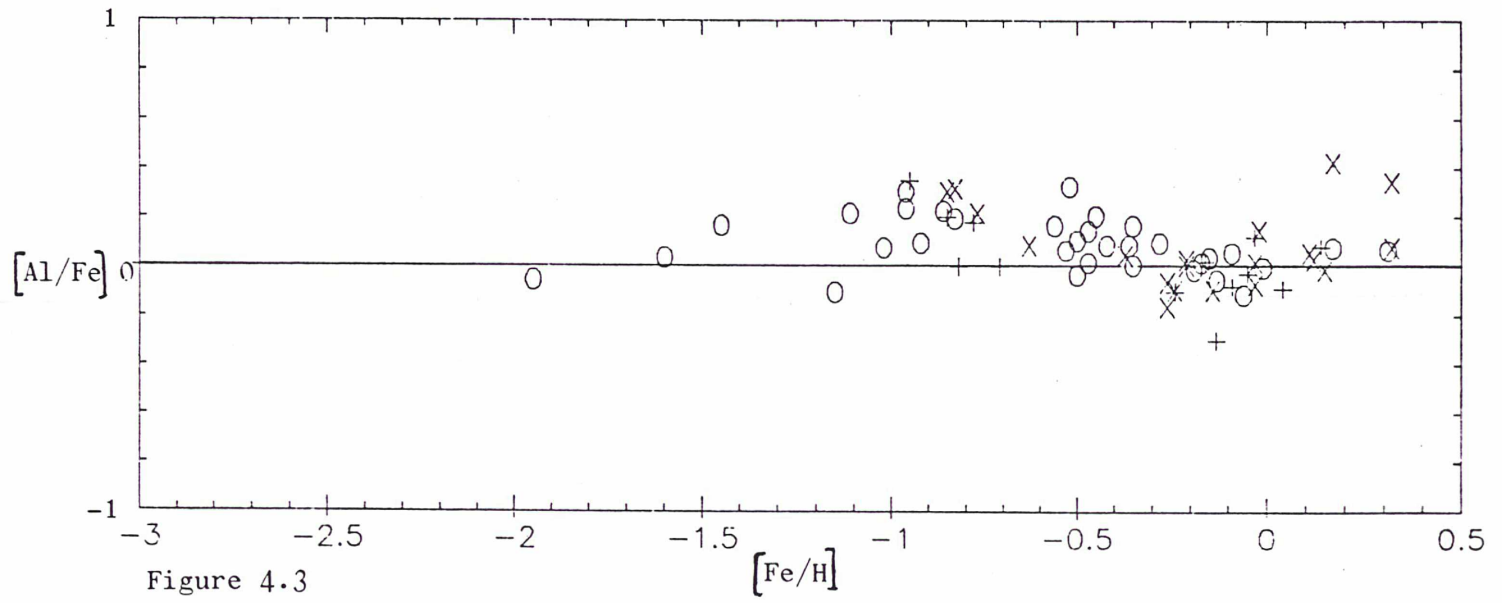
L'effet observé dans le halo ne peut être expliqué par une erreur sur les mesures d'abondance. L'étude de plusieurs étoiles confirme cette surabondance du magnésium et du silicium dans le halo. L'amplitude de l'effet est au delà des barres d'incertitude et donc la surabondance de ces éléments dans le halo est réelle.



○ résultats obtenus dans ce travail

+ Edvardsson et al. (1984)

X Tomkin et al. (1985)



O Résultats obtenus dans ce travail

+ Edvardsson et al. (1984)

X Tomkin et al. (1985)

Le rapport $[Mg/Fe]$ obtenu pour $[Fe/H]$ dans le vieux disque permet de faire une première remarque. Twarog et Wheeler (1982) ont calculé l'évolution du rapport magnésium sur fer en fonction du temps dans le disque. Ils firent l'hypothèse que la quantité de Magnésium produite était constante au cours du temps et égale à la composition initiale du vieux disque (c'est-à-dire la composition du halo) $[Mg/Fe] = 0.2..$ Il semble que cette valeur initiale doit être légèrement augmentée. En conséquence, le taux de production de magnésium utilisé par Twarog (1980) doit être diminué.

ALUMINIUM

Rappelons que les abondances d'aluminium ont été déterminées à partir des raies à 6696.03 \AA , 6698.67 \AA , 8772.88 \AA et 8773.91 \AA dont les potentiels d'excitation sont respectivement de 3.14eV et 4eV . Les résultats obtenus avec les raies "rouges" et "Infrarouges" ne montrent aucune surdéficience de l'aluminium relativement au Fer (quelle que soit la température de l'étoile). Au contraire, un léger effet de surabondance semble apparaître lorsque la métallicité de l'étoile est proche de $[Fe/H] = -1$. Une légère augmentation continue de $[Al/Fe]$ lorsque $[Fe/H]$ décroît peut être aussi compatible avec les mesures.

On se souvient (chapitre I) que Peterson (1978) avait signalé une surdéficience de l'aluminium par rapport au fer dans les naines du halo en contradiction avec nos résultats. Cette analyse avait été faite en étudiant les raies de résonance de l'aluminium à 3944 \AA et 3961 \AA .

On sait que la raie de résonance de l'aluminium à 3944 \AA est perturbée par une raie de CH et n'est pas utilisable pour une détermination d'abondance. Cependant, lorsque

seule la raie bleue d'aluminium à 3961 Å est utilisée, la surdéficience de l'aluminium persiste (Peterson 1978, Magain 1984).

Nous avons recalculé pour HD 19445 l'abondance de l'aluminium à partir des mesures de largeurs équivalentes de la raie à 3961 Å de Magain (1984) en tenant compte de l'influence de la structure hyperfine de cette raie (Annexe 3b) : nous avons montré que l'effet de la structure hyperfine était faible, de l'ordre de 0.01 dex, sur les mesures d'abondance.

Trois étoiles sont communes au travail de Peterson et au notre : HD 97916, HD 106516, HD 108177. Ces étoiles qui paraissaient très déficientes en aluminium dans le travail de Peterson, apparaissent avoir une abondance normale dès que les raies rouges à haut potentiel d'excitation sont utilisées.

L'explication de ce désaccord est probablement à rechercher dans un effet d'écart à l'EIL sur les raies de résonance.

Nos observations sont confirmées par celles d'Edvardsson et al. (1984) qui, en utilisant les raies "rouges" de l'aluminium, n'ont trouvé aucune surdéficience de l'aluminium par rapport au fer pour les étoiles les plus déficientes en métaux de leur échantillon.

En particulier, ils ont étudié les étoiles HD 63077, HD 76932 et HD 106516 qui ont été analysées dans ce travail, et leurs résultats sont en bon accord avec les nôtres. Tomkin et al. (1985) n'ont pas trouvé non plus de surdéficience de l'aluminium par rapport au Fer dans les étoiles qu'ils ont observées. (deux de leurs étoiles HD 63077 et HD 216385 sont comprises dans notre échantillon et les mesures sont en bon accord).

En résumé, lorsque les raies rouges à haut potentiel

d'excitation de l'aluminium sont utilisées on trouve que l'abondance de l'aluminium par rapport au fer $[Al/Fe]$ est approximativement constante et égale au rapport solaire quelque soit la métallicité. La surdéficience de l'aluminium trouvée par Peterson n'est pas réelle : les raies de résonance de l'aluminium ne semblent pas pouvoir être interprétées simplement en termes d'abondance (N.E.T.L etc...).

SODIUM

La figure 4.4 présente les résultats obtenus pour le sodium. Il y a un bon accord avec les mesures de Peterson (1981). Dans les étoiles du disque, l'abondance du sodium est solaire et indépendante de la métallicité soit $[Na/Fe] \approx 0$. Bien que la dispersion des points puisse être entièrement expliquée par les erreurs de détermination d'abondance, il y a peut-être aussi, quelques inhomogénéités propres à la matière qui a formé les étoiles.

Dans les étoiles du halo, le sodium semble être légèrement déficient par rapport au fer avec la valeur constante $[Na/Fe] \approx -0.2$. Cependant, nous obtenons pour l'étoile HD 140283, la plus déficiente de nos étoiles, une surdéficience égale à -0.4 .

CHAPITRE V

LES DIFFERENTS TYPES DE SUPERNOVAE

Nous avons vu au chapitre précédent que le magnésium et le silicium étaient surabondants par rapport au fer dans le halo. Nous avons trouvé aussi que le comportement des éléments impairs (Al et Na) était différent des éléments pairs dans les étoiles du halo. Ces résultats montrent que la composition chimique de la matière était différente au début de la vie de la Galaxie. Nous nous proposons d'analyser comment ces résultats peuvent contraindre les modèles d'évolution chimique et comment ils peuvent servir de test aux modèles de supernovae. Avant d'entreprendre cette analyse, nous allons rappeler brièvement comment sont formés dans les étoiles puis éjectés dans le milieu interstellaire, les éléments considérés ici.

Les étoiles peuvent éjecter de la matière soit sous forme de vent stellaire au cours de leur évolution soit en explosant (supernovae).

On connaît à ce jour trois types d'étoiles ayant pu fabriquer et éjecter efficacement ces éléments dans la matière interstellaire : les étoiles massives, les étoiles dites "de masse intermédiaire " et les systèmes binaires. Nous allons étudier successivement ces trois type d'objets.

Les étoiles de faible masse ($< 0.8 M_{\odot}$) ont une durée de vie tellement longue que même si elles sont nées tout au début de la vie de Galaxie, elles sont encore au stade de fusion centrale de l'hydrogène et n'ont pu interagir efficacement avec le milieu.

A- LES ETOILES MASSIVES

1-Définition:

On appelle ainsi les étoiles dont la masse initiale est comprise entre 9 et 100 M_{\odot} . Dans ces étoiles, des phases de fusion succèdent régulièrement à des phases de contraction qui permettent d'augmenter la température du noyau central. On passe successivement au centre de l'étoile par la fusion de l'hydrogène (approximativement 80% du temps de vie de l'étoile) puis la fusion de l'hélium, du carbone, du néon, de l'oxygène et du silicium. Dans les paragraphes suivants seront présentés les différents stades d'évolution de ces étoiles. Cette évolution dépend fortement d'ailleurs de la perte de masse par vents stellaires et des pertes d'énergie par flux de neutrinos. On indiquera à chaque stade les éléments formés. Enfin, un dernier paragraphe présentera le mécanisme généralement admis conduisant à l'explosion de ce type d'étoile sous forme de supernova de type II.

a- Fusion de l'hélium :

Au fur et à mesure que la combustion de l'hydrogène progresse, le cœur d'hélium devient plus massif, et par conséquent plus dense et plus chaud, résultat de la contraction du noyau. Ce cœur devient alors suffisamment chaud ($\approx 1.5 \times 10^8$ K) et dense (5×10^4 g/cm³) pour que se produise la fusion de l'hélium qui forme du ^{12}C par le processus triple- α . Par capture radiative d'une particule α , le ^{12}C peut former alors de l' ^{16}O .

Cependant, la détermination du taux de réaction de $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$ proposée par Fowler et al. (1967) était trop faible et doit être augmentée dans un rapport compris entre 2 et 5 (Kettner et al. 1982)

Arnett (1972) a étudié en détail les produits de la fusion de l'hélium mais en utilisant le taux de réaction de $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$ de Fowler. Or pour une étoile de $20 M_{\odot}$ ($M_{\text{He}} \approx 8 M_{\odot}$) une augmentation du taux de la réaction $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$ par un facteur 3 diminue la quantité de carbone restant par 3.5 et augmente la quantité d'oxygène formé par un facteur 2.

b- La fusion du carbone, néon, Oxygène et du silicium.

La masse initiale de l'étoile est suffisamment grande ($M > 9 M_{\odot}$) pour que les électrons ne soient pas dégénérés quand se forme le noyau de carbone oxygène et celui-ci peut se contracter. La température augmente et la combustion du carbone s'allume alors au coeur de l'étoile. Les phases successives d'évolution stellaire conduisent ensuite à un coeur de néon, un coeur d'oxygène, un coeur de silicium et finalement un coeur de fer-nickel. (ces différentes phases hydrostatiques ont été étudiées par Arnett (1972a, 1972b, 1977), Arnett et Thielemann, 1985 et Thielemann et Arnett, 1985). A la fin de ces processus, l'étoile acquiert une structure en "pelure d'oignon", chaque "pelure" étant un reste du noyau précédent (fig 5.1).

Des calculs récents (Woosley 1984) concernant l'explosion des étoiles massives ont montré que les abondances des éléments plus légers que le silicium (présents dans les couches externes de l'étoile) ne sont pas énormément affectés par l'explosion, les taux de production sont généralement déterminés à partir des éléments formés dans les phases préexplosives. Les éléments éjectés par les supernovae de type II sont principalement les éléments C, O, Ne et les métaux légers (Na, Al, Si, Mg) et en relativement faible quantité, les éléments du pic du fer.

c- Mécanisme conduisant à l'explosion de l'étoile :

Lorsque s'est formé au centre de l'étoile le noyau de fer nickel, la température centrale devient suffisamment importante pour que des réactions de photodésintégration du fer central aient lieu. Ces réactions endo-

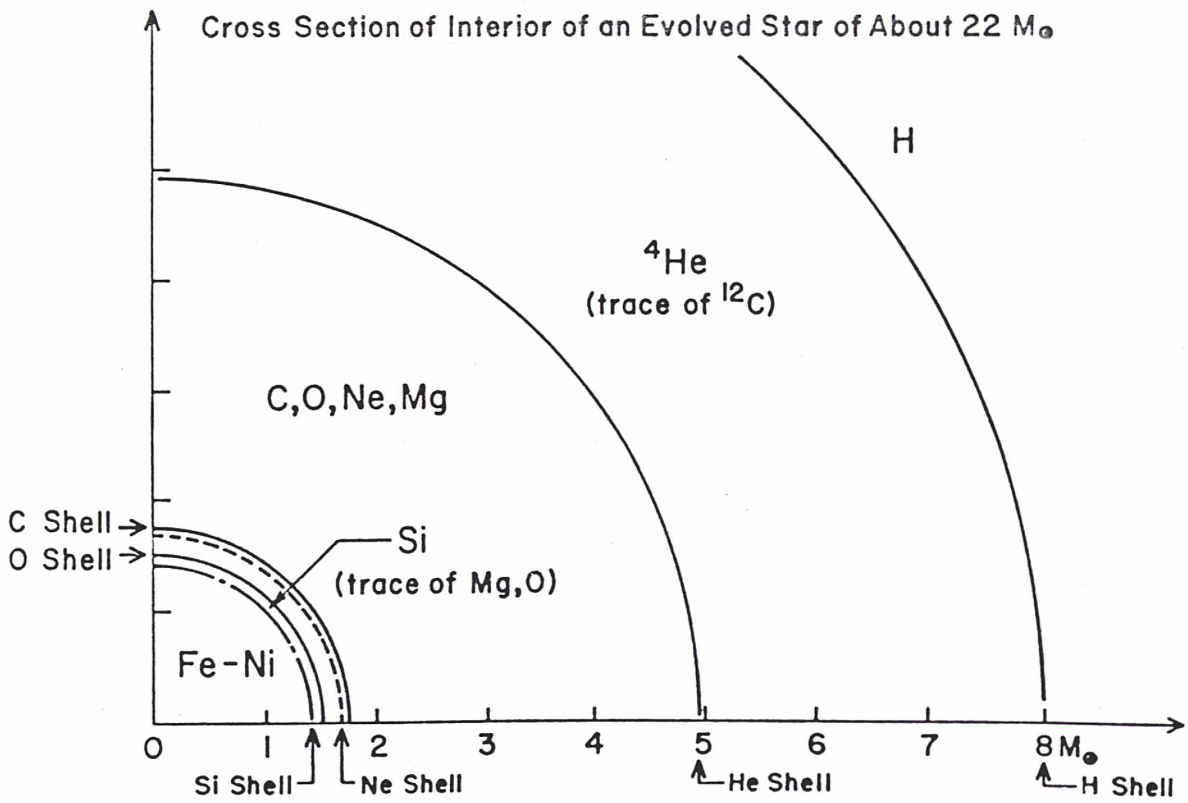


Figure 5.1 : Structure en pelure d'oignon

d'après Schramm , Advanced Stages in stellar
evolution, Saas Fee 1977.

énergétiques causent une réduction de la pression, conduisant à un effondrement du centre de l'étoile. Cet effondrement a peu d'effet sur les couches externes. Lorsque le centre de l'étoile atteint la densité de la matière nucléaire, il s'arrête brutalement et la matière tombant au centre de l'étoile rebondit sur le noyau central. Une onde de choc est créée qui éjecte les couches extérieures de l'étoile (core bounce mechanism). Mais la grande majorité du fer créé reste piégé dans le "résidu stellaire" (étoile à neutrons, trou noir)

B- LES ETOILES DE MASSE INTERMEDIAIRE

1-Définition

Sous cette dénomination, on rassemble généralement (voir par exemple Renzini 1983, Iben 1985) les étoiles dont la masse est comprise entre 0.8 et environ $10 M_{\odot}$ (ces masses limites varient quelque peu en fonction de la composition chimique initiale). Ces étoiles ont en commun la particularité de développer après la fusion de l'hélium un noyau composé essentiellement de carbone et d'oxygène où les électrons sont dégénérés. La dégénérescence des électrons facilite les pertes d'énergie du noyau central, la température s'y maintient mais reste inférieure à la température de fusion du carbone. Ces étoiles se mettent à décrire la branche asymptotique des géantes (AGB) et généralement à pulser.

Au cours de leur vie sur la branche asymptotique des géantes, ces étoiles perdent une partie importante de leur masse par vents stellaires et éjectent ainsi une partie des produits de leur nucléosynthèse dans le milieu interstellaire. On admet généralement maintenant (Iben 1985) que toutes ces étoiles perdent la plus grande partie de leur enveloppe riche en hydrogène et deviennent des naines blanches parfois après une phase nébuleuse planétaire.

2- Les différentes phases d'évolution des étoiles de masse intermédiaires.

Avant de décrire les phases ultimes des étoiles de masse intermédiaires, ^(EMI) nous allons rappeler brièvement les phases d'évolution quasi-statique de ces étoiles et les éléments synthétisés durant ces différentes phases.

Pendant l'évolution quasi-statique des EMI, différentes réactions ont lieu à l'intérieur de l'étoile. Les éléments nouvellement synthétisés atteignent la surface (par des phases de transport convectif) et sont éventuellement éjectés dans le milieu interstellaire (éjection d'enveloppe, vent stellaire). Trois phases de transport vers la surface (dredge-up) peuvent être distinguées d'après [à Iben et Truran (1978), Iben (1981), Iben et Renzini (1984)].

a- Le premier transport vers la surface a lieu lorsque l'étoile est sur la branche des géantes rouges c'est à dire lorsque l'hydrogène central a été transformé en Hélium et que la fusion de l'hydrogène a lieu dans une enveloppe. Des modifications d'abondance apparaissent alors à la surface de l'étoile traduisant l'arrivée des produits de la fusion de l'hydrogène. L'abondance de l'hélium et de ^{14}N augmente alors que celle du carbone ^{12}C et ^{13}C diminue (Iben 1978, Iben et Renzini 1984, Sweigart et Gross 1978, Rood et al. 1976). Par ailleurs, l'abondance des éléments très fragiles tels que le Li et le Be diminue par un facteur supérieur à 10 (Iben 1965).

b- Le second transport vers la surface d'éléments fraîchement créés, a lieu juste après la phase de combustion de l'hélium central lorsque l'étoile arrive sur la branche asymptotique des géantes et que le bord de l'enveloppe convective atteint la discontinuité H-He. Ce phénomène ne se produit en fait, que si la masse de l'étoile est supérieure à $5 M_{\odot}$ (Becker et Iben 1979). Une quantité notable d' ^4He et de ^{14}N est alors envoyée en surface et la composition de l'enveloppe externe change légèrement. On observe une augmentation de l'abondance de l'azote et une légère diminution de l'abondance du carbone (^{12}C et ^{13}C) et de l'oxygène (Becker et Iben 1979).

c- Lorsque l'étoile arrive sur la branche asymptotique des géantes, elle

développe un coeur de carbone-oxygène où les électrons sont dégénérés. Ce noyau de C-O est entouré d'une enveloppe d'hélium (où les électrons ne sont pas dégénérés) puis d'une seconde enveloppe où l'hydrogène continue de brûler et enfin d'un grand "halo de matière" qui s'étend sur plusieurs unités astronomiques.

Pendant une grande partie du temps seule l'enveloppe d'hydrogène brûle; de ce fait, la masse de la couche d'hélium augmente ainsi que la température et la densité dans cette zone. La réaction $3^4\text{He} \rightarrow ^{12}\text{C}$ s'allume alors, ce qui déclenche une pulsation thermique. En effet, l'énergie ainsi libérée est, du fait que les électrons ne sont pas dégénérés, directement utilisée à augmenter la pression locale; de la matière est expulsée de la zone de fusion et se refroidit, elle entraîne dans ce refroidissement l'enveloppe d'hydrogène qui cesse de brûler. Dans la couche d'hélium, une "fusion calme" s'installe mais la matière continuant de s'étendre, le taux de fusion diminue avec le temps. La masse du noyau de C-O augmente peu à peu. Vers la fin de cette phase, la couche d'hydrogène se rallume et l'on recommence ainsi un nouveau cycle. Ce qui est particulièrement intéressant dans cette phase de pulsations est que sont formés de nombreux éléments riches en neutrons. ^{14}N est converti en ^{22}Ne et est transporté à la surface. Iben et Truran (1978) ont montré que dans les étoiles de la branche asymptotique suffisamment massives ($M > 3 M_{\odot}$) la réaction $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ a lieu et libère ainsi des neutrons. Une partie de ces neutrons réagit avec le ^{22}Ne et le ^{25}Mg produisant alors des isotopes à processus s (^{23}Na , ^{26}Mg , ^{27}Al). Les autres neutrons sont capturés par le ^{56}Fe s'il en existe préalablement (population I) produisant des isotopes lourds du processus-s.

Fujimoto (1984) a montré que la réaction $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ avait également lieu dans des étoiles de plus de $4 M_{\odot}$ dépourvues de métaux et que ^{23}Na , ^{26}Mg et ^{27}Al pouvaient être produits dans ces étoiles.

Pour les étoiles de la branche asymptotique dont la masse est plus petite, seulement quelque pour cent du ^{22}Ne est converti en ^{25}Mg . Néanmoins, dans ces étoiles, une autre source de neutrons existe. En effet, Iben et

Renzini (1982) ont montré que dans ce cas, du ^{13}C est créé ; la réaction $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ fournit alors une source efficace de neutrons.

Durant leur évolution sur la branche asymptotique, les étoiles de masse intermédiaires perdent une partie importante de leur masse par vents stellaires. Elles enrichissent ainsi le milieu des produits de leur nucléosynthèse. Le taux de perte de masse augmente avec le temps (Aaronson et Mould 1980) et peut atteindre environ $5 \times 10^{-6} M_{\odot}$ par an. Le mécanisme qui engendre ces vents est encore mal connu mais on a suggéré que l'interaction entre l'enveloppe en pulsation et le vent pouvait augmenter de manière très significative le taux de perte de masse (Wilson et Hill 1979)

c- La phase finale de l'évolution des étoiles de masse intermédiaire

Lorsque l'étoile évolue le long de la branche asymptotique des géantes, la masse de l'enveloppe qui entoure la couche où l'hydrogène brûle diminue, du fait même de cette fusion. On montre que lorsque cette masse devient inférieure à une masse critique (voisine de $0.02 M_{\odot}$) les couches externes de l'étoile sont éjectées ce qui marque la fin de phase AGB. L'hydrogène qui reste à la surface de l'étoile continue de brûler et les photons émis ont assez d'énergie pour rendre fluorescente la matière éjectée. On observe alors une nébuleuse planétaire et ce qui reste de l'étoile termine sa vie en naine blanche.

Toutefois, si la masse du noyau de l'étoile devenait supérieur à la limite de Chandrasekhar ($1.4 M_{\odot}$) avant que la masse critique de l'enveloppe ne soit atteinte, il se produirait une déflagration du cœur de carbone causant une explosion totale de l'étoile (Supernovae de type I 1/2).

Dans ce cas les produits de la nucléosynthèse seraient complètement remaniés et les éléments finalement produits (Nomoto et al. 1984) seraient similaires à ceux produits par les supernovae de type I (voir chapitre suivant).

L'existence de ce type de supernova est peu probable lorsque la métallicité de l'étoile est normale (pop I). En effet si ce type d'objet existait, on montre que l'on devrait observer une certaine proportion d'étoiles très brillantes sur la branche asymptotique des géantes. On a recherché en vain ces étoiles

dans les amas des nuages de Magellan. On pense donc que les étoiles les plus massives ($M > 4M_{\odot}$) sont le siège d'un "supervent" qui stoppe prématurément la phase AGB avant que le noyau ait atteint la masse critique. Toutefois, certains auteurs (Fusi-Peccini et Renzini 1976, Iben 1983) ont noté qu'une déficience en métaux de l'étoile favoriserait son évolution en supernova de type I 1/2 notamment par l'affaiblissement du vent stellaire. De tels objets auraient pu alors exister au début de la vie de la Galaxie.

C- LES SYSTEMES BINAIRES :

Quelle que soit leur masse initiale, la plupart des étoiles binaires vers la fin de leur évolution passent par un stade où chacune des composantes est une naine au cœur de laquelle les électrons sont dégénérés. La composition du noyau est fonction de la masse initiale (He, C-O, O-Ne)

Si les composantes sont assez proches, on montre qu'il arrive un moment où la matière de la plus légère de deux composantes est accrétée par la plus lourde. Lorsque l'étoile ainsi constituée atteint la limite de Chandrasekhar ($1.4 M_{\odot}$) l'explosion est inévitable. Ce modèle, appliqué à des étoiles de masse intermédiaire (noyau de C-O), est généralement invoqué pour représenter les principales caractéristiques des SNI.

- absence de raies d'hydrogène dans le spectre au maximum de lumière :

[les étoiles mères ont en effet perdu leurs couches externes riches en H et He.]

- uniformité des courbes de lumière, spectres et vitesses d'éjection.

[c'est un même type d'objet qui donne naissance aux SNI ; on comprend l'uniformité du spectre et de la courbe de lumière. Par ailleurs, les vitesses d'éjection que l'on peut prédire dans ce type d'objet est en bon accord avec les vitesses d'éjection observées.]

On n'a toutefois pas encore de preuve observationnelle de l'existence en nombre suffisant de tels couples.

On a pu imaginer deux mécanismes d'explosion possible : détonation et déflagration.

Supernovae par détonation du carbone :

Nous résumons brièvement ce mécanisme qui, dans l'état actuel, ne rend pas compte des abondances dans les spectres des SNI (Nomoto 1982). La détonation du carbone est caractérisée par la création d'une onde de choc ayant une vitesse 2 à 3 fois supérieure à la vitesse du son. Lorsque l'onde progresse, la matière et notamment la couche d'hélium sont converties principalement en éléments du pic du fer (surtout ^{56}Ni). Ce type de supernovae toutefois ne synthétise pas suffisamment d'éléments de masse intermédiaire (Ca, Ar, S, Si et O) pour rendre compte du spectre des SNI (en particulier l'existence de Ca-Si dans les couches extérieures des SNI, Woosley et al. 1986)

Supernova par déflagration du carbone :

La déflagration du carbone a lieu lorsque l'étoile résultant de la réunion des deux naines blanches de carbone-oxygène approche la masse de Chandrasekhar et que la fusion du carbone s'allume en son centre. Nomoto et al. (1984) ont calculé les éléments synthétisés par la déflagration du carbone. Ils ont calculé que les supernovae de type I produisent une quantité importante de fer mais aussi une grande quantité d'éléments de masse intermédiaire et peuvent expliquer le spectre des SNI observé. Les résultats obtenus par Nomoto et al. (1984) et Thielemann et al. (1986) semblent montrer que les supernovae de type I sont la source principale de formation du fer lors de la nucléosynthèse galactique.

D- RESUME :

Nous pouvons résumer les principales sources de production des éléments qui seront étudiés dans ce travail (Na, Mg, Al, Si, Fe).

Métaux légers

Ces éléments sont principalement formés, dans les étoiles massives, pendant les phases de fusion du carbone, ou du néon, ou de l'oxygène. On pense actuellement (Woosley 1984) que les abondances de ces éléments ne

sont pas sensiblement modifiées lors de l'explosion de l'étoile (SN II) et que leur formation a lieu essentiellement dans des conditions hydrostatiques. Ces éléments sont également formés (en quantités moins importantes) dans les explosions de supernovae de type I et aussi , si elles existent dans les supernovae de type I 1/2. Nous avons vu par ailleurs que ces éléments étaient synthétisés lors des pulses thermiques des étoiles de masse intermédiaire et éjectés par vents stellaires dans le milieu interstellaire .

Fer

La principale source de fer semble provenir des supernovae de type I (Thieleman et al. 1986, Nomoto et al. 1985). Mais les supernovae de type II en fabriquent quand même un peu (environ $0.1 M_{\odot}$ si l'étoile a une masse comprise entre 12 et 20 masses solaires, $0.5 M_{\odot}$ si l'étoile a une masse supérieure à $20 M_{\odot}$, Matteucci 1986).

Notons aussi pour mémoire que l'oxygène est formé principalement dans les SNII et que le carbone est formé en partie dans les SNII, en partie dans les étoiles de masse intermédiaire.

CHAPITRE VI

**CONFRONTATION DES MODELES D'EVOLUTION CHIMIQUE DE LA GALAXIE
ET DES RESULTATS DES OBSERVATIONS**

INTRODUCTION

Dans ce chapitre, nous n'étudierons que deux modèles d'évolution chimique de la Galaxie : le modèle de Matteucci et Greggio et le modèle de R. Cayrel. Nous avons choisi le modèle de Matteucci et Greggio parce qu'il donne les relations de $[Mg/Fe]$ et $[Si/Fe]$ en fonction de $[Fe/H]$ et permet une comparaison directe avec nos résultats. Ce modèle tient compte aussi de la durée de vie des étoiles, paramètre qui semble désormais important au regard des hypothèses de Iben et Tutukov (1984) sur les précurseurs des supernovae de type I. Le modèle de R. Cayrel est intéressant car il propose une solution au problème de la "population III" qui sera abordé dans ce chapitre.

Il est clair que cette étude demeure très qualitative et n'analyse pas en détail tous les modèles d'évolution chimique de la Galaxie mais elle montre cependant comment peuvent être utilisés nos résultats pour tester les modèles d'évolution chimique de la Galaxie. Nous envisageons de faire cette étude très prochainement.

ETUDE DES MODELES D'EVOLUTION CHIMIQUE

L'évolution des abondances relatives des différents éléments dans la Galaxie dépend de nombreux facteurs, en particulier de :

-La fonction de masse initiale (IMF) distribution de masse des étoiles à leur naissance.

-la variation de cette IMF avec le temps

-la production (et l'éjection dans le milieu interstellaire) des différents éléments en fonction de la masse et du type (simple ou double) de l'étoile .

Nous allons examiner maintenant comment nos observations peuvent être interprétées en terme d'évolution chimique de la Galaxie. Il est plus intéressant d'ailleurs de discuter ici toutes les observations qui ont pu être faites par diverses équipes sur le comportement des abondances relatives des divers éléments en fonction du temps.

Il faut pour cela pouvoir "dater" chaque étoile. Cela est possible si l'étoile appartient à un amas d'après la forme du diagramme température/luminosité de l'amas. Par ailleurs, si l'on connaissait avec précision la distance donc la luminosité de l'étoile et sa température, sa position dans le diagramme température luminosité pourrait également donner son âge ; en fait cette méthode est tellement imprécise qu'elle ne peut être utilisée que statistiquement ou dans quelques cas particulièrement favorables (très grande parallaxe).

On a pu toutefois montrer qu'il y avait une très bonne corrélation entre l'âge des étoiles et leur abondance en fer (Twarog 1980, 1982). Cette relation n'est toutefois pas linéaire ; l'enrichissement est très rapide au début de la vie de la Galaxie : un milliard d'années environ après la formation de la Galaxie, l'abondance du fer approchait déjà le dixième de l'abondance solaire.

On remplace donc dans les études d'évolution chimique de la Galaxie le paramètre "âge" par le paramètre "abondance du fer par rapport au Soleil" $[Fe/H]$ qui est facilement et directement mesurable.

Avant de présenter les modèles possibles d'évolution chimique de notre Galaxie, il est bon de rappeler brièvement les différents phénomènes que ces modèles auront à expliquer :

Dans le halo :

- 1- $[C/Fe]$ est constant et solaire (Peterson et al. 1978, Barbuy 1981, Laird 1985)
- 2- $[O/Fe]$ est constant et surabondant ; $[O/Fe] \approx 0.6$ dex (Snedden et al. 1979, Clegg et al. 1981, Barbuy 1983)
- 3- $[Mg/Fe]$ est constant et surabondant ; $[Mg/Fe] = 0.4-0.5$ dex (François 1986a)
- 4- $[Si/Fe]$ est constant et surabondant ; $[Si/Fe] = 0.3-0.4$ dex (François 1986a)
- 5- $[Al/Fe]$ est constant et solaire (François 1986a)
- 6- $[Na/Fe]$ est constant et approximativement solaire $[Na/Fe] = -0.2-0.0$ dex (François 1986b)

Le premier fait saillant de toutes ces observations est que l'on obtient des rapports constants dans les étoiles du halo.

Cette constance se maintient jusqu'à environ $[Fe/H] = -1$ ensuite les abondances rejoignent progressivement l'abondance solaire.

Notons aussi qu'il faut expliquer que :

- En un milliard d'années, la métallicité moyenne de la Galaxie a atteint 1/10 de la métallicité solaire.
- On n'observe pas d'étoiles sans métaux (s 'il s'est formé au tout début de la vie de la Galaxie des étoiles de petite masse ($<0.8M_{\odot}$) celles ci devraient encore être visible actuellement. Bond (1980, 1981) a tenté de trouver ces étoiles de métallicité nulle (formées de matière primordiale). Malgré des observations couvrant une grande partie du ciel jusqu'à une magnitude de l'ordre de 11.5, aucune n'a été trouvée.
- On observe peu d'étoiles naines vieilles du disque (G dwarf problem) à métallicité notablement inférieure à celle du soleil

L'influence des étoiles massives au début de la vie de la Galaxie

La surabondance de l'oxygène, du magnésium et du silicium indiquent que ces éléments ont été formés en plus grande quantité (par rapport au fer) au début de la vie de la Galaxie. Sneden et al. (1979), en remarquant que les étoiles massives produisaient une grande quantité d'oxygène par rapport au fer (Arnett 1978), ont interprété la surabondance d'oxygène par rapport au fer, par le fait que l'IMF est enrichie en étoiles massives au début de la vie de la Galaxie. Cependant, Laird (1986) a fait remarquer que cette même explication devait tenir compte de la surabondance du magnésium. Les produits de nucléosynthèse proposés par Arnett (1978) ne montrent pas une surproduction suffisante de magnésium dans les étoiles massives. Les nouveaux taux de production calculés par Woosley et Weaver (1986) ne montrent pas non plus une surproduction de magnésium dans les supernovae massives.

Matteucci et Greggio (1985) ont proposé un autre modèle d'évolution chimique de la Galaxie où la fonction de masse initiale est constante avec le temps. Elles supposent que les produits de nucléosynthèse proviennent des supernovae de type II (Arnett 1978), des supernovae de type I (Nomoto, 1984) et des vents éjectés des étoiles de masse intermédiaires

(Renzini et Voli 1981). De plus elles tiennent compte du fait que les supernovae de type I (Nomoto 1984) commencent à exploser beaucoup plus tard. On se souvient (Chapitre V) que ces supernovae sont issues d'étoiles de plus faible masse que les SNI. Elles ont donc une durée de vie plus longue et par ailleurs les "parents" sont des systèmes binaires et l'explosion est retardée par le temps d'accrétion d'une composante sur l'autre. Matteucci et Greggio, en tenant compte des durées de vie des étoiles, ont montré que la surabondance de l'oxygène, du magnésium et du silicium étaient entièrement expliquées par le fait que les supernovae de type I, principale source de production du fer, ont enrichi la matière galactique avec un certain retard. Ainsi, les abondances trouvées dans les étoiles de population II seraient uniquement composées de matière éjectée par des supernovae de type II. Toutefois ce modèle prédisait une surabondance de carbone dans les étoiles du halo qui n'est pas observé. Il faut noter que le taux de la réaction $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$ était environ trois fois trop petit dans les calculs d'Arnett (1978). Matteucci (1986) a recalculé, avec le nouveau taux de réaction de $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$ (calcul de Woosley et al. 1986), de nouveaux modèles d'évolution chimique de la Galaxie. Elle a montré que ces nouveaux produits de nucléosynthèse combinés avec une IMF de Salpeter (1955), une masse limite de 80–100 M_{\odot} pour les étoiles massives et une masse limite supérieure de 5 M_{\odot} pour les étoiles de masse intermédiaire, prédisent des rapports d'abondance en très bon accord avec les observations du carbone, de l'oxygène, du magnésium et du silicium dans le halo. Un point critique de l'étude de Matteucci et Greggio est que la durée de vie du halo devait être extrêmement courte (quelques 10^8 ans) et que le modèle est très sensible à la durée de vie du halo des systèmes binaires. Cette courte durée de vie du halo est difficilement compatible avec l'hypothèse d'homogénéité de la matière.

Cayrel (1986) a proposé un modèle où il s'affranchit du problème de la faiblesse de la durée de vie des systèmes binaires et où un spectre entier de masse est utilisé : des étoiles massives (50–100 M_{\odot}) sont formés aux centres des nuages primordiaux lors de la phase de contraction. Ces

Étoiles explosent très rapidement et la création des étoiles moins massives est engendrée par le pic de densité produit par le choc de la matière tombant vers le centre contre la matière éjectée par les explosions des supernovae centrales. Les étoiles formées dans l'enveloppe extérieure du nuage seraient alors en partie éjectées et formeraient les étoiles de population **II** du champ. Dans ce scénario, les différences de métallicité $[Fe/H]$ dans les étoiles du halo seraient principalement dues à des dilutions différentes de la matière éjectée par ces premières supernovae.

Ce modèle permet en outre d'expliquer l'absence d'étoiles de population **III** et aussi la distribution de métallicité des amas globulaires. Ce scénario explique également les rapports $O/(Fe+Si)$, C/O et Mg/O dans halo. Un autre argument en faveur de ce scénario est qu'il peut vraisemblablement expliquer mieux que Matteucci et Greggio la quantité totale de fer et de silicium produits depuis le début de la vie de la Galaxie. En effet, le modèle de Matteucci et Greggio nécessite un très haut taux de supernovae de type **II** au début de la vie la Galaxie afin d'enrichir toute la Galaxie jusqu'à $[Fe/H]=-1$ avant que les **SNI** commencent à exploser. Ensuite, afin d'expliquer le faible nombre d'étoiles vieilles du disque ("G-dwarf problem"), l'hypothèse souvent utilisée des retombées de matière du halo (infall) est utilisée. Afin d'obtenir un bon accord avec les observations des rapports $[O/Fe]$, une quantité importante de **SNI** est nécessaire et ainsi une quantité un peu trop grande de fer et de silicium (produits par les **SNI**) est prédite à l'époque actuelle. Dans l'hypothèse de Cayrel où la variation d'abondance dans les toutes premières étoiles est due à la dilution et non à un enrichissement progressif, la quantité de supernovae de type **II** peut être plus faible donc aussi la quantité de supernovae de type **I** (pour maintenir le bon rapport $[O/Fe]$ dans le disque) et par conséquent la quantité de fer produite au total peut être plus faible.

LES CONDITIONS DE FORMATION DES METAUX LEGERS DANS LES ETOILES MASSIVES. RAPPORTS [Na/Mg] et [Al/Mg]

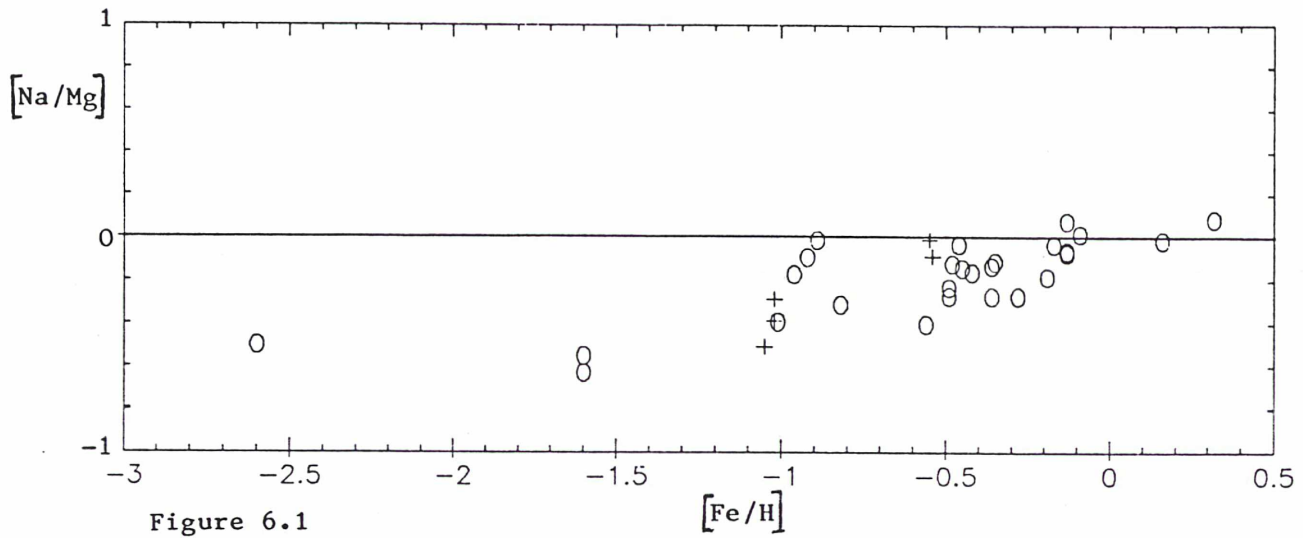
Nous avons vu que la matière observée dans les atmosphères des étoiles naines de population II est principalement le produit de la nucléosynthèse des supernovae de type II. Ainsi, l'observation des rapports d'abondance d'éléments formés par le même processus physique, est un test puissant de cette nucléosynthèse. Dans les figures 6.1 et 6.2 sont présentés les rapports [Na/Mg] et [Al/Mg] en fonction de [Mg/H]. Dans le halo, ces figures suggèrent que les rapports [Na/Mg] et [Al/Mg] sont constants. On trouve $[Al/Mg] \approx -0.40$ et $[Na/Mg] \approx -0.60$. Ces résultats permettent d'analyser les modèles de nucléosynthèse dans les étoiles massives à métallicité faible (ou nulle). Notons que les modèles détaillés de supernovae de type II (chap V) n'ont concerné pour l'instant que des étoiles d'abondance normale. Ces modèles sont capables de représenter les rapports [Al/Mg] et [Na/Mg] solaires.

Peut-on représenter aussi les rapports observés dans le halo?

Arnett avait prédit un renforcement de l'effet pair-impair dans les étoiles du halo : Al/Mg et Na/Mg devaient y être inférieurs aux rapports solaires (un paramètre important de ces calculs est l'excès de neutrons η défini par $\eta = (N-Z)/(N+Z)$). Dans le modèle d'Arnett (1969), η est une fonction croissante de la métallicité de l'étoile.

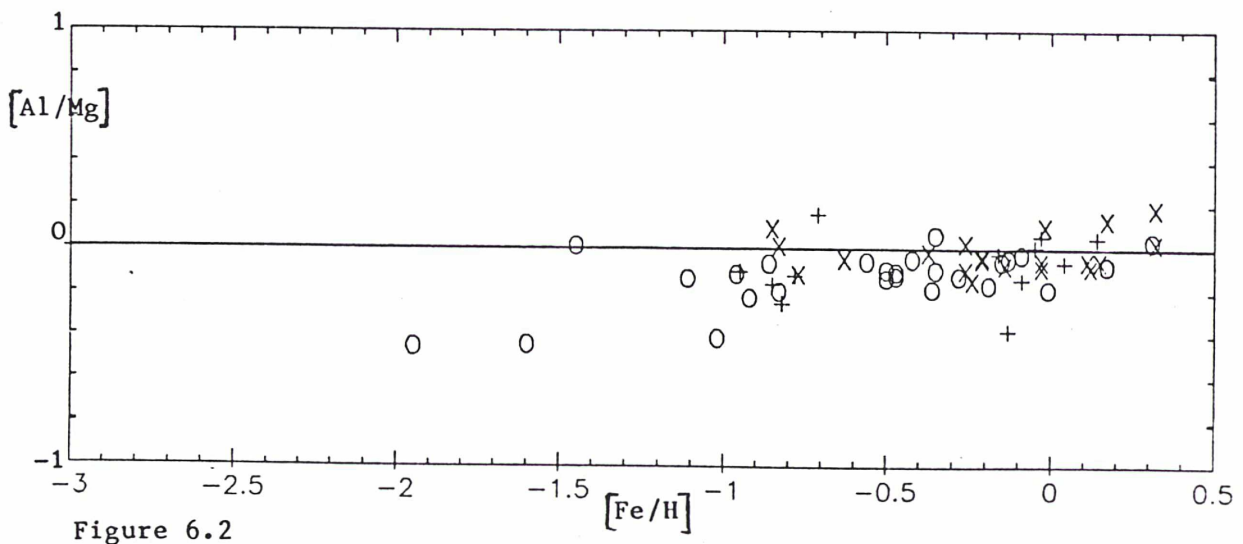
Woosley et Weaver (1980, 1982) ont calculé l'évolution d'une étoile de 25 masses solaires avec $[Fe/H] = -2$ jusqu'au stade de présupernova. Ils obtiennent bien ainsi une surabondance de l'aluminium et du sodium par rapport au magnésium. Cependant, dans une note d'un article de Bessel et Norris (1984), Woosley explique que les supernovae très déficientes en métaux peuvent créer, pendant la fusion du carbone, leur propre excès de neutrons par la réaction $^{12}C(^{12}C, n)^{23}Mg$ qui devient alors indépendante de la métallicité initiale de l'étoile. Il suggère que les rapports [Al/Mg] et [Na/Mg] sont constants jusqu'à une métallicité de $[Fe/H] = -2$ voire même -1 .

Les rapports proposés par Woosley et Weaver (1982) sont $[Al/Mg] = -0.8$



O Résultats obtenus dans ce travail

+ Résultats obtenus d'après les mesures de Peterson (1981)



O Résultats obtenus dans ce travail

+ Edvardson et al. (1984)

X Tomkin et al. (1985)

et $[Na/Mg] = -0.5$

Les mesures que nous avons obtenues pour le rapport $[Na/Mg]$ sont en relativement bon accord avec ces prédictions. Pour le rapport $[Al/Mg]$, nous obtenons environ $[Al/Mg] = -0.4$. Ce rapport est en accord avec le résultat obtenu par Bessel et Norris pour l'étoile CD -38° 245.

Nous pouvons de plus noter que la variation des rapports $[Na/Mg]$ et $[Al/Mg]$ est en accord remarquable avec les rapports isotopiques $[^{25}Mg/^{24}Mg]$ et $[^{26}Mg/^{24}Mg]$ obtenus par Barbuy (1985). Barbuy a trouvé une surabondance constante des rapports isotopiques du magnésium dans les étoiles du halo. L'ensemble de ces résultats prouve que le paramètre η était de l'ordre de quelques 10^{-4} (Woosley et al. 1982) au moment de la formation des métaux légers dans les premières supernovae.

La constance des rapports $[Al/Mg]$ et $[Na/Mg]$ dans le halo (ces rapports sont indépendants de la métallicité) peut donc s'expliquer de deux manières différentes mais complémentaires :

- une dilution de la matière éjectée par les toutes premières supernovae (modèle de R. Cayrel) n'affecte bien sûr pas les rapports $[Al/Mg]$ et $[Na/Mg]$ (mais affecte $[Fe/H]$)
- Les calculs de Woosley et Weaver prédisent de toute façon que ces éléments ont pu être fabriqués dans des rapports constants par les supernovae du halo quelle que soit leur métallicité initiale.

CHAPITRE VII

PERSPECTIVES D'AVENIR : L'EVOLUTION CHIMIQUE DES GALAXIES

Nous avons vu dans le chapitre précédent que les modèles d'évolution chimique peuvent rendre compte de façon satisfaisante de l'évolution dans notre Galaxie des abondances relatives des éléments au cours du temps. Il serait bien sûr très tentant de savoir si ces modèles peuvent aussi rendre compte de l'évolution chimique des galaxies extérieures.

Nous n'avons obtenu que peu d'informations sur les métaux légers. Néanmoins, il nous paraît intéressant de présenter les résultats obtenus pour l'oxygène et de montrer la comparaison avec les abondances observées dans les amas globulaires de la Galaxie.

La mise en service à l'ESO d'un spectrographe échelle performant au foyer Cassegrain du télescope de 3.6M met maintenant à notre portée l'étude détaillée des étoiles des nuages de Magellan, galaxies irrégulières appartenant au groupe local des galaxies. De ce fait, nous avons commencé une étude des étoiles de champ et des étoiles d'amas appartenant au petit et au grand nuage de Magellan.

Actuellement, la plupart de ces spectres sont en cours de réduction mais à titre d'exemple nous présenterons brièvement les tout premiers résultats obtenus sur l'étoile NGC330:A7 (voir article 6)

1-LA LOI D'ENRICHISSEMENT EN METAUX DANS LE PETIT NUAGE DE MAGELLAN.

NGC330 est le plus brillant des amas globulaires du petit nuage. C'est aussi le plus jeune des amas connus (1.2×10^7 ans d'après Carney et al. 1985). Plusieurs auteurs avaient essayé de déterminer la métallicité de

NGC 330, en utilisant des techniques photométriques (Janes et Carney 1980, Richtler et Nelles 1983, Mac Gregor et Highland 1984, Carney et al. 1985). La forte déficience trouvée pour cet amas ($-1.3 \text{ dex} < [Fe/H] < -1.8$) était assez surprenante puisqu'il semble que les étoiles du champ jusqu'à présent étudiées, et qui ont à peu près le même âge, ont une métallicité presque normale (Wolf 1973, Foy 1981, Thévenin et Foy 1986 ont mesuré une déficience d'environ un facteur 2)

Nous avons donc analysé un spectre bien résolu ($R=20000$) et à haut rapport signal sur bruit ($S/N > 100$) d'une supergéante rouge, appartenant à l'amas afin d'obtenir tout d'abord une confirmation de la métallicité de cet objet.

A l'issue de cette analyse détaillée (voir article 6), nous avons confirmé la déficience en métaux de cet amas jeune. La métallicité moyenne de cet amas est $[Fe/H] = -1.4 \pm 0.2$

Ceci met en évidence une différence importante entre le petit nuage et notre Galaxie :

-Dans notre Galaxie, les amas globulaires (et les étoiles très déficientes du champ $[Fe/H] < -1$) se sont formés au cours du premier milliard d'années (environ) qui a suivi la formation de la Galaxie ; il y a eu ensuite un enrichissement très rapide et assez uniforme de la matière qui a abouti à une bonne corrélation entre l'âge et l'abondance en fer.

On voit sur la figure 7.1 que l'enrichissement en métaux a été beaucoup plus lent dans le petit nuage et il semble aussi qu'il ait été beaucoup moins homogène puisqu'à la même époque on trouve des étoiles très peu et très fortement déficientes en métaux. Une étude récente de Suntzeff et al. (1986) semble montrer que le petit nuage de Magellan possède plusieurs composantes de métallicité et de vitesse différentes.

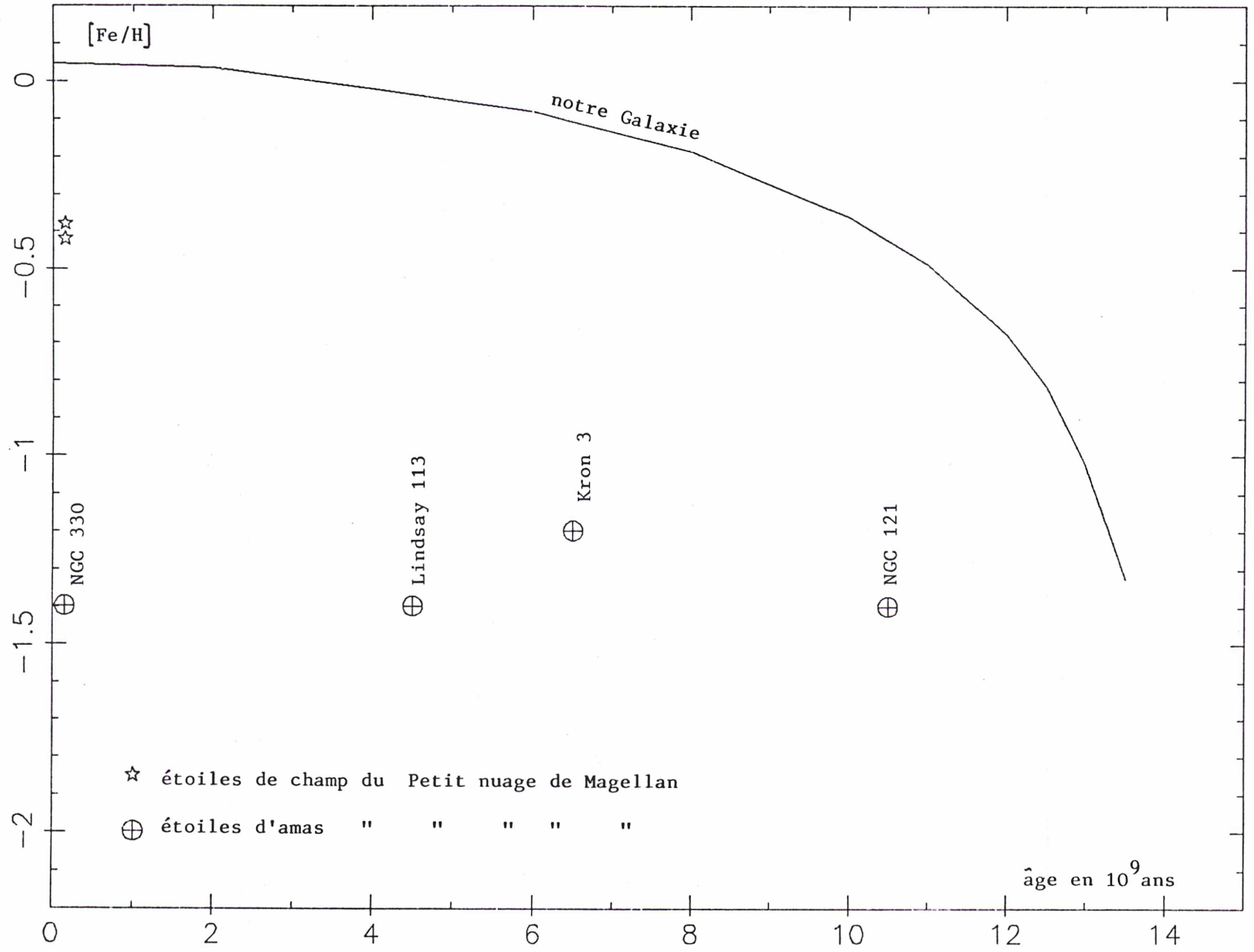


Figure 7.1 : Comparaison entre l'enrichissement en métaux dans la Galaxie et dans le petit nuage de Magellan.

LES ABONDANCES RELATIVES DANS NGC 330:A7

Nous ne parlerons ici que des abondances relatives des éléments légers qui ont été discutés dans les chapitres précédents de ce travail soit O-Na-Al-Si

Les résultats peuvent être résumés comme suit :

$$\begin{aligned} [\text{Fe}/\text{H}] &= -1.4 & [\text{Na}/\text{Fe}] &= +1 & [\text{Na}/\text{Si}] &= 0.0 \\ [\text{O}/\text{Fe}] &= +0.2 & [\text{Al}/\text{Fe}] &= +0.6 & [\text{Al}/\text{Si}] &= -0.4 \\ & & [\text{Si}/\text{Fe}] &= +1.0 & & \end{aligned}$$

Les métaux légers

On observe globalement une surabondance des métaux légers par rapport au fer comme dans les étoiles très déficientes de notre Galaxie; mais l'effet est beaucoup plus prononcé. On a en moyenne:

$$[m/\text{Fe}]_{\text{NGC330}} - [m/\text{Fe}]_{\text{naines halo Galaxie}} = 0.8$$

où "m" symbolise un métal léger quelconque.

Cet effet est également observé dans des étoiles d'amas globulaires galactiques que nous sommes en train d'étudier.

Il est intéressant de voir si les rapports d'abondances de ces éléments entre eux sont au moins conservés.

Nous n'avons malheureusement pas pu observer le magnésium dans cette étoile. Or dans les chapitres précédents nous avons pris cet élément comme référence pour étudier l'effet pair-impair.

Toutefois, nous avons montré (fig 4.2 et 4.4) que le magnésium et le silicium ont un comportement analogue. On peut donc étudier les rapports $[\text{Al}/\text{Si}]$ et $[\text{Na}/\text{Si}]$. Pour l'aluminium, la valeur trouvée est en bon accord avec le rapport trouvé dans notre Galaxie. Le sodium semble par contre relativement plus abondant mais l'abondance du sodium n'a pu être déterminée dans NGC 330:A7 que d'après une seule raie sévèrement "blendée" dans notre spectre; elle est en fait beaucoup plus incertaine.

L'oxygène

Nous avons été d'abord surpris de trouver dans cette étoile une surabondance de l'oxygène aussi faible (+0.2). Rappelons qu'il est généralement admis (d'après le travail Sneden et al. 1979) que dans notre

Galaxie, les étoiles déficientes en métaux ont un rapport $[O/Fe]$ voisin de $+0.6$ dex. C'est cette valeur qui a été utilisée pour contraindre les modèles d'évolution chimique au début de la vie de la Galaxie.

NGC 330:A7 est une étoile évoluée qui a quitté la séquence principale. Sa masse est environ $15 M_{\odot}$. On peut alors imaginer que des phénomènes de mixing ont affecté la composition chimique en surface si des éléments du cycle CNO ont été ramenés dans l'atmosphère. En fait (voir chapitre V) un tel phénomène se traduit essentiellement par une augmentation de l'abondance de l'azote liée à une diminution de l'abondance du carbone. Cependant, la détermination de l'abondance de l'oxygène a été faite en tenant compte de l'oxygène piégé dans les molécules de CO (nous avons alors supposé une valeur solaire du rapport C/Fe). L'effet du mixing diminue alors la quantité d'oxygène piégée dans les molécules de CO. En conséquence, l'abondance de l'oxygène peut être surestimée.

Une étude de l'abondance du carbone dans les étoiles d'amas globulaires de notre Galaxie et des nuages se révèle alors indispensable pour obtenir une valeur précise de l'abondance de l'oxygène dans ces objets.

Dans la figure 7.2, nous montrons le comportement de l'oxygène dans les étoiles déficientes (du halo et des amas globulaires) de notre Galaxie. La dispersion est importante mais elle peut traduire, au moins en partie l'inhomogénéité des mesures.

Dans cette figure, on a séparé les étoiles de champ des étoiles d'amas. On constate tout d'abord que le comportement des étoiles d'amas n'est pas très différent de celui des étoiles du champ. L'oxygène semble globalement surabondant dans les étoiles du halo mais la surabondance moyenne est plutôt voisine de $+0.3 \pm 0.3$ dex. Des articles récents avancent aussi des valeurs faibles de la surabondance de l'oxygène dans des étoiles naines du halo (Gratton et Ortolani 1984, Barbuy 1983) et il est probable qu'il faudra légèrement réviser les modèles d'évolution chimique de la Galaxie en conséquence. Dans la figure 7.2, l'étoile de NGC330 semble finalement

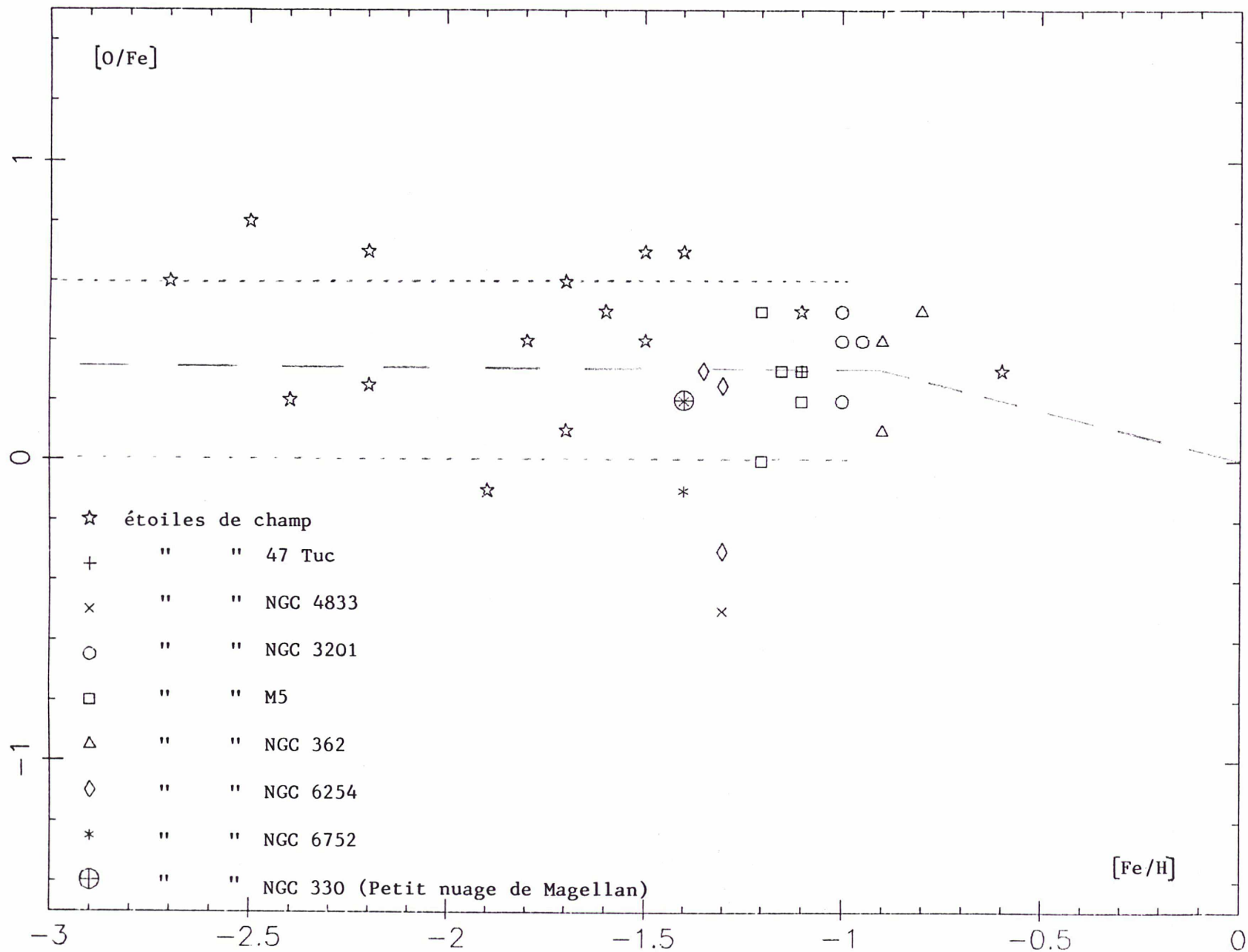


Figure 7.2 : Abondance de l'oxygène par rapport au fer observée dans les amas globulaires.

avoir une surabondance de l'oxygène normale (si l'abondance du carbone est normale) pour la population II.

En conclusion, cette première approche de l'étude des abondances relatives des éléments dans les galaxies voisines ne semble pas montrer qu'il existe de grandes différences avec ce que l'on observe dans notre galaxie mais il semble important de mesurer aussi l'abondance du carbone . Finalement, ces mesures restent à confirmer sur un nombre plus important d'objets.

CHAPITRE VIII

CONCLUSION

Nous avons étudié 36 étoiles naines à partir de spectres à haute résolution. La détermination des abondances des métaux légers (Na, Mg, Al, Si) et du fer dans ces étoiles a permis d'obtenir les résultats principaux suivants :

-Les abondances relatives des métaux légers par rapport au fer (Mg/Fe, Si/Fe, Al/Fe et Na/Fe) obtenues pour les étoiles du halo ($[Fe/H] < -1$) sont significativement différents de celles obtenues pour les étoiles du disque ($[Fe/H] > -1$).

-Ces abondances relatives [Mg/Fe], [Si/Fe] [Al/Fe] et [Na/Fe] sont constantes dans les étoiles du halo ($[Fe/H] < -1$).

-Les abondances relatives [Al/Na] et [Mg/Si] sont approximativement constantes et indépendantes de la métallicité de l'étoile.

-Le comportement des éléments impairs (Al, Na) est différent de celui des éléments pairs (Mg, Si). Les surdéficiences des éléments impairs (effet odd-even) ont été trouvées renforcées dans les étoiles du halo ($[Fe/H] < -1$). Cet effet est confirmé par les mesures des rapports isotopiques du magnésium dans les étoiles du halo (Barbuy, 1985).

-R. Peterson avait trouvé une surdéfiance de l'aluminium proportionnelle à $[Fe/H]$ à partir des raies de résonance de l'aluminium. Cet effet n'est pas réel.

Nous avons testé, au moyen de ces résultats, deux modèles d'évolution chimique de la Galaxie. Les mesures d'abondance des métaux légers dans les étoiles du disque et du halo semblent compatibles avec les prédictions des récents modèles d'évolution chimique de la Galaxie (Matteucci et Greggio 1986, Cayrel R., 1986)

*Il nous est toutefois difficile, à la seule lumière de ces rapports d'abondance de décider entre un modèle et l'autre d'autant que des calculs détaillés des produits de supernovae de type **II** pauvres en métaux font actuellement défaut.*

Cette comparaison avec les modèles d'évolution chimique reste très qualitative et nous envisageons de développer de manière plus systématique ce travail.

Nous avons complété ce travail, par l'analyse d'une étoile supergéante pauvre en métaux de l'amas globulaire NGC 330 appartenant au petit nuage de Magellan. L'intérêt de cette étude est multiple : il est possible d'étudier un amas globulaire peu de temps après sa formation, ce type d'observation complète les observations d'amas globulaires galactiques. L'étude détaillée de ces objets nous conduira certainement à mieux comprendre comment ont évolué les galaxie et comment se sont formés les éléments, notamment les métaux légers.

REFERENCES BIBLIOGRAPHIQUES:

- Aaronson, M., Mould, J. : 1980, *Astrophys. J.*, 240, 804
- Aller, L.H. : 1963, *Astrophysics :The atmospheres of the Sun and Stars*
(2d ed., New York :Ronald)
- Andersen, J. : 1980, *ESO Workshop on methods of abundance Determination
for stars*, eds. Nissen, K. Kjar, ESO, Garching, p. 11
- Arnett, W.D. : 1969, *Astrophys. J.*, 157, 1369
- Arnett, W.D. : 1971, *Astrophys. J.*, 166, 153
- Arnett, W.D. : 1972, *Astrophys. J.*, 176, 681
- Arnett, W.D. : 1972, *Astrophys. J.*, 176, 699
- Arnett, W.D. : 1977, *Astrophys. J. Suppl.*, 35, 145
- Arnett, W.D., Thieleman, F.K. : 1985, *Astron. Astrophys.*, 150, 32
- Arnett, W.D., Wefel, J.P., : 1978, *Astrophys. J. (Letters)* 224,
L139
- Arpigny, C., Magain, P. :1983, *Astron. Astrophys.*, 127, L7
- Barbuy, B. : 1981, *Astron. Astrophys.*, 101, 365
- Barbuy, B. : 1983, *Astron. Astrophys.*, 123, 1
- Barbuy, B. : 1985, *Astron. Astrophys.*, 151, 189
- Becker, S.A., Iben, I. Jr :1979, *Astrophys. J.*, 232, 831
- Bell, R.A., Eriksson, K., Gustafsson, B., Nordlung, A. : 1976, *Astron.
Astrophys. Suppl.* 23, 37
- Bessel, M.S., Norris, J. : 1984, *Astrophys. J.*, 285, 622
- Bond, H.E. : 1980, *Astrophys. J. Suppl.*, 44, 517
- Bond, H.E. : 1981, *Astrophys. J.*, 248, 606
- Campbell, B., Walker, G., Johnson, J., Lester, T., Yang, S., Auman, J. :
1981, *Proceedings SPIE* 290, 215
- Carney, B.W. : 1979, *Highlights of Astronomy*, 6, 255, ed. Reidel,
Dordrecht
- Carney, B.W., Janes, K.A., Flower, P.J. : 1985, *Astrophys. J.*, 90, 1196
- Cayrel, G. : 1966, thèse d'état
- Cayrel de Strobel, G., Bentolilla, C., Hauck, B., Duquennoy, A. :1985,
Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 59, 149
- Cayrel, R. : 1960, *Ann. d'Astrophys.*, 6, 245
- Cayrel, R. : 1986, *Astron. Astrophys.*, soumis

- Clegg, R.E.S., Lambert, D.L., Tomkin, J. : 1981, *Astrophys. J.*, 234, 964
- Da Costa, G.S., Demarque, P. : 1982, *Astrophys. J.*, 259, 193
- Dalgarno, A. : 1962, GCA, Technical Report N° 62-28-A (Bedford, Mass.)
- Dalgarno, A., Williams, D.A. : 1962, *Astrophys. J.*, 136, 690
- Delbouille, L., Roland, G., :1963, *Photometric Atlas of the Solar Spectrum from λ 7498 to λ 12016A. : Memoires de la Soc. Royale des Sciences de Liège, Special Volume N°4*
- Delbouille, L., Roland, G., Neven, L. :1973, *Photometric Atlas of the Solar spectrum from λ 3000 to 10000A, Liège : Institut d'Astrophysique. (presently available from λ 3600 to 8000A)*
- Edvardsson, B., Gustafsson, B., Nissen, P.E., :1984, *The Messenger*, 38, 33
- Eggen, O., Lynden-Bell, D., Sandage, A.R. : 1962, *Astrophys. J.*, 136, 748
- Enard, D., Andersen, J. :1978, *Proceedings 4th Trieste Coll. on Astrophys.*, ed. M. Hack, Trieste Obs., p. 435
- Enard, D. :1979, *The Messenger*, N°17, 32
- Fowler, W.A., Caughlan, G.R., Zimmerman, B.A. :1967, *Ann. Rev. Astr. and Astrophys.*, 5, 525
- Foy, R. : 1981, *Astron. Astrophys.*, 103, 135
- François, P. : 1984, *C.R. Acad. Sc. Paris*, t.299, II, 5, 195
- François, P. : 1986, *Astron. Astrophys.*, 160, 264
- François, P. : 1986, *Astron. Astrophys.*, *accepté*
- Fusi Pecci, F., Renzini, A. : 1976, *Astron. Astrophys.*, 46, 447
- Fujimoto, M.Y., Iben, I., Chieffi, A., Tornambé, A. : 1984, *Astrophys. J.*, 287, 749
- Gratton, R.G., Ortolani, S. :1984, *Astron. Astrophys.*, 137, 6
- Gustafsson, B., Bell, R.A., Eriksson, K., Nordlund, A. : 1975, *Astron. Astrophys.*, 42, 407
- Gustafsson, B. : 1981 (*private communication*)
- Gustafsson, B. : 1983, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 95, 101
- Holweger, H., Muller, E.A. :1974, *Solar Phys.*, 39, 19
- Holweger, H. : 1979, *Les éléments et leurs isotopes dans l'univers*, ed. A. Boury, N. Grevesse, L. Remy Battiau, Institut d'Astrophysique de l'Université de Liège, p. 117
- Iben, I. Jr : 1965, *Astrophys. J.*, 142, 147

- Iben, I. Jr : 1978, *Astrophys. J.*, 219, 233
- Iben, I. Jr : 1981, *Effects of mass loss on stellar evolution*
ed. P. Bouvier, A. Meader (Geneva Observatory), p. 1
- Iben, I. Jr : 1985, *Qu. Jl R. astr. Soc.*, 26, 1
- Iben, I. Jr, Renzini, A. : 1983, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 21, 271
- Iben, I. Jr, Renzini, A. : 1984, *Phys. Rep.*, 6, 329
- Iben, I. Jr, Truran, J.W. : 1978, *Astrophys. J.*, 220, 980
- Iben, I. Jr, Tutukov, A. : 1984, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 54, 335
- Janes, K.A., Carney, B.W. : 1980, *IAU symp. 1985, "star clusters"*
ed J.E. Hesser
- Kettner, K.U., Becker, H.W., Buchmann, L., Görres, J., Kräwinkel,
H., Rolfs, C., Schmalbrock, P., Trautvetter, H.P., Vliëks,
A. : 1982, *Z. Physik A308*, 73
- Lalrd, J.B. : 1985, *Astrophys. J.*, 289, 556
- Lambert, D. : 1978, *Month. Not. of Roy. Acad. Soc.* 182, 249
- Leep, M., Wallerstein, G. : 1981, *Month. Not. of Roy. Acad. Soc.*,
196, 543
- Lites, B.W., Cowley, C.R. : 1974, *Astron. Astrophys.*, 31, 361
- Luck, R., Bond, H.E. : 1981, *Astrophys. J.*, 244, 919
- Mac Gregor, P.J., Hyland, A.R. : 1984, *Astrophys. J.*, 277, 149
- Magain, P. : 1984, *Thesis, Liège University*
- Magain, P. : 1985, *Astron. Astrophys.*, 146, 95
- Matteuci, F., Greggio, L. : 1985, *Astron. Astrophys.*, 154, 279
- Matteucci, F. : 1986, *Astron. Astrophys.*, soumis
- Muller, E.A., Mutschlecner, J.P. : 1964, *Astrophys. J.*, 84, 1
- Nomoto, K., Thieleman, F.K., Yokoi, K. : 1984, *Astrophys. J.*, 286, 644
- Nomoto, K. : 1984, *Stellar nucleosynthesis*, eds. C. Chiosi, A. Renzini
(D. Reidel, Dordrecht), p. 205
- Pagel, B.E.J. : 1979, *Les éléments et leurs isotopes dans l'univers*,
ed. A. Boury, N. Grevesse, L. Remy Battiau, Institut
d'Astrophysique de l'Université de Liège, p. 261
- Peterson, R. : 1978, *Astrophys. J.*, 222, 181
- Peterson, R. : 1981, *Astrophys. J.*, 244, 989
- Renzini, A., Voll, M. : 1981, *Astron. Astrophys.*, 94, 175
- Richtler, T., Nelles, B. : 1983, *Astron. Astrophys.*, 119, 75
- Rood, R.T., Steigman, G., Tinsley, B.M. : 1976, *Astrophys. J. Lett.*, 207,

- Ruland, F., Holweger, H., Griffin, R., Griffin, R., Biehl, D. : 1980, *Astron. Astrophys.*, 92, 70
- Rutten, R.J., Kostik, R.I. : 1982, *Astron. Astrophys.*, 115, 104
- Salpeter, E.E. : 1955, *Astrophys. J.*, 121, 161
- Sandage, A. : 1982, *Astrophys. J.*, 252, 574
- Simmons, G.J., Blackwell, D.E. : 1982, *Astron. Astrophys.*, 112, 209
- Snedden, C., Lambert, D.L., Whitaker, R.W. : 1979, *Astrophys. J.*, 234, 964
- Spite, M. : 1967, *Ann. d'Astrophys.*, 30, 211
- Spite, M. : 1968, *Ann. d'Astrophys.*, 31, 1
- Spite, M., Spite, F. : 1980, *Astron. Astrophys.*, 89, 118
- Steenbock, W., Holweger, H. : 1984, *Astron. Astrophys.*, 130, 319
- Stoother, R., Chin, C.W. : 1968, *Astrophys. J.*, 152, 225
- Sugimoto, D. : 1970, *Astrophys. J.*, 159, 619
- Suntzeff, N.B., Friel, E., Klemola, Kraft, R.P., Graham, J.A. : 1986, *Astron. J.*, 91, 275
- Swelgart, A.V., Gross, P.G. : 1978, *Astrophys. J. Suppl.*, 36, 405
- Thévenin, F., Foy, R. : 1986, *Astron. Astrophys.*, 155, 145
- Thieleman, F.K., Arnett, D.W. : 1985, *Astrophys. J.*, 295, 604
- Thieleman, F.K. : 1986, *Astrophys. J.*, *soumis*
- Tinsley, B.M. : 1979, *Astrophys. J.*, 229, 1046
- Tomkin, J., Lambert, D.L. : 1980, *Astrophys. J.*, 235, 925
- Tomkin, J., Lambert, D.L., Balachandran S. : 1985, *Astrophys. J.*, 290, 289
- Twarog, B.A. : 1980, *Astrophys. J.*, 242, 242
- Twarog, R.A., Wheeler, J.C. : 1982, *Astrophys. J.*, 261, 636
- Vauclair, S. : 1975, *thèse d'état*
- Wallerstein, G. : 1962, *Astrophys. J. Suppl.*, 61, 407
- Wilson, L.A., Hill, S.J. : 1979, 228, 854
- Wheeler, J.C., Miller, G.E., Scalo, J.M. : 1980, *Astron. Astrophys.*, 82, 152
- Wiese, W.L., Smith, M.W., Miles, B.M. : 1969, *Atomic transition probabilities, NSDRS-NBS 22, vol II, U.S. Dpt of Commerce, Washington.*
- Wolf, B. : 1973, *Astron. Astrophys.*, 28, 335

- Woosley, S.E., Weaver, T.A. : 1980, *Astrophys. J.*, 238, 1017
- Woosley, S.E., Weaver, T.A. : 1982, *Essays in nuclear Astrophys.*, eds. C. Barnes, D.D. Clayton, N.D. Schramm, (Cambridge University press), p. 377
- Woosley, S.E., Weaver, T.A. : 1985, *Problems of Collapses and Numerical Relativity*, ed. D. Bancel and M. Signore (D. Reidel : Dordrecht, p. 27
- Woosley, S.E. : 1986, preprint

Annexe a

Détermination de la constante d'interaction intervenant
dans l'élargissement des raies par collision.

Approximation hydrogénoïde

Les collisions entre les atomes ou les ions et l'hydrogène neutre sont une source importante d'élargissement des raies. Ces collisions sont caractérisées par les forces de Van der Waals. La constante d'interaction peut s'écrire :

$$C_6 = 6.56 \times 10^{-34} \times [R_k^2 / a_0^2 - R_j^2 / a_0^2]$$

où a_0 est le rayon de la première orbite de Bohr,
 R_k est le rayon de Bohr correspondant au niveau supérieur
 de la transition
 R_j est le rayon de Bohr correspondant au niveau inférieur
 de la transition

Pour les éléments autre que l'hydrogène, un calcul approximatif de R_k peut être suffisant.

On peut écrire alors :

$$R_k^2 / a_0^2 = n^{*2} / 2Z^2 [5n^{*2} + 1 - 3l(l+1)]$$

où :

n^* est le nombre quantique effectif
 l est le nombre quantique azimuthal
 Z est le degré d'ionisation de l'atome considéré
 ($Z=1$ pour un atome neutre, $Z=2$ pour un atome une fois ionisé, etc..)

$$n^* = h c R Z^2 / E_\infty - E_n$$

h constante de Planck
 c vitesse de la lumière
 R constante de Rydberg
 E_∞ énergie d'ionisation

ANNEXE B

STRUCTURE HYPERFINE DE LA RAIE D'ALUMINIUM À 3961.52 Å

Nous avons d'abord déterminé la décomposition des niveaux 4s et 3p correspondant à la transition considérée. En utilisant les règles de sélection, nous avons pu obtenir les différentes composantes de structure hyperfine de la raie d'aluminium à 3961.52 Å.

Transition	E (cm ⁻¹)	T (cm ⁻¹)	$\delta\lambda_{\text{H}}$	I_{r}
$^2S_{1/2}^{(F=1)} \rightarrow ^2P_{1/2} (F=4)$	25235.684	23042.686	1.73×10^{-3}	0.125
$^4S_{1/2}^{(F=1)} \rightarrow ^2P_{3/2} (F=2)$	25235.678	23042.692	2.67×10^{-3}	0.162
$^2S_{1/2}^{(F=2)} \rightarrow ^2P_{1/2} (F=3)$	25235.669	23042.701	4.08×10^{-3}	0.130
$^2S_{1/2}^{(F=3)} \rightarrow ^2P_{3/2} (F=2)$	25235.724	23042.646	4.55×10^{-3}	0.046
$^4S_{1/2}^{(F=3)} \rightarrow ^1P_{1/2} (F=3)$	25235.715	23042.655	-3.14×10^{-3}	0.162
$^4S_{1/2}^{(F=3)} \rightarrow ^2P_{3/2} (F=4)$	25235.702	23042.668	-1.10×10^{-3}	0.375

\vec{F} : moment cinétique total de l'atome.
 I_{r} : Intensité relative de la composante.

A partir de la détermination de la structure hyperfine de la raie, nous avons calculé l'influence de cette structure sur la détermination de l'abondance de l'aluminium à partir de cette raie.

Le tableau A rassemble les résultats obtenus.

Etoile	Abondance d' Al sans structure hyperfine	Abondance d' Al avec structure hyperfine
HD 97916	5.55	5.55
HD 106516	5.72	5.71
HD 76932	5.43	5.43
HD 211998	4.80	4.80

Tableau A

Ce tableau montre que la structure hyperfine des niveaux 4s et 3p de l'aluminium ne peut pas expliquer les différences entre les mesures d'abondance de l'aluminium à partir des raies "violettées" et des raies "rouges" trouvées dans les étoiles de population II les plus déficientes.

ÉTOILES. — Détermination de l'abondance de l'aluminium dans les étoiles de population II.

Note de Patrick François, présentée par Jean-Claude Pecker.

Remise le 19 mars 1984, acceptée le 16 avril 1984.

La détermination de l'abondance des « métaux légers » (Na, Mg, Al) dans les étoiles pauvres en métaux est un test sensible des conditions qui règnent dans les supernovae lors de la synthèse nucléaire de ces éléments. De nouvelles mesures de l'abondance relative de l'aluminium dans six étoiles déficientes en métaux à partir des raies faibles du multiplet 5 de l'aluminium montrent que cet élément présente la même déficience que le fer et le magnésium. En se plaçant dans le cadre de la théorie d'Arnett on peut en conclure que la fusion du carbone dont sont issus les métaux légers n'a pas eu lieu dans des conditions explosives.

STARS. — Aluminium Abundance in Metal-deficient Stars.

The explosive carbon burning theory studied by Arnett [2] predicts an overdeficiency of Al relative to Mg in metal-poor stars. Analyses of such stars by Peterson [10] have shown a good agreement with Arnett's theory. But other measurements of Al abundance on six cool metal-poor stars (Spite and Spite [11]) have not shown any significant deficiency. All the studies of aluminium abundance have been made up to now using the resonance lines of aluminium at 3,944 and 3,961 Å which however suffer large uncertainties. Owing to the improvement of the receptors in the red, we have obtained high quality spectra (high resolution, good S/N ratio) in the region of the weak lines of aluminium at 6,696 and 6,698 Å for six metal-poor stars. The abundances of Al derived from these lines are very reliable; they do not show Al overdeficiency. According to Arnett's theory [2], the synthesis of light metals by carbon burning has not taken place in explosive conditions.

I. INTRODUCTION. — La mesure de l'abondance des « métaux légers » (essentiellement Na, Mg, Al) dans les étoiles pauvres en métaux est un test sensible des conditions qui règnent dans les supernovae lors de la synthèse nucléaire de ces éléments [2]. Ces éléments seraient formés dans les supernovae pendant la fusion du carbone. Arnett [2] et Arnett et Wefel [1] ont étudié deux scénarios de cette fusion auxquels il se fait généralement référence. Il a été calculé en effet qu'au début de la vie de la Galaxie, lorsque les supernovae sont très pauvres en métaux, les éléments ayant un nombre impair de protons tels le sodium et l'aluminium ont beaucoup plus de mal à se former que les éléments pairs (magnésium). Dans le cadre de la théorie d'Arnett, une fusion explosive devrait conduire à une forte surdéficiency de l'aluminium et du sodium par rapport au magnésium [2]; une fusion essentiellement hydrostatique [1] conduisant au contraire à un rapport [Al/Mg] pratiquement constant au cours de la vie de la Galaxie.

D'après R. Peterson [10], il est admis que $[Al/Mg] = [Al/Fe]$ avec la notation habituelle $[X] = \log X_{\text{étoile}} - \log X_{\text{Soleil}}$.

En 1978 et 1981, R. Peterson ([10], [11]) en étudiant les raies de résonance de l'aluminium dans quelques naines de population II plus chaudes que le Soleil, mit en évidence une forte surdéficiency de l'aluminium par rapport au fer et au magnésium et conclut à une fusion explosive du carbone. En 1980, F. et M. Spite [12] étudiant les mêmes raies de résonance de l'aluminium mais dans des étoiles plus froides que le Soleil n'ont observé aucune surdéficiency de l'aluminium et ont suggéré que l'effet observé par R. Peterson pourrait être dû à la diffusion. Ce point étant essentiel pour notre compréhension de la nucléosynthèse des éléments dans l'univers, nous avons décidé de mesurer l'abondance de l'aluminium dans des étoiles de diverses températures et diverses déficiences en métaux en utilisant d'autres raies plus faciles à interpréter. Grâce à l'amélioration de la qualité des récepteurs dans le rouge, nous avons pu obtenir des spectres à la fois très résolus et présentant un haut rapport signal/bruit du multiplet 5 de l'aluminium à λ 6 696,03 et 6 698,67 Å; ce sont des raies faibles dont le potentiel d'excitation est

TABLEAU I

Rapport signal sur bruit des spectres obtenus
et paramètres principaux des modèles d'atmosphère utilisés.
S/N ratio of spectra and fundamental parameters of the stellar atmospheres.

	N° HD	S/B	T _{eff}	log g	[Fe/H]	Ref.
β Hvi	2151	360	5730	3,8	-0,3	(1)
γ Pav	203608	300	6070	4,4	-0,6	(2)
	106516	150	6250	4,5	-0,65	(5)
	76932	190	5860	3,5	-1,1	(3)
	97916	100	6130	4,0	-1,15	(5)
v Ind	211998	150	5200	3,7	-1,5	(4)

- (1) J. B. HEARNshaw, *Mem. Roy. Astr. Soc.*, 77, 1972, p. 55-108.
 (2) R. E. S. CLEGG, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 181, 1877, p. 1-30.
 (3) B. BARBUY, *Astron. Astrophys.*, 67, 1978, p. 339-344.
 (4) J. B. HEARNshaw, *Astron. Astrophys.*, 38, 1975, p. 271-282.
 (5) R. PETERSON, *Astrophys. J.*, 222, 1978, p. 181-190.

TABLEAU II

Principaux paramètres des raies utilisées.
Main parameters of the lines.

λ(Å)	N° multiplet	λ _{ex}	log gf adopté
6696,032	Al I 5	3,14	-1,52
6698,669	Al I 5	3,14	-1,46
6703,576	Fe I 268	2,76	-2,85
6705,105	Fe I 1197	4,61	-1,02

TABLEAU III

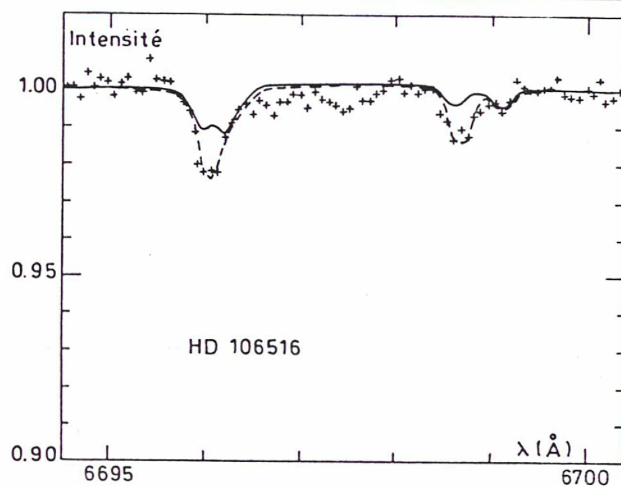
Abondances en fer et en aluminium.
Aluminium and iron abundances.

	[Fe/H]	[Al/H]	[Al/Fe]
β Hvi	-0,30	-0,28	+0,02 ± 0,02
γ Pav	-0,91	-0,88	+0,03 ± 0,02
HD 106516	-0,75	-0,71	+0,04 ± 0,07
HD 76932	-1,03	-1,00	+0,03 ± 0,04
HD 97916	-1,00	-0,88	+0,12 ± 0,10
HD 211998	-1,6	-1,63	-0,03 ± 0,07

voisin de celui des raies du fer. Ainsi une erreur sur la température de l'étoile n'affecte pas le rapport Al/Fe.

II. OBSERVATIONS ET RÉDUCTIONS. — Pour pouvoir choisir entre les différentes théories de la fusion du carbone, nous avons étudié des étoiles de composition chimique différente et par conséquent d'âge différent (tableau I).

— Les étoiles du halo sont les étoiles les plus déficientes en métaux et donc les plus vieilles. Elles se sont formées au début de la vie de la Galaxie lorsqu'elle avait encore



Spectre de l'étoile HD 106516 dans la région λ 6 695-6 700 Å. + + +, spectre de l'étoile observé; ---, spectre calculé avec $[Al/Fe]=0,04$; —, spectre calculé avec $[Al/Fe]=-0,47$.

Spectrum of HD 106516 in the region λ 6,695-6,700 Å. + + + observed spectrum of the star; ---, computed spectrum with $[Al/Fe]=0.04$; —, computed spectrum with $[Al/Fe]=-0.47$.

une structure quasi-sphérique, et témoignent de la composition chimique de la matière à cette époque.

— Les étoiles vieilles du disque sont nées à un stade plus avancé de la Galaxie, mais présentent encore une déficience générale des métaux.

Les observations ont été obtenues au cours de missions au télescope de 3,6 m CFH et au télescope CAT de l'E.S.O. A Hawaï, nous avons utilisé le spectrographe coudé avec comme récepteur une barette de 1872 photodiodes type Réticon fournissant une résolution d'environ $0,26 \text{ \AA}$ [4]. Les observations à La Silla ont été faites avec le télescope de 1,4 m de l'E.S.O. (CAT) en utilisant le spectrographe coudé (CES) donnant une résolution sur les raies stellaires de $0,14 \text{ \AA}$. Le récepteur est également un Réticon [6]. Afin d'obtenir un bon rapport signal sur bruit, des temps de pose de l'ordre de l'heure ont été nécessaires. Il a été tenu compte de la différence de sensibilité des diodes en utilisant le spectre continu d'une lampe (flat-field). Pour l'étoile ν Ind, nous avons fait la moyenne de plusieurs spectres, ce qui nous permet d'augmenter le rapport signal/bruit.

Les spectres obtenus ont un rapport S/B élevé (tableau I) et il nous a été possible de mesurer les raies faibles d'aluminium à $6\,696,032$ et $6\,698,669 \text{ \AA}$ avec une bonne précision.

III. ANALYSES. — Les étoiles analysées dans ce travail sont toutes des étoiles connues pour leur déficience en métaux. Les principales caractéristiques de leur atmosphère température effective (T_{eff}), gravité (g) et déficience relative en métaux $[M/H]$ sont données avec les références respectives dans le tableau I. Certaines de ces étoiles ont été étudiées par Ruth Peterson [10], nous avons pris les mêmes paramètres atmosphériques pour ces étoiles. Les modèles d'atmosphère ont été interpolés dans les tables de Gustafsson [7]. La vitesse de microturbulence est supposée égale à $1,5 \text{ km/s}$. A titre de comparaison, nous avons mesuré également les raies de Fe à $6\,703,57$ et $6\,705,10 \text{ \AA}$. Toutes ces raies sont bien séparées les unes des autres et les profils sont bien définis.

Les forces d'oscillateur sont issues de Wiese et coll. [13]. A titre de vérification, nous avons calculé les profils des raies d'Al I au centre du disque solaire. Le modèle d'Holweger

[8] a été utilisé. Les profils calculés ont été comparés à l'Atlas solaire de Liège [5] et les forces d'oscillateur ont été éventuellement modifiées (tableau II) pour mieux rendre compte du spectre solaire. Les corrections sont de l'ordre de quelques pour cent. Nous avons calculé dans le domaine 6 696-6 700 un spectre synthétique en supposant différentes valeurs de l'abondance de l'aluminium. Ce spectre a été directement comparé au spectre observé. Il a été retenu l'abondance pour laquelle le profil calculé se superposait au mieux au profil des raies stellaires. Il en a été fait de même pour les raies du fer du domaine 6 702-6 707. Cette méthode a l'avantage d'être plus précise que le calcul de largeur équivalente car elle est moins tributaire de la détermination du continu de l'étoile. Le tableau III présente l'ensemble des résultats obtenus. La figure montre la comparaison entre le spectre stellaire et le spectre calculé de HD 106516.

IV. CONCLUSION. — L'étude des raies faibles de l'aluminium montre que les étoiles déficientes en métaux ont un rapport Al/Fe analogue au rapport solaire.

L'effet de surdéficience observé à partir des raies de résonance de l'aluminium n'est donc pas dû à une déficience particulière de l'aluminium dans les étoiles pauvres en métaux; surdéficience qui aurait pu être le signe d'une formation des métaux légers par fusion du carbone dans des conditions explosives [10], ou d'un phénomène de diffusion dans les plus chaudes des étoiles déficientes comme suggéré par F. Spite et M. Spite [11].

D'autres observations récentes vont en ce sens :

— Pour deux étoiles pauvres en métaux, P. Magain [9] ne trouve aucune surdéficience en sodium. Or le sodium est formé par le même processus que l'aluminium.

— B. Barbuy [3] obtient pour des étoiles du halo une abondance solaire des isotopes du magnésium alors que l'on devrait observer une surdéficience de 25 , 26 Mg si la fusion du carbone était purement explosive.

De nouvelles observations sont nécessaires pour confirmer ces mesures. Notamment, il serait intéressant de mesurer l'abondance en aluminium à partir d'autres raies, par exemple les raies à 8 772,87 et 8 773,89 Å ou les raies à 7 835,3 et 7 836,13 Å.

D'autre part, il a été signalé dans certaines étoiles d'amas globulaires (mais jamais dans les géantes froides du champ), une surdéficience en aluminium. Il serait également intéressant de vérifier cette surdéficience à partir des raies à 6 696,32 et 6 698,67 Å.

Enfin, il serait important de mesurer les abondances en sodium et en magnésium dans ces étoiles afin de les confronter aux prédictions des différentes théories de la nucléosynthèse du carbone.

RÉFÉRENCES BIBLIOGRAPHIQUES

- [1] W. D. ARNETT et J. P. WEFEL, *Astrophys. J.*, 224, 1978, p. L139-L142.
- [2] W. D. ARNETT, *Astrophys. J.*, 157, 1969, 9, p. 1369-1380.
- [3] B. BARBUY, Communication privée, 1983.
- [4] B. CAMPBELL, G. WALKER, J. JOHNSON, T. LESTER, S. YANG et J. AUMAN, *Proceedings S.P.I.E.*, 290, 1981, p. 215-218.
- [5] L. DELBOUILLE, G. ROLAND et L. NEVEN, *Photometric Atlas of the Solar Spectrum*, 1979.
- [6] D. ENARD, *S.P.I.E. Conference*, Tucson, DL, D. CRAWFORD ed., *Proceed. Soc. Phot. Opt. Inst. Eng.*, 331, 1982, p. 232-242.
- [7] B. GUSTAFSSON, R. A. BELL, K. ERIKSSON et Å. NORDLUNG, *Astron. Astrophys.*, 42, 1975, p. 407-432.
- [8] H. HOLWEGGER, *Solar Physics*, 39, 1974, p. 19-29.
- [9] P. MAGAIN, *Thèse de docteur ès Sciences*, Université de Liège, 1983.
- [10] R. C. PETERSON, *Astrophys. J.*, 222, 1978, p. 595-599.
- [11] R. C. PETERSON, *Astrophys. J.*, 244, 1981, p. 989-1000.
- [12] M. SPITE et F. SPITE, *Astron. Astrophys.*, 89, 1980, p. 118-122.
- [13] W. L. WIESE, M. W. SMITH et B. M. MILES, *N.S.D.R.S.-N.B.S.*, 1969, p. 22.

D.E.P.E.G., Observatoire de Paris-Meudon, place J.-Janssen,
92195 Meudon Principal Cedex.

7^{ème} journée de Strasbourg 24 Janvier 1985

" La composition chimique des étoiles dans le voisinage solaire "

MESURE DES ABONDANCES RELATIVES EN METAUX LEGERS

DANS LES ETOILES DE POPULATION II

P. FRANCOIS

Observatoire de Paris - Meudon

--

Summary

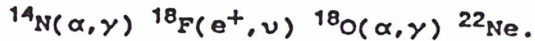
Abundance of light metals (Al-Na-Mg-Si) in population II stars enable to test the different scenarios of carbon burning. Dwarf stars are particularly interesting because their atmosphere have not yet been contaminated by the yields of their own nucleosynthesis. We present a study bearing on 32 dwarf stars observed at the 3.6 m CFH telescope and the 1.4 m CAT telescope of ESO.

1. Introduction

On attribue généralement à la fusion du carbone la formation des métaux légers tels que l'Aluminium, le Sodium et le Magnesium. Avant la fusion du Carbone, la matière est composée exclusivement de ^4He , ^{12}C , ^{20}Ne , ^{16}O pour la première génération de supernovae. Pour les générations suivantes, la matière est enrichie en éléments plus lourds. Deux sites sont possibles pour la fusion du carbone que l'on associe souvent avec la fusion de l'oxygène. La fusion hydrostatique a lieu au "coeur de l'étoile" à la fin de l'évolution stellaire. La fusion explosive a lieu au moment où l'étoile explose (supernova). Nous remarquons que la matière avant la fusion est composée uniquement d'éléments ayant un nombre égal de protons et de neutrons. Par ailleurs, l'Aluminium et le Sodium sont des éléments riches en neutrons. La production de ces éléments aura lieu s'il existe des réactions nucléaires sources de neutrons pendant la fusion du Carbone. Les premiers modèles de fusion du Carbone furent des modèles hydrostatiques que l'on abandonna car ils expliquaient mal les abondances "cosmiques".

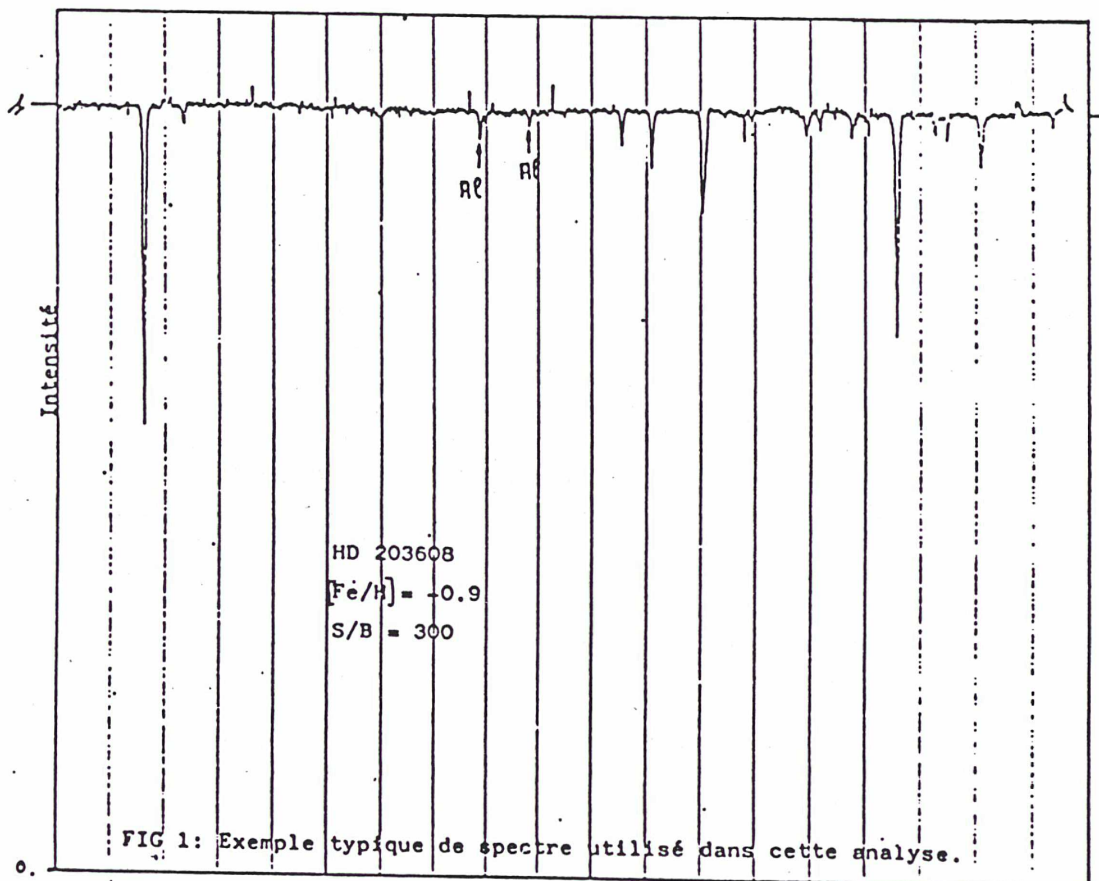
En 1969, Arnett, proposa un modèle de fusion explosive du Carbone. Dans les étoiles massives, l'explosion de l'étoile devrait se produire juste après la fusion de l'hélium dans des conditions décrites par Arnett (1969) et Pardo et al. (1974). Or ils ont montré que les abondances relatives des éléments produits (Na, Mg, Al,...) dépendent fortement de "l'excès neutronique" η de la matière de départ (avec $\eta = (N-Z)/(N+Z)$). En effet dans leur grande majorité, les éléments qui existent dans la supernova juste avant l'explosion ont dans leur noyau un nombre égal de protons et de neutrons (^{12}C , ^{16}O ,...). On conçoit que fabriquer des éléments riches en

neutrons (Na, Al) est dans ces conditions difficile. Les éléments riches en neutrons sont dans la nature moins fréquents (par un facteur 10 environ) que les éléments à nombre égal de protons et de neutrons. En fait, l'excès neutronique à la fin de la fusion de l'hélium est essentiellement stocké sous forme de ^{22}Ne produit naturel de la décomposition de ^{14}N (pendant la fusion de l'hélium):



Or, une étoile "mère" de toute première génération, comme celles qui ont existé au début de la Galaxie et qui ont processé une matière de pur hydrogène-hélium, ne devrait pas pouvoir fabriquer d'azote donc l'excès neutronique à la fin de la fusion de l'hélium devrait être très faible et par conséquent les rapports Na/Mg et Al/Mg très petits. Toutefois, le rapport $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ mesuré dans la météorite Allende découvert en 1973 fut difficilement explicable par une fusion purement explosive du Carbone. Arnett et Wefel (1978) proposèrent une fusion hydrostatique incomplète du Carbone suivie d'une fusion explosive d'environ 10 % de la matière. Dans ce type de fusion, la désintégration β et la réaction $^{12}\text{C}(^{12}\text{C}, p) ^{23}\text{Na}$ permettent d'obtenir des éléments riches en neutrons indépendamment de la métallicité de la supernova.

Bien que ces modèles permettent de retrouver les rapports d'abondances solaires dans les "ejecta" des supernovae ayant elles-mêmes une abondance quasi-solaire, les rapports sont différents si la supernova est déficiente en métaux.



L'étude de la composition chimique d'étoiles de population II est donc particulièrement intéressante pour tester ces scénarios. Nous avons pris un échantillon de 32 étoiles naines, dont beaucoup sont de population II. Notre choix s'est porté sur des étoiles naines car on peut penser a priori que les modèles d'atmosphère sont bien connus. De plus, ces étoiles se trouvent encore sur la séquence principale. Or, les calculs montrent que les étoiles de la série principale ne sont pas mixées, c'est-à-dire qu'il n'y a pas de mélange entre l'atmosphère et les couches profondes (où ont lieu les réactions nucléaires). La composition chimique de leur atmosphère est donc bien représentative de la matière dont elles se sont formées.

2. Observations et Réductions

Jusqu'à présent, dans les naines extrêmes du halo, seules les raies de résonance de l'aluminium avaient pu être observées. Or, afin d'obtenir des résultats fiables, il faut éviter d'étudier les raies de résonance difficiles à interpréter. Pour le cas de l'Aluminium, il fallait obtenir des spectres dans le rouge avec un rapport S/B suffisant pour mesurer les raies faibles. Ceci a été possible avec des télescopes de grande qualité et des récepteurs très sensibles. Les étoiles de l'hémisphère Nord ont été observées au télescope de 3.6 m du CFH à Hawaï. Les spectres ont été obtenus avec le spectrographe coudé muni d'un détecteur RETICON à 1872 photodiodes. La résolution mesurée sur les raies stellaires est d'environ 0,26 Å. Le Rapport Signal sur Bruit est en général au moins égal à 100. Pour les étoiles de l'hémisphère Sud, nous avons utilisé le télescope de 1,4 m (CAT) de l'ESO, le spectrographe Echelle Coudé et un détecteur RETICON identique. Le pouvoir de résolution est de l'ordre de 80 000. La réduction des données a été menée sur l'ordinateur VAX de Meudon avec la chaîne de dépouillement ASRETIX. La figure 1 montre un exemple typique de spectre pris à l'ESO. Quatre bandes de longueur d'onde ont été sélectionnées dans le rouge. Ces bandes contiennent toutes des éléments issus de la fusion du Carbone. Le tableau 1 présente la liste des éléments étudiés dans chaque bande.

Région (λ central)	Eléments
6710 Å	Al Si Fe
6220 Å	Na Si Fe
8200 Å	Mg Na Fe
8745 Å	Al Mg Si Fe

Tableau 1 : Elements observés dans les différentes régions

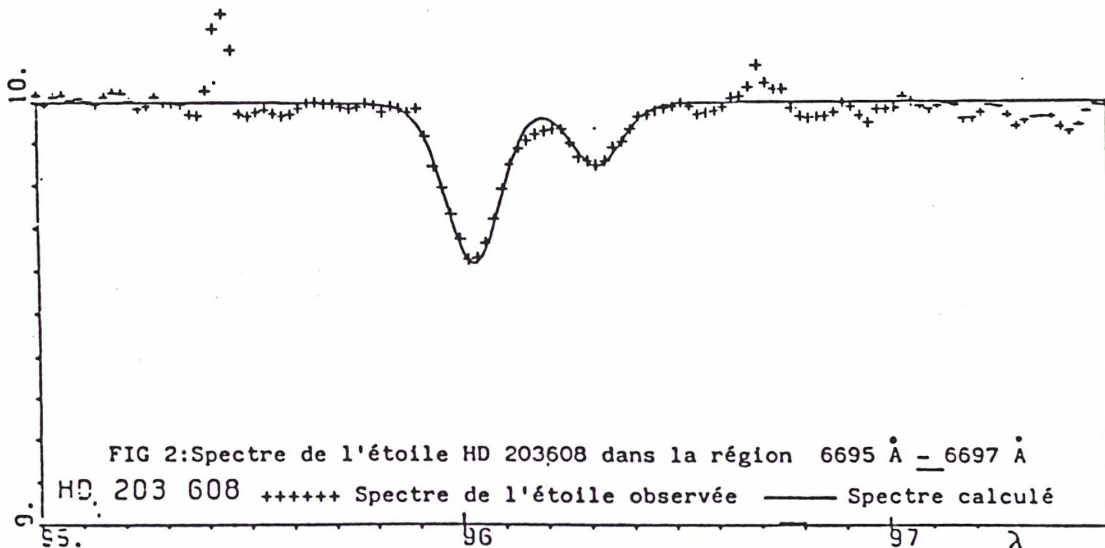
Les spectres CFH (resp. ESO) s'étendent sur 60 Å (resp. 30 Å)
de part et d'autre de la longueur d'onde centrale

3. Analyse

L'interprétation des observations est faite en comparant les raies observées et les raies calculées au moyen de modèles d'atmosphère. Les étoiles sélectionnées ont déjà été étudiées dans le bleu ou dans d'autres domaines de longueur d'onde ; on connaît donc les principales caractéristiques de leur atmosphère (voir tableau 2).

N° HD	Θ_{eff}	$\log g$	$\left[\frac{R}{H}\right]$	N° HD	Θ_{eff}	$\log g$	$\left[\frac{R}{H}\right]$
1581	0.82	4.28	-0.28	134169	0.87	3.80	-1.00
2151	0.88	3.80	-0.30	136352	0.92	4.18	-0.46
10700	1.01	4.50	-0.50	140283	0.90	4.00	-2.60
20630	0.89	4.40	+0.08	149414	1.01	4.50	-1.34
20766	0.92	3.80	-0.13	154417	0.87	4.24	-0.19
63077	0.90	4.10	-0.80	166161	0.92	3.00	-1.00
64090	0.94	4.20	-2.00	177474	0.79	4.50	0.00
76932	0.86	3.50	-1.10	188376	0.93	3.72	-0.08
88218	0.91	3.36	-0.42	190248	0.90	4.30	+0.43
91324	0.83	3.90	-0.60	192310	1.01	4.50	-0.04
94028	0.84	4.00	-1.30	196378	0.83	4.10	-0.30
97916	0.82	4.00	-1.15	203608	0.83	4.40	-0.60
105755	0.91	3.70	-1.20	211998	0.97	3.70	-1.50
106516	0.81	4.50	-0.65	212330	0.91	3.75	-0.29
108177	0.84	4.50	-1.50	216385	0.83	3.97	-0.62
130819	0.76	4.10	-0.09	220096	0.95	4.50	0.00

Tableau 2: Paramètres principaux des modèles d'atmosphère utilisés



Les modèles d'atmosphère ont été interpolés dans les tables de Gustafsson (1981) calculées avec les mêmes hypothèses que dans l'article de Gustafsson, paru en 1975. La vitesse de microturbulence est supposée égale à 1 km/s. Les forces d'oscillateurs, issues de Wiese et al (1969), ont été vérifiées en calculant les profils synthétiques des raies utilisées dans cette analyse au centre du disque solaire à partir du modèle solaire d'Holweger (1974). De légères modifications dans ces valeurs de forces d'oscillateurs ont éventuellement été apportées. La figure 2 montre un exemple de l'accord entre profil synthétique et profil stellaire. Cette méthode permet d'étudier avec précision les raies faibles fortement tributaires d'une bonne détermination du continu. L'erreur sur les mesures d'abondances, basée sur la dispersion des mesures pour un élément sur une même étoile peut être estimée à 0,1 dex.

4. Résultats, Discussions et Conclusions

Les résultats obtenus sont rassemblés dans les figures 3 et 4. Afin de comparer aisément ces résultats avec les travaux récents de Edvardsson, Gustafsson et Nissen (EGN, 1984), nous avons rassemblé dans la figure 5 les mesures EGN et la plupart de nos mesures. La figure 5 montre l'accord entre ces deux analyses. Nous observons une tendance générale pour les métaux légers à une surabondance relativement au Fer pour les étoiles du disque (voir aussi Tomkin et al. 1985). Les rapports $[Mg/Fe]$ et $[Si/Fe]$ semblent constants pour $[Fe/H] \approx -1$ et égaux à environ 0,4 dex. Le rapport $[Al/Fe]$ revient à un rapport solaire pour les étoiles de population II extrême. On remarque cependant que le rapport $[Al/Fe]$ n'est jamais supérieur à 0,3 dex. Il est difficile de décider d'un comportement pour le Sodium tant les mesures sont dispersées, néanmoins, l'allure de 3a est assez comparable à l'allure de la figure 3b. Nous pouvons tirer une première conclusion de ces figures : il existe une nette séparation entre étoiles du halo et étoiles du disque. Il semblerait qu'il existe alors 2 groupes d'étoiles distinctes. La figure 6 présente la comparaison entre les prédictions théoriques et les observations. Aucun accord raisonnable n'est trouvé avec les mesures. Les prévisions d'Arnett (1969) et d'Arnett et Wefel (1978) semblent être les cas extrêmes entourant l'ensemble des mesures. On remarque que $[Al/Mg]$ est constant dans le halo et constant dans le disque. Il y a donc pu avoir fusion hydrostatique du Carbone avec IMF non constante. Une autre possibilité est qu'il y a bien eu fusion explosive mais que l'azote peut être formé indépendamment de la métallicité de "l'étoile mère". Une fusion mi-hydrostatique mi-explosive pourrait être également possible (Arnett et Wefel 1978). De nouvelles mesures sont nécessaires pour confirmer ces effets. L'étude d'un plus grand nombre d'étoiles du halo et notamment du halo extrême serait utile malgré la difficulté ; il faut en effet obtenir des spectres à la fois très résolus et à haut rapport Signal sur Bruit, et on sait que les étoiles du halo qui restent à étudier sont faibles.

Références :

- Arnett W.D., 1969, *Astrophys. J.*, 9, 1369
Arnett W.D., Wefel J.P., 1978, *Astrophys. J.*, 224, L139
Edvardsson B, Gustafsson B., Nissen P.E., 1984, *The Messenger*, 38, 33
Gustafsson B., Bell R.A., Eriksson K., Nordlung A., 1975, *Astron. Astrophys.*, 42, 407
Gustafsson B., 1981, *Communication privée*
Holweger H., 1974, *Solar Physics*, 39, 19
Pardo R.C., Couch R.G., Arnett W.D., 1974, *Astrophys. J.*, 191, 711
Tomkin J., Lambert D.L., Balachandran S., 1985, *Astrophys. J.* (Sous presse)
Wiese W.L., Smith M.W., Miles B.M., 1969, *N.S.D.R.S.-N.B.S.*, 22

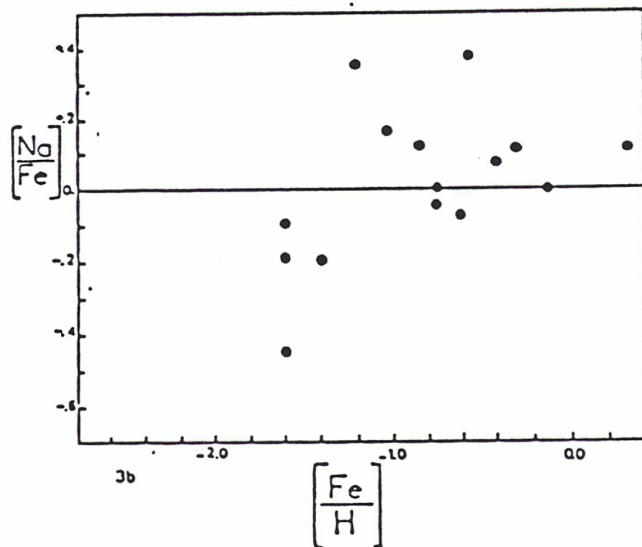
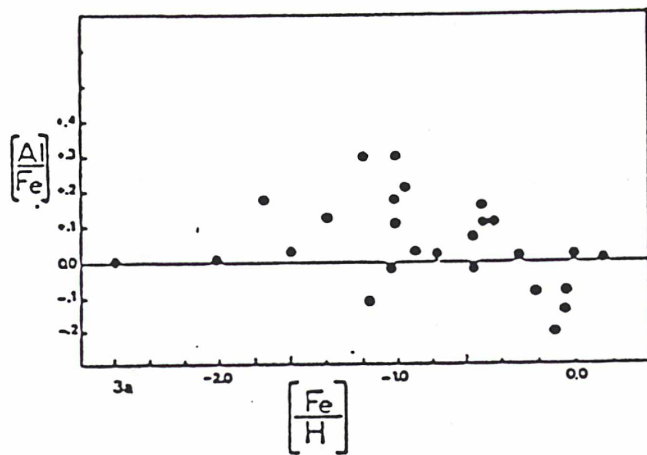


FIG 3 : Rapport $[Al/Fe]$ en fonction de $[Fe/H]$ (3a)
 Rapport $[Na/Fe]$ en fonction de $[Fe/H]$ (3b)

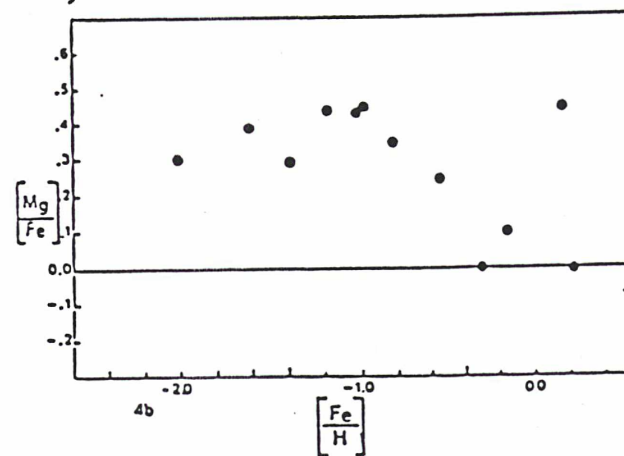
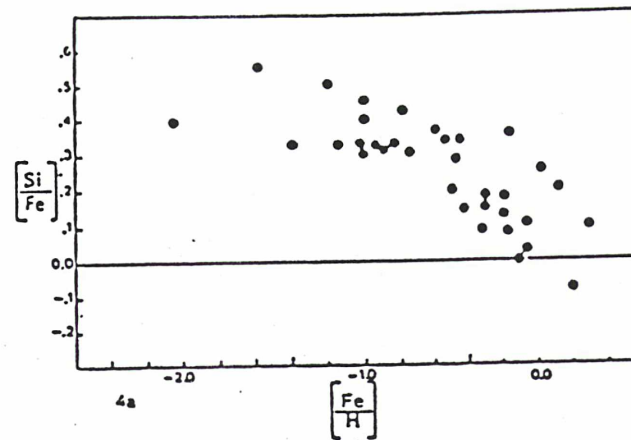


FIG 4 : Rapport $[Si/Fe]$ en fonction de $[Fe/H]$ (4a)
 Rapport $[Mg/Fe]$ en fonction de $[Fe/H]$ (4b)

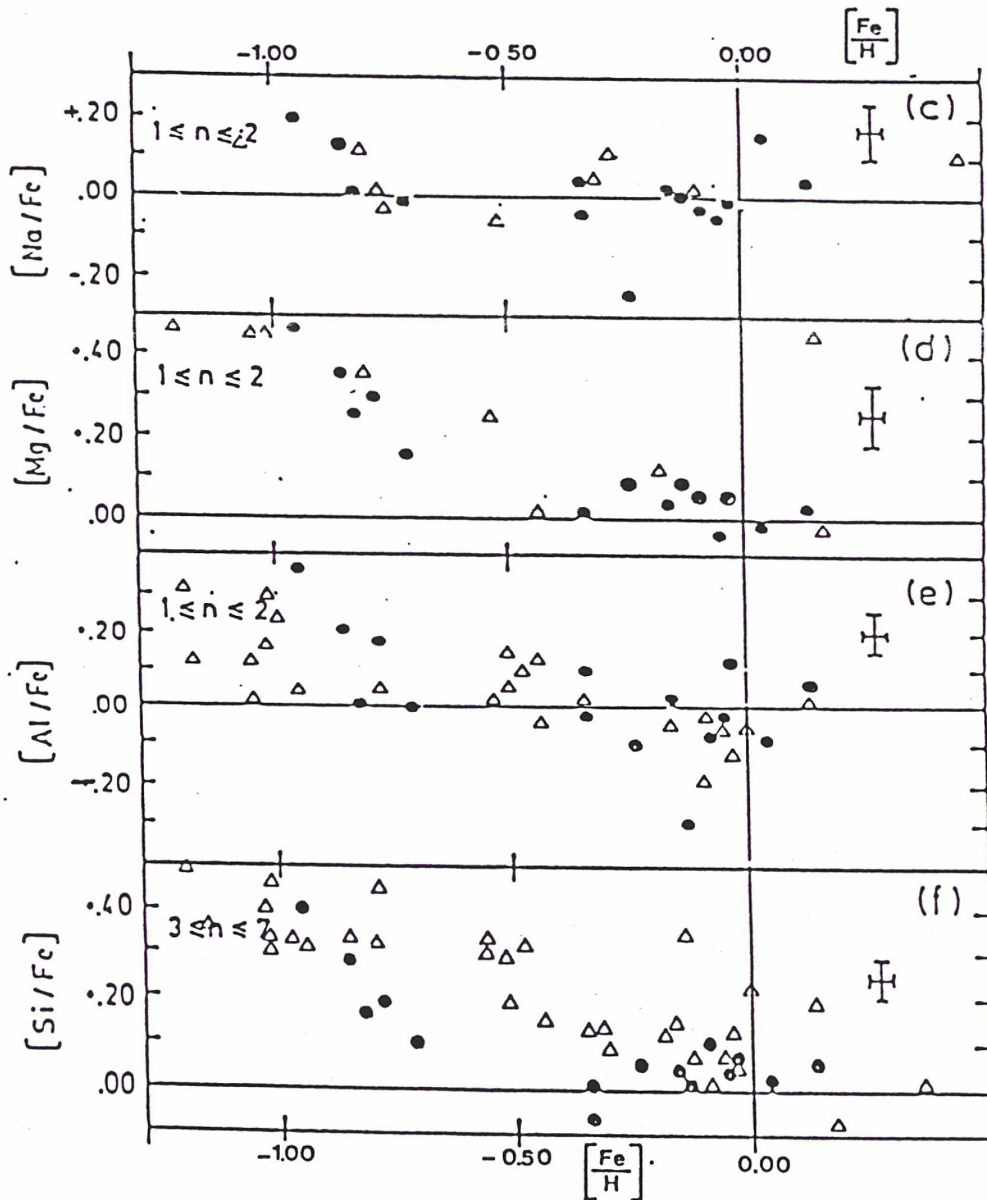


FIG 5 : Comparaison entre les mesures de Edvardsson et al. (●)1984 et les résultats obtenus dans cette étude (Δ)

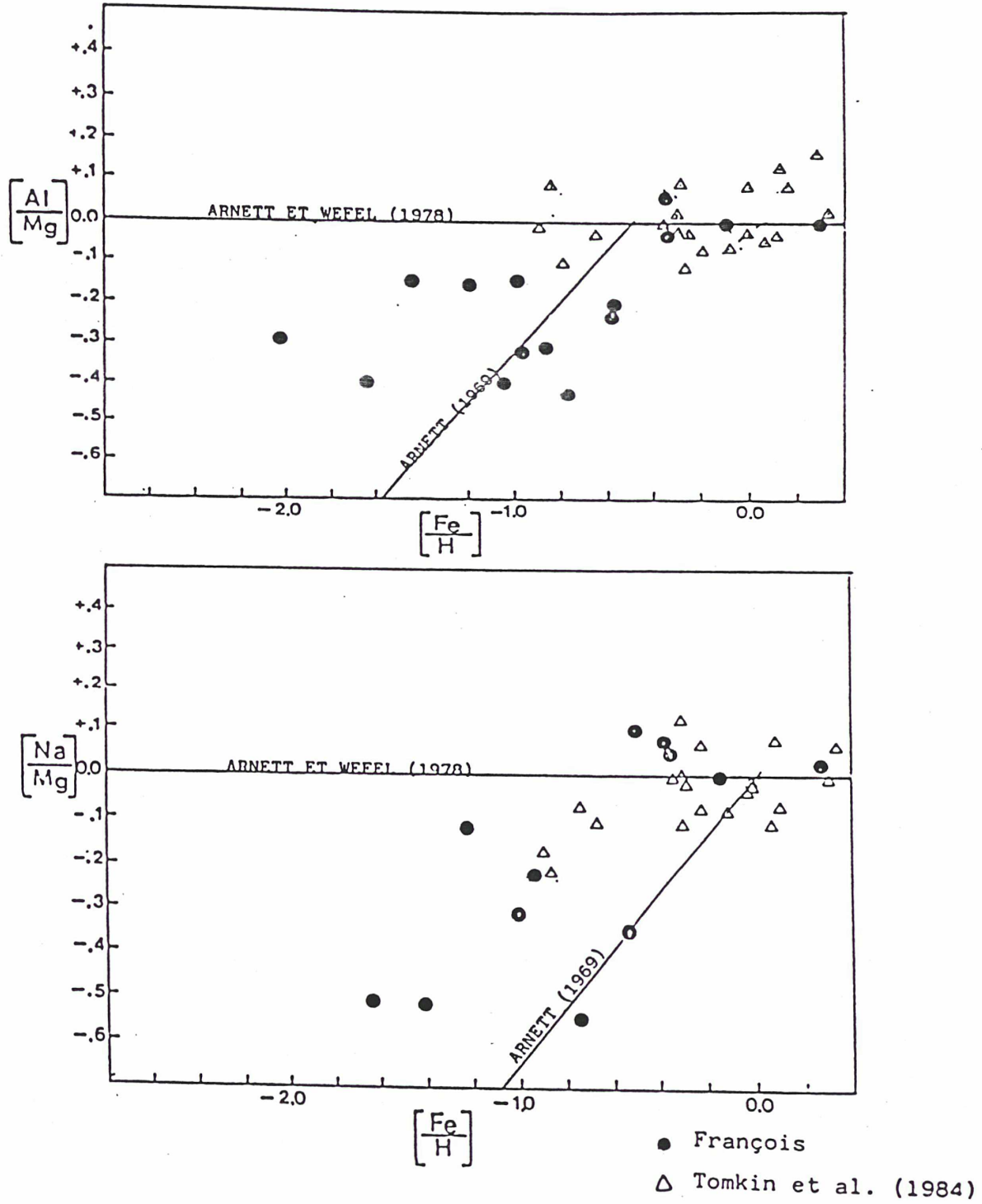


FIG 6 : Rapport $[Al/Mg]$ en fonction de $[Fe/H]$
 Rapport $[Na/Mg]$ en fonction de $[Fe/H]$

Spectrophotometry of Globular Cluster Stars with the CASPEC System; A Comparison with Results from Other Spectrographs

F. SPITE, P. FRANÇOIS, M. SPITE, Observatoire de Paris-Meudon

I. What is the Aim of Abundance Determination in Globular Cluster Stars?

The globular cluster stars, as well as the field halo stars, are among the oldest observable objects of our Galaxy and even of the Universe. The abundance of metals in their atmosphere is small; it is the signature of still older objects which synthesized these metals out of the primordial material (essentially made of hydrogen and helium). The analysis of globular cluster stars provides a unique opportunity to understand the early history of our Galaxy.

During the last ten years, as échelle spectrographs were available at the Kitt Peak and Cerro Tololo 4 m telescopes, numerous globular cluster stars were analysed in detail (see for example the review paper of Pilachowski et al. 1983). Interesting information was gathered but a number of problems appeared.

In particular, it seems that although field halo stars and globular clusters were formed simultaneously (Carney 1979) there are some differences in the chemical composition of globular cluster stars and of the field halo stars. For example, it has been noted that in globular cluster stars the strength of the CN and the CH bands varies from star to star and in some

clusters sodium and aluminium appear enhanced in "CN strong" stars.

It has been suggested (Iben and Renzini, 1984) that this phenomenon could be due to the crowding of the stars in a cluster: this crowding would lead to an accretion of the ejecta of intermediate AGB stars onto main sequence dwarfs (at the beginning of the evolution of the globular cluster). These ejecta

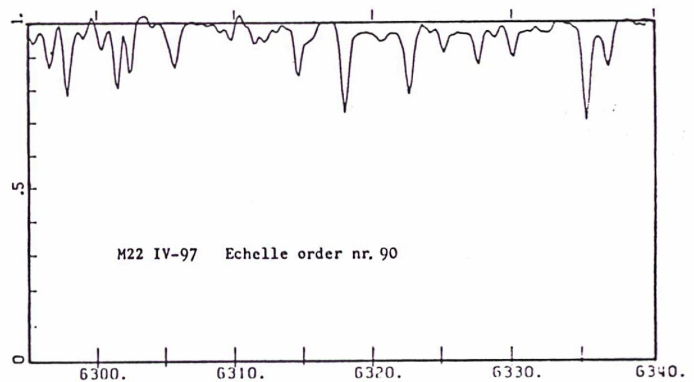


Fig. 1: An example of a part of an échelle order.

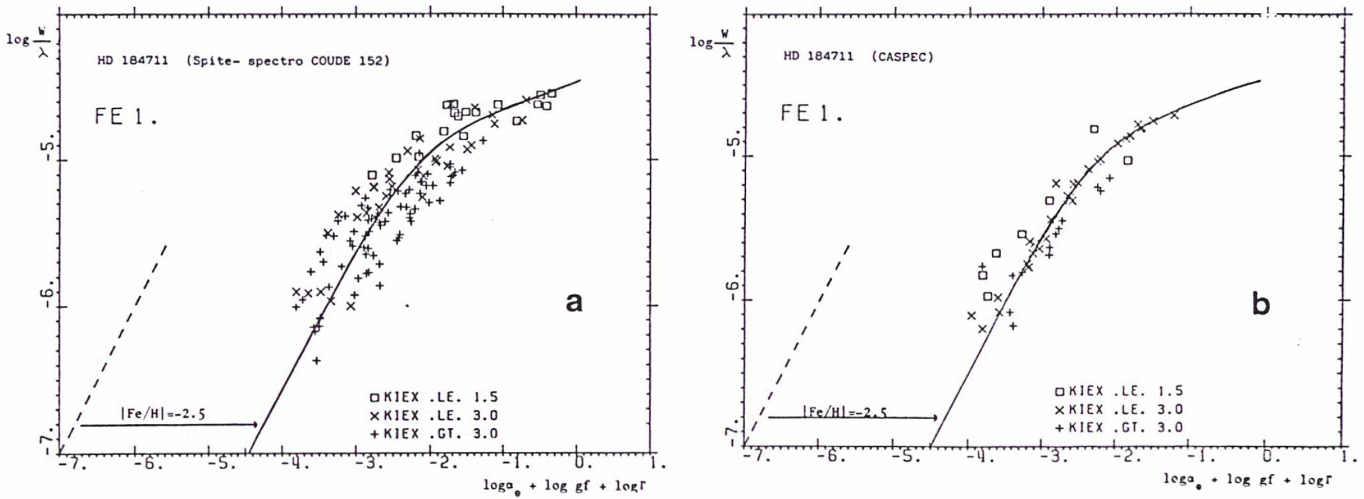


Fig. 2: Curves of growth of HD 184711: (a) from photographic spectra (1.52 m telescope, coude spectrograph); (b) from CASPEC spectra.

could be enriched in carbon, nitrogen, sodium and aluminium according to Iben (1975).

A good way to test this explanation is to compare with high precision the relative abundances of the elements in the atmospheres of the globular cluster stars and of the halo field stars.

It is clear that the abundance anomalies that are expected in globular cluster stars are rather small (a factor of 2 or 3) and, therefore, their measurement requires a high accuracy in the determination of the abundances, especially when the element is represented by only a few lines and when these lines are weak.

II. The CASPEC Spectrograph and the Precision of the Data

First, we wondered whether the resolution of the CASPEC spectrograph was sufficient to study the abundance anomalies in globular cluster stars.

A first run of three nights was allocated at the 3.6 m telescope in June 1984. The weather is not always good in June but in spite of high winds, clouds and bad seeing we could obtain at least the spectra of one supergiant star in M22 and of one in ω Cen, as well as the spectrum of a typical halo field giant, HD 184711, as a reference star.

The 31.6 l/mm echelle and the 300 l/mm cross disperser gratings were used, which give a dispersion of 6 Å/mm and a resolution of 20,000. The ADU of the star spectra was about 1,000. Flat-field exposures were taken after each object exposure, using the quartz lamp. The reduction of the data was partly carried out at the ESO Garching facilities where the help of D. Ponz was greatly appreciated, and partly with our own programs on the VAX computer at Meudon; we checked that both reduction packages give the same results. An example of the tracing of the spectra is given in figure 1.

III. Comparison with a Star Previously Observed with Another Spectrograph: HD 184711

We first compared the results of the CASPEC with those of the 1.5 m coude spectrograph. Some years ago, indeed, we obtained spectra of the field halo giant HD 184711 with this spectrograph (Spite and Spite 1979). The resolution of these spectra was approximately the same as the one of the CASPEC spectra but the range of wavelength was different (λ 4300–6200 for the coude spectra and λ 6000–6900 for the CASPEC spectra). Thus the easiest way to compare the precision of the abundance determination was to compare the observed curves of growth built from the same model atmosphere with both sets of data. These curves of growth are

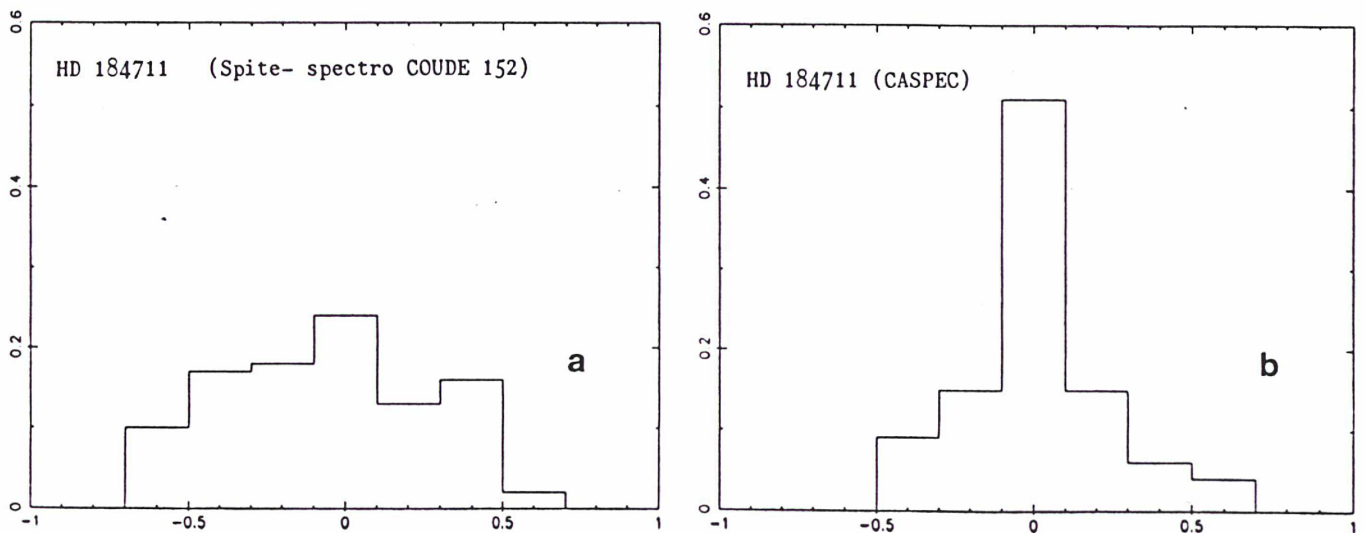


Fig. 3: Histogram of the dispersion of Fe I measurements around the curve of growth: (a) from photographic spectra (1.52 m telescope coude spectrograph); (b) from CASPEC spectra.

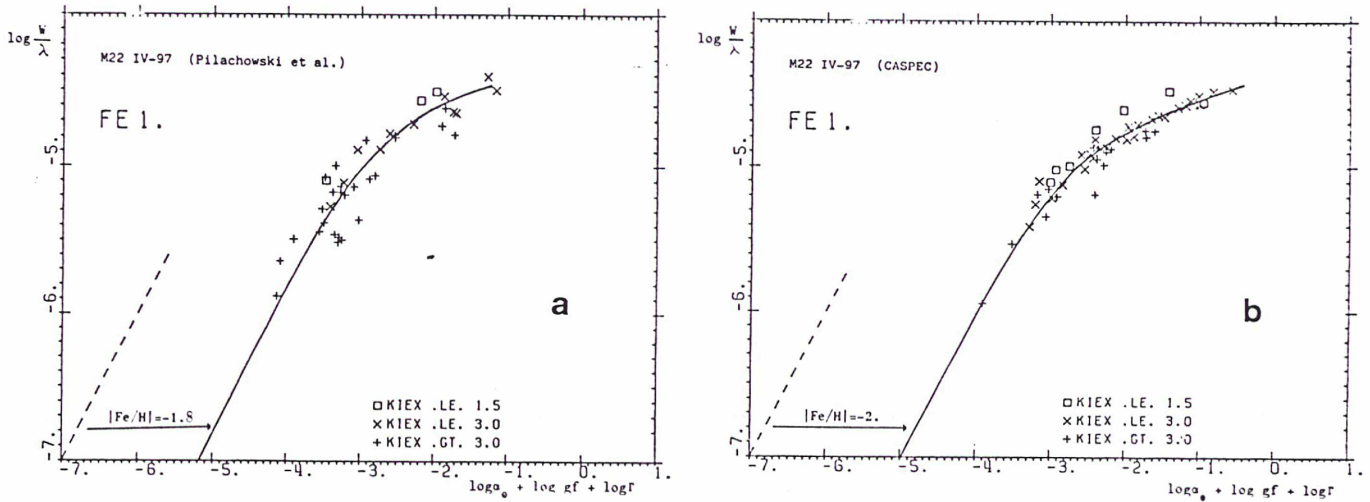


Fig. 4: Curves of growth of M22 IV97 from echelle spectra: (a) at Kitt Peak (Pilachowski et al. 1982); (b) at ESO (CASPEC).

displayed in figures 2a and 2b. The ordinate is $\log W/\lambda$ where W is the equivalent width of the line, and the abscissa is $X = \log \alpha_0 + \log gf + \log \Gamma$ where α_0 is the abundance of the element in the solar atmosphere, gf the oscillator strength of the line and Γ a parameter depending on the model and on the line (Cayrel and Jugaku 1963) computed line by line from the model of the star. The abundance of an element relative to the Sun ($[\text{Fe}/\text{H}]$ for example) is then simply represented by the distance between the linear part of the curve of growth and the fiducial line $\log W/\lambda = X$ (fig. 2).

It can be seen, at first, that the mean abundance $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.5$ is the same in figures 2a and 2b. But the standard deviation is smaller when the CASPEC data are used. This is striking in figure 3 where the histograms of the deviations of the abundances measured line by line, from the 1.5 m coude photographic spectra and from the CASPEC spectra, are compared.

IV. Observation of a Star Already Observed at Kitt Peak: M22-IV97

This star is one of the brightest in M22. It has already been analysed by Pilachowski et al. (1982) using 6 Å/mm KPNO spectra in the range $\lambda 5300-6300 \text{ \AA}$. We obtained a spectrum of this star in the range $\lambda 6000-6900 \text{ \AA}$. The theoretical and observed curves of growth for the KPNO and the CASPEC data are drawn in figures 3a and 3b, and the histograms of the abundances computed line by line in figures 4a and 4b. Again the quality of the CASPEC data seems excellent.

Moreover, part of the abundance spread along the curve of growth is probably real. It can be seen indeed, in figure 3b, that the Fe abundance deduced from the low excitation potential lines (open squares) is higher than the abundance deduced from the high excitation potential lines (crosses). This phenomenon points towards a possible error on the temperature of the model or more probably a non-LTE effect in the atmosphere, leading to an over-population of the lower levels of the atom. To avoid this effect as far as possible, it is generally recommended not to use the low excitation potential lines in an abundance determination.

V. The Chemical Composition of M22-IV97 and ω Cen 65

Therefore, although the CASPEC echelle spectrograph arrived late at ESO we are convinced that many interesting works can be done with this excellent instrument, in particular

about the chemical composition of the old galactic objects like the globular cluster stars (see also D'Odorico et al. 1985).

In Table 1 we present our preliminary abundance determinations in the atmospheres of the stars M22-IV97 and ω Cen 65.

The atmospheres of the stars have been simulated by models interpolated in the grid of the Gustafsson's models (Gustafsson et al. 1975) extended toward lower gravities and temperatures (Gustafsson 1977). Line transition probabilities were determined from a line by line analysis of the solar spectrum (Delbouille et al. 1973). For this work the Holweger solar model has been used (Holweger, Müller 1974). The damping constants of the lines were taken by adding 0.78 dex to the Van der Waals constant computed from the hydrogenic approximation of Unsöld (Aller, 1963).

The two stars are rather similar (the mean abundance of the elements is about 1/100 of solar abundance). Differences appear for Na, Al and Ba. Some recent theories can account for such anomalies.

The gravities of the stars have been computed by admitting that the star masses were about $0.8 M_{\odot}$. It is clear that in this case the ionization equilibrium cannot be satisfied: the iron abundance is different when the neutral or the ionized lines are used. On the other hand, we are also able to confirm an H_{α}

TABLE 1
Abundance of the elements relative to the Sun

	M22 IV-97	ω Cen 65
Stellar parameters: $\theta_{\text{eff}}, \log g, [M/H]$ v_t	1.26, 0.9, -1.9 2 km/s	1.26, 0.3, -1.8 2 km/s
Element	$\log (A_*/A_{\odot})$	$\log (A_*/A_{\odot})$
O I	-1.9	-1.8
Na I	-1.9	-2.3
Al I	-1.5	-1.1
Si I	-	-1.2
Ca I	-1.6	-1.5
Sc II	-1.7	-1.9
V I	-1.9	-1.9
Ti I	-1.6	-1.7
Ti II	-1.4	-1.4
Cr I	-2.3	-2.1
Fe I	-2.0	-1.9
Fe II	-1.4	-1.5
Ni I	-1.9	-1.9
Ba II	-1.3	-1.9

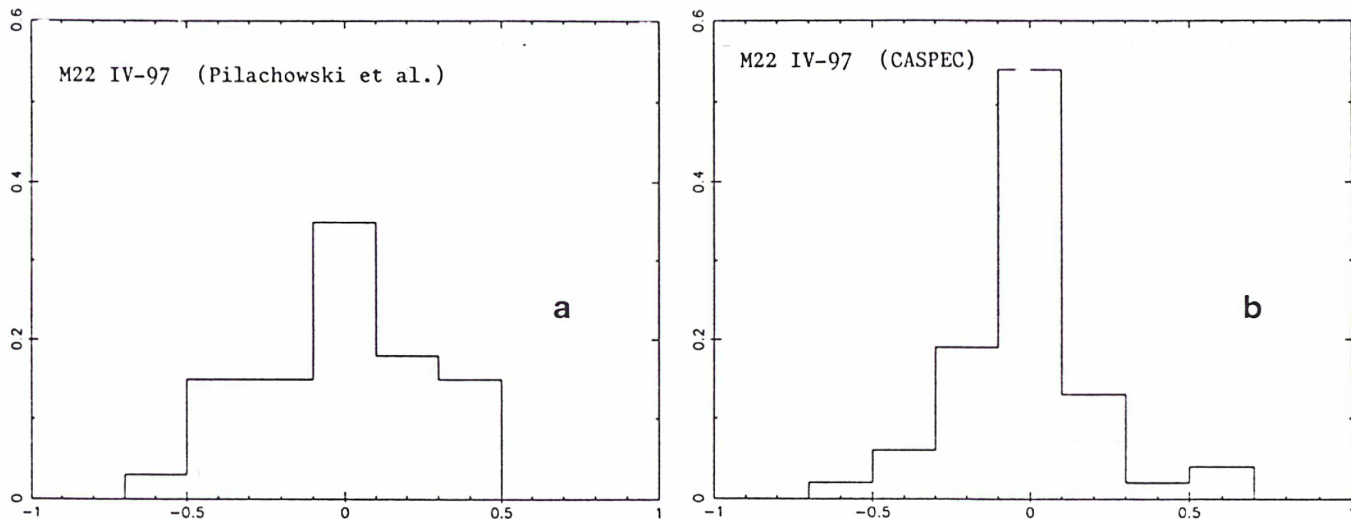


Fig. 5: Histogram of the dispersion of Fe I measurements of the star M22 IV97: (a) at Kitt Peak (Pilachowski et al. 1982); (b) at ESO (CASPEC).

emission in these globular cluster stars and in the active star HD 184711 (Spite et al. 1981; Gratton et al. 1984).

In addition, we recently obtained some other excellent spectra of stars in ω Cen, NGC 6582, and in the Magellanic Clouds (field stars and globular cluster stars). All these spectra are now under reduction and seem very promising.

We are very grateful to Dr. D'Odorico for advising us about the optimal use of CASPEC and CCD for our program.

References

- Aller, L.H.: 1963, *The Atmosphere of the Sun and Stars*, 2nd edition, Ronald Press, New York, p. 320.
- Carney, B.W.: 1979, *Astrophys. J.*, **233**, 877.
- Cayrel, R., Jugaku, J.: 1963, *Ann. Astrophys.* **26**, 495.
- Delbouille, L., Roland, G., Neven, L.: 1973, *Photometric Atlas of the Solar Spectrum from λ 3000 to 10000 Å*, Liège: Institut d'Astrophysique de Liège (presently available from λ 3600 to 8000 Å).
- D'Odorico, S., Gratton, R.G., Ponz, D.: 1985, *Astron. Astrophys.*, **142**, 232.
- Gratton, R.G., Pilachowski, C.A., and Sneden, C.: 1984, *Astron. Astrophys.* **132**, 11.
- Gustafsson, B., Bell, R.A., Eriksson, K., Nordlund, A.: 1975, *Astron. Astrophys.*, **42**, 407.
- Gustafsson, B.: 1977 (private communication).
- Holweger, H., Müller, E.A.: 1974, *Solar Phys.*, **39**, 19.
- Iben, I.Jr.: 1975, *Astrophys. J.*, **196**, 525.
- Iben, I.Jr., Renzini, A.: 1984, *Physics Reports*, **105**, no. 6.
- Pilachowski, C., Sneden, C., Wallerstein, G.: 1983, *Astrophys. J. Suppl.* **52**, 241.
- Pilachowski, C., Wallerstein, G., Leep, E.M., Peterson, R.C.: 1982, *Astrophys. J.*, **263**, 187.
- Spite, M., Caloi, V., Spite, F.: 1981, *Astron. Astrophys.*, **103**, L11.
- Spite, M., Spite, F.: 1979, *Astron. Astrophys.*, **76**, 150.

Chemical evolution of the Galaxy: a comparison of the abundances of light metals in disk and halo dwarfs*

P. François

Paris-Meudon Observatory, DEPEG, F-92195 Meudon Cedex, France

Received May 23, accepted November 12, 1985

Summary. High resolution and high signal-to-noise spectra of 36 field dwarf stars have been obtained in the red and used to derive light metal (Na, Al, Mg, Si) abundances relative to iron. Values of iron abundance vary from $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.60$ to $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.30$.

The results show that in halo stars (defined here by $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$), the relative abundances of light metals, such as $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ and $[\text{Si}/\text{Fe}]$, are constant, i.e. independent of $[\text{Fe}/\text{H}]$. The relative abundances $[\text{Al}/\text{Mg}]$ and $[\text{Na}/\text{Mg}]$ are probably constant also: their values show that the odd-even effect is enhanced in the halo.

In the dwarfs of the disk, the relative abundances of metals change progressively from halo-type ratios to disk (near solar) ratios.

A preliminary interpretation could be that:

- the abundances of the light elements are produced in constant ratios in the halo, for example by a unique type of supernovae (zero-metal or near zero-metal supernovae); the differences in metal content of halo dwarfs would be due to widely different dilution factors of the ejecta.

- the abundances in the disk are a mixing of halo and disk abundances leading asymptotically to solar ratios.

Other interpretations are possible; they are briefly discussed. More observations are needed.

Key words: metal-deficient stars – light metals – nucleosynthesis – chemical evolution of the Galaxy

1. Introduction

From the theory of stellar evolution it is expected (e.g. Tinsley, 1979) that interesting features of chemical evolution should arise from lifetime differences among stars producing the primary elements. For example, the excesses of the oxygen abundance relative to iron found in the oldest stars of the Galaxy can be explained if oxygen is mainly produced by Supernovae of large mass and iron by less massive stars evolving much more slowly. Systematic variations in the relative abundances of primary elements in stars of different ages can thus provide interesting tests of possible sites of nucleosynthesis.

Of particular interest however is the study of the evolution of the abundance of a few elements supposed to be produced by the same general nuclear process. The observations of the ratios of the abundances of such elements can be compared more directly to the

theoretical predictions. The elements produced during the carbon and oxygen burning phase are, from this point of view, especially interesting. At first, many of them can be observed in the spectra of G stars (Na, Al, Mg, Si); second, some anomalies of the abundances of these elements have often been pointed out in halo field stars and in globular cluster stars.

1.1. Previous studies

Several authors indeed have determined abundances of light metals in Population II stars (both red giants and dwarfs). Peterson (1978) studied abundances of aluminium and sodium in 15 dwarfs with iron abundance $[\text{Fe}/\text{H}]$ ranging from -0.65 to -2.2 . She found an overdeficiency of both Al and Na with respect to other metals and especially to magnesium. Such an "odd-even" effect was predicted by Arnett (1969) as a result of explosive synthesis of the elements.

Conversely Spite and Spite (1980) by analysing 3 Population II cooler dwarfs were led to admit that here, the Al overdeficiency was not significant; this would be in agreement with an Al synthesis mainly made by hydrostatic carbon burning as proposed by Arnett and Wefel (1978) (at that time it was assumed that ^{14}N , the progenitor of the neutrons necessary to build the odd elements was a pure secondary element and thus a normal deficiency of Al could be explained only by hydrostatic carbon burning). Spite and Spite argued that the difference with Peterson's results could possibly come from diffusion processes in dwarfs hotter than $T_{\text{eff}} = 5800$ K. A new analysis by R. Peterson (1981) of 35 dwarfs showed trends for sodium and aluminium to show an enhanced overdeficiency as the metallicity of the star decreased, although exceptions occurred. She also obtained a slight enhancement of the Mg/Fe and Si/Fe ratios. Magain (1984) has studied in detail two very metal-deficient halo dwarfs ($[\text{Fe}/\text{H}] \leq 2.3$) and found that magnesium and silicon are less deficient than iron and that Al is overdeficient. Moreover, the Al/Mg ratio is found to be smaller than solar. However sodium is not found overdeficient by Magain (1985).

These studies were essentially based on Al resonance lines. Renouncing to use resonance lines and using weak lines of rather high excitation potential, occurring in the red part of the spectrum ($Z_{\text{exc}} = 3.14$ eV), François (1984) studied 6 metal poor dwarfs [3 have been studied by Peterson in (1978)] and found no overdeficiency of aluminium for a mean metal deficiency ranging from the abundance -0.3 to -1.5 . This discrepancy between the results deduced from "blue" and "red" lines lead to the suspicion that "blue resonance lines" of aluminium located in the wings of the H and K lines, are not reliable for the determination of Al abundances. Arpigny and Magain (1983) indeed have shown that

* Based on observations collected at the Canada-France-Hawaii telescope and at the European Southern Observatory, Chile

at least the Al line at 3944 Å is perturbed by CH and thus is not reliable for an abundance determination.

A recent analysis of Tomkin et al. (1985) led them to propose a solar abundance of light metals for the disk stars and another behaviour for old disk stars on the basis of lines in the red infrared spectral region. They found a slight enhancement of the ratio [L Fe] (where L stands for light metals) in stars with metal deficiency in the range $-1 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.5$. They found a slight overdeficiency of Al and Na relative to Mg. Moreover, another new investigation, using "red lines", of Edvardsson et al. (1984) about 15 dwarfs of the disk, show a small overdeficiency of Al and Na relative to Mg for metal-poor stars of the sample. A comparative analysis of these studies will be presented in Sect. 4.

The studies concerning giant field stars are less numerous although they play an important role in the comparison of field stars and globular clusters. In an analysis of eleven halo giant stars, Leep and Wallerstein (1981) found that the silicon-to-iron ratio was enhanced. Luck and Bond (1981) have determined abundances of light metals in 21 red giants of the galactic halo. The lighter " α -rich" element (Mg, Si, Ca, and Ti) were generally found to be enriched by 0.2 to 0.5 dex relative to iron. Evidence for an odd-even effect was not obtained except for the scandium where negative [Sc Mg] were found. Gratton and Ortolani (1984) have determined relative abundances of a sample of 26 halo giants. They found no indication for large departure from solar ratios of " α -elements" (Mg, Si, and Ca) in metal-poor stars, nor strong odd-even effect in the iron peak elements (even for scandium).

Altogether the situation is somewhat confused although it seems at least that there is some evidence for the " α -elements" being overabundant relative to iron in the metal-deficient stars.

1.2. Present work

Nowadays, with the advent of efficient detectors like RETICON or CCD, high resolution spectra of very high quality are obtainable, at least for bright stars, and the problem of variation of the relative abundances of the elements, during the evolution of the Galaxy, can be reexamined on the basis of new and more precise data.

As a consequence, we decided to study in an homogeneous way a large sample of G dwarf stars formed at different times and places in the Galaxy. It has been possible, thanks to the CFHT telescope, to extend the sample to the halo. The relative abundances found in the halo stars, lacking in the works of Edvardsson et al. (1984) and Tomkin et al. (1985), contain information on the earliest chemical evolution of the Galaxy. Dwarf stars were preferred to giants, although they are intrinsically fainter, because they may be more safely assumed to be free from mixing between inner and outer layers and thus their atmosphere represents the true chemical composition of the interstellar matter at the time the stars were formed. Moreover, because of the higher density of the atmosphere of the dwarfs, the LTE hypothesis is presumably more valid for dwarfs than for giants (Ruland et al., 1980) and thus their spectra more easily interpreted. Finally, a differential chemical analysis relative to the Sun is probably more reliable for dwarfs than for giants, since the structure of dwarf atmospheres would be rather close to the solar atmosphere.

We shall discuss the relative abundances of the products of carbon and oxygen burning in 36 stars in which the iron abundance ranges from [Fe/H] = -2.6 to [Fe/H] = +0.30. It is assumed that the halo dwarfs or Pop II dwarfs ([Fe/H] \leq -1.0) are the oldest observable constituents of the Galaxy, their atmospheres being remnants of the interstellar matter at an early epoch of the Milky Way (15 10^9 yr ago). The age of old disk stars with $-1 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq$

-0.3 can be estimated to cluster around 10 10^9 yr (Twarog, 1982). On the contrary, the stars with [Fe/H] > 0 are statistically younger than the Sun.

2. Observations and reductions

The observations were carried out partly (mainly for bright disk stars) at ESO with the CES spectrometer fed by the 1.4 m telescope (Enard and Andersen 1978; Enard 1979; Andersen 1980) and partly (mainly for halo stars) at the coudé focus of the 3.6 m CFHT telescope in Hawaii (Campbell et al., 1981). In both cases the detector was a RETICON silicon array including 1872 photodiodes (width: 15 μm). At the CFHT the linear reciprocal dispersion was about 4.8 Å/mm, the definition (resolution) measured on the stellar lines about 0.26 Å (FWMH) and the spectral range of each exposure 130 Å. At ESO-CES the linear reciprocal dispersion was 1.9 Å/mm, the definition measured on the stellar lines about 0.14 Å (FWMH) and the spectral range 50 Å.

Table 1 lists the stars which were observed or re-observed for this program, with their main characteristics. Further details on the individual spectrograms are given in Table 2a (ESO-CES) and 2b (CFHT). It must be noted that the signal to noise ratio of these spectra was generally rather high (≥ 150) permitting a precise measurement of even faint lines (the estimation of the errors will be discussed in Sect. 3). Typical spectra are shown in Fig. 1. Some spectra of the moon were also obtained with both spectrographs to allow some comparisons. The raw data obtained at ESO-CES and at the CFHT telescope were reduced in the same way, using the same code ASRETIX, especially developed at Paris-Meudon Observatory on the VAX computer and directly linked to the theoretical codes of stellar lines computations.

This reduction code includes:

- Subtraction of an average "fixed pattern" taken just after the exposure and of the thermal leakage (dark current).
- Flat-field correction: the spectrum was divided by the response curve of the array to a quartz-iodine lamp. To avoid any secondary effect (of non-linearity), care was taken of using "flat-field" exposures of nearly exactly the same exposure level as the stellar spectrum.
- Wavelength calibration: for most of the stars the wavelength calibration was established from the absorption lines in the stellar spectrum itself, fitting a third order least squares polynomial through absorption line positions. When the stellar lines were too weak (metal-deficient stars) the wavelength calibration was based on the comparison spectrum of a hollow cathode thorium lamp.
- Normalisation: each spectrum was referred to a hand-drawn smooth continuum.
- Measurements of profiles: the abundances of the elements have been computed line by line, by fitting on the screen a theoretical profile to the observed one (cf. Sect. 3).

3. Method of analysis

Most of the stars studied in this paper have been analysed previously by different authors; the main characteristics of their atmosphere are known, and are given in the "Catalogue of [Fe/H] determinations" (Cayrel et al., 1985). For the star HD 220096, θ_{eff} has been deduced from $B-V$ index and the gravity has been assumed to be $\log g = 4.5$. The adopted data are presented for all the stars in Table 3 with the precise reference to the author. With these parameters, models have been interpolated in a grid of

Table 1. List of stars studied

No. HD	α	δ	m_v	$B-V$	$U-B$	V_r
1581	00 20 04	-64 52 30	4.23	0.58	0.02	+ 9
2151	00H 25 12	-77 15 32	2.80	0.62	0.11	+ 22
4307	00H 45 28	-12 52 51	6.15	0.61	0.10	- 13
5268	00H 54 17	-08 44 27	6.16	0.92	0.54	+ 45
10700	01H 44 10	-15 56 58	3.50	0.72	0.21	- 16.4
20630	03H 19 21	03 22 13	4.83	0.68	0.19	+ 20
20766	03H 17 46	-62 34 32	5.54	0.64	0.06	+ 12
20794	03H 19 55	-43 04 11	4.27	0.71	0.22	87
20807	03H 18 13	-62 30 23	5.24	0.60	0.00	
63077	07H 45 36	-34 11 46	5.37	0.60	-0.06	102.6
64090	07H 53 30	+30 37 50	8.34	0.61	-0.12	-240.0
76932	08H 58 43	-16 08 08	5.86	0.53	0.08	120.8
88218	10H 09 33	-35 51 25	6.13	0.60	0.16	40.9
91324	10H 31 24	-53 43 06	4.89	0.50		19.6
94028	10H 51 29	+20 17 01	8.23	0.47	-0.19	61.9
97916	11H 15 54	+02 05 12	9.21	0.41	-0.11	55.4
105755	12H 10 15	+54 29 18	8.59			
106516	12H 15 10	-10 17 54	6.11	0.46	-0.13	8.2
108177	12H 25 35	+01 17 26	9.66	0.44	-0.25	+159.0
130819	14H 50 41	-15 59 47	5.15	0.41	-0.03	- 23.0
134819	15H 08 18	+03 55 51	7.70			
136352	15H 21 56	-48 18 49	5.65	0.65	0.06	- 69.4
140283	15H 43 07	-10 55 46	7.20	0.49	-0.15	-171.4
149414	16H 34 48	-04 13	9.63	0.74	0.12	
154417	17H 05 17	00 42 26	6.01	0.58	0.06	- 17.4
160691	17H 44 09	-51 49 53	5.15	0.70		- 9.0
166161	18H 09 41	-08 46 37	7.90			
188376	19H 55 49	-26 18 02	4.70	0.75	0.32	- 21.0
190248	20H 08 43	-66 10 56	3.56	0.76	0.45	- 22
192310	20H 15 13	-27 01 50	5.73	0.88	0.64	- 54.2
196378	20H 40 00	-60 32 28	5.12	0.53	0.01	- 31.6
203608	21H 26 26	-65 22 39	4.22	0.49	-0.12	- 30.2
211998	22H 24 23	-72 14 46	5.29	0.65	-0.06	+ 20.5
212330	23H 21 15	-26 59 12	5.64	0.82		+ 13.0
216385	22H 39 34	+09 34	5.16	0.48	-0.01	+ 11.6
220096	23H 18 36	-27 16	5.81	0.82		+ 13.0

Gustafsson's models for dwarf stars (Gustafsson, 1981), computed with the same hypothesis as in Gustafsson et al. (1975).

In a first step, the oscillator strengths of the lines were taken from the literature (Wiese et al., 1969). These values were used to compute a synthetic (intensity) spectrum of the Sun at the centrum of the solar disk, and were altered to obtain a good fit to the Liège photometric solar atlases (Delbouille et al., 1973; Delbouille and Roland, 1963). Altogether a synthetic solar spectrum for "integrated light" (flux) was also computed with these gf values and compared with the Moon spectra obtained in the same conditions as the stars. The changes necessary in the $\log gf$ values in order to fit the moon spectrum never exceeded 0.02, a difference which is completely negligible.

The choice of the solar model is more important. (A discussion of the relative merits of the various solar models is given by Lambert, 1978). When the solar model of Gustafsson et al. is used in place of the Holweger-Müller model (Holweger et al., 1974) the differences in the $\log gf$ can be as high as 0.13. Fortunately, this difference is approximatively constant for all the lines used in this

analysis: $\log gf_G - \log gf_H = 0.13 \pm 0.03$ and thus corresponds to a global shift of the abundances. In the computations, we assumed for the solar elemental abundances the values: Na I: 6.28, Mg I: 7.53, Al I: 6.43, Si I: 7.50, Fe I: 7.46 (Holweger, 1979). The values of $\log gf$, given in Table 4, were derived from the Holweger-Müller model. It could seem in fact more coherent to use the Gustafsson-Bell model because this kind of models has been used for all the stars of this paper. But generally in the study of the halo stars (the more interesting stars of the set of our observed stars) the $\log gf$ are derived from the Holweger-Müller model although the Gustafsson-Bell models are used for the star. Obviously, for a model of metal-poor star, the best choice is a Gustafsson-Bell model; but for the Sun, the Holweger-Müller model, which is specifically adjusted to the Sun, may be assumed to provide a slightly better accuracy for the gf values.

The damping constants of the lines were taken by adding 0.75 dex to the logarithm of the Van der Waals constant CH computed from the hydrogenic approximation of Unsöld (Aller, 1963). This seems an appropriate extrapolation of the results of Simmons and

Table 2a. ESO spectrograms

No. HD	λ	Date	Exposure	S/N
1581	6145	26/27 Oct 84	0H 30 MN	350
	6700	12/13 Oct 82	0H 45 MN	300
	8745	22/23 Oct 84	1H 00 MN	350
2151	6700	12/13 Oct 82	0H 20 MN	360
	8745	23/24 Oct 84	0H 17 MN	250
	6145	26/27 Oct 84	0H 15 MN	300
4307	6700	25/26 Oct 84	1H 30 MN	180
	6145	26/27 Oct 84	1H 50 MN	200
	8745	23/24 Oct 84	2H 10 MN	200
5268	6700	25/26 Oct 84	1H 45 MN	210
	6145	27/28 Oct 84	1H 40 MN	200
	8745	27/28 Oct 84	2H 00 MN	150
10700	6700	11/12 Oct 82	2H 25 MN	450
	6145	26/27 Oct 84	0H 30 MN	150
	8745	22/23 Oct 84	1H 00 MN	200
20630	6700	12/13 Oct 82	1H 00 MN	150
	8745	22/23 Oct 84	1H 00 MN	280
20766	6145	26/27 Oct 84	1H 20 MN	150
	8745	23/24 Oct 84	1H 40 MN	300
20794	6700	24/25 Oct 84	0H 37 MN	300
20807	6145	27/28 Oct 84	1H 30 MN	250
	8745	27/28 Oct 84	1H 30 MN	300
63077	6700	10/11 Apr 83	1H 15 MN	280
	6145	26/27 Oct 84	1H 25 MN	200
	8745	22/23 Oct 84	2H 00 MN	350
76932	6700	14/15 Apr 83	2H 07 MN	280
88218	6700	15/16 Apr 83	2H 07 MN	200
	8745	26/27 May 85	2H 00 MN	150
91324	6700	11/12 Apr 83	1H 11 MN	190
	8200	29/30 Jun 84	1H 15 MN	300
	8790	28/29 Jun 84	1H 06 MN	200

Table 2a (continued)

No. HD	λ	Date	Exposure	S/N
130819	6700	27/28 Jun 84	2H 00 MN	300
	8745	26/27 May 84	1H 30 MN	200
136352	6700	09/10 Apr 83	1H 30 MN	190
	8200	29/30 Jun 84	2H 30 MN	150
	8745	26/27 May 85	1H 30 MN	200
154417	6700	27/28 Jun 84	2H 00 MN	300
	8745	26/27 May 85	2H 15 MN	200
160691	6700	24/25 Jun 84	1H 00 MN	240
	8200	29/30 Jun 84	2H 00 MN	200
	8745	26/27 May 85	1H 00 MN	200
188376	6700	27/28 Jun 84	1H 00 MN	350
	6145	26/27 Oct 84	1H 00 MN	200
	8745	23/24 Oct 84	1H 00 MN	250
190248	8745	23/24 Oct 84	0H 30 MN	200
	6145	27/28 Oct 84	0H 15 MN	120
192310	6700	24/25 Jun 84	2H 00 MN	200
	8745	30/31 May 85	0H 40 MN	100
196378	6700	17/18 Oct 82	0H 50 MN	280
	8200	29/30 Jun 84	2H 00 MN	250
	8745	26/27 May 85	1H 00 MN	300
203608	6700	13/14 Oct 84	1H 00 MN	190
	6145	26/27 Oct 84	0H 45 MN	200
	8745	22/23 Oct 84	1H 00 MN	250
211998	6700	24/25 Aug 84	4H 20 MN	190
	8200	29/30 Jun 84	1H 00 MN	150
	8745	23/24 Oct 84	1H 20 MN	230
212330	6700	24/25 Oct 84	1H 10 MN	300
	8745	31/01 Jun 85	1H 00 MN	250
216385	6700	14/15 Oct 82	1H 00 MN	190
	8745	31/01 Jun 85	1H 10 MN	200
220096	6700	25/26 Oct 84	1H 00 MN	240

Blackwell (1982) for the high excitation Fe I lines as those used in this paper.

From the models of the stars and the physical data of the lines, a line-synthesis code (derived from Spite, 1967) computed a stellar spectrum which was directly compared, on the screen of the computer terminal, to the observed one, and the abundances were then adjusted, to obtain a good fit. The results of these computations are presented line by line in Table 4. Moreover the equivalent widths of the lines are given. In Table 5 the abundance results are presented for each star.

3.1. Estimation of the errors

The accuracy of the equivalent widths and of the profiles is very high. This accuracy is due to the very high signal to noise ratio of the spectra (see Tables 2a and 2b), and to the good definition of the spectral continuum in the red, where the spectral lines are not crowded (at least when no telluric lines occur). From the study of the moon spectra it seems that the error induced by the precision of the measurements for stellar spectra, which are fainter, is not higher than 0.1 dex. Intrinsic scatter in the results for different lines

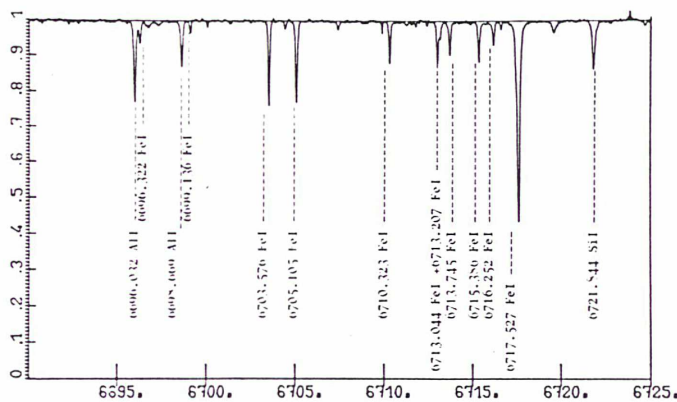
can give also an estimation of the formal errors on abundances (Table 4). Standard deviations for a logarithmic ratio $[X/Fe]$ ranges from 0.05 to 0.13. This scatter is mainly due to the error in the measurement and in the g_f determinations.

Moreover, some systematic errors can occur. The main cause could be the uncertainty of the fundamental parameters $T_{\text{eff}}/v_t/\log g/[M/H]$ and the $T(\tau)$ law. However, it is to be stressed that these parameters generally have a negligible effect on the relative abundances $[X/Fe]$. This is due to the similar dependence on these parameters of the line strengths. For the neutral line studied here, the most sensitive parameters are the temperature and the microturbulent velocity. An error of 100 K in the effective temperature will change the abundance by 0.1 dex. Gustafsson (1983) studied the effects of uncertainties in the model atmospheres on the resulting abundances for population II giant stars. He showed that errors in abundances were small when the lines used were weak lines. An overestimation of the errors due to uncertainties in the $T(\tau)$ law could be 0.1 dex.

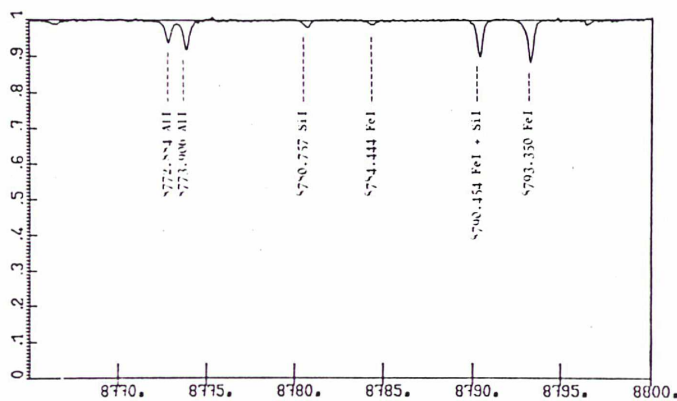
The microturbulent velocity parameter was supposed to be equal to 1 km s^{-1} , a number often adopted for solar-type dwarfs. The influence of v_t errors on $[X/Fe]$ depends on the relative

Table 2b. CFH spectrograms

No. HD	λ	Date	Exposure	S/N
64090	6700	15/16 Apr 84	1H 31 MN	300
	8760	16/17 Apr 84	48 MN	200
76932	8760	16/17 Apr 84	30 MN	290
	8200	17/18 Apr 84	30 MN	300
94028	8760	16/17 Apr 84	1H 55 MN	300
	8200	17/18 Apr 84	38 MN	200
105755	6700	16/16 Apr 84	1H 11 MN	280
106516	8760	16/17 Apr 84	36 MN	400
	8200	17/18 Apr 84	17 MN	400
108177	6700	13/14 Apr 84	2H 10 MN	160
	8200	17/18 Apr 84	2H 14 MN	130
134169	8760	16/17 Apr 84	1H 16 MN	300
140283	8200	16/17 Apr 84	1H 16 MN	200
149414	6700	13/14 Apr 84	1H 32 MN	150
166161	6700	13/14 Apr 84	46 MN	200
	8200	17/18 Apr 84	1H 02 MN	200
	8760	16/17 Apr 84	1H 19 MN	150



1a



1b

Fig. 1a and b. Typical examples of spectra used in this analysis. a HD 10700, $V = 3.5$, exp. time = 2H 25 at the ESO 1.4m CAT telescope. b HD 76932, $V = 5.86$, exp. time = 0H 30 at the CFH telescope

Table 3. Atmospheric parameters

No. HD	θ_{eff}	$\log g$	[M, H]	Ref.
1581	0.87	4.28	-0.28	1
2151	0.88	3.80	-0.30	2
4307	0.89	3.93	-0.52	3
5268	1.06	4.00	-0.50	4
10700	1.01	4.50	-0.50	5
20630	0.89	4.40	+0.08	6
20766	0.92	3.80	-0.13	7
20794	0.94	4.40	-0.34	8
20807	0.90	4.50	-0.32	9
63077	0.90	4.10	-0.80	9
64090	0.94	4.20	-2.00	10
76932	0.86	3.50	-1.00	11
88218	0.91	3.36	-0.42	2
91324	0.83	3.90	-0.60	12
94028	0.84	4.00	-1.30	13
97916	0.82	4.00	-1.15	10
105755	0.91	3.70	-1.20	14
106516	0.81	4.50	-0.65	10
108177	0.84	4.50	-1.50	13
130819	0.76	4.10	-0.09	15
134169	0.87	3.80	-1.60	14
136352	0.92	4.18	-0.46	9
140283	0.90	4.00	-2.60	16
149414	1.01	4.50	-1.34	17
154417	0.87	4.24	-0.19	15
160691	0.90	4.20	+0.41	9
166161	0.92	3.00	-1.00	18
188376	0.93	3.72	-0.08	1
190248	0.90	4.30	+0.43	9
192310	1.01	4.50	-0.04	19
196378	0.83	4.10	-0.30	20
203608	0.83	4.40	-0.60	21
211998	0.97	3.70	-1.50	9
212330	0.91	3.75	-0.29	1
216385	0.83	3.97	-0.62	22
220096	0.95	4.50	0.00	23

References of Table 3

- 1) Laird, J.B., 1985, *Astrophys. J.* **209**, 556
- 2) Hearnshaw, J.B., 1972, *Mem. Roy. Am. Soc.* **77**, 55
- 3) Laird, J.B., 1985, *Astrophys. J. Suppl.* **57**, 389
- 4) Barbuy, B., 1985, *Astron. Astrophys.* (accepted)
- 5) Hearnshaw, J.B., 1974, *Astron. Astrophys.* **34**, 263
- 6) Hearnshaw, J.B., 1974, *Astron. Astrophys.* **36**, 191
- 7) Foy, R., 1974, Thesis
- 8) Hearnshaw, J.B., 1973, *Astron. Astrophys.* **29**, 165
- 9) Hearnshaw, J.B., 1975, *Astron. Astrophys.* **38**, 271
- 10) Peterson, R.C., 1978, *Astrophys. J.* **222**, 181
- 11) Barbuy, B., 1978, *Astron. Astrophys.* **67**, 339
- 12) Da Silva, L., 1975, *Astron. Astrophys.* **41**, 287
- 13) Peterson, R., C., 1976, *Astrophys. J.* **206**, 800
- 14) Sneden, C., 1974, *Astrophys. J.* **189**, 493
- 15) Duncan, D.K., 1981, *Astrophys. J.* **248**, 651
- 16) Peterson, R.C., 1979, *Astrophys. J.* **231**, 762
- 17) Peterson, R.C., 1980a, *Astrophys. J.* **235**, 491
- 18) Leep, E.M., Wallerstein, G.; 1981, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **196**, 543
- 19) Perrin, M.N., Cayrel, R., Cayrel de Strobel, G.; 1975, *Astron. Astrophys.* **39**, 97
- 20) Gehren, T.; 1981, *Astron. Astrophys.* **100**, 97

Table 4. Abundances and equivalent widths. Col. 1: Lambda, Col. 2: Element and ionisation degree, Col. 3: Excitation potential, Col. 4: Logarithm of the oscillator strength. For each star, in first column: abundance, in second column: equivalent width

λ	Elem.	Z_{exc}	Log_{gf}	HD 1581	HD 2151	HdD 4307	HD 5268	HD 10700	HD 20630	HD 20766	HD 20794	HD 20807	HD 63077	HD 64090	HD 76932														
6154.23	Na I	2.10	-1.52	5.93	23	6.10	31	5.90	24	5.55	34	5.53	26	****	*	5.90	28	****	*	5.80	22	5.55	14	****	*	****	*		
6160.75	Na I	2.10	-1.21	5.91	38	6.12	50	5.92	41	5.55	55	5.53	45	****	*	5.91	45	****	*	5.85	41	5.55	25	****	*	****	*		
8183.25	Na I	2.10	0.30	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	5.43	104
8194.84	Na I	2.10	0.70	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	5.40	136
8712.70	Mg I	5.93	-1.30	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8717.83	Mg I	5.91	-0.88	7.28	65	7.45	75	7.46	75	7.13	71	7.21	84	****	*	7.26	65	****	*	7.23	69	6.98	44	6.05	7	6.88	29		
8736.04	Mg I	5.94	-0.34	****	*	7.49	144	7.42	148	7.05	133	7.17	183	7.70	209	7.30	125	****	*	7.26	160	7.00	103	6.08	21	6.93	68		
8806.78	Mg I	4.33	-0.08	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	5.80	204	****	*	****	*
6696.03	Al I	3.14	-1.45	6.05	23	6.15	28	6.13	29	5.90	45	6.05	35	6.35	41	****	*	6.24	46	****	*	5.69	14	****	*	5.43	3		
6698.67	Al I	3.14	-1.78	6.05	12	6.15	15	6.10	15	5.90	26	6.05	19	6.34	23	****	*	6.23	26	****	*	5.70	7	****	*	5.43	3		
8772.88	Al I	4.00	-0.33	6.11	53	6.29	64	6.20	60	5.86	65	6.02	71	6.46	87	6.22	64	****	*	6.08	59	5.83	38	4.40	2	5.55	35		
8773.91	Al I	4.00	-0.16	6.13	69	6.36	83	6.17	78	5.91	89	6.00	95	6.49	109	6.26	81	****	*	6.11	80	5.86	53	4.45	3	5.50	43		
6142.49	Si I	5.62	-1.37	7.20	26	7.30	32	7.25	31	7.42	35	7.21	24	****	*	7.21	30	****	*	7.22	28	6.77	13	****	*	****	*		
6145.02	Si I	5.61	-1.30	7.20	30	7.30	36	7.23	34	7.42	40	7.22	29	****	*	7.23	33	****	*	7.20	31	6.79	16	****	*	****	*		
6721.84	Si I	5.86	-1.08	7.28	34	7.28	35	7.32	39	7.53	45	7.20	26	****	*	****	*	7.32	38	****	*	6.85	18	****	*	6.73	13		
8728.02	Si I	6.18	-0.40	7.32	75	7.47	83	7.34	77	****	*	7.33	68	7.62	99	7.33	70	****	*	7.28	75	6.90	46	6.01	8	6.83	35		
8742.47	Si I	5.87	-0.50	7.30	85	7.45	92	7.35	90	7.55	101	7.26	80	7.59	106	7.33	82	****	*	7.24	85	6.82	52	5.81	8	6.82	45		
6157.73	Fe I	4.07	-1.20	7.13	49	****	**	7.22	57	7.10	82	6.72	53	****	*	7.05	61	****	*	7.05	55	6.50	26	****	*	****	*		
6159.38	Fe I	4.61	-1.79	7.05	7	7.15	9	****	*	7.02	14	6.75	7	****	*	7.02	9	****	*	7.00	8	****	*	****	*	****	*		
6165.36	Fe I	4.14	-1.47	7.30	31	7.22	37	7.11	35	****	*	6.75	34	****	*	7.10	38	****	*	7.05	35	6.40	12	****	*	****	*		
6696.32	Fe I	4.83	-1.47	7.05	9	7.15	12	7.08	11	6.94	14	6.94	10	7.43	20	****	*	6.97	11	****	*	6.54	4	****	*	6.40	2		
6699.14	Fe I	4.59	-2.00	7.05	5	7.15	6	7.09	6	6.92	8	6.82	4	7.43	11	****	*	6.90	5	****	*	6.64	2	****	*	6.46	1		
6703.58	Fe I	2.76	-2.95	7.03	23	7.12	28	6.99	26	6.95	54	6.83	28	7.38	41	****	*	6.92	33	****	*	6.38	10	****	*	6.45	7		
6705.10	Fe I	4.61	-1.02	7.12	33	7.15	35	7.10	35	6.97	47	6.98	37	7.50	55	****	*	6.98	37	****	*	6.56	16	****	*	6.40	9		
6710.32	Fe I	1.48	-4.78	7.05	8	7.12	12	****	**	6.90	21	6.99	18	7.32	17	****	*	6.85	13	****	*	6.50	5	****	*	6.40	2		
6713.75	Fe I	4.79	-1.39	7.10	13	7.15	14	****	**	7.00	20	7.02	15	7.45	25	****	*	6.98	14	****	*	6.50	5	****	*	6.48	3		
6715.39	Fe I	4.61	-1.45	7.13	16	7.20	19	7.08	17	7.00	26	6.98	18	7.50	32	****	*	6.98	18	****	*	6.55	7	****	*	6.40	4		
6716.25	Fe I	4.58	-1.78	7.13	9	7.20	11	7.07	14	****	*	6.98	10	7.45	18	****	*	6.98	15	****	*	6.50	3	****	*	6.40	2		
6717.53	Fe I	4.61	-1.75	7.10	9	7.20	11	****	*	****	*	7.12	13	7.40	16	****	*	6.95	10	****	*	6.51	3	****	*	6.48	2		
8220.39	Fe I	4.32	-0.10	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	6.55	63
8248.14	Fe I	4.37	-1.00	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8763.98	Fe I	4.63	-0.30	7.15	83	7.38	93	7.17	86	6.85	98	6.80	97	7.65	130	7.27	94	****	*	7.05	90	6.45	48	5.45	16	6.42	35		
8784.44	Fe I	4.93	-1.20	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	6.46	4
8793.35	Fe I	4.59	-0.10	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	5.40	16	6.30	41		
8804.64	Fe I	2.27	-3.30	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	5.80	10	6.53	14		
8808.17	Fe I	4.99	-1.05	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8842.23	Fe I	2.19	-1.55	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	5.40	76	****	*	****	*

strength of the X and Fe lines. In this work the lines used are generally weak ($W < 100$ mÅ) and only weakly dependent on the microturbulent velocity and the damping constant. However, some lines are stronger (mostly Mg and Na lines). In this case, a variation of 0.5 km s^{-1} in the microturbulent velocity leads to a variation of about 0.05 dex in the abundances.

Possible systematic errors can be due also to non-LTE effects and are difficult to estimate. Some analyses have been made to estimate these effects in solar spectral lines (Müller et al. 1969; Rutten et al., 1982). They have shown that the assumption of LTE does not introduce large errors in the solar abundances of the element in the iron group. Lites et al. (1974) have studied iron without invoking the assumption of LTE in solar-type dwarfs. They indicated that, for extremely low metal stars, departures from LTE in the Fe I-Fe II ionization balance could cause an iron abundance based upon the Saha equilibrium to underestimate the true abundance by a maximum of about 0.15 dex. Steenbock et al. (1984) have shown that lithium was not affected by departure from LTE in halo stars.

These studies suggest that, after all, departures from LTE do not seem to be very important in dwarf stars. Moreover, these effects, if they exist, must be similar from star to star and will not

alter the general trend in the abundances of the elements discussed here.

Hyperfine splitting is another potential source of systematic error, especially for odd-Z elements. For the particular lines of Al used here, hyperfine splitting has a negligible effect on abundance determinations.

4. Results and discussion

The Galactic stars are generally classified in two categories: the halo stars which were formed at the very beginning of the Galaxy and the disk stars which began to be formed when the iron abundance reached $[\text{Fe}/\text{H}] = -1$ (Eggen et al., 1962; Carney, 1979; Sandage, 1982; Twarog and Wheeler, 1982) although such a limit is rather arbitrary.

There are indeed some indications that the mean mass of the zero metal "halo supernovae" was different from the mean mass of the "disk supernovae" (see for example Twarog et al., 1982); their structure must be different (see for example Fujimoto et al., 1984) as well as their mass loss rate. Thus the relative abundances of the elements can be expected to be different in the halo and in the disk stars.

4.1. The light metals in the disk stars

In Fig. 2a-d are presented the relative abundances $[\text{Na}/\text{Fe}]$, $[\text{Mg}/\text{Fe}]$, $[\text{Al}/\text{Fe}]$, $[\text{Si}/\text{Fe}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ in the disk stars. The iron

- 21) Clegg, R.E.; 1977, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **180**, 1
- 22) Hearnshaw, J.B.; 1974, *Astron. Astrophys.* **34**, 363
- 23) This paper (θ_{eff} deduced from $B-V$ index)

Table 4 (continued)

λ	Elem.	Z_{exc}	Log_{gf}	HD 88218	HD 91324	HD 94028	HD 97916	HD 105755	HD 106516	HD 108177	HD 130819	HD 134169	HD 136352	HD 140283	HD 149414
6154.23	NaI	2.10	-1.52	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
6160.75	NaI	2.10	-1.21	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8183.25	NaI	2.10	0.30	****	*	****	*	4.70	55	****	*	****	*	5.70	187
8194.84	NaI	2.10	0.70	****	*	****	*	4.60	76	****	*	****	*	****	*
8712.70	MgI	5.93	-1.30	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8717.83	MgI	5.91	-0.88	7.28	59	****	*	6.16	7	****	*	7.10	38	****	*
8736.04	MgI	5.94	-0.34	7.36	118	****	*	6.35	29	****	*	7.08	94	****	*
8806.78	MgI	4.33	-0.08	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
6696.03	AlI	3.14	-1.45	6.10	29	5.86	13	****	*	5.60	7	5.71	15	5.65	8
6698.67	AlI	3.14	-1.78	6.11	16	5.85	6	****	*	5.30	2	5.69	7	5.80	5
8772.88	AlI	4.00	-0.33	6.23	59	6.07	57	5.13	14	****	*	****	*	5.84	50
8773.91	AlI	4.00	-0.16	6.31	77	6.07	73	5.16	21	****	*	****	*	5.89	68
6142.49	SiI	5.62	-1.37	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
6145.02	SiI	5.61	-1.30	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
6721.84	SiI	5.86	-1.08	7.32	39	7.22	28	****	*	6.83	13	6.88	21	6.98	18
8728.02	SiI	6.18	-0.40	7.30	68	****	*	6.25	12	****	*	****	*	6.99	44
8742.47	SiI	5.87	-0.50	7.25	75	****	*	6.50	27	****	*	****	*	6.99	55
6157.73	FeI	4.07	-1.20	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
6159.38	FeI	4.61	-1.79	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
6165.36	FeI	4.14	-1.47	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
6696.32	FeI	4.83	-1.47	7.06	11	6.94	6	****	*	6.70	3	6.61	5	6.60	2
6699.14	FeI	4.59	-2.00	6.96	5	6.83	2	****	*	6.30	1	6.34	1	6.70	1
6703.58	FeI	2.76	-2.95	6.99	29	7.00	15	****	*	6.20	3	6.35	10	6.60	6
6705.10	FeI	4.61	-1.02	6.94	29	6.92	19	****	*	6.30	5	6.50	15	6.60	10
6710.32	FeI	1.48	-4.78	6.87	11	****	*	****	*	6.30	1	****	*	6.75	2
6711.75	FeI	4.79	-1.39	****	*	6.90	7	****	*	6.30	2	6.48	5	6.70	5
6715.39	FeI	4.61	-1.45	7.05	18	6.90	8	****	*	****	*	6.55	7	6.80	7
6716.25	FeI	4.58	-1.78	7.05	10	6.70	3	****	*	6.30	1	6.64	5	6.90	4
6717.53	FeI	4.61	-1.75	6.81	6	6.87	4	****	*	****	*	****	*	****	*
8220.39	FeI	4.32	-0.10	****	*	****	*	6.20	45	****	*	****	*	6.60	64
8248.14	FeI	4.37	-1.00	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	5.86	31
8763.98	FeI	4.63	-0.30	7.20	82	6.80	49	6.06	19	****	*	****	*	****	*
8784.44	FeI	4.93	-1.20	****	*	6.95	10	****	*	****	*	****	*	****	*
8793.35	FeI	4.59	-0.10	****	*	6.90	67	5.76	17	****	*	****	*	****	*
8804.64	FeI	2.27	-3.30	****	*	7.10	26	5.91	3	****	*	****	*	6.60	9
8808.17	FeI	4.99	-1.05	****	*	7.10	16	6.15	2	****	*	****	*	6.56	5
8824.23	FeI	2.19	-1.55	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	6.40	78
6154.23	NaI	2.10	-1.52	****	*	****	*	6.15	43	6.70	73	****	*	5.58	9
6160.75	NaI	2.10	-1.21	****	*	****	*	6.15	62	6.70	95	****	*	5.58	18
8183.25	NaI	2.10	0.30	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	4.45	71
8194.84	NaI	2.10	0.70	****	*	****	*	5.40	16	****	*	****	*	4.50	114
8712.70	MgI	5.93	-1.30	****	*	****	*	****	*	****	*	6.97	15	****	*
8717.83	MgI	5.91	-0.88	7.48	85	7.85	121	6.76	27	7.46	81	7.83	121	7.53	121
8736.04	MgI	5.94	-0.34	7.51	172	****	*	6.71	56	7.49	151	7.91	234	7.51	240
8806.78	MgI	4.33	-0.08	****	*	****	*	6.85	238	****	*	****	*	****	*
6696.03	AlI	3.14	-1.45	6.20	30	6.57	54	5.46	9	6.25	34	****	*	6.40	75
6698.67	AlI	3.14	-1.78	6.10	14	6.56	35	5.59	6	6.25	19	****	*	6.40	48
8772.88	AlI	4.00	-0.33	6.33	70	6.76	144	5.59	38	6.35	74	6.78	113	6.35	105
8773.91	AlI	4.00	-0.16	6.28	82	6.79	173	5.50	42	6.38	92	6.81	137	6.40	143
6142.49	SiI	5.62	-1.37	****	*	****	*	7.40	39	7.80	55	****	*	6.82	11
6145.02	SiI	5.61	-1.30	****	*	****	*	7.38	42	7.85	64	****	*	6.82	13
6721.84	SiI	5.86	-1.08	7.38	40	7.78	61	6.75	17	7.63	57	****	*	7.68	50
8728.02	SiI	6.18	-0.40	7.50	91	7.85	109	7.01	50	7.49	82	7.85	110	7.55	75
8742.47	SiI	5.87	-0.50	7.38	90	7.85	120	6.96	58	7.52	97	7.85	120	7.50	87
6157.73	FeI	4.07	-1.20	****	*	****	*	7.40	70	7.80	86	****	*	6.68	22
6159.38	FeI	4.61	-1.79	****	*	****	*	7.32	17	7.73	26	****	*	6.66	2
6165.36	FeI	4.14	-1.47	****	*	****	*	7.39	53	7.75	64	****	*	6.67	12
6696.32	FeI	4.83	-1.47	7.33	15	7.59	26	6.46	4	7.30	15	****	*	7.42	26
6699.14	FeI	4.59	-2.00	7.30	7	7.47	11	6.47	2	7.30	8	****	*	7.38	14
6703.58	FeI	2.76	-2.95	7.20	30	****	*	6.29	10	7.25	33	****	*	6.82	2
6705.10	FeI	4.61	-1.02	****	*	7.50	53	6.37	12	7.25	40	****	*	7.40	66
6710.32	FeI	1.48	-4.78	7.10	10	7.48	25	****	*	7.30	16	****	*	7.25	39
6711.75	FeI	4.79	-1.39	7.30	18	7.60	31	****	*	7.30	19	****	*	7.45	34
6715.39	FeI	4.61	-1.45	7.30	22	7.61	37	****	*	7.35	25	****	*	7.45	41
6716.25	FeI	4.58	-1.78	7.30	18	7.61	24	****	*	7.35	14	****	*	7.45	26
6717.53	FeI	4.61	-1.75	7.30	13	****	*	7.30	13	****	*	****	*	7.00	5
8220.39	FeI	4.32	-0.10	****	*	8.00	220	6.40	65	****	*	****	*	****	*
8248.14	FeI	4.37	-1.00	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*
8763.98	FeI	4.63	-0.30	7.40	101	7.65	116	6.24	35	7.43	106	7.81	135	7.30	133
8784.44	FeI	4.93	-1.20	****	*	7.65	41	6.20	4	****	*	****	*	****	*
8793.35	FeI	4.59	-0.10	****	*	7.65	140	6.21	45	****	*	****	*	****	*
8804.64	FeI	2.27	-3.30	****	*	7.63	70	6.21	15	****	*	****	*	****	*
8808.17	FeI	4.99	-1.05	****	*	7.65	46	6.51	9	****	*	****	*	****	*
8824.23	FeI	2.19	-1.55	****	*	****	*	6.45	104	****	*	****	*	****	*
6154.23	NaI	2.10	-1.52	****	*	****	*	6.15	43	6.70	73	****	*	5.58	9
6160.75	NaI	2.10	-1.21	****	*	****	*	6.15	62	6.70	95	****	*	5.58	18
8183.25	NaI	2.10	0.30	****	*	****	*	****	*	****	*	****	*	4.45	71
8194.84	NaI	2.10	0.70	****	*	****	*	5.40	16	****	*	****	*	4.50	114
8712.70	MgI	5.93	-1.30	****	*	****	*	****	*	****	*	6.97	15	****	*
8717.83	MgI	5.91	-0.88	7.48	85	7.85	121	6.76	27	7.46	81	7.83	121	7.53	121
8736.04	MgI	5.94	-0.34	7.51	172	****	*	6.71	56	7.49	151	7.91	234	7.51	240
8806.78	MgI	4.33	-0.08	****	*	****	*	6.85	238	****	*	****	*	****	*
6696.03	AlI	3.14	-1.45	6.20	30	6.57	54	5.46	9	6.25	34	****	*	6.40	75
6698.67	AlI	3.14	-1.78	6.10	14	6.56	35	5.59	6	6.25	19	****	*	6.40	48
8772.88	AlI	4.00	-0.33	6.33	70	6.76	144	5.59	38	6.35	74	6.78	113	6.35	105
8773.91	AlI	4.00	-0.16	6.28	82	6.79	173	5.50	42	6.38	92	6.81	137	6.40	143
6142.49	SiI	5.62	-1.37	****	*	****	*	7.40	39	7.80	55	****	*	6.82	11
6145.02	SiI	5.61	-1.30	****	*	****	*	7.38	42	7.85	64	****	*	6.82	13
6721.84	SiI	5.86	-1.08	7.38	40	7.78	61	6.75	17	7.63	57	****	*	7.68	50
8728.02	SiI	6.18	-0.40	7.50	91	7.85	109	7.01	50	7.49	82	7.85	110	7.55	75
8742.47	SiI	5.87	-0.50	7.38	90	7.85	120	6.96	58	7.52	97	7.85	120	7.50	87
6157.73	FeI	4.07	-1.20	****	*	****	*	7.40	70	7.80	86	****	*	6.68	22
6159.38	FeI	4.61	-1.79	****	*	****	*	7.32	17	7.73	26	****	*	6.66	2
6165.36	FeI	4.14	-1.47	****	*	****	*	7.39	53	7.75	64	****	*	6.67	12
6696.32	FeI	4.83	-1.47	7.33	15	7.59	26	6.46	4	7.30	15	****	*	7.42	26
6699.14	FeI	4.59	-2.00	7.30	7	7.47	11	6.47	2	7.30	8	****	*	7.38	14
6703.58	FeI	2.76	-2.95	7.20	30	****	*	6.29	10	7.25	33	****	*	6.82	2
6705.10	FeI	4.61	-1.02	****	*	7.50	53	6.37	12	7.25	40	****	*	7.40	66
6710.32	FeI	1.48	-4.78	7.10	10	7.48	25	****	*	7.30	16	****	*	7.25	

Table 5. Relative abundances

No. HD	[Fe/H]	[Al/Fe]	[Si/Fe]	[Na/Fe]	[Mg/Fe]
1581	-0.36	0.00	+0.11	+0.02	+0.16
2151	-0.28	+0.08	+0.14	+0.11	+0.22
4307	-0.36	+0.08	+0.16	-0.01	+0.27
5268	-0.49	-0.04	+0.47	-0.23	+0.05
10700	-0.56	+0.16	+0.31	-0.19	+0.22
20630	-0.01	+0.02	+0.11		+0.18
20766	-0.35	+0.16	+0.12	-0.02	+0.10
20794	-0.51	+0.30	+0.34		
20807	-0.42	+0.09	+0.16	-0.03	+0.14
63077	-0.96	+0.29	+0.28	+0.23	+0.41
64090	-1.94	-0.06	+0.35		+0.39
76932	-1.02	+0.07	+0.31	+0.15	+0.40
88218	-0.47	+0.21	+0.24		+0.18
91324	-0.58	0.00	+0.30	+0.40	
94028	-1.44	+0.15	+0.31	-0.20	+0.17
97916	-1.12	+0.12	+0.44		
105755	-0.96	+0.23	+0.34		
106516	-0.82	+0.18	+0.31	-0.01	+0.38
108177	-1.60			-0.43	
130819	-0.16	-0.03	+0.11		+0.02
134169	-0.86	+0.22	+0.26		+0.29
136352	-0.46	+0.13	+0.21	-0.12	+0.26
140283	-2.61		+0.51		+0.33
149414	-1.14	-0.11	+0.27		
154417	-0.18	-0.02	+0.10		+0.14
160691	+0.16	+0.08	+0.16		+0.16
166161	-1.11	+0.21	+0.51	+0.23	+0.35
188376	-0.13	+0.01	+0.11	0.00	+0.08
190248	+0.32	+0.04	+0.01	+0.10	+0.02
192310	-0.08	+0.03	+0.15		+0.06
196378	-0.47	+0.01	+0.14		+0.12
203608	-0.92	+0.09	+0.27	+0.22	+0.32
211998 ^a	-1.60	+0.03	+0.47	-0.17	+0.47
212330	-0.18	+0.05	+0.06		+0.10
216385	-0.53	+0.13	+0.26		+0.27
220096	-0.06	-0.12	+0.09		

^a Binary, A3V + F9V, $\Delta m = 0.1$, $\text{sep} = 0.71$

abundance is generally taken as a reference because this metal has a large number of lines in a large range of wavelength and that, as a consequence, its abundance is well determined: this minimizes the random error of the abscissa. A slight error in the temperature of the star will affect about equally the abundance of all the metals and thus the ratios [Na/Fe], [Mg/Fe] etc. ... remain relatively unchanged: the ordinates are thus rather free from one of the possible systematic errors. Moreover it has been shown (Twarog and Wheeler, 1982; Sandage, 1982) that at least for the disk stars, there is a good correlation between the age of the stars and the iron abundance. In Fig. 2a-d are plotted our observations and also the measurements of Tomkin et al. (1985) and Edvardsson et al. (1984), who have used the same spectrograph or a very similar one.

In all these figures, there is a very good agreement between the three sets of data and we can have some confidence in the conclusions:

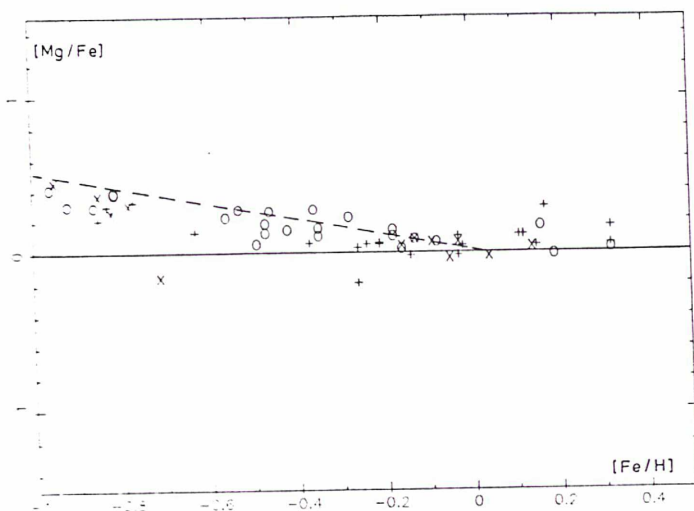
- [Mg/Fe] (Fig. 2a) and [Si/Fe] (Fig. 2c) decrease when [Fe/H] increases with approximately [Si/Fe] = 0.3-0.4 at [Fe/H] = -1 and [Mg/Fe] = 0.3-0.5 at [Fe/H] = -1. Twarog and Wheeler

(1982) have computed the magnesium to iron history for the disk assuming that the integrated yield for Mg is constant and setting the initial composition of the disk (i.e. the halo composition) at [Mg/Fe] = 0.2. It seems that this initial value must be slightly enhanced. Correspondingly, the production rate assumed by Twarog (1980) of magnesium in the disk must be reduced.

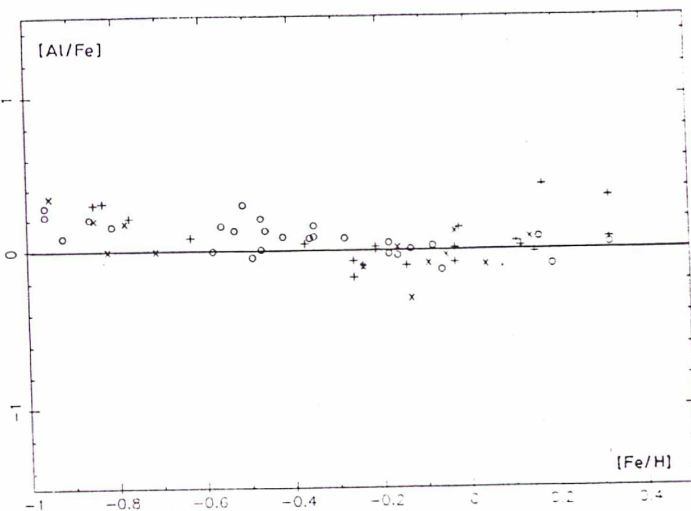
- Al, Na, and Mg are formed by the same nuclear process: the carbon burning. Thus, the relative abundances of these elements must depend only on the physical conditions of this burning.

It is thought (Ruland et al., 1980) that the resonance lines are more sensitive to non-LTE effects than the lines with high excitation potential. So it is of interest to examine [Al/Fe] ratios derived from non-resonance lines.

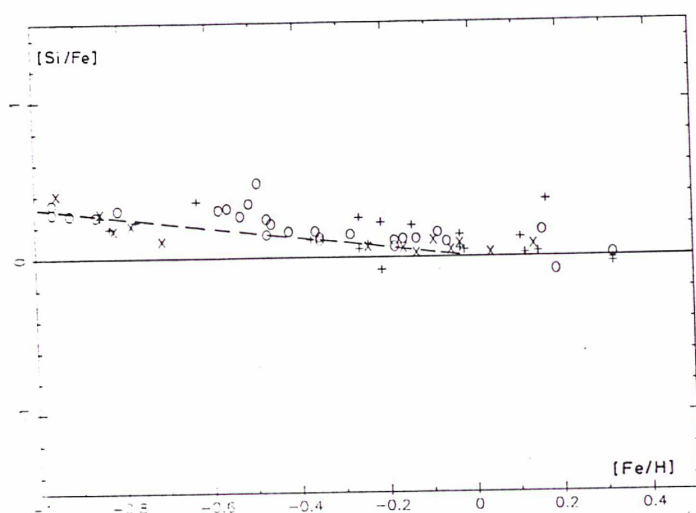
The results obtained (Fig. 2b) with "red lines" ($\chi_{\text{exc}} = 3.14$ eV) do not show any overabundance of Al relative to Fe, whatever the temperature of the star. On the contrary, a slight effect of overabundance seems to occur towards [Fe/H] = -1. A continuous increase of [Al/Fe] when [Fe/H] decreases is even not to be excluded completely.



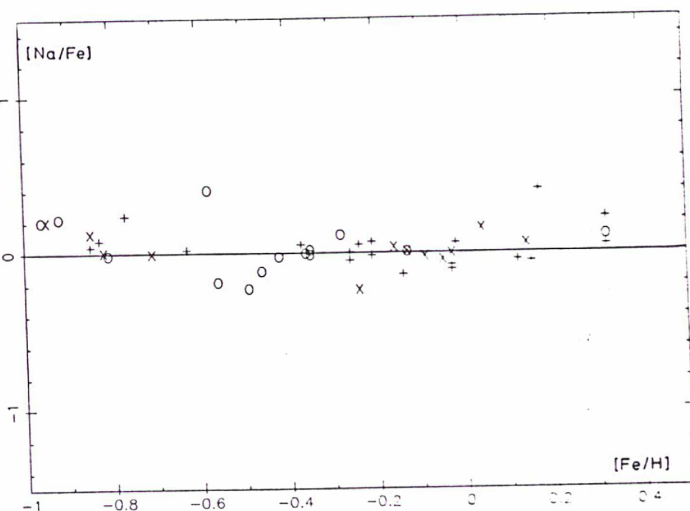
2a



2b



2c



2d

Fig. 2a-d. Disk stars. $[X/Fe]$ versus $[Fe/H]$ for $X = Mg, Si, Al, Na$. \circ program stars. \times Edvardsson et al. (1984). $+$ Tomkin et al. (1985). The dashed lines in Fig. 2a and 2c represent the predictions of Matteucci and Greggio (1985). There is a good agreement between the measurements of the three authors. The figures suggest a progressive change of relative abundances, which could be asymptotic

It is interesting to compare the aluminium abundance found in some stars studied from blue aluminium lines (Peterson, 1978) and from red aluminium lines. HD 97916, HD 106516, HD 108177 have been studied by both Peterson (1978) and François (1984). Peterson has found an overdeficiency of aluminium relative to iron from the blue lines. It is however important to recall that the Al I line at $\lambda 3944\text{\AA}$ is perturbed by CH and is not reliable for abundance determination (Arpigny et al., 1983). However, when the blue Al line $\lambda 3961$ is used alone, the overdeficiency of aluminium remains. When the red, high excitation potential lines of aluminium are used, this overdeficiency disappears (Fig. 3). Edvardsson et al. (1984), using red aluminium lines, do not find an overdeficiency of Al relative to Fe in their most metal-poor stars, in contrast to R. Peterson and in agreement with François (1984) and with this work (in particular, HD 63077, HD 76932 and HD 106516 have been studied independently). Tomkin et al. (1985)

do not find an overdeficiency of Al relative Fe in their stars; HD 63077 and HD 216385 are in common with our sample and the results are in agreement with ours. In Fig. 2d the ratios $[Na/Fe]$ are plotted versus $[Fe/H]$. The scatter is somewhat larger but it seems however that the ratio Na/Fe has been solar during the whole history of the disk.

In résumé for the disk stars of the solar vicinity, our new measurements are in agreement with the results obtained by Edvardsson et al. (1964) and Tomkin et al. (1985): $[Mg/Fe]$ decreases with the age of the star up to $[Fe/H] = -0.3$, then it seems to be approximately constant. A slight overabundance of aluminium around $[Fe/H] = 1$ cannot be excluded but is not so pronounced as the magnesium overabundance, and as a consequence there is a decrease of $[Na/Mg]$ and $[Al/Mg]$ in the oldest and most deficient disk stars when $[Fe/H]$ decreases (Fig. 4). Although the scatter is larger, the same trend seems to appear for

the [Na/Mg] ratio (Fig. 4b) which is found in the range from -0.1 to -0.4 at $[\text{Fe}/\text{H}] = -1$. Thus, the odd-even effect seems to be enhanced in the oldest most metal-poor disk stars.

4.2. The halo stars: $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$

The observable halo dwarfs are statistically fainter than the disk stars and are therefore more difficult to observe with high spectral resolution. Moreover these stars are very metal deficient and thus the lines of the "critical elements" like aluminium, magnesium and sodium are very weak (in particular if the resonance lines must be discarded), and a very high signal-to-noise ratio is needed for determining the abundances with a good accuracy.

All these difficulties explain why there is a lack of accurate abundance determinations in the halo dwarfs. In Figs. 5 new measurements are presented for some typical halo dwarfs. It can be seen that when $[\text{Fe}/\text{H}]$ is smaller than -1 , $[\text{Si}/\text{Fe}]$ and $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ remain constant and equal to $+0.4$ and $+0.3$, $[\text{Al}/\text{Fe}]$ is approximately 0 but the value $[\text{Al}/\text{Fe}] = +0.2$ which was obtained from the disk stars at $[\text{Fe}/\text{H}] = -1$ cannot be excluded.

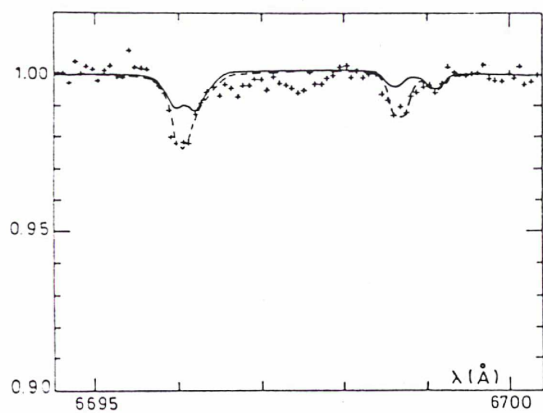
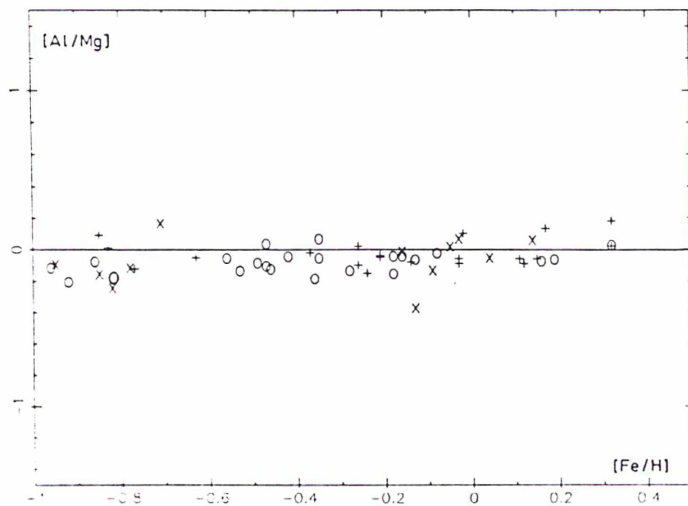


Fig. 3. Spectrum of HD 106516 in the region $\lambda 6695-6700 \text{ \AA}$.
 +++ observed spectrum of the star.
 --- computed spectrum with $[\text{Al}/\text{Fe}] = 0.04$.
 ——— computed spectrum with $[\text{Al}/\text{Fe}] = -0.47$



4a

Fig. 4a and b. Disk stars. The figures suggest a slight enhancement of the odd-even effect in old disk stars. $[\text{X}/\text{Mg}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ for $\text{X} = \text{Al}, \text{Na}$. \circ program stars. \times Edvardsson et al. (1984). $+$ Tomkin et al. (1985)

Sodium could be slightly overdeficient relative to iron but, owing to the difficulty of measuring sodium abundance in the halo dwarfs, this overdeficiency could be only apparent and we cannot exclude that the sodium abundance remains also constant in the halo dwarfs. From these figures it is clear that additional results would be needed to determine if the dispersion of the data is real in particular for the most metal deficient stars. It must be stressed that this is a rather difficult task since in a solar temperature star, the equivalent width of the "red" Aluminium lines becomes smaller than 1 m\AA when $[\text{Fe}/\text{H}] = -2$.

In Fig. 6a and b the ratios $[\text{Al}/\text{Mg}]$ and $[\text{Na}/\text{Mg}]$ are presented as a function of $[\text{Fe}/\text{H}]$. We have added the star HD 103095 (Gmb 1830) studied by Tomkin et al. (1980) in Figs. 5a, d and 6a and b. The $[\text{Al}/\text{Mg}]$ and $[\text{Na}/\text{Mg}]$ ratios found for this star are in good agreement with our tendencies.

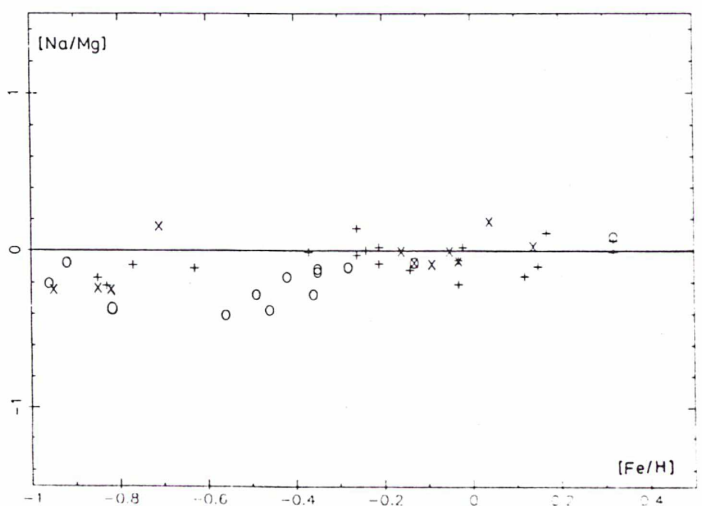
5. Abundances and nucleosynthesis

The analysis of stars of the halo and of the disk has been conducted as homogeneously as possible, and brings new information. The agreement with recent results of Edvardsson et al. (1984) and Tomkin et al. (1985) makes it possible to merge all the results in one large sample. From this large sample a few trends may be recognized. These trends suggested by the Figs. 2, 4, and 5 may be outlined in the following way: the abundances of light metals relative to iron:

- are constant in the halo ($[\text{Fe}/\text{H}] < -1$)
- are asymptotically shifting from their halo value to a solar value.

This two phases behavior would in turn suggest the following broad interpretation (which, however, suffers from some difficulties and is obviously oversimplified):

- the halo (zero-metal) supernovae produce in their ejecta (or the halo stars produce in their winds) metals with abundances in constant ratios (halo-type ratios)
- the disk supernovae (and the winds of disk stars) produce metals with abundances in constant ratios; the disk abundances are due to the progressive mixing of disk material to previous halo material.



4b

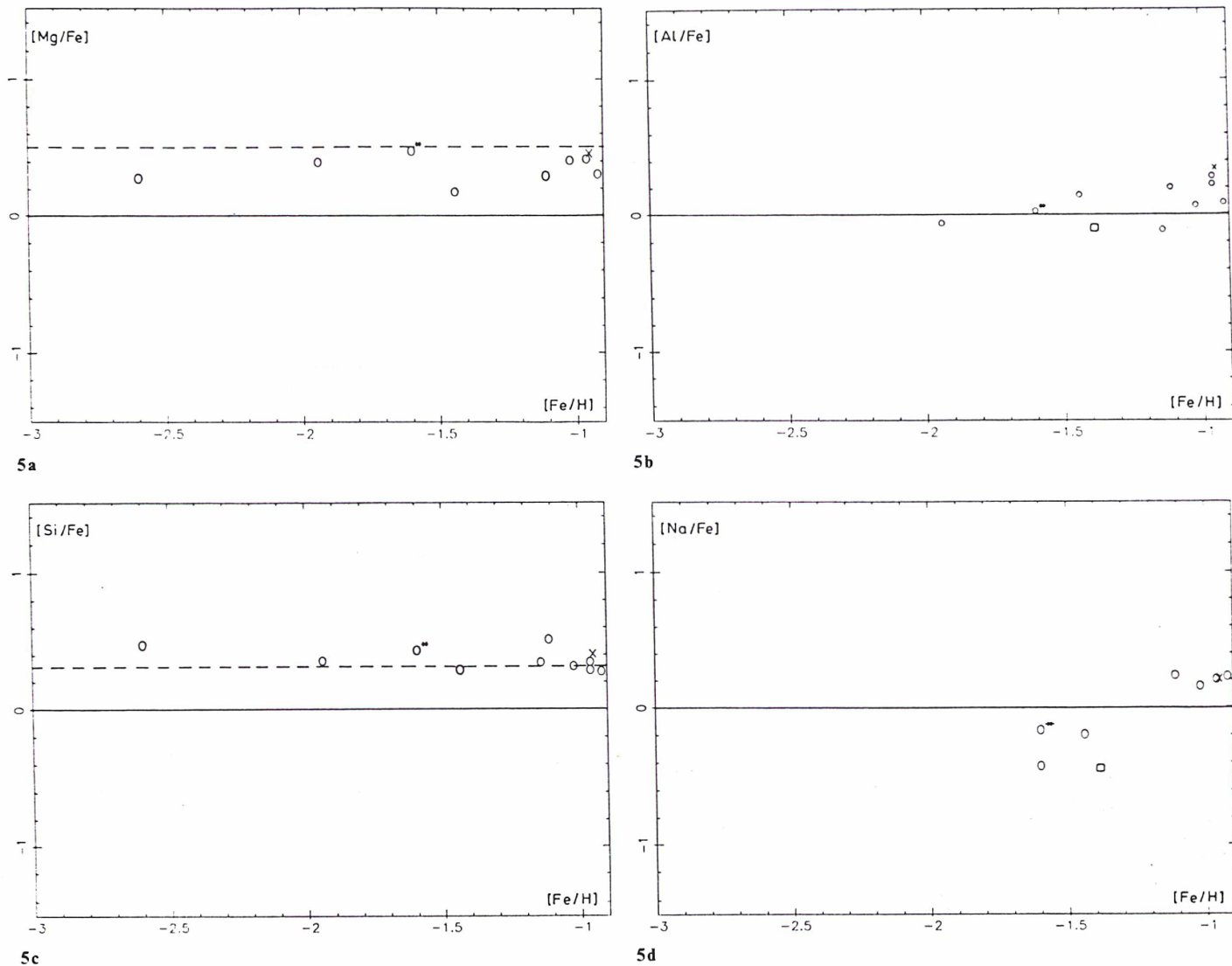


Fig. 5a-d. Halo stars. The figures suggest that the Mg/Fe and Si/Fe ratios are constant and independent of [Fe/H]. These constant ratios are non-solar. The Al/Fe and Na/Fe ratios are more scattered. They could be constant and nearly solar. [X/Fe] versus [Fe/H] for X = Mg, Si, Al, Na. O program stars. O*: HD 211998, binary, A3V + F9V, $\Delta m = 0.1$, sep = 0".1. x Edvardsson et al. (1984). \square Gmb 1830 (Tomkin et al., 1980). The dashed lines in a and b represent the predictions of Matteucci et al. (1986)

The first point may be explained in several ways. A simple one may be found by recalling that all halo objects have about the same age (Carney, 1979; Sandage, 1982) and therefore were formed at about the same time; they could be formed by first generation supernovae (zero-metal or near zero-metal ones); therefore, the abundances of metal should display similar ratios. The large span of the amount of iron is easily explained by very different dilution factors; and widely different dilution factors are indeed expected when considering the large amplitude of distances in the halo and the amplitude of the mixing time scale. Other explanations may be put forward. Concerning the odd-even effect (relative abundance of Al and Na) Woosley, in a note published in the paper by Bessel and Norris (1984), stresses that supernovae of low initial metallicity build a small neutron excess η which is independent of metallicity. Woosley proposes that η is a constant as far as the initial metallicity is lower than [Fe/H] = -1 (see also Woosley et al., 1985). This interpretation fits the data for the halo. But η is strongly dependent of the initial metallicity when this metallicity is

larger than [Fe/H] = -1. It is interesting to note that the value of η proposed by Woosley in his note is in agreement with the value estimated in this work.

Moreover, let us note that, using the calculations of Arnett (1971), it is found that the value of the neutron excess corresponding to [Al/Mg] = -0.4 is $[\eta] = -0.7$ (with $[\eta] = \log(\eta/2 \cdot 10^{-3})$). This value is in agreement also with the observed ratios Na/Fe in the halo stars. It is moreover in agreement with the isotopic ratios $^{25}\text{Mg}/\text{Mg}$ and $^{24}\text{Mg}/\text{Mg}$ found in the halo by Barbuy (1985). The behaviour of the $^{24}\text{Mg}/\text{Mg}$ ratio as a function of [Fe/H] is in agreement with the behaviour of the abundances of light metals.

Another explanation of the constant ratio of metal abundances in the halo may be found in the computations of Fujimoto et al. (1984) who show that zero-metal intermediate mass stars ($4M_{\odot}$) produce a neutron flux (for example by conversion of dredged up ^{12}C into ^{14}N , and hence the reactions $^{14}\text{N}(\alpha, \gamma)^{18}\text{F}(e^+, \nu)^{18}\text{O}(\alpha, \gamma)^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$). This neutron flux produces neutron-rich isotopes of light elements in the external layers of the star, and the

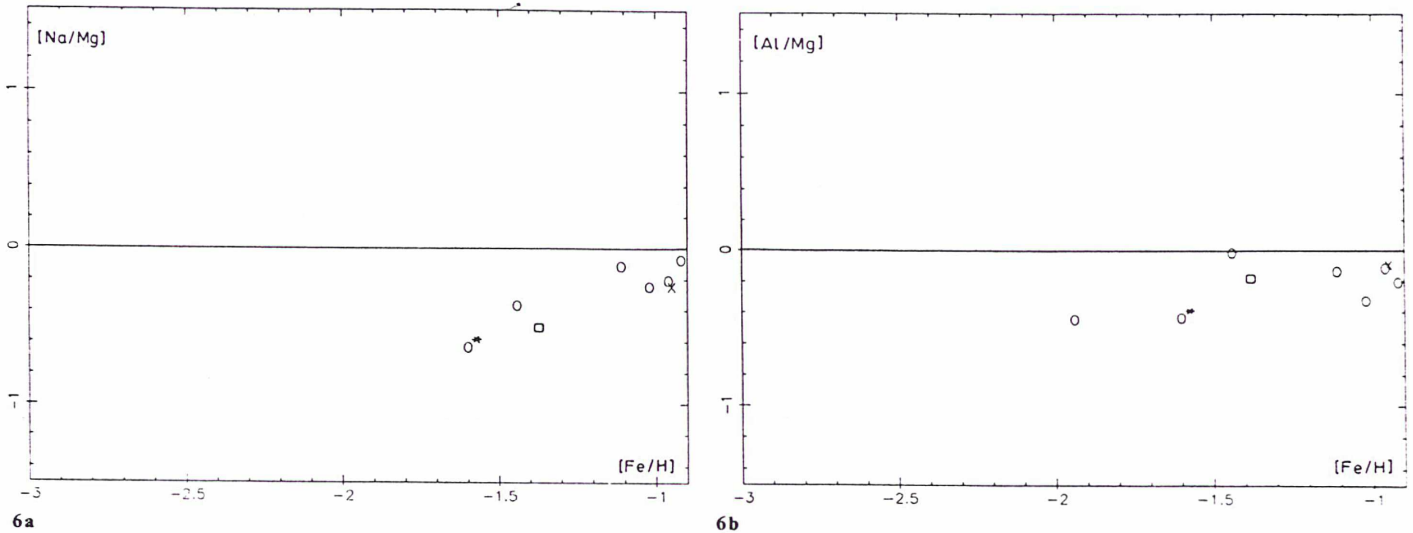


Fig. 6a and b. Halo stars. The odd-even effect is slightly enhanced in halo stars. This effect seems constant and independent of $[Fe/H]$ $[X/Mg]$ versus $[Fe/H]$ for $X = Al, Na$. O program stars. \circ^* : HD 211998. \times Edvardsson et al. (1984). \square Gmb 1830 (Tomkin et al., 1980)

elements and the isotopes find their way in the interstellar medium due to the stellar wind. No detailed calculations exist, showing how far the ratios of the abundances of the light elements are independent of the initial metallicity, and how far these ratios should be constant during the period of formation of extreme halo objects. High initial metallicity objects have a different fate. The relative abundances found in the disk would be produced by the progressive contamination of halo type matter by disk type matter.

Matteucci and Greggio (1986) have computed the evolution of several chemical elements (^{12}C , ^{16}O , ^{24}Mg , ^{28}Si , ^{56}Fe) in the solar neighbourhood, by means of a chemical evolution model in which the nucleosynthesis products coming from type I and II SNe are taken into account. They have predicted overabundances of Si and Mg in metal poor stars ($[Fe/H] \leq -1$) of the order of 0.3 and 0.5 dex respectively and no evidence has been found for requiring a pregalactic stellar generation of very massive stars (pop III). We have drawn the relative abundances $[Mg/Fe]$ in Fig. 5a and $[Si/Fe]$ in Fig. 5c as predicted by Matteucci and Greggio (1986). The agreement with the observations is noticeable and supports the model of Matteucci and Greggio.

Acknowledgements. I am particularly grateful to M. Spite for providing help and encouragement all along this work. I am indebted to B. Barbuy for communicating her results in advance of publication. I thank G. Cayrel de Strobel who welcomed me in her laboratory (LA 335 of CNRS). I thank F. Spite, R. Cayrel and B. Barbuy for helpful discussions. Computations have been carried out at the VAX computer of the Observatoire de Paris-Meudon.

References

- Aller, L.H.: 1963, *Astrophysics: The Atmospheres of the Sun and Stars*, 2d ed., Ronald, New York
- Andersen, J.: 1980, ESO Workshop on Methods of Abundance Determination for Stars, eds. Nissen, K., Kj ar, ESO, Garching, p. 11
- Arnett, W.D.: 1969, *Astrophys. J.* **157**, 1369
- Arnett, W.D.: 1971, *Astrophys. J.* **166**, 153
- Arnett, W.D., Wefel, J.P.: 1978, *Astrophys. J. Letters* **224**, L139
- Arpigny, C., Magain, P.: 1983, *Astron. Astrophys.* **127**, L7
- Barbuy, B.: 1985, *Astron. Astrophys.* **151**, 189
- Bell, R.A., Eriksson, K., Gustafsson, B., Nordlund,  .: 1976, *Astron. Astrophys. Suppl.* **23**, 37
- Bessel, M.S., Norris, J.: 1984, *Astrophys. J.* **285**, 622
- Carney, B.W.: 1979, *Highlights of Astronomy 6*, ed. Reidel, Dordrecht, p. 255
- Cayrel de Strobel, G., Bentolila, C., Hauck, B., Duquennoy, A.: 1985, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **59**, 149
- Campbell, B., Walker, G., Johnson, J., Lester, T., Yang, S., Auman, J.: 1981, *Proc. SPIE* **290**, 215
- Clegg, R.E.S., Lambert, D.L., Tomkin, J.: 1981, *Astrophys. J.* **234**, 964
- Delbouille, L., Roland, G.: 1963, *Photometric Atlas of the Solar Spectrum from λ 7498 to λ 12016  *. Memoires de la Soc. Royale des Sciences de Liège, Special Volume No. 4
- Delbouille, L., Roland, G., Neven, L.: 1973, *Photometric Atlas of the Solar spectrum from λ 3000 to 10 000  *, Liège: Institut d'Astrophysique (presently available from λ 3600 to 8000  )
- Edvardsson, B., Gustafsson, B., Nissen, P.E.: 1984, *The Messenger* **38**, 33
- Eggen, O., Lynden-Bell, D., Sandage, A.R.: 1982, *Astrophys. J.* **136**, 748
- Enard, D., Anderson, J.: 1978, *Proceedings 4th Trieste Coll. on Astrophys.*, ed. M. Hack, Trieste Obs., p. 435
- Enard, D.: 1979, *The Messenger* **17**, 32
- François, P.: 1984, *Compt. Rend. Acad. Sci. Paris*, t. 299, II, **5**, 195
- Fujimoto, M.Y., Iben, I., Chieffi, A., Tornamb , A.: 1984, *Astrophys. J.* **287**, 749
- Gratton, R.G., Ortolani, S.: 1984, *Astron. Astrophys.* **137**, 6
- Gustafsson, B., Bell, R.A., Eriksson, K., Nordlund,  .: 1975, *Astron. Astrophys.* **42**, 407
- Gustafsson, B.: 1981 (private communication)
- Gustafsson, B.: 1983, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **95**, 101
- Holweger, H., Müller, E.A.: 1974, *Solar Phys.* **39**, 19
- Holweger, H.: 1979, *Les éléments et leurs isotopes dans l'univers*, eds. A. Boury, N. Grevesse, L. Remy Battiau, Institut d'Astrophysique de l'Université de Liège, p. 117
- Lambert, D.: 1978, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **182**, 249

- Leep, M., Wallerstein, G.: 1981, *Monthly Notices Roy. Acad. Soc.* **196**, 543
- Lites, B.W., Cowley, C.P.: 1974, *Astron. Astrophys.* **31**, 361
- Luck, R., Bond, H.E.: 1981, *Astrophys. J.* **244**, 919
- Magain, P.: 1984, Thesis, Liège University
- Magain, P.: 1985, *Astron. Astrophys.* **146**, 95
- Matteucci, F., Greggio, L.: 1986, *Astron. Astrophys.* **154**, 279
- Müller, E.A., Mutschlechner, J.P.: 1964, *Astrophys. J.* **84**, 1
- Pagel, B.E.J.: 1979, Les éléments et leurs isotopes dans l'univers, eds. A. Boury, N. Grevesse, L. Remy Battiau, Institut d'Astrophysique de l'Université de Liège, p. 261
- Peterson, R.: 1978, *Astrophys. J.* **222**, 181
- Peterson, R.: 1981, *Astrophys. J.* **244**, 989
- Ruland, F., Holweger, H., Griffin, R., Griffin, R., Biehl, D.: 1980, *Astron. Astrophys.* **92**, 70
- Rutten, R.J., Kostik, R.I.: 1982, *Astron. Astrophys.* **115**, 104
- Sandage, A.: 1982, *Astrophys. J.* **252**, 574
- Simmons, G.J., Blackwell, D.E.: 1982, *Astron. Astrophys.* **112**, 209
- Spite, M.: 1967, *Ann. Astrophys.* **30**, 211
- Spite, M., Spite, F.: 1980, *Astron. Astrophys.* **89**, 118
- Steenbock, W., Holweger, H.: 1984, *Astron. Astrophys.* **130**, 319
- Tinsley, B.M.: 1979, *Astrophys. J.* **229**, 1046
- Tomkin, J., Lambert, D.L.: 1980, *Astrophys. J.* **235**, 925
- Tomkin, J., Lambert, D.L., Balachandran, S.: 1985, *Astrophys. J.* **290**, 289
- Twarog, R.A., Wheeler, J.C.: 1982, *Astrophys. J.* **261**, 636
- Wheeler, J.C., Miller, G.E., Scalo, J.M.: 1980, *Astron. Astrophys.* **82**, 152
- Wiese, W.L., Smith, M.W., Miles, B.M.: 1969, Atomic transition probabilities, NSDRS-NBS 22, Vol. II, U.S. Dpt of Commerce, Washington
- Woosley, S.E., Weaver, T.A.: 1985, Problems of Collapses and Numerical Relativity, eds. D. Bancel, M. Signore, Reidel, Dordrecht, p. 27

NUCLEOSYNTHESIS OF THE LIGHT METALS IN THE GALAXY : A STUDY OF THE SODIUM
ENRICHMENT *

Patrick FRANÇOIS

Observatoire de Paris, section de Meudon

running title : A study of the Sodium enrichment.

address for proofs : P. François, Observatoire de Paris
92195 Meudon Cedex, France

to be published in : Astronomy and Astrophysics (main journal)

accepted : Avril 1986

subdivision: Stellar atmospheres

* Based on observations collected at the European Southern Observatory,
Chile and at the Canada-France-Hawaii telescope.

ABSTRACT:

High resolution low noise observations of faint Sodium lines ($\lambda 6154\overset{\circ}{\text{Å}}$ and $\lambda 6160\overset{\circ}{\text{Å}}$) in the spectra of 16 dwarfs have been analysed by spectrum synthesis. Three halo stars belong to this sample. We include also the reanalysis of eleven metal-poor dwarfs previously observed by R. Peterson for Sodium and (sometimes) Magnesium. The results suggest that the trend of the ratio [Na/Mg] is similar to the trend of the ratio [Al/Mg] and therefore can be summarized as follows :

- the ratio [Na/Mg] seems to be constant in the halo ($[\text{Fe}/\text{H}] < -1$)
- the constant value (if so) is smaller than the solar one $[\text{Na}/\text{Mg}] = -0.6 \pm 0.2$ showing an enhancement of the odd-even effect in the halo relative to the disk
- in the disk, the value of the ratio [Na/Mg] is shifting from the halo to the solar value.

The behaviour of the light metals in halo dwarfs seems to agree with the recent models of the chemical enrichment of the Galaxy (Matteucci et al. 1986, Cayrel 1986)

Key words : metal-deficient stars - light metals - nucleosynthesis
chemical evolution of the Galaxy.

INTRODUCTION

Light metals (Na, Mg, Al, Si) are thought to be built mainly during the ending phase of intermediate mass stars ($M \approx 8M_{\odot}$) or in massive stars ($M \approx 25M_{\odot}$). The analysis of these elements in stars with different ages and metallicities can help us to understand better the physical conditions of the production of these elements in the supernovae and also to test the models of the chemical evolution of the Galaxy.

We began an extensive study of these elements (François 1984, 1986, (hereafter paper I) in dwarfs. The chemical composition of the atmosphere of these stars indeed is representative of the matter from which the star has been formed. Owing to the improvement of the detectors, it is nowadays possible to obtain very good spectra of dwarf stars even in the red visible part of the spectrum where the high excitation potential lines of the light metals are mainly located. The main points of the results can be summarized as follows.

In the disk stars, the relative abundances Mg/Fe and Si/Fe are increasing as the metallicity of the star decreases (Tomkin et al. 1985, Edvardsson et al. 1984, Paper I, Laird 1985). [Al/Fe] is found solar (Paper I).

In the halo stars it seems that, on the contrary, the magnesium and silicon abundances are constant, independent of the metallicity (Laird 1986, Paper I). We found in the halo [Mg/Fe] = 0.3 and [Si/Fe] = 0.4. [Al/Fe] is found to be solar but with some exceptions occurring around [Fe/H] \approx - 1.

Sodium and Aluminum are both odd elements mainly built during carbon burning in the same type of progenitors. Therefore we may expect some analogy in the behaviour of these elements. In Paper I, only few data concerning Sodium were available ; moreover for most of the metal deficient stars we could measure only the lines at $\lambda 8183 \text{ \AA}$ and $\lambda 8195 \text{ \AA}$

which can be contaminated by strong telluric lines and thus we estimated that the determination of the Sodium abundance was uncertain.

The first extensive study of the Sodium enrichment in the

Galaxy has been made by Cayrel de Strobel et al. (1970) who studied the variation of $[Na/Fe]$ versus $[Fe/H]$ in 128 stars. Among these stars 45 are dwarfs. In this study, the value of $[Na/Fe]$ mainly taken from the literature are not homogeneous ; moreover the abundances of Magnesium in these stars, which is fundamental for the interpretation of the Sodium abundance, is not given. Anyhow, when only dwarf stars are taken into account it seems (fig. 11 of Cayrel de Strobel paper (1970)) that the abundance of Sodium with respect to Iron $[Na/Fe]$ is independent of $[Fe/H]$. On the contrary from a new analysis of 16 stars, R. Peterson (1981) was convinced that Sodium was more and more overdeficient with respect to iron and also to Magnesium as the overall metallicity declined.

Finally it was decided to study Sodium on a more extended sample and also to try to determine the Sodium abundance from the weak lines at $\lambda 6154$ and $\lambda 6160 \text{ \AA}$, whenever possible. When the stars are very metal deficient, however only the strongest lines ($\lambda 8194 \text{ \AA}$) can be used.

In this paper, we have chosen 16 dwarf stars, the metallicity of which ranges from + 0.20 to - 2.60. These new spectra have been analysed in paper I for the other light metals (Al, Si, Mg). Among them, three stars are very metal deficient ($[Fe/H] \leq -1$) and are representative of the old halo population.

Moreover in order to increase the size of the sample and make full use of the information available, we included also the analysis of the 11 dwarfs observed by R. Peterson (1981). In order to get a sample as homogeneous as possible we reanalysed these stars with exactly the same procedure as for our stars, adopting the parameters T_{eff} $\log g$ and $[M/H]$ published by Peterson (1981).

OBSERVATIONS

Most of the stars analysed here have been observed at the 1.4 m CAT telescope of ESO with the CES spectrometer. The detector was a RETICON array with 15 μm diodes. The definition (resolution) measured on stellar lines is about 0.14 \AA (FWMH). Each spectrum covers a

wavelength range of about 60 \AA centered at $\lambda 6130 \text{ \AA}$. A part of a typical spectrum is shown in Figure 1 for the star HD 196378.

The spectrum of HD 140283 (an essential star in this work) has been taken at the coudé focus of the 3.6 m C.F.H. telescope (RETICON detector, the spectral range is 130 \AA centered on $\lambda 8200 \text{ \AA}$). The reduction procedure was the same as in paper I. In the table Ia and Ib are given all the characteristics of the spectra obtained (exposure time, signal to noise ratio).

ANALYSIS

A total of 27 stars has been studied. For all the stars, the atmospheric parameters, namely temperature T_{eff} , gravity g , and metal abundance $[M/H]$ are given in table 1 or in Peterson (1981). The models were interpolated in a grid of models for dwarf stars (Gustafsson 1981) computed with the same hypotheses as in Gustafsson et al. (1975). The oscillator strengths of the lines (table 3) have been determined by fitting the profile of the lines at the center of the solar disk with a computed profile. For this work we assumed for the solar Sodium abundance the value 6.28 (on a logarithmic scale where the Hydrogen abundance is represented by 12.00) following Holweger (1979). A microturbulent velocity of 1.0 km/s was adopted for all the stars. Synthetic profile of the lines were computed using a synthesis code derived from Spite (1967). The main assumptions and procedures used for computing the lines are described in paper I. The abundance of the elements is given line by line in table 2 for all the stars we recently observed at ESO or at the CFH telescope.

Estimation of the errors

For the neutral and weak lines here studied, systematic errors are mainly due to uncertainties in the atmospheric temperatures T_{eff} . An error of 100 K in the effective temperature leads to an abundance change of 0.1 dex.

In this study, lines are faint and the errors induced by errors in the microturbulent velocity are negligible. Some attempts have been made to estimate errors due to non-LTE effects (Müller et al. 1969, Rutten 1982, Lites et al. 1974, Steenbock 1984) for different elements and different types of stars. These works suggest that departures from LTE do not seem to be very important in dwarf stars.

Intrinsic scatter in the abundance derived from different lines can give an estimation of the random errors. Standard deviation for a ratio $[X/Fe]$ ranges from 0.05 to 0.13.

The $[Fe/H]$ ratios have been checked, when it was possible, with the values of paper I. The mean difference

$$\Delta[Fe/H] = [Fe/H]_{\text{paper I}} - [Fe/H]_{\text{This paper}}$$

with the standard deviation of the mean (σ_m) is

$$\Delta[Fe/H] = 0.03 \pm 0.07$$

This result is consistent with the estimation of the errors.

For the very metal deficient stars like HD 140283, the Na lines at 6154 \AA and 6160 \AA are too faint and only the sodium lines at 8183 \AA and 8194 \AA are measurable. As already noted these weak lines may be contaminated by telluric lines ; in order too obtain accurate equivalent widths, it is necessary to subtract very carefully the telluric spectrum from the stellar spectrum. A section of the spectrum of HD 140283, from which the telluric lines have been subtracted, is displayed in Fig. 2. Owing to the high signal to noise ratio of the two signals (stellar spectrum and telluric spectrum), the faint sodium line is clearly visible, and accurately measurable.

Therefore it is of interest to compare, for a few moderately metal poor stars, the abundances obtained from the multiplet 18 ($\lambda 6160 \text{ \AA}$) and from the multiplet 28 ($\lambda 8190 \text{ \AA}$). We obtained that the mean difference

$$\Delta[Na/H] = [Na/H]_{8194} - [Na/H]_{6160}$$

with the standard deviation of the mean is :

$$\Delta[Na/H] = -0.02 \pm 0.13$$

This shows that the determination of the abundance of Na with the line at 8194.84 \AA is quite accurate and can be a useful tool for the study of very metal poor stars.

Results

The mean abundance of Iron, Sodium and Magnesium are given in table 3a and 3b. In these tables are presented the new determinations of the Sodium abundances and also the determinations of Mg/H given in paper I. The iron abundance has been computed from all the lines measured in the star (paper I and this one)

The Sodium abundance in these stars has been determined sometimes only from the lines at $\lambda 6160 \text{ \AA}$ (multiplet 18) sometimes only from the lines at $\lambda 8190 \text{ \AA}$ (multiplet 28) and sometimes from both set of lines.

[Na/Fe] is plotted versus [Fe/H] in fig. 3a. In the disk stars ($[\text{Fe}/\text{H}] > -1$) no gradient is visible. The sodium abundance is solar and independent of the metallicity : $[\text{Na}/\text{Fe}] = 0$. The dispersion of the dots can be entirely explained by the errors of the determinations but of course, some inhomogeneity of the matter is also probably present. In the halo, sodium seems to be slightly overdeficient relative to iron ($[\text{Na}/\text{Fe}] \approx -0.2$).

But as previously found for aluminium, sodium does not seem to become increasingly overdeficient with respect to iron.

Of course, the weight of HD 140283 is important in this claim (Fig. 2) and it would be of interest to confirm this abundance by the observation of other very metal-poor stars (this means observation of the 8190 \AA

Na lines).

On the other hand since the theoretical nucleosynthesis calculations predict that Sodium and Magnesium are produced by the same process, it is better to take Magnesium rather Iron as the basis of comparison. The ratios [Mg/Fe] and [Si/Fe] (even elements) can give an idea of the number of the progenitors of the yields of carbon-burning elements (see paper I) and the ratio [Na/Mg] or [Al/Mg] (odd-even ratios), an idea of the physical conditions of this carbon burning.

It is therefore interesting to plot the [Na/Mg] ratio versus [Mg/H] (figure 3b). The dispersion of the dots is higher, but this can be considered as normal since the accuracy of the magnesium abundance is lower than the iron abundance accuracy. Anyhow fig 3b could suggest that the trend of the ratio [Na/Mg] is similar to the ratio [Al/Mg] (paper I):

- these ratios seem to be constant in the halo ($[Fe/H] < -1$) in spite of the small number of stars studied.
- their constant value is smaller than the solar one
 $[Al/Mg] = -0.4 \pm 0.2$ and $[Na/Mg] = -0.6 \pm 0.2$
 showing an enhancement of the odd/even effect in the halo
- in the disk the value of these ratios is shifting from the halo to the solar value.

The only serious discrepancy occurs in the case of HD 25329 which has, when are used the equivalent widths of Peterson (1981b), a ratio Na/Mg relatively high. This anomaly has been already pointed out by Peterson (1981a). In fact this star is one of the five known "metal-deficient nitrogen-rich dwarfs" and its chemical composition is possibly not representative of the normal halo stars (Carbon et al. 1986, Schuster 1981). It would be very interesting to study the abundance of the light metals in the 4 other nitrogen-rich dwarfs to determine whether or not this phenomenon is real or is only the results of errors in the measurements of faint lines as suggested by Peterson.

The low values of the ratios $[Al/Mg]$ and $[Na/Mg]$ found for the halo stars according to our work can be interpreted (see paper I) using the calculations of the explosive carbon burning (Arnett, 1971). In this theory, the relative abundances of odd-Z metals with respect to even-Z metals depends on the neutron excess parameter $\eta = (N-Z)/(N+Z)$. η , in turn, is determined by the initial CNO abundance. The relation between η and $[Na/Mg]$ is given by Arnett (1971). By interpolation in his fig 4a, we deduced that $[Na/Mg] = -0.6$ corresponds to $[\eta] \approx -0.8$. This value is the same as the value we deduced from the ratios of the magnesium isotopes in the halo dwarfs given by Barbuy (1985) and the same as the one we deduced from the $[Al/Mg]$ ratio (paper I). This give weight to this determination. It seems that a unique type of supernovae with $[\eta] \approx -0.8$ can explain at the same time the abundances of sodium and aluminium relative to magnesium and the isotopic abundance of magnesium in the halo.

DISCUSSION AND CONCLUSION:

Before to discuss this result it is of interest to summarize the main trends of the light elements in the halo dwarfs.

1- [C/Fe] is constant and solar in the halo (Peterson et al. 1978, Barbuy 1981, Laird 1985)

2- [O/Fe] is constant and overabundant [O/Fe]=+0.6 (Snedden et al. 1979, Clegg et al. 1971, Barbuy 1983)

3- [Mg/Fe] and [Si/Fe] are also constant and overabundant
 [Mg/Fe] \approx +0.4 [Si/Fe] \approx +0.4 (paper I, Laird 1985)

4- [Al/Mg], isotopic ratios of magnesium and very probably [Na/Mg] are constant ; their value show that the odd-even effect is enhanced in the halo, they correspond to a neutron excess [η] \approx -0.8(however, more observations of halo stars would be important to confirm the characteristics of the [Na/Mg] with respect to [Mg/H]).

The constancy of the relative abundances of the elements in the halo is not very surprising in the light of the new scenarios of chemical evolution of the Galaxy (Matteucci et al. 1986, Cayrel 1986)

Let us recall that the variation of [Mg/Fe] relative to [Mg/H] agrees well with the predictions of Matteucci et al.(see paper I). Matteucci and Greggio computed the evolution of the chemical light elements by means of the chemical evolution model in which the nucleosynthesis products coming from type I and II supernovae are taken into account. They admit an initial mass function (IMF) constant in time but naturally at the beginning of the life of the Galaxy the large, rapidly evolving type II supernovae are the main contributors to the metal enrichment. Their predictions show a very decent accord with the observations in particular they predict the constant overabundance in the halo stars of Oxygen, and also of Magnesium and Silicon which at the time they wrote their paper was not observed. The amplitude of this overabundance agrees also with the recent observations.

Only one point seems at variance with the observations : they predict in the halo stars a constant overabundance of Carbon of about 0.4 dex which is not observed. They suggest that this could be due to a too high predicted iron production from type I supernovae or a too high production of Carbon from type II supernovae. The good agreement

between the [Mg/Fe] and [Si/Fe] ratios computed and observed lead us to think that the second hypothesis is more realistic. Moreover, a new measurement of the rate of the reaction $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$ (Kettner et al. 1982) has shown that the value was underestimated by a factor 3 to 5 (The carbon abundance depends sensitively of the rate of the reaction $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$ (Arnett et al. 1984).

On the other hand Cayrel (1986) has proposed another scenario for the evolution of a galaxy : very massive stars ($50-100 M_{\odot}$) are formed first in primordial clouds which suffer a gravitational collapse. These massive stars explode very fast ; then, the bulk of low mass stars is built " in the high density shocks produced between the infalling envelope and the matter expelled by the powerfull central supernovae". The stars formed at the fringe of the cloud become field population II stars. In this scenario the difference in the metallicity [M/H] of the halo stars is mainly due to different dilutions of the matter ejected by the central supernovae. The relative abundances of metals are thus independent of the metallicity. Moreover this scenario is able to explain the observed ratios O/(Fe+Si), C/O and Mg/O in the halo (Cayrel 1986).

Let us remark that all these scenarios use the yields of Arnett (1978). More recently Woosley et al. (1980, 1982) have proposed a model in which light elements are synthesized by a combination of hydrostatic carbon burning followed by explosive neon burning. Only computed the yields of two types of progenitors ($15 M_{\odot}$ and $25 M_{\odot}$) have been computed and this is not sufficient to deduce a realistic complete model of the galactic evolution. However the differences between the yields of Woosley and those of Arnett (at least in this range of mass) is not very large and thus the use of yields from Woosley is not expected to change greatly the theoretical chemical evolution of the Galaxy.

ACKNOWLEDGMENTS

I am grateful to M. Spite for her constant help and encouragement. I am indebted to R. Cayrel for communication of results before publication. Computations have been carried out at the VAX computer of the observatoire de Paris-Meudon. This work was supported in part by the U.A. 335.

REFERENCES:

- Arnett, W.D. : 1971, *Astrophys. J.*, 166, 153
- Arnett, W.D. : 1978, *Astrophys. J.*, 219, 1008
- Arnett, W.D., Thielemann, F.K : 1984, *Stellar nucleosynthesis*, eds. C. Chiosi, A. Renzini (D. Reidel Dordrecht) p. 145)
- Barbuy, B. : 1981, *Astron. Astrophys.*, 101, 365
- Barbuy, B. : 1983, *Astron. Astrophys.*, 123, 1
- Barbuy, B. : 1985, *Astron. Astrophys.*, 151, 189
- Carbon, D.F., Barbuy, B., Kraft, R.P., Friel, E.D., Suntzeff, N.B. : 1986, to be published
- Cayrel de Strobel, G., Chauve-Goddard, J., Hernandez, G., Vaziaga, M.J. : 1970, *Astron. Astrophys.*, 7, 408
- Cayrel, R. : 1986, submitted to *Astron. and Astrophys.*
- Clegg, R.E.S., Lambert, D.L., Tomkin, J. : 1981, *Astrophys. J.*, 250, 262
- Edvardsson, B., Gustafsson, B., Nissen, P.E. : 1984, *The Messenger*, 38, 33
- Francois, P. : 1984, *C.R. Acad. Sc. Paris*, t. 299, Série II, n°5
- François, P. : 1986, *Astron. Astrophys.* (in press)
- Gustafsson, B., Bell, R.A., Eriksson, K., Nordlund, Å. : 1975, *Astron. Astrophys.*, 42, 407
- Gustafsson, B. : 1981 (private communication)
- Holweger, H. : 1979, *Les éléments et leurs isotopes dans l'univers*, eds. A. Boury, N. Grevesse, L. Remy Battiau, Institut d'Astrophysique de l'Université de Liège, p. 117
- Kettner, K.U., Becker, H.W., Buchmann, L., Görres, J., Kräwinkel, H., Rolfs, C., Schmalbrock, P., Trautvetter, H.P., Vlieks, A. : 1982 *Z. Physik A308*, 73
- Laird, J.B. : 1985, *Astrophys. J.*, 289, 556
- Laird, J.B. : 1985, (preprint)
- Lites, B.W., Cowley, C.R. : 1974, *Astron. Astrophys.*, 31, 361
- Matteucci, F., Greggio, L. : 1986, *Astron. Astrophys.*, 154, 279
- Müller, E.A., Mutschlecner, J.P. : 1964, *Astrophys. J.*, 84, 1
- Nomoto, K., Thielemann, F.K., Yokoi, K. : 1984, *Astrophys. J.*, 286, 644
- Peterson, R. : 1978, *Astrophys. J.*, 222, 578
- Peterson, R., Sneden, C. : 1978, *Astrophys. J.*, 225, 913
- Peterson, R. : 1981a, *Astrophys. J.*, 244, 989
- Peterson, R. : 1981b, *Astrophys. J. Sup.*, 45, 421
- Rutten, R.J., Kostik, R.I. : 1982, *Astron. Astrophys.*, 115, 104

- Schuster, W.J. : 1981, Rev. Mexicana Astron. Astrofis., 5, 69
- Snedden, C., Lambert, D.L., Whitaker, R.W. : 1979, Astrophys. J., 234, 964
- Spite, M. : 1967, Ann. d'Astrophys., 30, 211
- Steenbock, W., Holweger, H. : 1984, Astron. Astrophys., 130, 319
- Tomkin, J., Lambert, D.L., Balachandran S. : 1985, Astrophys. J.,
290, 289
- Woosley, S.E., Weaver, T.A. : 1980, Astrophys. J., 238, 1017
- Woosley, S.E., Weaver, T.A. : 1982, in "Supernovae : a survey of Current
research", eds. M. Rees and R. Stoneham, p. 79
- Woosley, S.E., Weaver, T.A. : 1985, Problems of collapses and
Numerical Relativity, eds. D. Bancel and M. Signore
D. Reidel : Dordrecht, p. 27

HD	m_V	DATE	EXP.	S/N	θ_{eff} ($= 5040/T_{\text{eff}}$)	log g	[M/H]	Ref.
76932	5.86	28/29 MAY 85	1H 30 MN	250	0.86	3.50	-1.00	1
88218	6.13	27/28 MAY 85	1H 30 MN	200	0.91	3.36	-0.42	2
91324	4.89	28/29 MAY 85	OH 30 MN	250	0.83	3.90	-0.60	3
106516	6.11	29/30 MAY 85	1H 30 MN	200	0.81	4.50	-0.65	4
130819	5.15	28/29 MAY 85	OH 40 MN	250	0.76	4.10	-0.09	5
136352	5.65	27/28 MAY 85	1H 05 MN	250	0.92	4.18	-0.46	6
154417	6.01	27/28 MAY 85	1H 30 MN	200	0.87	4.24	-0.19	5
160691	5.15	27/28 MAY 85	OH 40 MN	150	0.90	4.20	+0.41	6
188376	4.70	28/29 MAY 85	OH 20 MN	200	0.93	3.72	-0.08	7
192310	5.73	27/28 MAY 85	1H 30 MN	200	1.01	4.50	-0.04	8
196378	5.12	28/29 MAY 85	OH 40 MN	300	0.83	4.10	-0.30	9
203608	4.22	28/29 MAY 85	OH 20 MN	300	0.83	4.40	-0.60	10
211998	5.29	27/28 MAY 85	1H 30 MN	250	0.97	3.70	-1.50	6
212330	5.30	28/29 MAY 85	OH 50 MN	250	0.91	3.75	-0.29	7
216385	5.16	28/29 MAY 85	OH 55 MN	200	0.83	3.97	-0.62	11

Table 1a : Spectra obtained at the CES spectrograph (ESO) (λ 6150 Å)

HD	m_V	DATE	EXP.	S/N	θ_{eff} ($= 5040/T_{\text{eff}}$)	log g	[M/H]	Ref.
140283	7.20	16/17 APR 84	1H 16 MN	200	0.90	4.00	-2.60	12

Table 1b : Spectrum obtained at the coudé CFHT spectrograph (λ 8200 Å)

				HD 76932		HD 88218		HD 91324		HD 106516		HD 130819		HD 136352		HD 154417		HD 160691	
6154.23	NAI	2.10	-1.52	5.35	7	5.91	26	5.85	15	5.58	8	6.15	17	5.85	27	6.01	27	6.52	60
6160.75	NAI	2.10	-1.21	5.30	11	5.95	44	5.86	28	5.45	12	6.10	27	5.85	44	6.01	43	6.60	87
6142.49	SI1	5.62	-1.37	6.73	11	7.20	30	7.10	19	7.00	15	7.42	24	7.18	28	7.30	30	7.75	53
6145.02	SI1	5.61	-1.30	6.73	13	7.00	33	7.08	22	7.00	18	7.40	26	7.16	31	7.19	34	7.75	58
6157.73	FE1	4.07	-1.20	6.52	20	7.15	53	7.03	35	6.64	18	7.45	38	6.95	50	7.30	57	7.70	79
6159.38	FE1	4.61	-1.79	****	*	7.00	8	****	*	****	*	7.40	6	6.82	6	7.10	8	7.56	20
6165.36	FE1	4.14	-1.47	6.48	10	7.10	36	7.03	22	6.65	10	7.40	23	6.95	33	7.32	41	7.68	60

Table 2 : Abundances and equivalent widths.

column 1 : Wavelength (Å)

column 2 : Element and ionisation degree

column 3 : Excitation potential (eV)

column 4 : Logarithm of the oscillator strength

for each star, in first column : abundance

in second column : equivalent width (mÅ)

				HD 188376		HD 192310		HD 196378		HD 203608		HD 211998		HD 212330		HD 216385			
6154.23	NAI	2.10	-1.52	6.13	41	6.22	73	5.88	16	5.58	9	4.55	2	6.08	35	5.88	16		
6160.75	NAI	2.10	-1.21	6.15	62	6.25	106	5.88	28	5.58	18	4.60	5	6.12	56	5.86	28		
6142.49	SI1	5.62	-1.37	7.38	38	7.55	37	7.10	19	6.81	11	6.21	5	7.37	38	7.20	23		
6145.02	SI1	5.61	-1.30	7.36	41	7.54	41	7.08	21	6.82	13	6.25	7	7.40	44	7.22	28		
6157.73	FE1	4.07	-1.20	7.32	66	7.35	88	7.05	36	6.67	22	5.84	13	7.40	67	7.12	39		
6159.38	FE1	4.61	-1.79	7.30	16	7.33	19	7.00	5	6.67	2	****	*	7.25	13	7.02	5		
6165.36	FE1	4.14	-1.47	7.30	49	7.35	63	7.00	20	6.70	12	5.85	6	7.33	47	7.10	24		
				HD 140283															
8183.25	NAI	2.10	0.30	3.40	8														
8194.84	NAI	2.10	0.70	3.20	13														

NOHD	[FE/H]	[NA/FE]	[MG/FE]
76932	-1.01	0.05	0.45
88218	-0.45	0.10	0.25
91324	-0.56	0.13	
106516	-0.82	0.06	0.38
130819	-0.13	0.19	0.11
136352	-0.48	0.05	0.18
140283	-2.60	-0.40	0.33
154417	-0.19	-0.08	0.11
160691	0.16	0.12	0.14
188376	-0.13	-0.01	0.06
192310	-0.09	0.04	0.03
196378	-0.46	0.06	0.10
203608	-0.89	0.19	0.21
211998	-1.60	-0.11	0.45
212330	-0.17	0.02	0.06
216385	-0.49	-0.08	0.16

Table 3a : Relative abundances in the observed stars.

ACKNOWLEDGMENTS

I am grateful to M. Spite for her constant help and encouragement. I am indebted to R. Cayrel for communication of results before publication. Computations have been carried out at the VAX computer of the observatoire de Paris-Meudon. This work was supported in part by the U.A. 335.

HD/BD/CD	[Fe/H]	[Na/Fe]	[Mg/Fe]
-170219	-0.54	0.05	0.16
13783	-0.55	0.05	0.07
23439A	-1.02	0.00	0.31
23439B	-1.05	-0.16	0.37
25329	-1.56	0.00	0.02
-101792	-1.02	0.07	0.46
114762	-0.79	-0.08	
132142	-0.55	-0.12	
148816	-0.72	0.06	
+4103306	-0.87	-0.03	
184449	-0.66	+0.09	

Table 3b : Relative abundances in the reanalysed stars ^{from} ~~of~~ Peterson's ^{list} (see text)

FIGURE CAPTIONS:

Figure 1 : Typical example of the spectra used in this analysis
 HD 196378, $V=5.1$, exp. time=0H 40 at the ESO 1.4m CAT telescope

Figure 2 : Sodium line of HD 140283 after subtraction of telluric lines.

Figure 3a:

[Na/Fe] versus [Fe/H]

O Sodium abundance is determined with lines at $\lambda 6160 \text{ \AA}$

X Sodium abundance is determined with lines at $\lambda 8190 \text{ \AA}$

+ Stars from Peterson 1981. These stars have been reanalysed with the same procedure as for our stars, taking her model's parameters T_{eff} , $\log g$ and [M/H].

⊕ HD 25239 is a nitrogen rich star and could have abundance anomalies.

□ Gmb 1830 (Tomkin et al. 1980)

Figure 3b:

[Na/Mg] versus [Mg/H]

O Sodium abundance is determined with lines at $\lambda 6160 \text{ \AA}$

X Sodium abundance is determined with lines at $\lambda 8190 \text{ \AA}$

+ Stars from Peterson 1981. These stars have been reanalysed with the same procedure as for our stars, taking her model's parameters T_{eff} , $\log g$ and [M/H].

⊕ HD 25239 is a nitrogen rich star and could have abundance anomalies.

□ Gmb 1830 (Tomkin et al. 1980)

The figure suggests a constant ratio in the halo with the value $[\text{Na/Mg}] \approx -0.6$

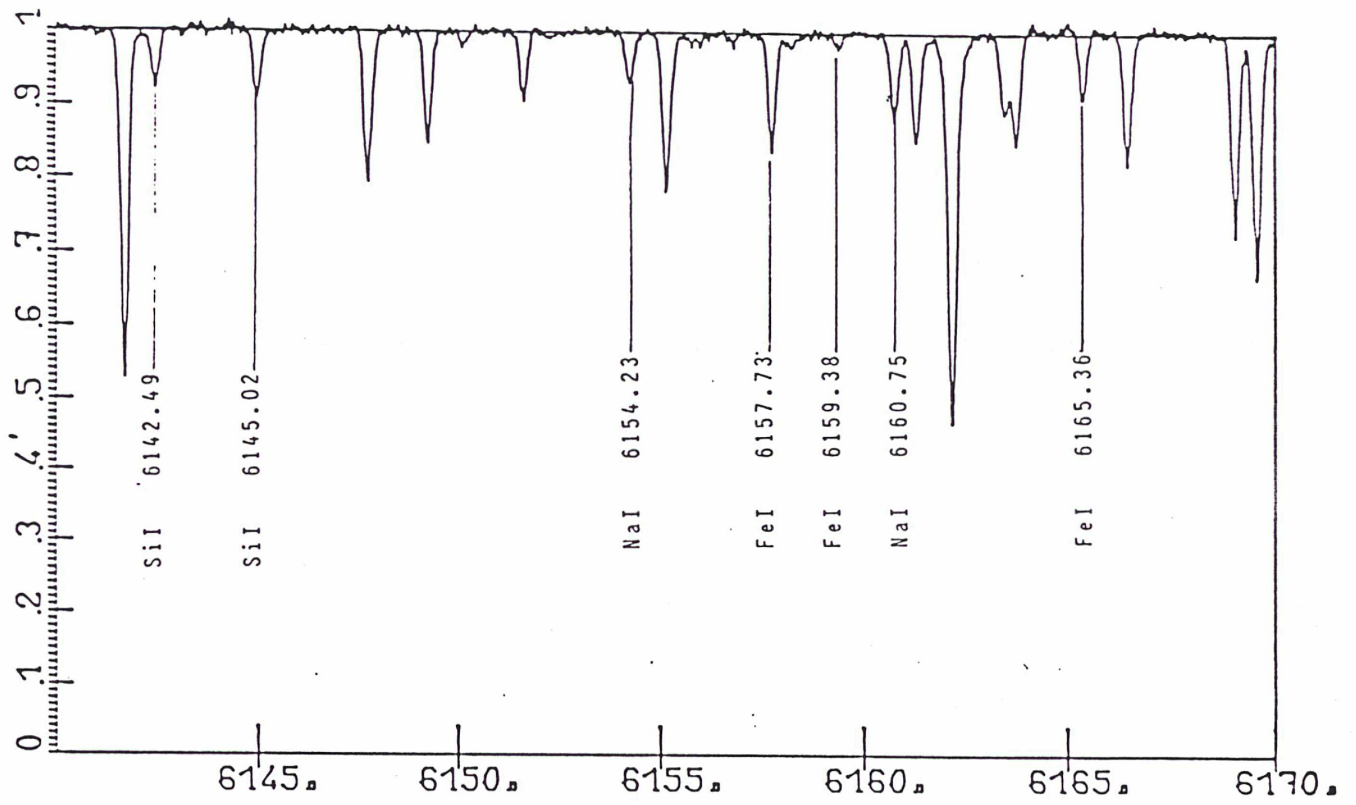


Figure 1

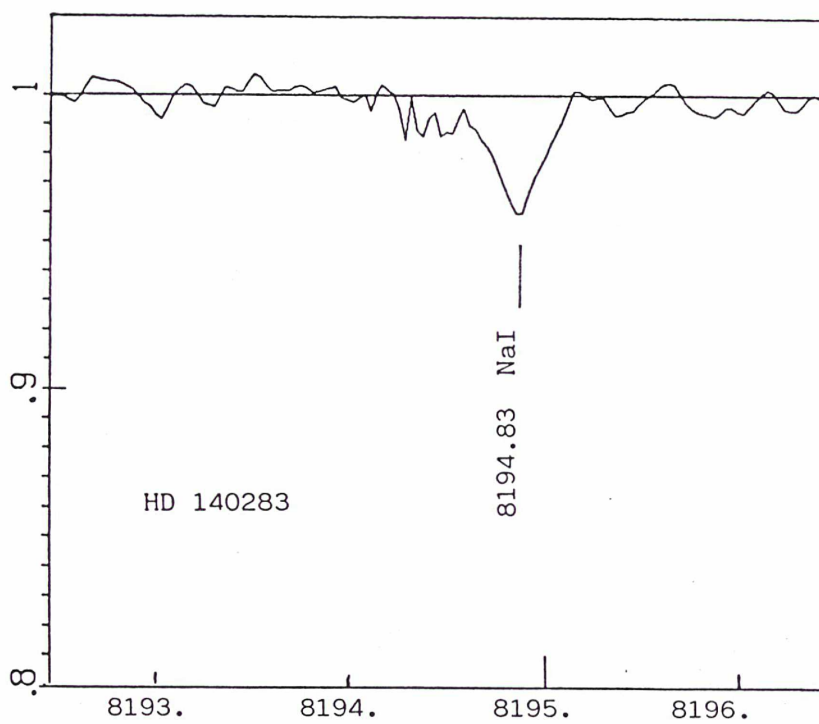


FIGURE 2

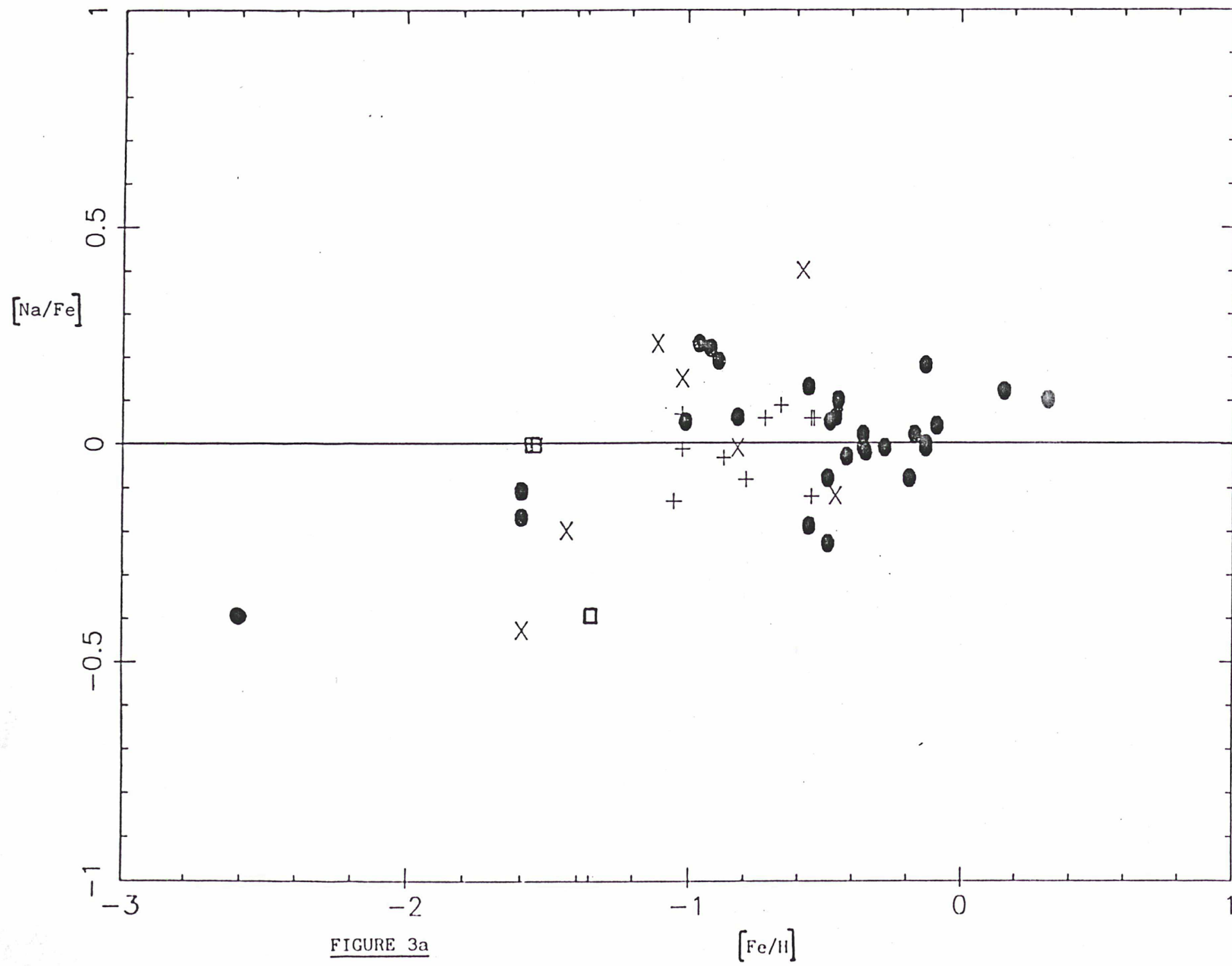


FIGURE 3a

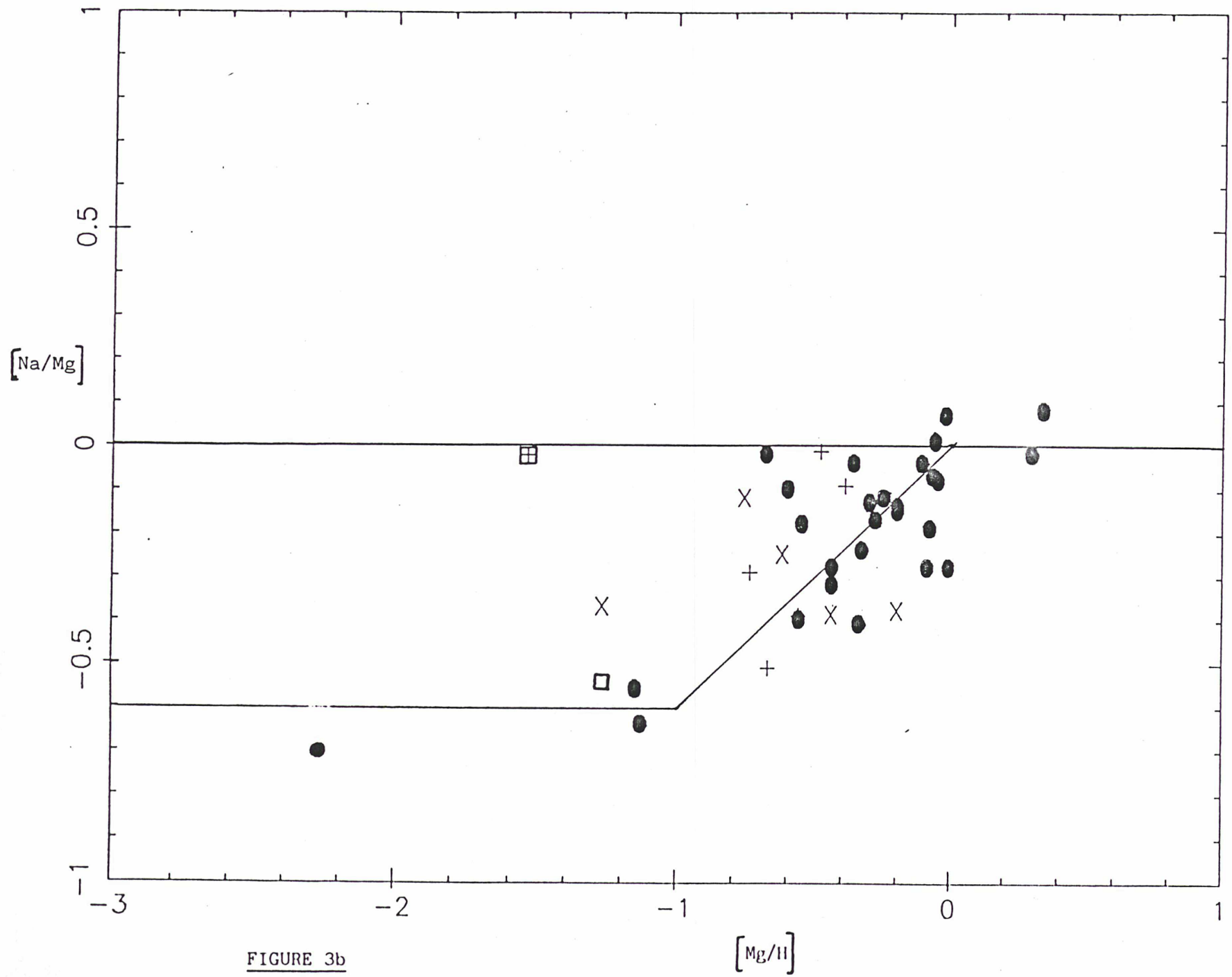


FIGURE 3b

HIGH RESOLUTION ANALYSIS OF A STAR
IN THE YOUNG SMC GLOBULAR CLUSTER NGC330.*

SPITE M.¹ ,CAYREL R.², FRANCOIS P.¹, RICHTLER T.³, SPITE F.¹

¹/ Observatoire de Paris, section de Meudon

²/ Observatoire de Paris

³/ Sternwarte der Universität, Bonn

to be published in : Astronomy and Astrophysics (main journal)

accepted : Mai 1986

subdivision : stellar atmospheres

* Based on Observations collected at the European Southern Observatory

Abstract

The analysis of CASPEC spectra of the supergiant star A7 in the young cluster NGC330 (Small Magellanic cloud) show that the star has a metallicity much smaller than the metallicity of the few field supergiants of the SMC which have been analysed. The metallicity of the star is similar to those of a typical Globular clusters of the Galaxy, but do not deviate significantly from those of some HII regions of the SMC.

The distribution of the individual abundances of the elements is definitely non-solar, and is similar to the distribution found in the typical Globular Clusters of the Galaxy (however the current explanation for the enhanced light metal abundance seems not relevant here).

The abundances of heavy elements (rare earths) and in particular of Europium, is enhanced relatively to the typical Globular Clusters of the Galaxy; such anomaly is known in two halo field giants of our Galaxy HD115444 and HD110184.

The resonance line of lithium is observable, and hence the star suffered only a small mass loss.

I - INTRODUCTION

NGC 330 is the brightest among the young globular clusters in the Small Magellanic cloud. As it is also the youngest (1.2-10⁷y according to Carney et al. 1985), one should expect this cluster to be representative for the young SMC Population. NGC 330 may therefore be considered as a very important object in any approach to the chemical evolution of this galaxy. Several authors tried to determine the metallicity of NGC 330, using photometric techniques (Janes and Carney 1980 ; Richtler and Nelles 1983 ; Mc Gregor and Hyland 1984, Carney et al. 1985). The remarkable metal deficiency, in which all authors agreed ($-1.3 \text{ dex} > [M/H] > -1.8 \text{ dex}$) was quite surprising, since only a slight metal underabundance was expected due to previous studies of field supergiants (eg. Wolf 1973; Foy 1981; Thévenin and Foy 1986). Obviously, a strong metal deficiency of NGC 330 (and perhaps of other young globular clusters in the Magellanic clouds?) could alter the whole picture of chemical evolution in the SMC. On this background, we have analysed a high dispersion spectrum of a red supergiant, believed to be member of NGC 330, to achieve a better determination of the metal abundance of this interesting object, and to obtain the relative abundances of the different elements and not only the global metallicity.

II - OBSERVATIONS AND REDUCTION

An echelle spectrogram of a supergiant in NGC 330 was obtained at the 3.60 m telescope of ESO Chile with the CASPEC spectrograph in October of 1985.

The observed star is the star n° 41 in the table II of the original survey of Arp (1959). It has also the number A7 in the survey of Robertson (1974) ; We adopted as identification of the star "NGC 330:A7" (Carney 1985) since the main photometric indexes of this star given in table 1, are from Robertson (1974).

The obtained spectrum has a resolution of about 20000 (D'Odorico et al. 1983) and a signal to noise ratio of about 100.

This spectrum has been reduced with a code specially developed on the VAX computer of Paris-Meudon Observatory in order to obtain the highest precision for the line profiles and the equivalent widths. This program finds and extracts the spectral orders, divides by a flat-field, sets a wavelength calibration from the comparison lamp spectrum and determines the radial velocity of the star by correlation with a reference spectrum. Part of this reduced spectrum is displayed in fig. 1. The line list developed by Pilachowski, Wallerstein and Leep (1980) was adopted for the analysis of the star. This list has been established to eliminate lines which would yield questionable abundances.

The measurement of the equivalent widths is subject to systematic and random errors. The placement of the continuum in particular, was complicated by the echelle grating blaze (ripple). Anyhow owing to the high quality of the spectrum it seems that the accuracy of the position of the continuum is generally better to 1 %.

Sometimes low-amplitude fringes are observed in the red part of the CCD spectra. From this point of view, the new CCD chip of ESO seems excellent and we could only detect small fringes (the amplitude of these fringes was always smaller than 2 %) at wavelengths longer than 6600 Å. These features become clearly visible only when there are very few lines in the stellar spectrum (halo dwarf stars for example) but they can however affect the measurement of the equivalent width of a few red lines in the spectrum of NGC 330:A7.

The heliocentric radial velocity of the star has been found equal to $155 \text{ km s}^{-1} \pm 1$ in good agreement with the value measured by Carney et al. (1985) : $153 \text{ km s}^{-1} \pm 16$, and slightly larger than the value measured by Feast and Blake (1980) : $148 \text{ km s}^{-1} \pm 2$.

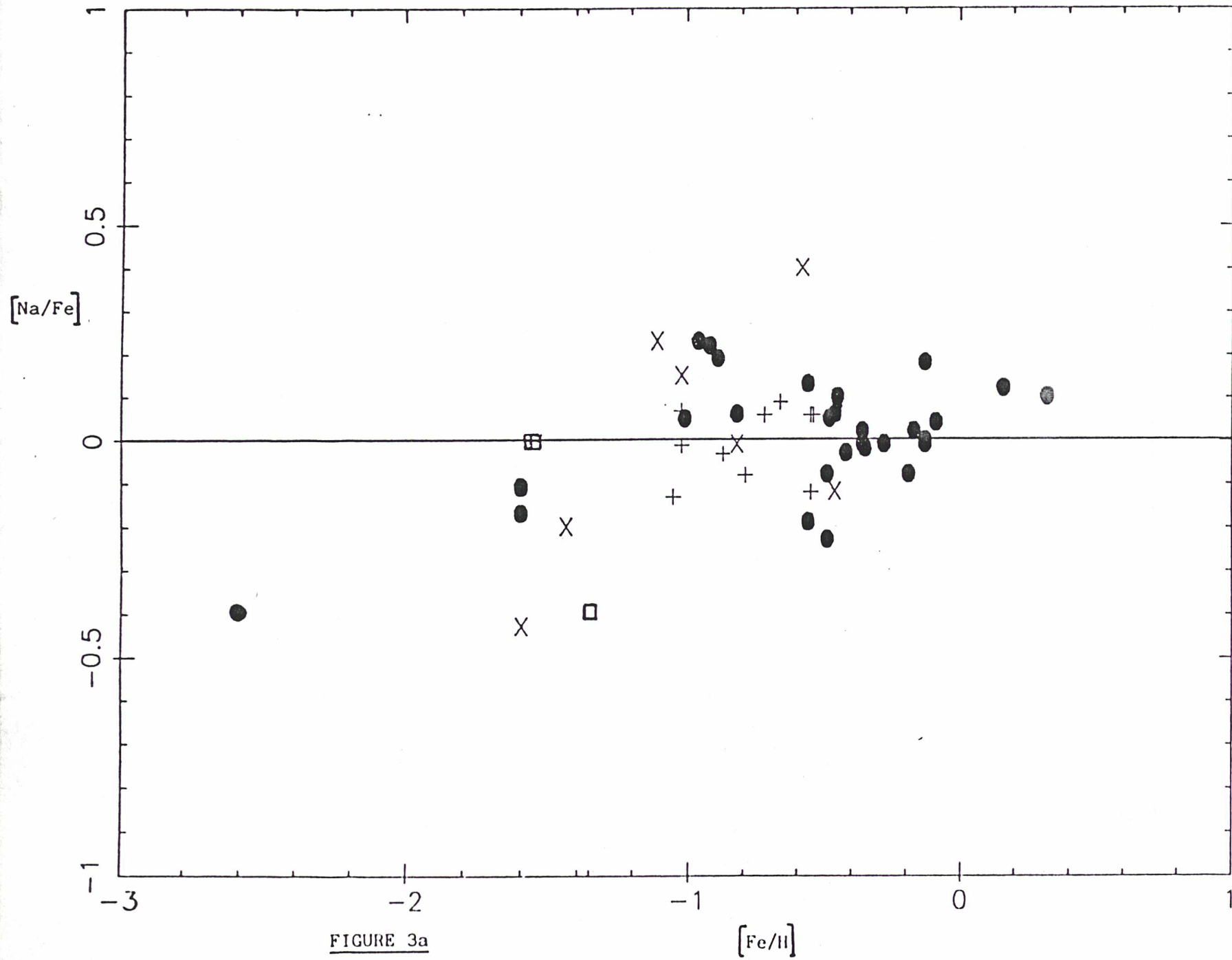


FIGURE 3a

III - ANALYSIS

The standard model atmosphere (LTE, Hydr.Eq., plane//) for a star is specified by four parameters: the effective temperature, the surface gravity, the mean metal abundance and the microturbulence velocity.

The effective temperature is certainly the most difficult parameter to determine. Moreover, the resultant value of the metal abundance (which is particularly interesting from the point of view of the chemical enrichment in the SMC) depends strongly on the choice of this temperature.

For cool metal deficient supergiants, it has been shown that the best way to determine the temperature is to derive it directly from the infrared colors (R-I) or (V-K) (Cohen, Frogel and Persson 1978). These colors indeed are practically independent of the chemical composition of the star and they are well calibrated against temperature. Unfortunately no infrared broad band photometry is available for NGC 330:A7, and only the B-V color is known (Robertson 1974); the reddening correction for NGC330 is small and has been taken also from Robertson (1974). Therefore we deduced the effective temperature of the star by comparing the obtained $(B-V)_0$ to the relation between $(B-V)_0$ and T_{eff} for the galactic globular cluster M13 (Frogel et al. 1981; Pilachowski et al. 1983) which had the mean chemical composition we expected for NGC 330 (table 1) from photometric measurements. We obtained $T_{\text{eff}} = 3900 \text{ K} \pm 200 \text{ K}$. Then the stellar surface gravity has been calculated from this assumed temperature, the apparent visual magnitude, the interstellar reddening value and the distance modulus using the classical equation

$$\log (g_*/g_{\odot}) = \log (M_*/M_{\odot}) + 4 \log (T_*/T_{\odot}) - \log (L_*/L_{\odot})$$

where a mass of $13 M_{\odot}$ (Mc Gregor and Hyland 1984) was assumed.

We finally obtained $\log g_* = 0.1$

If we admit that the mass is uncertain by $\pm 3 M_{\odot}$ (0.1 in $\log M/M_{\odot}$) and the temperature by $\pm 200 \text{ K}$, the uncertainty in $\log g$ is about ± 0.3 .

Once the model parameters have been specified we tried to interpolate a model within the grid of Gustafsson et al. (1975). In fact the temperature of the star is about 100 K cooler than the coolest model of the grid and the gravity is lower. Then we used the $T(\tau)/T_{\text{eff}}$ relation of the nearest model of the grid to solve the equation of hydrostatic equilibrium

and to obtain at each level of the model the gas and electron pressures (rescaled model).

The microturbulent velocity has been chosen to obtain the better fit between the empirical curve of growth of Fe I and the theoretical one constructed from a model with $T_{\text{eff}}=3900\text{K}$ and $\log g = 0.1$ (fig 2). The better fit is obtained with $v_t = 4.5 \text{ km/s}$.

For each line of the list the equivalent width of the corresponding solar line was measured in the Liège Photometric atlas of the Solar Spectrum (Delbouille et al. 1973) and the transition probability computed using the Holweger-Müller model (1974). These gf values have been used to derive line by line element abundances in NGC330:A7.

The results of these computations are presented in tables 2 and 3. The equivalent width of some lines which were widened by hyperfine structure (EuII lines) or slightly blended (aluminum lines for example) do not appear in table 2. For these lines indeed, the abundance has been derived by fitting the observed profile with the theoretical one, taking into account the blends when necessary.

The hyperfine structure of the EuropiumII lines is from Biehl (1976) for $\lambda 6645.1\text{\AA}$, and has been estimated from the solar spectrum for $\lambda 6437\text{\AA}$.

a) metal abundances in NGC330:A7

H 9
The high resolution spectroscopic study of a star in NGC330 confirms that this globular cluster ~~star~~ of the SMC is very metal deficient (Richtler and Nelles 1983), although it ^{must be} very young from the shape of its HR diagram (Arp, 1959) and its integrated colors (Searle et al. 1980). We obtain for the iron peak elements $[M/H] \approx -1.4 \pm 0.2$. The precision in the measurement of the equivalent widths is better than 20% thus most of the sources of error are systematic. The dependence of derived abundances on the effective temperature of the model chosen has been studied around 4000K by Pilachowski et al. (1983); For neutral elements the abundance $[M/H]$ diminishes by about 0.15 dex when the effective temperature of the model increases by 100K.

More difficult is to evaluate the magnitude of some sources of error like the suitability of the model and the LTE assumption. However, it can be seen in the table 2 that the abundance of iron derived for the FeII lines (-1.1) is

two times higher than the abundance derived for the FeI line (-1.4). [The agreement between the TiI and the TiII lines is better but there are only two TiII lines and this agreement could be not significant]. The discrepancy between the FeI and the FeII lines could be corrected by an adjustment in gravity but the required adjustment (-0.5) seems beyond the limit of the range permitted. On the other hand let us recall that in the cooler giants of the Galactic globular clusters (which are quite different stars, but with fairly similar atmospheric parameters) the iron abundances derived from the FeII lines are generally higher than those derived from the FeI lines (Pilachowski et al. 1983). This effect is attributed to an overionization of iron as expected for a departure from LTE in the ionization equilibrium (Auman and Woodrow 1975): according to Pilachowski et al. (1983) the observed differences in iron abundances derived from FeI and FeII lines is as large as 0.8 at $T_{\text{eff}}=3900\text{K}$.

Thus it seems that the departure from an LTE model is not as important in the massive SMC cluster star NGC330:A7 than in the galactic globular cluster red supergiants. The slight effect we observed suggests however that we could underestimate the iron abundance based on FeI lines by, up to 0.2 dex and this gives first estimation of the errors in the determination of the relative abundances of the elements in this star.

On the other hand the fact that neutral iron lines give a discordant value with the ionized lines, may be partly due to non-LTE effects but also could be due to chromospheric effects, the H_{α} core profile showing emission features (fig.3).

In the solar spectrum, active regions show depressed equivalent widths for neutral lines, whereas ionized lines remain unaffected (Sheeley 1967, Chapman and Sheeley 1968)

Oxygen

The oxygen abundance has been determined from the forbidden lines at $\lambda 6300$ and 6363\AA . (The equivalent width of the 6300\AA line given in table 2 takes into account the blend of the ScII line at $\lambda 6300.7\text{\AA}$)

In a star as cool as NGC330:A7 an important part of oxygen may be locked in molecular form (mainly CO). Therefore the amount of "free oxygen" depends on the carbon abundance which is unknown in the case of NGC330:A7.

As a first hypothesis (table 3), we suppose that the carbon deficiency is the same as that of the iron peak elements; this is the usual hypothesis in the Galactic Globular Clusters. In this case we computed that only 45% of the

oxygen atoms are free (at $\tau=0.1$) and we obtain an oxygen abundance close to the iron peak abundance $[O/H]=-1.24$.

Dufour et al. (1982) from a study of the HII regions found "a prominent deficiency of carbon in the Magellanic clouds relative to most of the other elements studied" (O, N, Ne, S, Ar). If we suppose that all the oxygen atoms are free (no carbon in the atmosphere of the star) then $[O/H]=-1.5$.

Thus in the star : $-1.2 < [O/H] < -1.5$. The deficiency of oxygen seems therefore "normal", i.e. similar to the deficiency of the iron peak elements, in NGC330:A7.

Light metals

The abundances of the light metals Na, Al, Si are derived from a very small sample of lines ; however these elements seem significantly enhanced relative to iron in NGC330:A7.

An overabundance of the light metals by a factor of about three is often observed also in the Galactic globular cluster stars (see for examples Cohen 1981, Pilachowski et al. 1983).

The enhancement the light metals in the Galactic globular cluster stars has been explained (Iben and Renzini 1984) by the accretion of the ejecta of intermediate mass AGB stars ($8-9M_{\odot}$) onto the main sequence dwarfs, (which evolved into the red giants observed nowadays); this theory cannot explain the abundance anomalies of a star as young as NGC330:A7. Another explanation has to be found . It remains however a striking similarity between the abundance patterns of NGC330:A7 and the Galactic globular cluster giants. On the other hand it seems that the ejecta of the very massive stars which may be assumed to have exploded and enriched the matter at the very beginning of the formation of the cluster, could be rich in light metals, and in particular in silicium (El Eid et al. 1981) It would be very interesting to extend the observations, for a more complete comparison of observations and theory.

Rare earths

In table 3 another very striking phenomenon is *the overabundance of all the rare earths: "s" and also "r" heavy elements.*

In some galactic globular cluster stars an overabundance of the (mainly) "s" heavy elements has been reported (for example Gratton 1982). These elements (Ba, Y...) can be built from iron seeds by adding slow neutrons and thus can be formed inside the star itself and then transported to the surface by

mixing (Iben 1966). This is not possible for Europium which needs ^arapid neutron flux to be formed, and which is expected to be built during the supernovae explosions.

On the other hand, anomalous abundances of the heavy elements in the Galactic metal deficient stars have been reported by many authors (see in particular Spite and Spite 1978, Luck and Bond 1981, Leep and Wallerstein 1981, Barbuy et al. 1985): generally Barium and Yttrium are overdeficient in metal deficient stars as soon as $[Fe/H] \leq -1.5$. On the contrary the ratio $[Eu/Fe]$ is generally normal relative to the Sun. [When HD122563 is taken as reference an overabundance of Europium is observed owing to the particularly low abundance of Europium ($[Eu/Fe] = -0.4$) in this star.]

However two galactic field halo stars are known to be really "Europium rich" (even relative to the Sun) : HD115444 (Griffin et al. 1982) and HD110184 (Snedden et al. 1985) . In fig.4 are compared the relative abundances of the heavy elements in these metal-poor europium-rich stars and in NGC330:A7.

The distribution of the abundances of the elements in NGC330:A7 resembles closely to that of HD115444 .

Europium is generally thought to be formed mainly by the r-process during a supernova explosion. This process can be responsible also for the enhancement of Y, La, Ba in NGC330:A7 (Truran 1981) and it is thought to take place in supernovae explosions associated with massive stars. Such massive stars are expected to have enriched the matter at the beginning of the formation of NGC330.

b) Lithium abundance in NGC 330:A7

The lithium line at $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ is clearly visible in the spectrum of NGC330:A7 (fig.1). A first LTE computation of the abundance of lithium gives $\log N_{Li} = 0..$ But unfortunately this lithium line is very sensitive to non-LTE effects in supergiant stars. From Luck (1977) in a Population I star at $T_{eff} = 4000K$ and $\log g = 0.75$ the correction factor $C = \text{non-LTE} - \text{LTE} \approx 0.6$ (and this effect can be enhanced in a metal deficient star.

Thus the abundance of lithium in NGC330:A7 is probably about $\log N_{Li} \approx 0.6 \pm 0.6$ (or $1 < N_{Li} < 16$ atoms for 10^{12} hydrogen atoms), where the error bar takes into account possible blends and the imprecision of the correction factor C.

mixing (Iben 1966). This is not possible for Europium which needs ^crapid neutron flux to be formed, and which is expected to be built during the supernovae explosions.

On the other hand, anomalous abundances of the heavy elements in the Galactic metal deficient stars have been reported by many authors (see in particular Spite and Spite 1978, Luck and Bond 1981, Leep and Wallerstein 1981, Barbuy et al. 1985): generally Barium and Yttrium are overdeficient in metal deficient stars as soon as $[Fe/H] \leq -1.5$. On the contrary the ratio $[Eu/Fe]$ is generally normal relative to the Sun. [When HD122563 is taken as reference an overabundance of Europium is observed owing to the particularly low abundance of Europium ($[Eu/Fe] = -0.4$) in this star.]

However two galactic field halo stars are known to be really "Europium rich" (even relative to the Sun): HD115444 (Griffin et al. 1982) and HD110184 (Snedden et al. 1985). In fig.4 are compared the relative abundances of the heavy elements in these metal-poor europium-rich stars and in NGC330:A7.

The distribution of the abundances of the elements in NGC330:A7 resembles closely to that of HD115444.

Europium is generally thought to be formed mainly by the r-process during a supernova explosion. This process can be responsible also for the enhancement of Y, La, Ba in NGC330:A7 (Truran 1981) and it is thought to take place in supernovae explosions associated with massive stars. Such massive stars are expected to have enriched the matter at the beginning of the formation of NGC330.

b) Lithium abundance in NGC 330:A7

The lithium line at $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ is clearly visible in the spectrum of NGC330:A7 (fig.1). A first LTE computation of the abundance of lithium gives $\log N_{Li} = 0$. But unfortunately this lithium line is very sensitive to non-LTE effects in supergiant stars. From Luck (1977) in a Population I star at $T_{eff} = 4000K$ and $\log g = 0.75$ the correction factor $C = \text{non-LTE} - \text{LTE} \approx 0.6$ (and this effect can be enhanced in a metal deficient star).

Thus the abundance of lithium in NGC330:A7 is probably about $\log N_{Li} = 0.6 \pm 0.6$ (or $1 < N_{Li} < 16$ atoms for 10^{12} hydrogen atoms), where the error bar takes into account possible blends and the imprecision of the correction factor C.

The observed value of [Li/H] has of course nothing to do with the initial value in the unevolved star. Typically, lithium is burnt on the main sequence over 98 or 99 % of the mass of the star, only the 1 to 2% layer at the surface keeping its original lithium content. Later on, when the star becomes a red (super) giant, this surface layer is mixed with about 75% of the mass of the star and the lithium content at the surface drops to 1/75 or 2/75 of its initial value by dilution. The ratio has been computed exactly for a $5M_{\odot}$ star and found to be 1/61 by Iben (1966a). Unfortunately no computations were done by Iben (1966b and c) for more massive stars ($9M_{\odot}$ and $15M_{\odot}$). However Iben gives the extent of the outer convective zone at the tip of the giant branch for these masses, respectively 0.765 and 0.683 in fraction of stellar masses. From the graphs contained in these papers, it is possible to infer at least a minimum mass of the region where lithium does not burn. At mass 0.98 the rate of burning computed from Fowler, Caughlan and Zimmerman (1975) is already very high, so the dilution factor is likely to be of the order of $0.02/0.7 \approx 0.03$ (or -1.5 dex) in this mass range. The initial lithium content would then be in the range:

$$\log N_{\text{Li}} = 0.6 + 1.5 = 2.1 \pm 0.6$$

But this computation let aside a very important feature : the fact that our object is metal-poor. It is of course necessary to recompute the dilution of lithium with models having the proper chemical composition, and we have hope to re-discuss these questions with adequate models (for instance those computed in Geneva within a few months).

At the same time we plan to compute in details the lithium line taking into account the NLTE effects.

Anyhow an important consequence of the presence of lithium in NGC 330:A7 is a constraint on the mass-loss of the object. As lithium is certainly totally destroyed in 98 % of the star, if the mass loss rate was greater than $0.02M_{*}/10^7$ years, lithium would have disappeared. Hence the mass-loss rate has been lower than :

$$M_{\text{max}} = 0.2 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$$

assuming $10M_{\odot}$ for the star, in round figure.

IV-DISCUSSION AND CONCLUSION

We compare in table IV the relative abundances of some typical objects in the Small Magellanic Cloud: HII regions (Dufour et al. 1982), A and G supergiant field stars (Wolf 1975, Thévenin and Foy 1986) and the globular cluster star NGC330:A7.

All these objects are young objects, however a large spread in abundances is observed.

The globular cluster star as ^{well as} the HII regions seem very metal deficient (by a mean factor of more than ten relative to the Sun). On the contrary the field supergiants are only slightly metal poor (a factor of two down with respect to the Sun).

So as far as the general metallicity is concerned, the globular cluster star is more similar to the HII regions than to the field stars.

On the other hand Dufour et al. remark that in the HII regions, carbon is very deficient relative to the other elements measured, in particular relative to oxygen. In our Galaxy, (cf. for example Sneden et al. 1979, Barbuy 1981) the deficiencies of carbon and iron are generally the same. (The observed anomalies in some Galactic giant stars are attributed to mixing.)

Thus if we tentatively suppose that the same holds in the SMC and that $[C/Fe]=0$, then we could expect a strong overabundance of oxygen relative to iron. This overabundance is not observed neither in the A field star nor in NGC330:A7 (table 4).

However the deficiency of iron in NGC330:A7 and of carbon and nitrogen in the HII regions (Pagel et al. 1978, Dufour et al. 1982) are similar.

It would be of great interest to measure the carbon and the nitrogen abundance in the SMC globular cluster stars and also in the G field supergiants to improve the comparison of these objects with the HII regions and to know whether or not a large deficiency of carbon is a general peculiarity of the SMC objects.

REFERENCES.

- Arp, H.C.:1959, *Astron. J.* 64, 254
- Auman, J.R., Woodrow, J.E.J.: 1975, *Astrophys. J.* 197, 163
- Barbuy, B.: 1981, *Astron. Astrophys.* 101, 365
- Barbuy, B., Spite, F., Spite, M.: 1985, *Astron. Astrophys.* 144, 343
- Butler, D., Demarque, P., Smith, H.A.: 1982, *Astrophys. J.* 257, 592
- Carney, B.W., Janes, K.A., Flower, P.J.: 1985, *Astron. J.* 90, 1196
- Chapman, G.A., Sheeley, Jr., N.R.: 1968, *Solar Phys.* 5, 42
- Cohen, J.G.: 1981, *Astrophys. J.* 247, 869
- Cohen, J.G., Frogel, J.A., Persson, S.E.: 1978, *Astrophys. J.* 222, 165
- Delbouille, L., Roland, G., Neven, L.: 1973, Photometric atlas of the Solar spectrum from 3000 to 10,000Å, Institut d'Astrophysique de Liège
- Dufour, R.J., Shields, G.A., Talbot, R.J. jr.: 1982, *Astrophys. J.* 252, 461
- D'Odorico, S., Enard, D., Lizon, J.L., Ljung, B., Nees, W., Ponz, D., Raffi, G., Tanne, J.F.: 1983, *The Messenger*, 33, 2
- El Eid, M.F., Fricke, K.J., Ober, W.W.: 1981, Proceedings of the ESO workshop on "The Most Massive Stars", p.303
- Feast, M.W., and Black, C.: 1980, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 191, 285
- Foy, R.: 1981, *Astron. Astrophys.* 103, 135
- Fowler, W.A., Caughlan, G.R., Zimmerman, B.A.: *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 13, 69.
- Frogel, J.A., Persson, S.E., Cohen, J.G.: 1981, *Astrophys. J.* 246, 842
- Gratton, R.: 1982, *Astron. Astrophys.* 115, 336
- Griffin, R., Griffin, R., Gustafsson, B., Vieira, T.: 1982, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 198, 637
- Gustafsson, B., Bell, R.A., Eriksson, K., Nordlund, A.: 1975, *Astron. Astrophys.* 42, 407
- Hodge, P.: 1981 in "Astrophysical Parameters for globular clusters" IAU coll 68, eds A.G.Davis Philip and D.S.Hayes (Schenectady: Davis).
- Holweger, H., Müller, E.A.: 1974, *Solar Phys.* 39, 19
- Iben, I. Jr.:1966, *Astrophys. J.* 143 483
- Iben, I. Jr.:1966, *Astrophys. J.* 143 505
- Iben, I. Jr.:1966, *Astrophys. J.* 143 516
- Iben, J. Jr., Renzini, A.: 1984, *Phys. Rep. (Rev. Sec. of Phys. Let.)* 105, 331
- Janes, K.A., Carney, B.W.:1980, In IAU symp. 85 "star clusters" ed. J.E.Hesser, D.Reidel Publishing Company, Dordrecht, P349
- Leep, E.M., Wallerstein, G.: 1981, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 196, 543
- Luck, R.E., And Bond, H.E.: 1981, *Astrophys. J.* 244, 919
- Mc Gregor, P.J., Hyland, A.R.: 1984, *Astrophys. J.* 277, 149
- Pagel, B. E. J., Edmunds, M.G., Fosbury, R.A.E., Webster, B.L.: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 184 569

- Pilachowski,C.A., Sneden,C., Wallerstein,G.: 1983, *Astrophys.J.Sup.* 52, 241
Pilachowski,C.A., Wallerstein,G., Leep,E.M.: 1980, *Astrophys.J.* 236, 508
Przybylski,A.:1972, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 159, 155
Richtler,T., Nelles,B.: 1983, *Astron. Astrophys.* 119, 75
Robertson,J.W.: 1974, *Astron. Astrophys. Sup.* 15, 261
Sheeley,Jr.,N.R.: 1967, *Solar Phys.* 1, 171
Sneden,C., Lambert,D.L., Whitaker,R.W.: *Astrophys.J.* 234 964
Sneden,C., Pilachowski,C.A.: 1985, *Astrophys.J.* 288, L55
Spite,M., Spite,F.: 1978, *Astron. Astrophys.* 67, 23
Thévenin,F., Foy,R.: 1986, *Astron. Astrophys.* 155, 145
Truran,J.W.: 1981, *Astron.Astrophys.* 97, 391
Wolf,B.: 1973, *Astron. Astrophys.* 28, 335

Table 1

	V	(B-V)	E_{B-V}	$(B-V)_0$	$(m-M)_0$	M_{Bol}
NGC330:A7	12.96	1.69	0.02	1.67	19.1	-7.18

Table 2 *

NGC330:A7 Model: $T_{\text{eff}}=3900\text{K}$ $\log g=0.1$ $[M/H]=-1.3$
 $v_t=4.5\text{km/s}$

λ	X_{ex}	mul.	$\log gf$	$[M/H]$	W	λ	X_{ex}	mul.	$\log gf$	$[M/H]$	W	λ	X_{ex}	mul.	$\log gf$	$[M/H]$	W				
6300.30	O1	0.00	1	-9.76	-1.24	69	6003.02	Fel	3.88	959	-1.00	-1.16	227	6084.11	Fe2	3.20	46	-4.02	-0.96	53	
6363.80	O1	0.02	1	-10.2	-1.24	29	6024.07	Fel	4.55	1178	-0.05	-1.34	203	6247.56	Fe2	3.89	74	-2.58	-0.98	99	
6160.75	NaI	2.10	5	-1.27	-0.44	B1	6027.06	Fel	4.07	1018	-1.25	-1.19	158	6416.93	Fe2	3.89	74	-2.87	-1.23	54	
6696.03	All	3.14	5	-1.45	-1.00	B1	6065.49	Fel	2.61	207	-1.57	-1.63	335	6432.68	Fe2	2.89	40	-3.80	-1.04	109	
6698.67	All	3.14	5	-1.78	-0.60	B1	6078.50	Fel	4.79	1259	-0.41	-1.41	105	6456.39	Fe2	3.90	74	-2.27	-0.92	137	
6243.82	SiI	5.61	28	-1.30	-0.40	78	6079.02	Fel	4.65	1176	-1.05	-1.17	80	6516.08	Fe2	2.89	40	-3.44	-1.22	130	
6102.73	CaI	1.88	3	-0.65	-1.71	277	6082.72	Fel	2.22	64	-3.78	-1.10	197	6108.13	Nil	1.68	45	-2.40	-1.71	230	
6122.23	CaI	1.89	3	-0.02	-1.39	388	6089.57	Fel	5.02	1327	-0.95	-0.98	56	6128.98	Nil	1.68	42	-3.34	-1.47	130	
6161.30	CaI	2.52	20	-1.16	-0.96	181	6102.18	Fel	4.83	1259	-0.32	-1.41	110	6175.37	Nil	4.09	217	-0.48	-1.36	67	
6162.18	CaI	1.90	3	0.26	-1.87	368	6151.62	Fel	2.18	62	-3.38	-1.42	219	6314.67	Nil	1.93	67	-1.88	-2.08	203	
6166.44	CaI	2.52	20	-1.00	-1.09	187	6173.34	Fel	2.22	62	-2.83	-1.56	266	6327.60	Nil	1.68	44	-3.00	-1.52	178	
6169.04	CaI	2.52	20	-0.58	-1.57	178	6180.21	Fel	2.73	269	-2.75	-1.35	203	6482.81	Nil	1.93	66	-2.71	-1.47	178	
6169.56	CaI	2.52	20	-0.31	-1.43	234	6188.00	Fel	3.94	959	-1.69	-1.15	132	6586.32	Nil	1.95	64	-2.68	-1.66	151	
6439.08	CaI	2.52	18	0.14	-0.97	355	6200.32	Fel	2.61	207	-2.37	-1.78	221	6643.64	Nil	1.68	43	-1.76	-1.92	303	
6455.61	CaI	2.52	19	-1.30	-0.93	172	6213.44	Fel	2.22	62	-2.58	-0.79	385	6767.78	Nil	1.83	57	-1.90	-1.96	251	
6471.67	CaI	2.52	18	-0.70	-1.13	231	6219.29	Fel	2.20	62	-2.44	-1.54	324	6613.73	Y2	1.75	26	-1.23	-0.24	B1	
6493.79	CaI	2.52	18	-0.27	-1.01	303	6230.74	Fel	2.56	207	-1.27	-1.37	402	6141.73	Ba2	0.70	2	0.40	-0.99	468	
6499.65	CaI	2.52	18	-0.77	-1.31	196	6232.65	Fel	3.65	816	-1.20	-1.54	204	6496.91	Ba2	0.60	2	0.18	-0.67	534	
6572.79	CaI	0.00	1	-4.26	-1.13	282	6246.33	Fel	3.60	816	-0.70	-1.92	228	6390.49	La2	0.32	33	-1.60	-0.55	143	
6717.70	CaI	2.71	32	-0.44	-1.12	235	6252.57	Fel	2.40	165	-1.67	-2.02	321	6437.64	Eu2	1.31	8	0.45	-0.5	HF	
6245.62	Sc2	1.51	28	-1.07	-1.16	161	6265.14	Fel	2.18	62	-2.53	-1.54	319	6645.11	Eu2	1.38	8	0.18	-0.46	HF	
6604.60	Sc2	1.36	19	-1.17	-1.41	149	6280.62	Fel	0.86	13	-4.30	-1.37	376								
6081.45	V1	1.05	34	-0.59	-1.09	177	6297.80	Fel	2.22	62	-2.75	-1.67	266								
6090.22	V1	1.08	34	-0.04	-1.61	174	6301.51	Fel	3.65	816	-0.62	-1.94	228								
6111.65	V1	1.04	34	-0.68	-1.20	148	6302.50	Fel	3.69	816	-1.26	-1.46	201								
6119.53	V1	1.06	34	-0.27	-1.36	183	6311.50	Fel	2.83	342	-3.25	-1.28	123								
6135.37	V1	1.05	34	-0.76	-1.06	155	6322.69	Fel	2.59	207	-2.35	-1.79	229								
6199.18	V1	0.29	19	-1.34	-1.32	214	6335.34	Fel	2.20	62	-2.23	-1.63	342								
6224.51	V1	0.29	20	-1.80	-1.04	184	6336.83	Fel	3.69	816	-1.03	-1.58	216								
6243.11	V1	0.30	19	-0.91	-0.74	357	6355.03	Fel	2.84	342	-2.38	-1.21	254								
6251.82	V1	0.29	19	-1.34	-1.29	221	6358.69	Fel	0.86	13	-3.84	-1.57	402								
6064.63	TiI	1.05	69	-1.89	-0.88	167	6392.54	Fel	2.28	109	-4.11	-1.00	158								
6085.26	TiI	1.05	69	-0.91	-1.66	202	6393.61	Fel	2.43	168	-1.61	-1.72	362								
6091.18	TiI	2.27	238	-0.42	-1.00	94	6408.03	Fel	3.69	816	-1.09	-1.41	232								
6126.22	TiI	1.07	69	-1.33	-1.24	198	6411.66	Fel	3.65	816	-0.49	-1.88	256								
6261.11	TiI	1.43	104	-0.44	-1.11	271	6419.96	Fel	4.73	1258	-0.33	-1.18	164								
6554.24	TiI	1.44	102	-1.25	-1.08	156	6421.36	Fel	2.28	111	-1.96	-1.82	340								
6556.08	TiI	1.46	102	-1.17	-1.35	119	6430.86	Fel	2.18	62	-1.99	-1.34	399								
6743.13	TiI	0.90	48	-1.65	-1.30	196	6481.88	Fel	2.28	109	-2.97	-1.47	258								
6491.58	Ti2	2.06	91	-1.97	-1.34	119	6494.99	Fel	2.40	168	-1.22	-1.29	449								
6559.58	Ti2	2.05	91	-2.51	-1.07	87	6498.95	Fel	0.96	13	-4.77	-1.39	303								
6330.10	CrI	0.94	6	-2.82	-1.52	177	6518.37	Fel	2.83	342	-2.63	-1.47	191								
6362.88	CrI	0.94	6	-2.70	-1.45	209	6574.25	Fel	0.99	13	-5.10	-1.32	261								
							6575.04	Fel	2.59	206	-2.79	-1.41	228								
							6581.22	Fel	1.48	34	-4.92	-0.84	245								
							6625.04	Fel	1.01	23	-5.42	-1.06	249								
							6678.00	Fel	2.69	268	-1.44	-1.53	363								
							6703.58	Fel	2.76	268	-3.13	-1.34	155								
							6710.32	Fel	1.48	34	-4.99	-1.24	179								
							6739.52	Fel	1.56	34	-5.02	-1.20	162								
							6750.16	Fel	2.42	111	-2.57	-1.75	252								
							6806.86	Fel	2.73	268	-3.25	-1.36	141								

* When the equivalent width of the line is replaced by :
 -B1 (blend) the abundance has been determined from the line profile taking into account all the elements which contribute to the blend.
 -HF (hyperfine structure) the abundance has been determined from the line profile taking into account the components of the line

Table 3

Abundances of the elements in the atmosphere of NGC330:A7

	[M/H]	σ^*	n
O I	-1.24	-	(2)
Na I	-0.44	-	(1)
Al I	-0.80	-	(2)
Si I	-0.40	-	(1)
Ca I	-1.26	.08	(14)
Sc II	-1.28	-	(2)
V I	-1.19	.08	(9)
Ti I	-1.20	.08	(8)
Ti II	-1.20	-	(2)
Cr I	-1.48	-	(2)
Fe I	-1.42	.04	(52)
Fe II	-1.06	.05	(6)
Ni I	-1.68	.08	(9)
Ba II	-0.83	-	(2)
La II	-0.55	-	(1)
Y II	-0.24	-	(1)
Eu II	-0.48	-	(2)

* σ the standard deviation of average has been computed only when $n > 2$.

Table 4

Comparison of the chemical composition of different objects in the SMC

	HII regions ¹	G field star ²	A field star ³	NGC330:A7 ⁴
[C/H]	-1.5			
[N/H]	-1.4			
[O/H]	-0.8		0.0	-1.2
[S/H]	-0.6			
[light metals/H] (Na to Si)		-0.2	+0.3	-0.5
[iron peak /H] (Ca to Ni)		-0.2	-0.1	-1.3
[s or r el. /H] (Y Zr Ba La)		-0.3	+0.6	-0.5
[only r el. /H] (Eu)				-0.5

references: 1/ Dufour et al. 1982

2/ Thévenin and Foy 1986

3/ Wolf 1973

4/ this paper

Figure captions

- Fig.1 The spectrum of NGC330-A7 in the lithium region
- Fig.2 Empirical and theoretical curves of growth of FeI computed
with the model : $\theta_{\text{eff}}=1.29$ $\log g=0.10$ $[M/H]=-1.3$ $v_t=4.5\text{km/s}$
- Fig.3 The H_α profile of NGC330:A7
- Fig.4 Comparison of the abundances of the heavy elements in NGC330:A7
and in the two known Europium rich halo stars.

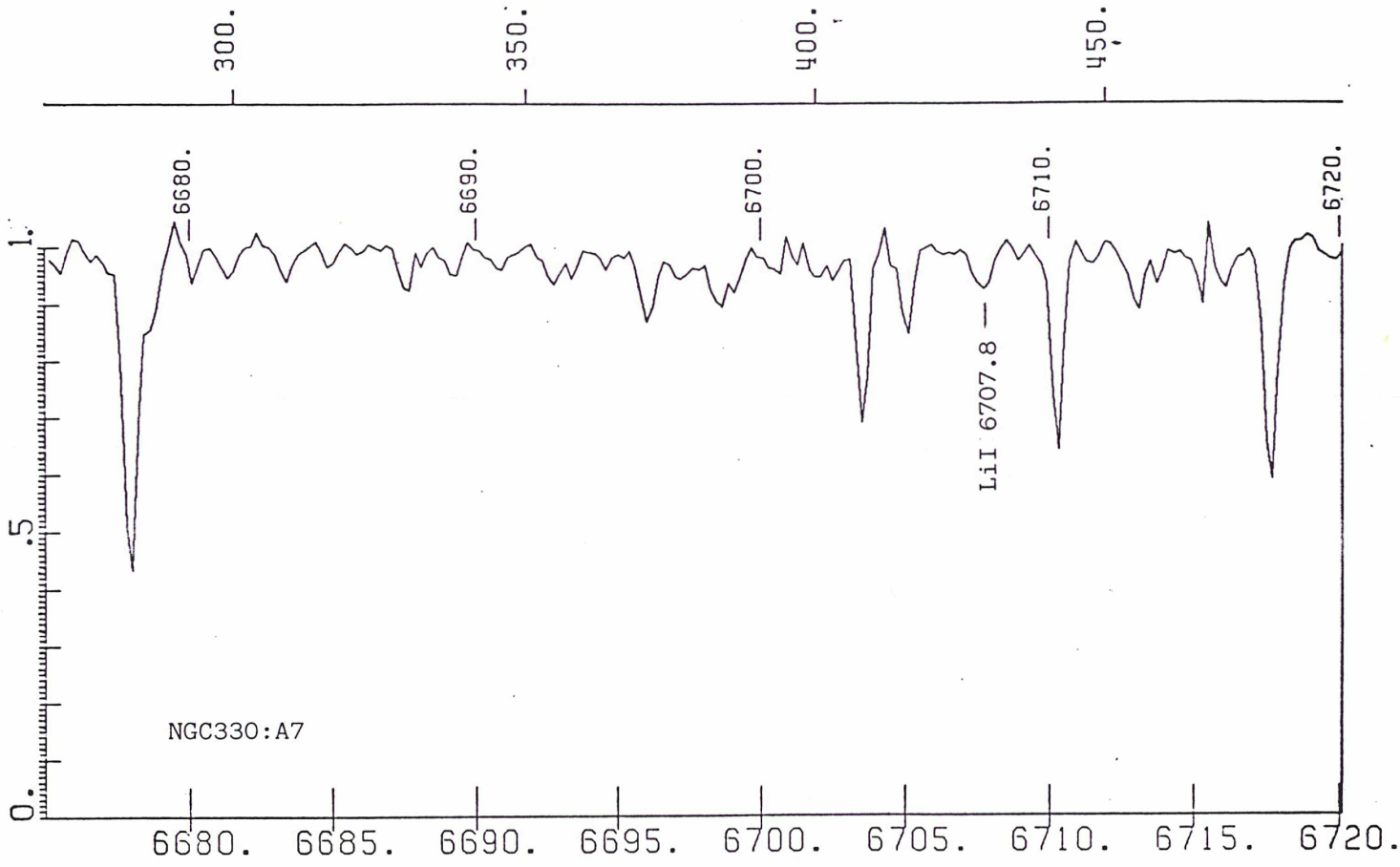
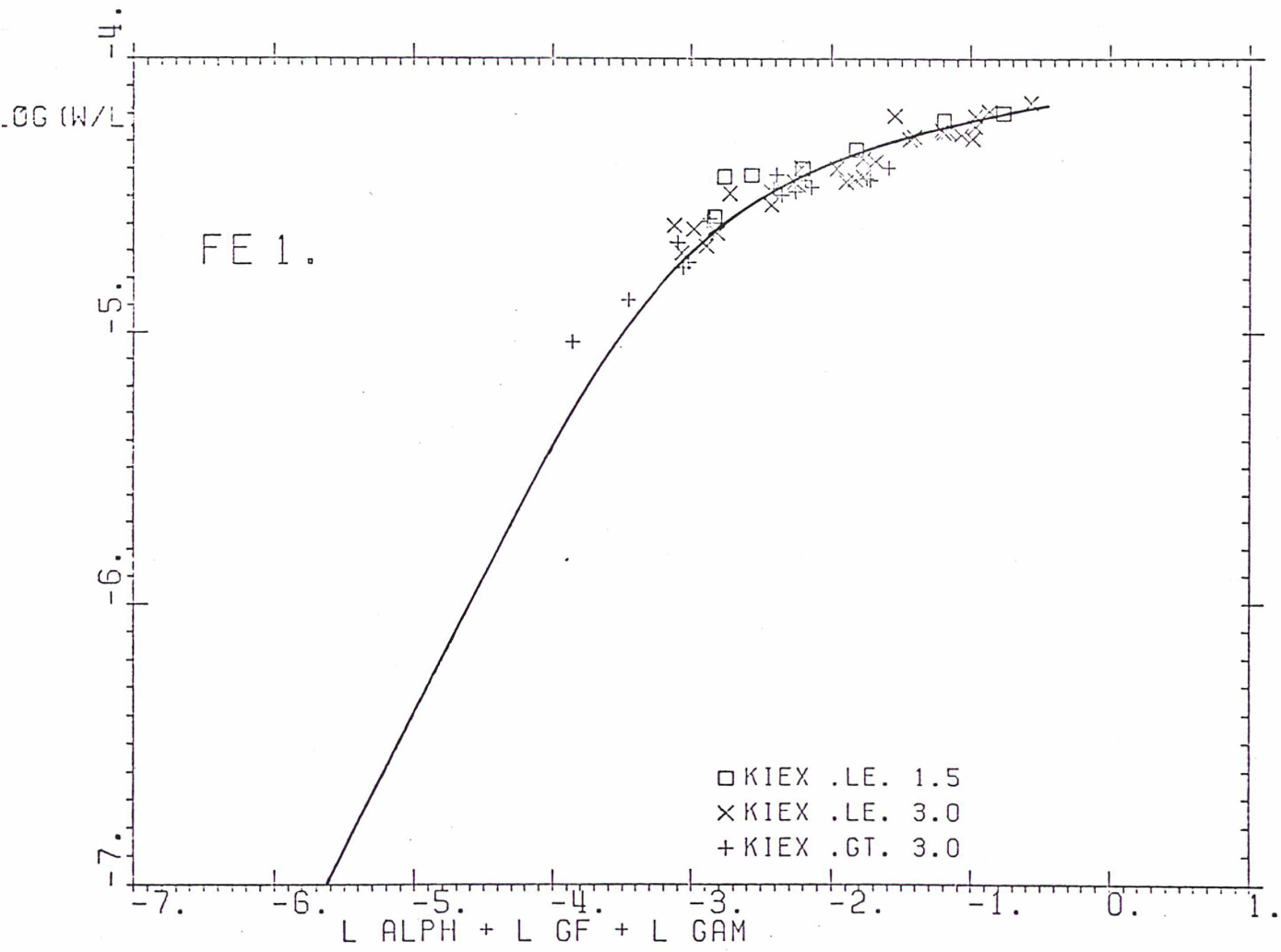


fig 1

fig 2



1.29 0.10 -1.30 0.100

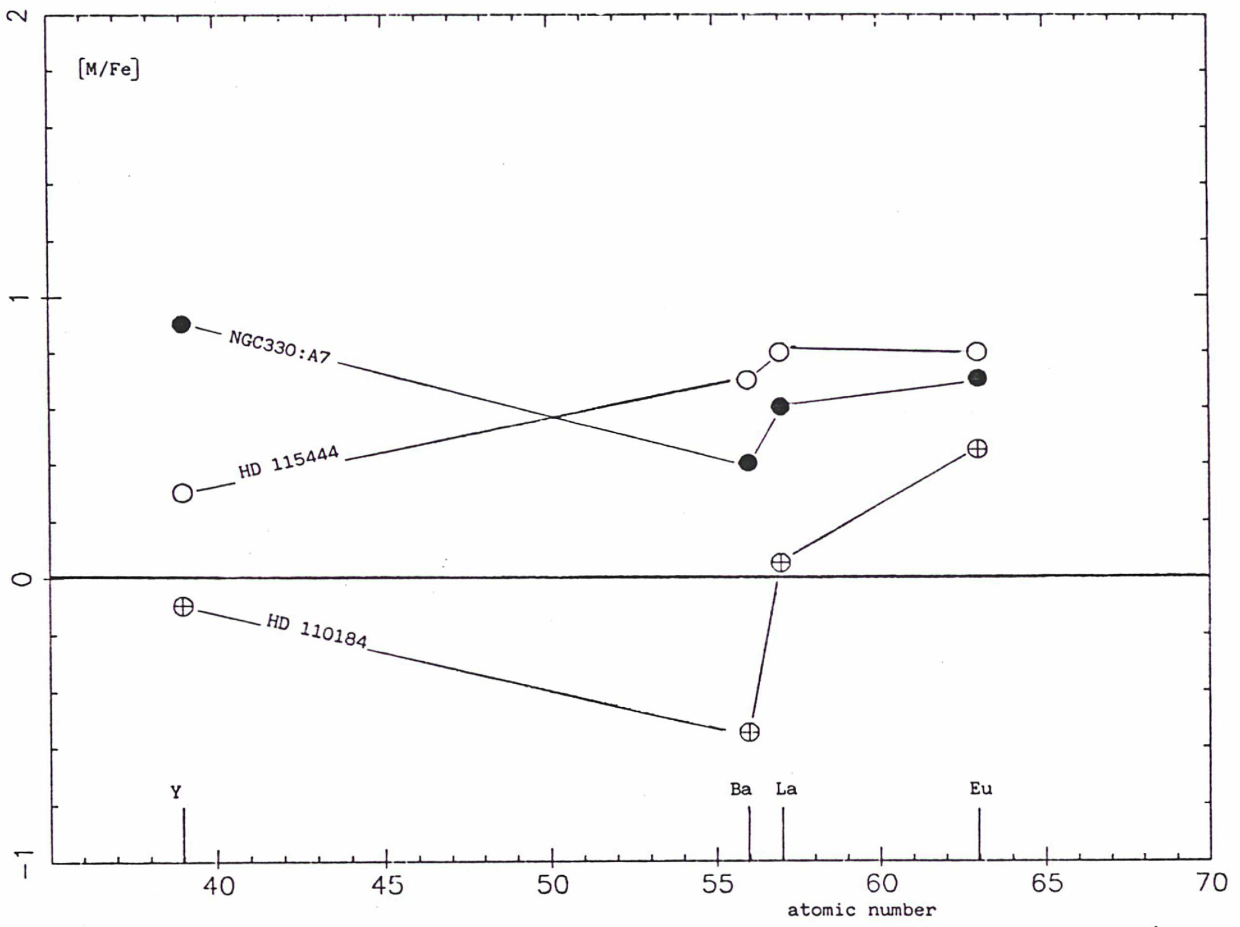


fig 4

TABLE DES MATIERES

INTRODUCTION	4
I - HISTORIQUE	9
II - OBSERVATIONS ET REDUCTIONS	13
III- METHODES D'ANALYSES	22
<i>Calcul du spectre synthétique</i>	37
<i>Calcul du coefficient d'absorption sélective</i>	38
<i>Calcul du coefficient d'absorption continu</i>	39
<i>Calcul du flux</i>	39
<i>Estimation des incertitudes</i>	40
<i>Le cas du sodium</i>	45
IV - RESULTATS	47
<i>Magnesium et Silicium</i>	49
<i>Etoiles du disque</i>	49
<i>Etoiles du halo</i>	49
<i>Aluminium</i>	52
<i>Sodium</i>	54
V - LES DIFFERENTS TYPES DE SUPERNOVAE	55
<i>Les étoiles massives</i>	57
<i>Définition</i>	57
<i>Fusion de l'hélium</i>	57
<i>Fusion du carbone, néon, oxygène et silicium</i>	58

<i>Mécanisme conduisant à l'explosion de l'étoile</i>	58
<i>Les étoiles de masse intermédiaire</i>	60
<i>Définition</i>	60
<i>Les différentes phases d'évolution des étoiles de masse intermédiaire</i>	60
<i>La phase finale de l'évolution des étoiles de masse intermédiaire</i>	63
<i>Les systèmes binaires</i>	64
<i>Supernova par détonation du carbone</i>	65
<i>Supernova par déflagration du carbone</i>	65
<i>Résumé</i>	65
<i>Métaux légers</i>	65
<i>Fer</i>	66
VI -CONFRONTATION DES MODELES D'EVOLUTION CHIMIQUE DE LA GALAXIE ET DES RESULTATS DES OBSERVATIONS	67
<i>L'influence des étoiles massives au début de la vie de la galaxie</i>	71
<i>Les conditions de formation des métaux légers dans les étoiles massives. Rapport [Na/Mg] et [Al/Mg]</i>	74
<i>Conclusion</i>	76
VII- PERSPECTIVE D'AVENIR : L'EVOLUTION CHIMIQUE DES GALAXIES	77
<i>La loi d'enrichissement en métaux dans le petit nuage de Magellan</i>	78
<i>Les abondances relatives dans NGC330:A7</i>	81
<i>Les métaux légers</i>	81
<i>l'oxygène</i>	81
VIII- CONCLUSION	85

LISTE DES TABLES

TABLE 2.1	:	<i>Liste des étoiles étudiées dans ce travail</i>	16
TABLE 2.2	:	<i>Liste des spectres obtenus au 1.4M de l'ESO</i>	17
TABLE 2.3	:	<i>Liste des spectres obtenus au 3.6M CFH</i>	19
TABLE 3.1	:	<i>Caractéristiques principales des atmosphères</i>	24
TABLE 3.2	:	<i>abondance et largeur equivalente obtenus pour chaque raie</i>	32
TABLE 3.3	:	<i>déviations standards des rapports [X/Fe]</i>	42
TABLE 3.4	:	<i>Effets des erreurs dans les paramètres de l'atmosphère sur les mesures d'abondance</i>	44
TABLE 3.5	:	<i>Influence de v_t sur les déterminations d'abondance</i>	44

TABLE DES FIGURES

<i>Figure 2.1 : Exemple de spectre obtenu à l'ESO</i>	15
<i>Figure 2.2 : Exemple de spectre obtenu au CFH</i>	15
<i>Figure 3.1 : Comparaison d'un spectre synthétique avec le spectre solaire observé (Atlas de Delbouille et Roland 1973)</i>	26
<i>Figure 3.2 : Comparaison d'un spectre synthétique avec le spectre de la lune observé au 3.6M du CFH</i>	27
<i>Figure 3.3 : Comparaison d'un spectre synthétique avec le spectre de la lune observé au 1.4M de l'ESO</i>	28
<i>Figure 3.4 à 3.7 : Exemples de comparaison de spectres synthétiques avec l'étoile HD 196378</i>	30
<i>Figure 3.8 : Comparaison entre le spectre observé et le spectre synthétique pour différentes valeurs de l'abondance.</i>	41
<i>Figure 3.9 : Raie du Sodium après soustraction des raies telluriques dans HD 140283</i>	46
<i>Figure 4.1 à 4.4 : Variations des abondances de Na, Mg, Al et Si par rapport au fer en fonction de l'abondance [Fe/H]</i>	50
<i>Figure 5.1 : Structure en "pelure d'oignon"</i>	59
<i>Figure 6.1 et 6.2 : Variations des abondances de Na et Al par rapport au magnésium en fonction de l'abondance [Fe/H].</i>	75
<i>Figure 7.1 : Comparaison entre l'enrichissement en métaux dans la Galaxie et dans le petit nuage de Magellan</i>	80
<i>Figure 7.2 : Abondance de l'oxygène par rapport au fer observée dans les amas globulaires.</i>	83

-ANNEXES-

ANNEXE A	<i>Calcul de la constante d'interaction C_6</i>	93
ANNEXE B	<i>Calcul de la structure hyperfine des raies de résonance de l'aluminium.</i>	94

-ARTICLES-

- ARTICLE 1 *Détermination de l'abondance de l'aluminium dans les étoiles de population II.* 95
- ARTICLE 2 *Mesure des abondances relatives en métaux légers dans les étoiles de Population II.* 99
- ARTICLE 3 *Spectrophotometry of Globular cluster stars with the Caspec system.* 108
- ARTICLE 4 *Chemical evolution of the Galaxy. A comparison of the abundances of light metals in disk and halo dwarfs.* 112
- ARTICLE 5 *Nucleosynthesis of the light metals in the Galaxy : A study of the sodium enrichment.* 125
- ARTICLE 6 *High resolution analysis of a star in the young SMC globular cluster NGC330.* 148