

OBSERVATÓRIO NACIONAL
MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA
PROGRAMA DE PÓS GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA

A ABUNDÂNCIA DE FLÚOR NA VIA LÁCTEA

RAFAEL FRAGA GUERÇO

ORIENTADORA: DRA. KATIA CUNHA

RIO DE JANEIRO - RJ
2015

RAFAEL FRAGA GUERÇO

A ABUNDÂNCIA DE FLÚOR NA VIA LÁCTEA

Dissertação apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Astronomia do Observatório Nacional como requisito para a obtenção do grau de mestre em Astrofísica.

Orientadora: Dra. Katia Cunha

RIO DE JANEIRO - RJ
2015

Agradecimentos

À minha orientadora e mentora Katia Cunha pela dedicação e paciência para que este trabalho fosse realizado, e principalmente por ter acreditado em mim.

Ao Claudio Bastos pelas sugestões que foram implementadas nesta dissertação de mestrado e por aceitar ser meu orientador durante o doutorado.

À dra. Silvia Rossi pelas preciosas sugestões de melhoria deste trabalho de dissertação de mestrado.

À professora Ruth Bruno do Instituto de Física da UFF pelo incentivo, e pela excelente professora que é.

Aos colegas de pós-graduação do Observatório Nacional pela amizade de companheirismo.

Ao Departamento de Pós Graduação do ON por todo o apoio que me foi dado.

À CAPES pelo financiamento deste trabalho de mestrado.

À minha cidade natal, Petrópolis, que é linda demais.

À minha mãe que, apesar de querer que eu fosse médico, apoiou a minha caminhada até este momento.

Ao meu pai drasto Reinaldo que nunca deixou de acreditar em mim.

Às minhas irmãs Raquel e Júlia que amo tanto.

Ao meu tio Henrique pelas pedaladas em Petrópolis e por me ter guiado ao caminho do Rock and Roll.

À Vanessa que fez parte da minha vida, me trouxe momentos de felicidade e me ajudou em diversos momentos da minha vida.

À Ívina, minha namorada e amiga, por sua paciência, carinho, massagens e por ter me apoiado até o último momento deste trabalho.

A abundância de flúor na Via Láctea

Resumo

A origem do elemento flúor ainda não é bem conhecida, mas sabe-se que este elemento pode ser produzido em três sítios: espalação induzida por neutrinos de um próton do Neônio após a fase de colapso do núcleo de uma supernova massiva; síntese durante pulsos térmicos na queima de He em estrelas AGB; produção de flúor em núcleos de estrelas massivas o suficiente para se tornarem estrelas Wolf-Rayet no começo de sua fase de queima de He. Neste trabalho apresentamos resultados das abundâncias de flúor em 42 estrelas de tipos espectrais K, M, MS, S, N e J do disco Galáctico, 3 estrelas do bojo Galáctico e 7 estrelas do aglomerado globular M4. Para o disco Galáctico as abundâncias de flúor foram calculadas em ETL usando o código MOOG e a partir de valores de larguras equivalentes publicadas para linhas R9, R13, R14 e R16 da molécula HF em 2.3 micron. Os espectros das estrelas do disco foram observados com o Telescópio de 4 metros do Observatório de Kitt Peak e com o espectrômetro Fourier Transform (FTS). Para as estrelas do bojo Galáctico e do aglomerado globular M4 as abundâncias de flúor foram calculadas também usando o código MOOG, no entanto, por síntese espectral da linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF. As estrelas do bojo e do aglomerado globular M4 foram observadas em alta resolução com o Telescópio de 8 metros Gemini Sul e utilizando o espectrógrafo Phoenix do NOAO (National Optical Astronomy Observatory). Nossos resultados indicam uma redução significativa nas abundâncias de flúor nas estrelas estudadas do disco, bojo e do aglomerado globular M4 quando comparado com resultados anteriores da literatura. Isto se deve à mudança dos valores do potencial de excitação das linhas de HF utilizadas neste trabalho em comparação com os valores utilizados nos trabalhos anteriores. Nossos resultados para as estrelas do disco confirmam de forma direta que estrelas carbonadas têm uma quantidade adicional de flúor por serem produtoras deste elemento. Nas estrelas do bojo Galáctico a maioria dos nossos resultados sugerem a produção de flúor em SNe II, sendo que algumas estrelas têm valores baixos de $[F/O]$ estando em melhor acordo com a produção em estrelas AGB. Confirmamos a anti-correlação encontrada previamente entre as abundâncias de flúor e sódio no aglomerado globular M4.

The fluorine abundance in the Milky Way

Abstract

The origin of the element fluorine is not well known, but it is known that this element can be produced in three sites: spallation induced by neutrinos after the core collapse phase of a massive supernova; synthesis during thermal pulses in He - burning in AGB stars; fluorine production in cores of Wolf-Rayet stars in early phases of helium burning. In this work we present abundance results for fluorine in 42 stars of the spectral types K, M, MS, S, N and J of the Galactic disk, 3 stars of the Galactic bulge and 7 stars of the globular cluster M4. For stars in the Galactic disk the fluorine abundances were calculated using the MOOG code in LTE and from published equivalent widths values for R9, R13, R14 and R16 lines of the HF molecule at 2.3 micron. The spectra of the disk stars were observed with the 4m Telescope of the Kitt Peak Observatory and Fourier Transform Spectrometer (FTS) spectrometer. For the stars in the Galactic bulge and the globular cluster M4 fluorine abundances were also calculated using the MOOG code, however via spectral synthesis of the rotational-vibrational R9 line of the HF molecule. The stars in the Galactic bulge and the M4 globular cluster were observed in high resolution with the 8m Telescope of Gemini South and using the Phoenix spectrograph of NOAO (National Optical Astronomy Observatory). Our results indicate a significant reduction in the fluorine abundances of disk stars, the bulge stars and stars in the globular cluster M4 when compared to previous results from the literature. This is understood because of the change in the excitation potentials of the HF lines analyzed in this study in comparison with those used in the previous works. Our fluorine results for the disk stars confirm directly that carbon-stars have high fluorine abundances as they are producers of this element. In the Galactic bulge the majority of our results suggest production in SNe II, although some stars have low values of $[F/O]$ more in agreement with production in AGB stars. We confirm the anti-correlation previously found between fluorine and sodium in the globular cluster M4.

Sumário

Sumário	v
1 Introdução	1
1.1 A origem do flúor	2
1.1.1 Produção de flúor por processo- ν em SNe II	2
1.1.2 Síntese de flúor durante pulsos térmicos em estrelas AGB	3
1.1.3 Produção de flúor em estrelas Wolf-Rayet	4
1.2 Breve Resumo dos Principais Resultados Observacionais da Literatura	5
2 Dados observacionais	11
2.1 Dados do Observatório de Kitt Peak	11
2.2 Dados do Observatório Gemini Sul	11
3 Metodologia e Análise dos Dados	15
3.1 Parâmetros Estelares	15
3.1.1 Estrelas do disco Galáctico	15
3.1.2 Estrelas do aglomerado globular M4 e do bojo Galáctico	17
3.2 Modelos de atmosferas adotados	17
3.2.1 Modelos MARCS	18
3.3 Determinação das abundâncias Químicas	19
3.3.1 Determinação de abundâncias a partir de larguras equivalentes	19
3.3.1.1 Lista de linhas	20
3.3.2 Determinação de abundâncias a partir de síntese espectral	22
4 Resultados e Discussão	26

4.1	Abundâncias de flúor e Incertezas	26
4.2	Discussão	27
4.2.1	Estrelas do Disco Galáctico	27
4.2.1.1	Comparação com Resultados da Literatura:	27
4.2.1.2	A Abundância de Flúor no Disco Galáctico	28
4.2.2	Estrelas do Bojo Galáctico	32
4.2.3	Estrelas do Aglomerado Globular M4	33
5	Conclusões	47
A	Código MOOG	I
A.1	Driver abfind	I
A.2	Driver blends	II
A.3	Driver synth	II
B	Tipos espectrais	IV
	Lista de figuras	VII
	Lista de tabelas	VIII
	Referências	IX

Capítulo 1

Introdução

Os principais responsáveis pela síntese de elementos químicos no Universo são a nucleossíntese durante o Big Bang, as reações espalativas de raios cósmicos e as reações de fusão nos interiores estelares. Após o Big Bang, entre 100 e 300 segundos depois que o plasma de quark-glúon primordial se esfriou formando prótons e nêutrons, foram produzidos ^1H , ^2He , ^3He , ^4He , ^7Li , ^7Be , ^3T , ^2D . A nucleossíntese por raios cósmicos, que se dá pelo impacto destes com a matéria interestelar, forma alguns dos elementos mais leves do Universo como o ^6Li , ^7Li , ^9Be , ^{10}B e ^{11}B . Por fim, a fusão nos interiores estelares é responsável por todos os outros elementos químicos.

A origem nucleossintética do flúor ainda é bastante debatida devido a uma combinação de fatores que envolvem incertezas teóricas e observacionais na produção de flúor. O isótopo estável de flúor ^{19}F não é facilmente produzido em estrelas, uma vez que este é facilmente destruído durante várias fases da evolução estelar por prótons ou durante captura de partículas α . Lembrando que isótopos são variantes de um determinado elemento químico, que apresentam mesmo número atômico Z (mesmo número de prótons) e diferentes números de massa A (número de prótons + número de nêutrons). Do ponto de vista observacional a dificuldade de obtenção de sua abundância está no fato de não haver linhas "úteis" na região do visível no espectro estelar. As únicas linhas atômicas que se poderiam ser estudadas são as linhas do estado fundamental do F I no UV distante em torno de 950 Å. No entanto, em estrelas frias, o flúor encontra-se como molécula de fluoreto de hidrogênio HF, que possui transições rotacionais-vibracionais na região infravermelha do espectro. Com o desenvolvimento de detetores que são sensíveis ao infravermelho, em espectrógrafos de alta-resolução, existe bastante oportunidade de se estudar o elemento flúor, e muitos resultados de abundâncias deste elemento podem ser encontrados na literatura. A seguir mencionaremos alguns trabalhos relevantes publicados anteriormente por nosso grupo e posteriormente faremos uma breve revisão dos resultados principais da literatura em geral.

As abundâncias de flúor (^{19}F) em estrelas do Ramo das Gigantes Vermelhas

(RGB) e do Ramo Gigante Assintótico (AGB) foram estudadas em trabalhos anteriores de nosso grupo, p.e., Jorissen, Smith & Lambert (1992), Cunha et al. (2003), Cunha, Smith & Gibson (2008) e Smith et al. (2005). Além do estudo de estrelas gigantes, um trabalho piloto de Cunha & Smith (2005) mediu a abundância de ^{19}F em uma pequena amostra de estrelas anãs frias, que estão na fase evolutiva pré-sequência-principal.

Recentemente, houve uma revisão significativa no potencial de excitação (χ) das linhas espectrais da molécula HF (Jönsson et al. 2014). Por conta disso, as abundâncias de flúor calculadas anteriormente por nosso grupo precisam ser recalculadas. Além disto, os modelos de atmosferas utilizados nestes trabalhos anteriores não são os mais recentes e devem ser atualizados e as listas de linhas com dados atômicos e moleculares na região das linhas do HF estudadas, necessárias para o cálculo das abundâncias, também precisam ser atualizadas dado que houveram significativos avanços nos dados moleculares de CN e CO nos últimos anos. Sintetizando, neste trabalho de dissertação de mestrado faremos uma re-determinação das abundâncias de flúor publicadas anteriormente por nosso grupo, utilizando as mesmas transições rotacionais-vibracionais da molécula HF no infravermelho próximo (entre 22000 Å e 23000 Å) que foram usadas nos trabalhos anteriores e que são facilmente detectadas em estrelas frias. A seguir discutiremos brevemente os processos nucleossintéticos que produzem o elemento flúor e alguns resultados de abundância de flúor obtidos em trabalhos anteriores da literatura.

1.1 A origem do flúor

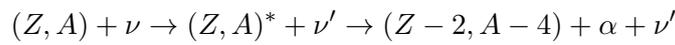
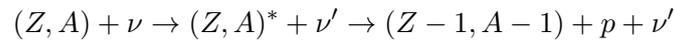
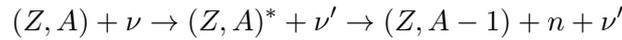
Conforme mencionado anteriormente, são consideradas três possíveis fontes produtoras do elemento flúor: 1) Produção pelo processo ν em SNe II; 2) Síntese durante pulsos térmicos na queima de He em estrelas do Ramo Gigante Assintótico (AGB); 3) Produção de flúor em núcleos de estrelas massivas o suficiente para tornarem-se estrelas Wolf-Rayet no começo de sua fase de queima do He. A importância relativa dessas três fontes produtoras é ainda parcialmente indeterminada, tanto teoricamente quanto observacionalmente, ou seja, até o presente não sabemos qual destes três processos é efetivamente o principal produtor de flúor na Galáxia. A seguir faremos um breve resumo dos 3 processos de formação desse elemento.

1.1.1 Produção de flúor por processo- ν em SNe II

Estrelas SNe II são resultados do colapso rápido e explosivo de estrelas massivas (com massas iniciais maiores que $\approx 10 M_{\odot}$). Supernovas de tipo II são observadas, principalmente, nos braços espirais de galáxias e em regiões H II.

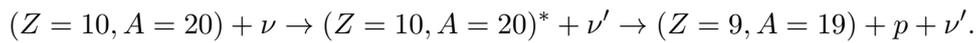
Um grande fluxo de neutrinos é produzido em uma estrela de alta massa e eje-

tado durante a sua fase de colapso como uma SNe II. Este fluxo de neutrinos é tão grande que, apesar da pequena seção de choque do neutrino, uma transformação nuclear significativa é induzida. Existe, principalmente, o espalhamento de neutrinos de alta energia ν_μ e ν_τ (que se dá através de nêutrons inelásticos fora do estado fundamental) que excitam os elementos pesados e até mesmo o elemento hélio em níveis acima do estado fundamental. Após isso pode haver a espalação de nêutrons e/ou prótons e acontecer a reação inversa do nucleon sobre outras espécies presentes:



Foram os trabalhos fundamentais de Woosley & Haxton (1988) e Woosley et al. (1990) que estudaram a nucleossíntese em supernovas de tipo II e que chamaram o processo descrito acima de processo- ν . Este processo constitui-se segundo estes trabalhos em uma importante forma de nucleossíntese em SNe II. Em Woosley et al. (1990) menciona-se também que em SNe II ${}^7\text{Li}$, ${}^{11}\text{B}$, ${}^{19}\text{F}$ ${}^{138}\text{La}$ e ${}^{180}\text{Ta}$ são exclusivamente produzidos pelo processo- ν .

As estrelas massivas progenitoras das SNe II produziriam flúor, principalmente, como resultado da espalação de um próton do elemento ${}^{20}\text{Ne}$ momentos antes do colapso nuclear através da reação

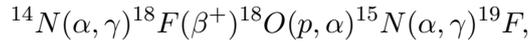


Uma fração do ${}^{19}\text{F}$, logo após ser criada, é destruída pelo choque térmico mas a maior parte é devolvida para o meio interestelar. Uma fonte adicional de ${}^{19}\text{F}$ seria produzida na pré-explosão, durante o ciclo CNO. Portanto, a produção de flúor por espalação de neutrino parece dominar nas SNe II.

1.1.2 Síntese de flúor durante pulsos térmicos em estrelas AGB

O Ramo Gigante Assimptótico (AGB, do inglês: Asymptotic Giant Branch) é a região no diagrama de Hertzsprung-Russel que é povoado por estrelas cujas massas iniciais tinham valores entre $\approx 0.6 M_\odot$ e $8 M_\odot$. Nesta fase o hélio já foi exaurido no núcleo. As estrelas AGB apresentam um núcleo inerte de CO (em contração), acima do núcleo existe uma camada queimando He e mais acima uma camada queimando H. Após esta fase a estrela ejeta uma nebulosa planetária e o núcleo remanescente se torna uma estrela anã branca.

A produção de flúor durante pulsos térmicos em estrelas do Ramo Gigante Assintótico (AGB) foi sugerida por Jorissen, Smith & Lambert (1992). A queima de He em uma camada acima do núcleo em estrelas AGB e a fase de transição em que ainda se está havendo queima de hélio e hidrogênio juntos são prováveis sítios para a produção do flúor (ocorrendo junto com a nucleossíntese devido ao processo-s). A síntese do flúor ocorreria, considerando uma adequada fonte de prótons disponível, através da reação:



cujo próton vem de nêutron gerado em ${}^{13}\text{C}(\alpha, n){}^{16}\text{O}$ que gera um próton em ${}^{15}\text{N}(n, p){}^{14}\text{C}$.

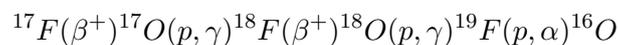
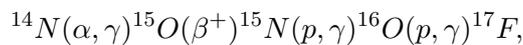
A produção inicial de ${}^{13}\text{C}$ atua, desta forma, como um limitador da produção de ${}^{19}\text{F}$. Isto mostra que a produção secundária de ${}^{13}\text{C}$ no ciclo CNO pode explicar a abundância de flúor na maioria das estrelas de tipo espectral S e N, embora algumas estrelas enriquecidas em flúor possam requerir a produção de ${}^{13}\text{C}$ inicial. As principais fontes de incerteza na nucleossíntese do ${}^{19}\text{F}$ prevista em estrelas AGBs são incertezas nas taxas das reações ${}^{14}\text{N}(\alpha, \gamma){}^{18}\text{O}$ e ${}^{19}\text{F}(\alpha, p){}^{22}\text{Ne}$ e o tratamento da nucleossíntese que ocorre durante os pulsos térmicos convectivos. A nucleossíntese entre os pulsos térmicos pode ser importante se prótons do envelope estão misturados nas camadas superiores em que o He está em uma zona de mistura parcial (p.e. Lugaro 2004).

1.1.3 Produção de flúor em estrelas Wolf-Rayet

Estrelas Wolf-Rayet (WR ou W-R) são um estágio normal na evolução de estrelas massivas, na qual linhas de emissão de hélio e nitrogênio (sequência chamada WN) ou hélio, carbono e oxigênio (sequência chamada WC) são visíveis. Por causa de suas fortes linhas de emissão, elas podem ser identificadas em galáxias próximas.

Outra possível forma de produção do flúor aconteceria em núcleos de estrelas que tenham massas suficientes para passar pelo estágio de WR. Esta produção se daria no começo da fase de queima do He através do ${}^{14}\text{N}$ que sobrou da queima anterior de CNO no núcleo (p.e. Meynet & Arnould 2000). Depois este flúor é ejetado para o meio interestelar quando a estrela está na fase WC (ou seja, WR com linhas de emissão de He, C e O).

O ciclo CNO da queima do H é responsável pela produção e destruição do ${}^{19}\text{F}$ (p.e. Meynet & Arnould 2000) através da cadeia:



O flúor também pode ser produzido e destruído durante a queima do He através

da cadeia:

$${}^{14}\text{N}(\alpha, \gamma){}^{18}\text{F} \left\{ \begin{array}{l} (\beta^+){}^{18}\text{O}(p, \alpha){}^{15}\text{N}(\alpha, \gamma) \\ (n, p){}^{18}\text{O}(p, \alpha){}^{15}\text{N}(\alpha, \gamma) \\ (n, \alpha){}^{15}\text{N}(\alpha, \gamma) \end{array} \right\} {}^{19}\text{F}(\alpha, \gamma){}^{22}\text{Ne}$$

Tanto na fase de queima de H quanto na fase de queima de He o flúor que é criado é totalmente destruído não podendo desta forma, aparentemente, haver enriquecimento de flúor. No entanto, para estrelas massivas indo para o estágio WR, o ${}^{19}\text{F}$ sintetizado durante o início da fase de queima de He poderia ser ejetado para o meio interestelar por ventos estelares antes de sua destruição (processo sugerido em Meynet & Arnould 2000).

1.2 Breve Resumo dos Principais Resultados Observacionais da Literatura

O trabalho de Jorissen, Smith & Lambert. (1992) determinou as abundâncias de flúor em uma amostra significativa de estrelas gigantes vermelhas do disco Galáctico. Este foi um dos primeiros trabalhos a estudar o elemento flúor em estrelas da Galáxia. As estrelas estudadas tinham tipos espectrais K, M, MS, S, SC, N e J (ver Apêndice B), além de estrelas de bário ¹. Os resultados deste trabalho indicam que estrelas AGB são grandes produtoras de flúor na Galáxia. Encontrou-se também que parece existir uma correlação entre os valores da razão F/O e C/O e que as estrelas de bário apresentam uma superabundância de flúor enquanto que as estrelas de tipo espectral K normais têm abundâncias de flúor em acordo com o valor solar. O trabalho de Jorissen et al. (1992) considera que o principal responsável pela superabundância de flúor nas estrelas AGB são as reações da cadeia



Tais reações ocorreriam bem no início da queima de He com prótons vindos da reação ${}^{14}\text{N}(n, p){}^{14}\text{C}$ e com ${}^{13}\text{C}(\alpha, n){}^{16}\text{O}$ como a principal fonte de nêutrons. A eficiência da produção de ${}^{19}\text{F}$, através desta reação, fica limitada pelo número de prótons disponíveis, que por sua vez é limitada pela quantidade inicial de ${}^{13}\text{C}$. Verificou-se também que uma grande quantidade de C^{13} seria necessária para as estrelas de tipos espectrais S e N, que são mais ricas em F. Com isso, a mistura de prótons nas camadas ricas em He e C (camadas em que há queima de H e He) deve então ser considerada.

¹As estrelas de bário são gigantes vermelhas de tipos espectrais G e K cujos espectros indicam excesso dos elementos sintetizados durante a captura lenta de nêutrons (processo-s) e pela presença da linha de Ba II centrada em 4554 Å. Tais estrelas também apresentam linhas moleculares de CH, CN e ${}^2\text{C}$. Estudos de suas velocidades radiais em trabalhos da literatura sugerem que todas as estrelas de bário são estrelas binárias, sendo que suas companheiras já foram estrelas carbonadas.

O trabalho de Cunha et al. (2003) estudou pela primeira vez abundâncias de flúor em um ambiente fora da nossa Galáxia: uma amostra de estrelas gigantes da Grande Nuvem de Magalhães (LMC, do inglês: Large Magellanic Cloud). Além das estrelas da LMC, este trabalho também analisou estrelas gigantes vermelhas pertencentes ao aglomerado globular de ω Centauri. Os resultados indicam que a razão de abundâncias F/O decresce à medida que a metalicidade $[Fe/H]$ (ver SubSeção 3.2.1) diminui, sendo que o declínio de F/O é relativamente moderado na LMC, se comparado às estrelas da vizinhança solar com metalicidades aproximadamente solares. Eles encontraram que os valores de $[F/O]$ são ainda menores nas duas estrelas de ω Centauri, o que levou os autores a concluir que as estrelas AGB não teriam papel dominante na evolução química global do flúor neste aglomerado globular. Devido à alta abundância de elementos formados através do processo-s encontrada nas estrelas de ω Centauri ricas em metais, como é o caso das duas estrelas estudadas neste trabalho, considera-se que houve uma grande contribuição das estrelas AGB para a evolução química deste aglomerado. No entanto, era de se esperar valores de $[F/O]$ igualmente altos nessas estrelas de ω Centauri, caso as estrelas AGB tivessem uma contribuição tão grande na evolução química deste aglomerado.

Entretanto, por conta das altas abundâncias dos elementos produzidos pela captura lenta de nêutrons, processo-s, que são observadas nas estrelas mais ricas em metais de ω Centauri, fica evidente que as estrelas AGB exercem um papel muito importante na evolução química de ω Centauri, o que contradiz a baixa abundância de flúor encontrada para este aglomerado naquele trabalho. Para compreender melhor as diferentes contribuintes, seria, em princípio, necessário que os modelos de evolução química específicos para Omega Centauri incorporassem a produção de flúor em estrelas WR, à fim de se verificar se a produção de flúor em ω Centauri poderia ocorrer através de ventos das estrelas WR.

Adicionalmente, as abundâncias de flúor de 11 estrelas do disco Galáctico estudadas em Jorissen et al. (1992) foram re-determinados em Cunha et al. (2003). O declínio da razão $[F/O]$ com a diminuição da abundância de oxigênio, $A(O)$, no disco Galáctico e na Grande Nuvem de Magalhães indicariam que a produção de flúor poderia ser devida, principalmente, ao processo induzido por neutrinos, processo- ν , já que os resultados obtidos ajustam-se bem aos modelos de evolução química que consideram produção de flúor através do processo- ν (ver Figura 4 de Cunha et al. 2003).

No trabalho de Smith et al. (2005) foram determinadas as abundâncias de flúor em estrelas gigantes do aglomerado globular M4. O resultado principal deste trabalho é que as abundâncias de flúor seguem o padrão de variação da abundância do oxigênio, ou seja, à medida que a abundância do oxigênio diminui a do flúor também diminui enquanto que a abundância de sódio e alumínio aumentam. Isto significa que o flúor também é um dos elementos que variam nos aglomerados globulares em função da queima

de H. Os resultados obtidos em Smith et al. (2005) estão de acordo com os modelos de evolução química que consideram a produção de flúor em estrelas AGB onde há queima no envolépe convectivo (processo "Hot Bottom Burning"). "Hot Bottom Burning"(HBB) ocorre em estrelas AGB com massas entre $\approx 4 M_{\odot}$ e $5 M_{\odot}$ onde a temperatura na base do envelope convectivo é suficientemente alta. O processo HBB é ativado quando a temperatura na parte inferior da camada atinge 4×10^7 K, que é a mesma temperatura necessária para iniciar o mecanismo de Cameron & Fowler (1971), no qual uma grande quantidade de Li pode ser produzida em regiões da superfície (ver p.e. García-Hernández et al. 2013). O processo HBB é caracterizado por um ciclo CNO que opera no material do envelope convectivo. Durante este processo ocorre um aumento da luminosidade superficial, além de haver a conversão do carbono, que foi dragado, em nitrogênio, o que impede que estas estrelas AGB massivas se tornem estrelas carbonadas. Durante o HBB são produzidos também ${}^7\text{Li}$, ${}^{23}\text{Na}$, ${}^{25}\text{Mg}$ e ${}^{26}\text{Mg}$.

Abundâncias de flúor foram determinadas pela primeira vez em estrelas gigantes vermelhas do bojo Galáctico no trabalho de Cunha et al. (2008). Os resultados indicam um aumento na razão F/O à medida que a abundância de oxigênio aumenta, com resultados similares ao padrão observado para o disco. Este aumento em F/O é interpretado como sendo o resultado da síntese de flúor tanto nas estrelas AGB quanto em estrelas WR ricas em metais via ventos estelares. Adicionalmente, a estrela mais rica em oxigênio da amostra deste trabalho, tem uma alta abundância de flúor, no entanto, esta não apresenta um acréscimo em elementos formados por processo-s, o que contradiz as previsões para estrelas AGB por Goriely & Mowlavi (2000).

Cunha & Smith (2005) determinaram abundâncias de flúor em uma pequena amostra de estrelas, ainda na fase de pré-sequência-principal, pertencentes à Nebulosa de Órion, sendo este um estudo piloto das abundâncias de flúor em estrelas jovens. Em particular, foram estudadas as duas estrelas da amostra que não possuíam linhas de emissão em seus espectros devido ao disco de acreção. O comportamento de [F/O] em relação a abundância de oxigênio obtido para as estrelas estudadas em Órion estava em bom acordo com os resultados obtidos anteriormente para as estrelas gigantes vermelhas do disco Galáctico (não são produtoras de flúor) de Cunha et al. (2003): o valor de F/O medido para as estrelas da Nebulosa de Órion são basicamente solares.

Em Abia et al. (2009) abundâncias de flúor são derivadas em três estrelas AGB carbonadas com metalicidades próximas às solares, usando a linha R9 da molécula HF e modelos de atmosferas calculados especificamente para estrelas frias e ricas em carbono. Os resultados deste trabalho mostraram que essas estrelas AGB carbonadas têm abundâncias 0.8 dex menores que as abundâncias obtidas anteriormente por Jorissen et al. (1992). Abia et al. (2009) afirmam que, se confirmada a redução sistemática da abundância de flúor em uma amostra maior de estrelas AGB carbonadas, se poderia reduzir a presente dificuldade em se explicar os grandes valores da razão [F/Fe,O] anteriormente

encontrados nestas estrelas. Os resultados obtidos, no entanto, não descartam que as estrelas AGB possam ser produtoras importantes de F.

O trabalho de Abia et al. (2010) derivou abundâncias de F para uma amostra de 34 estrelas AGB carbonadas através de síntese espectral das linhas rotacionais-vibracionais de HF R9 a R23. Os resultados encontrados mostram uma clara correlação entre o enriquecimento de F com o enriquecimento de elementos formados no processo, sendo as estrelas carbonadas produtoras de F, já que essas são estrelas que estão no final da fase AGB (ver Seção 1.1.2). A produção de flúor em estrelas AGB (que ocorre na camada acima do núcleo, onde está havendo queima de He em C) depende diretamente da taxa de produção de carbono como visto na Seção 1.1.2.

Abundâncias de flúor também foram estudadas em estrelas pós-AGB. O trabalho de Werner et al. (2005) obteve abundâncias de flúor a partir das linhas de F V e F VI no ultra-violeta distante de uma amostra de estrelas pós-AGB extremamente quentes (T_{eff} entre 85000 e 150000K). Os resultados deste trabalho indicam que a maioria das estrelas ricas em carbono e deficientes em hidrogênio PG 1159 têm abundâncias de flúor muito altas (de até 250 vezes o valor solar), o que parece confirmar o enriquecimento de F em estrelas AGB. As estrelas PG 1159 são estrelas pós-AGB muito quentes (T_{eff} entre 65000 e 170000 K) e com massas típicas de anãs brancas (M/M_{\odot} entre 0.50 e 0.83) e sem linhas de hidrogênio, ou com linhas de H extremamente fracas (Werner et al. 1996).

Zhang & Liu (2005) através de medidas das linhas de emissão centradas em 4789 Å e 4016 Å dos íons F II e F IV, respectivamente, determinaram abundâncias de flúor em nebulosas planetárias (PNe). Essas linhas são detectáveis em nebulosas de baixa e de alta excitação, respectivamente. Zhang & Liu (2005) obtiveram um flúor superabundante nas PNe em comparação ao valor solar, o que levou à sugestão de que estrelas AGB pulsando termicamente podem desempenhar um papel importante na produção do flúor.

Em Schuler et al. (2007) foi determinada a abundância de flúor na estrela HE 1305+0132 pobre em metais e enriquecida em carbono (*CEMP*, do inglês, “carbon-enhanced metal-poor”). Este trabalho encontrou superabundância de ^{19}F e ^{12}C nesta estrela, se comparadas às estrelas AGB de metalicidades próximas à solar (*p.e.* Jorissen et al. 1992 e Werner et al. 2005), evidenciando que a nucleossíntese em estrelas AGB é muito eficiente em baixa metalicidade, o que faz com que as AGB sejam importantes na história nucleossintética nos primórdios da Galáxia. Entretanto, o trabalho de Lucatello et al. (2011) estudou uma amostra maior de estrelas *CEMP* não tendo encontrado nenhuma estrela em sua amostra com um valor de abundância de flúor tão alta quanto a estrela estudada em Schuler et al. (2007). Como discutido em Lucatello et al. (2011) a metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$ ²) adotada para esta estrela em Schuler et al. (2007) é muito diferente da metalicidade para esta estrela obtida com espectros de alta resolução por Schuler et al. (2008), o que traria a

² $[X/Y] = \log(n(X)/n(Y)) - \log(n(X)_{\odot}/n(Y)_{\odot})$ onde $n(X)$ é a abundância do elemento X e $n(Y)$ é a abundância do elemento Y.

razão F/Fe para valores mais baixos por cerca de 0.6 dex.

Abundâncias de flúor, C, N e O foram determinadas em Alves-Brito et al. (2011) para a estrela de bário HD 123396, com uma metalicidade $[Fe/H] = -1.05$. Este trabalho conclui que o valor de $[F/O]$ para a estrela HD 123396 é bem mais alto que os valores de abundâncias de flúor encontrados na literatura para estrelas com abundâncias similares de oxigênio nos aglomerados globulares M4 e NGC 6712 (ver Fig.3b de Alves-Brito et al. 2011). O excesso de flúor encontrado para a estrela HD 123396 deve-se, provavelmente, ao acréscimo de flúor de sua companheira que já foi uma estrela carbonada anteriormente.

D’Orazi et al. (2013) determinaram a abundância de flúor em seis estrelas do aglomerado globular NGC 6656 (M22). Foram reunidas evidências da presença de uma correlação entre as abundâncias de F e O e uma anticorrelação entre F e Na . Tal padrão químico está de acordo com a destruição do F durante a queima do H , ou seja, o flúor segue a mesma tendência em aglomerados globulares definida por O, Na, C, N, Mg e Al.

de Laverny et al. (2013) analisaram as abundâncias de flúor para estrelas dos aglomerados globulares 47 Tuc, M4, NGC 6397 e M30. Concluiu-se que todos os aglomerados globulares, incluindo os anteriores a de Laverny et al. (2013), parecem pertencer a dois grupos distintos: os ricos em flúor e pobres em sódio ou os pobres em flúor e ricos em sódio. Não foi verificado nenhuma anticorrelação do F com o Na nos aglomerados estudados. de Laverny et al. (2013) diz que os resultados de abundância de flúor em D’Orazi et al. (2013), para o aglomerado globular M22, foram medidas de linhas telúricas.

O trabalho de Federman et al. (2005) mediu a abundância de flúor no meio interestelar. O objetivo deste trabalho foi encontrar uma evidência da produção de flúor através do processo- ν em SNe II. Foram utilizadas duas estrelas (HD 208440 e HD 209339A) pertencentes à associação Cepheus. A razão F/O média obtida para as duas linhas de visada estudadas foi aproximadamente a metade do valor da razão no Sol, o que sugere que a depleção de flúor é bastante significativa.

Recentemente foram determinadas as abundâncias de flúor em estrelas AGB da vizinhança solar em Jönsson et al. (2014). Neste trabalho já são considerados os potenciais de excitação novos (ver Seção 3.3.1.1), o que motivou este trabalho de dissertação. Além da linha R9 (2.3 μm), usualmente utilizada para determinar a abundância de flúor em estrelas, por síntese espectral, foi considerada também uma linha em 12.2 μm da banda N, que é muito mais forte do que a linha R9, não sendo afetada por linhas telúricas. A tendência obtida entre as abundâncias de flúor e oxigênio no trabalho de Jönsson et al. (2014) sugere que a produção de flúor em estrelas AGB é suficiente para explicar a abundância de flúor na vizinhança solar. Jönsson et al. (2014) acreditam que o estudo de abundâncias de flúor a partir de linhas fortes de HF, na banda N, poderá fornecer uma

base mais sólida para o descarte, ou não, do processo- ν na produção de flúor.

Jönsson et al. (2014) determinaram também abundâncias de flúor no bojo Galáctico, considerando o novo potencial de excitação adotado para as linhas rotacionais-vibracionais da molécula HF. Em baixa metalicidade, as abundâncias observadas do flúor e do oxigênio no bojo são mais baixas do que as previstas no modelo de evolução química do bojo (Kobayashi et al. 2011b), usado naquele trabalho, que inclui o processo- ν , mostrando um declive mais acentuado do que o predito pelo modelo. Isto pode sugerir uma fonte de produção de flúor que seja dependente da metalicidade.

Capítulo 2

Dados observacionais

Neste trabalho de mestrado foram determinadas as abundâncias de flúor em uma amostra contendo 51 estrelas, sendo 41 estrelas do disco Galáctico observadas com o Telescópio de 4 metros do Observatório de Kitt Peak e 10 estrelas pertencentes ao aglomerado globular M4 e ao bojo Galáctico observadas no Observatório do Gemini Sul.

2.1 Dados do Observatório de Kitt Peak

As estrelas do disco Galáctico estudadas nesta dissertação são as mesmas que foram analisadas em Jorissen, Smith & Lambert (1992). Este estudo conta com uma amostra de 41 estrelas gigantes vermelhas de tipos espectrais K, M, MS, S, N e J além de estrelas de bário. Os espectros destas estrelas foram observados com o Telescópio de 4 metros do Observatório de Kitt Peak com o espectrômetro Fourier Transform Spectrometer (FTS, Hall et al. 1978). O poder de resolução $R = \lambda/\Delta\lambda$ deste instrumento varia entre 45000 a 160000, sendo a resolução dos espectros analisados neste trabalho $R = 45000$ e com uma razão sinal ruído $S/N > 100$. Os espectros cobrem uma região de 19000 Å a 25000 Å (Dominy et al. 1986).

Os espectros observados foram reduzidos em Jorissen et al. (1992) seguindo passos regulares descritos na Seção (2.2). Todos os espectros observados foram divididos por espectros de estrelas quentes a fim de remover, dentro do possível, linhas telúricas. Isto é particularmente importante porque existem linhas telúricas nas regiões de interesse. Para mais detalhes sobre a redução dos espectros ver Jorissen et al. (1992).

2.2 Dados do Observatório Gemini Sul

As estrelas da amostra pertencentes ao aglomerado globular M4 (7 estrelas) e ao bojo Galáctico (3 estrelas) foram todas observadas em alta resolução no infravermelho

com o Telescópio de 8 metros Gemini Sul e utilizando o espectrógrafo Phoenix do NOAO (National Optical Astronomy Observatory; Hinkle et al. 1998). Estes são espectros echelle com resolução $R = \lambda/\Delta\lambda = 50000$.

Os espectros obtidos foram reduzidos nos estudos anteriores de Cunha et al. (2008) e Smith et al. (2005). Embora a redução dos dados não tenha sido realizada neste trabalho de mestrado, na redução de espectros foi utilizado o pacote IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) e seguiu uma metodologia padrão. Conforme explicado nos artigos a redução a espectros de uma dimensão consistiu dos seguintes passos principais:

- 1) Subtração dos bias do espectro bidimensional da estrela;
- 2) Divisão deste pelo flatfield;
- 3) Correção da luz espalhada no detector e da contribuição do céu;
- 4) Soma das várias linhas da imagem bidimensional para a obtenção do espectro unidimensional;
- 5) Calibração em comprimento de onda; e
- 6) Normalização do contínuo espectral.

Os espectros Phoenix reduzidos encontram-se nas Figuras [2.1](#) e [2.2](#).

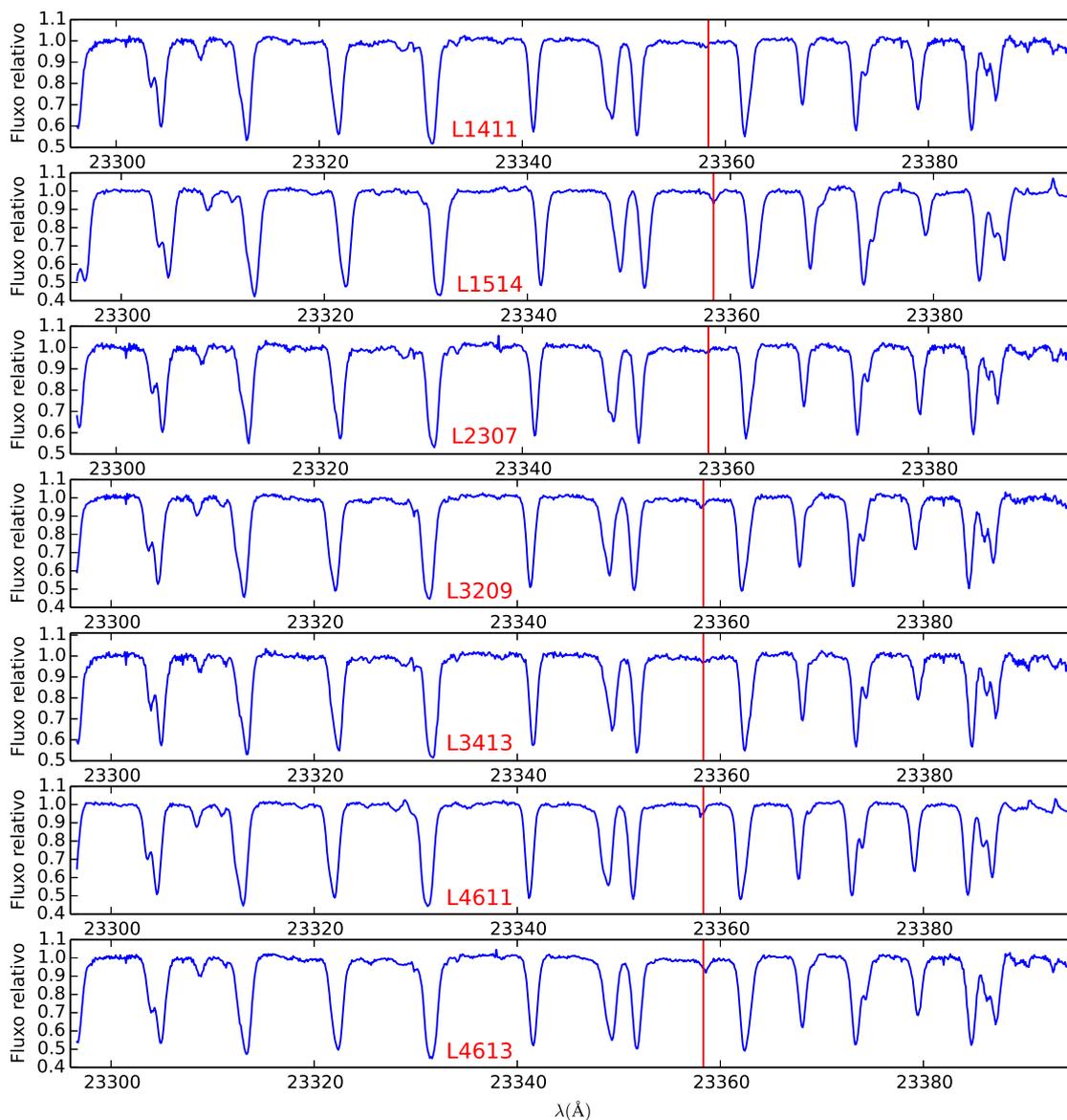


Figura 2.1: Espectros observados das estrelas do aglomerado globular de M4. A linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF analisada encontra-se identificada em cada espectro por uma linha vermelha. Os espectros foram reduzidos a uma dimensão no estudo de Smith et al. (2005).

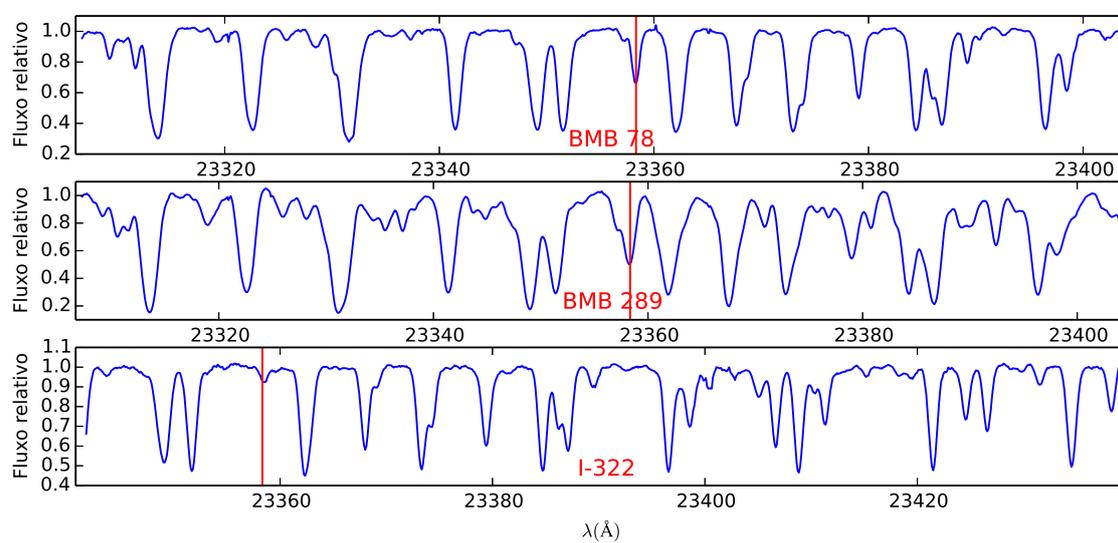


Figura 2.2: Espectros observados das estrelas do bojo Galáctico. A linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF analisada encontra-se identificada em cada espectro por uma linha vermelha. Os espectros foram reduzidos a uma dimensão no estudo de Cunha et al. (2008).

Capítulo 3

Metodologia e Análise dos Dados

3.1 Parâmetros Estelares

3.1.1 Estrelas do disco Galáctico

Os parâmetros estelares temperatura efetiva (T_{eff}), gravidade superficial ($\log g$) e velocidade de microturbulência (ξ) para as estrelas da nossa amostra que pertencem ao disco Galáctico foram derivados em trabalhos anteriores: Smith (1984; estrelas de bário frias), Smith & Lambert (1990; estrelas M, MS e S) e Lambert et al. (1986; estrelas N e J). Os parâmetros estelares utilizados para a estrela Arcturus foram obtidas em Jönsson et al. (2014); $T_{eff} = 4226$ K, $\log g = 1.67$ (cgs) e $\xi = 2.00$ Km·s⁻¹). Embora estes parâmetros não tenham sido determinados neste trabalho de dissertação, como estes parâmetros são fundamentais para os cálculos das abundâncias químicas, a seguir faremos um breve resumo de como foram determinados os parâmetros estelares, tal qual descrito nos artigos originais. Para mais detalhes o leitor deve consultar os artigos originais.

Estrelas de bário frias: Os parâmetros estelares das estrelas de bário frias foram determinados anteriormente por Smith (1984) utilizando método espectroscópico clássico. As temperaturas efetivas (T_{eff}) das estrelas foram determinadas baseando-se nas abundâncias de Fe, Cr ou Sc como funções dos potenciais de excitação e das larguras equivalentes de cada linha. As T_{eff} 's são escolhidas de forma a não haver tendência nos valores das abundâncias considerando todas as linhas espectrais do elemento.

As gravidades superficiais ($\log g$) foram determinadas forçando-se uma igualdade entre as abundâncias de átomos e íons de uma mesma espécie (linhas de Fe I e II, Sc I e II e Cr I e II).

As determinações dos valores de velocidade de microturbulência (ξ) foram feitas buscando-se a invariância dos valores de abundâncias de Fe como função da largura equivalente reduzida ($\log(W_\lambda/\lambda)$) de cada linha deste elemento.

Estrelas M, MS e S: As T_{eff} 's das estrelas de nossa amostra de tipos espectrais M , MS e S foram determinadas por Smith & Lambert (1990). Estas foram obtidas como função do tipo espectral através do método de fluxo infravermelho, como o aplicado por Tsuji (1981). Para estrelas de tipo espectral S as T_{eff} foram estimadas a partir das cores $(R - I)$ de Eggen (1972) e da relação $T_{eff} - (R - I)$ de Tsuji (1981).

O valor de $\log g$ foi estimado assumindo uma massa $1.5 M_{\odot}$ para as estrelas, usando modelos calculados de Lattanzio et al. (1986). Para uma estrela passando à fase AGB com $Y = 0.20$ e $Z = 0.02$, uma luminosidade pode ser assumida, considerando-se a temperatura efetiva da estrela através do diagrama HR. A gravidade superficial é então dada por:

$$\log(g/g_{\odot}) = \log(M/M_{\odot}) - \log(L/L_{\odot}) + 4\log(T/T_{\odot}),$$

onde X é a razão ρ_H/ρ , Y é a razão ρ_{He}/ρ e $Z = 1 - X - Y$ a fração de massa de elementos mais pesados que o He, sendo ρ_H e ρ_{He} as densidades parciais dos elementos H e He respectivamente e ρ a densidade total.

Os valores de ξ foram determinados da mesma forma que para as estrelas de Smith (1984) usando linhas de $Fe I$.

Estrelas carbonadas tipo N e J: Os parâmetros estelares das estrelas de nossa amostra de tipo espectral N e J foram determinados anteriormente por Lambert et al. (1986). As T_{eff} 's foram obtidas pelos métodos de ocultações lunares, fluxo infravermelho e por comparações empíricas com índices de cor.

Os valores de $\log g$ foram calculados considerando uma massa padrão de $2 M_{\odot}$ e as magnitudes bolométricas, M_{bol} , estimadas através das T_{eff} 's determinadas para para cada estrela. A relação utilizada foi:

$$\log(g) = \log(M/M_{\odot})4\log(T_{eff}) + 0.4M_{bol} - 12.47$$

Os valores de velocidade de microturbulência, ξ , foram estimados da mesma forma que em Smith (1984), no entanto, através das linhas das moléculas CN e CO. As velocidades de microturbulência adotadas foram as médias dos valores de ξ obtidos tanto para a molécula CN quanto para a molécula CO.

Os valores adotados de T_{eff} , $\log g$, e velocidade de microturbulência, para as estrelas do disco estudadas, encontram-se na Tabela 3.1.

Os erros nas temperaturas efetivas e gravidades superficiais estimados nos trabalhos originais encontram-se na Tabela 3.1 e estes são todos aproximadamente da mesma ordem e é provável que uma determinação homogênea dos parâmetros estelares para as estrelas da amostra não alteraria os resultados de abundância de flúor obtidos significa-

tivamente.

3.1.2 Estrelas do aglomerado globular M4 e do bojo Galáctico

Bojo Galáctico: Os parâmetros estelares para as estrelas da amostra pertencentes ao bojo Galáctico foram determinados por Cunha & Smith (2006). Os valores de T_{eff} foram estimados por índices de cor.

Para as estrelas de tipo espectral K foram adotadas calibrações de temperaturas de Alonso et al. (1999) para os índices de cor $(J - K)$ e $(V - K)$, que são definidos no sistema TCS (Telescópio Carlos Sanchez). As cores do 2MASS foram convertidas para o sistema TCS usando a relação de Ramirez & Melendez (2005).

Para as duas estrelas de tipo espectral M foi adotada a calibração de Houdashelt et al. (2000) para os índices de cor $(J - K)$. Transformações das cores de 2MASS para o sistema de cores CTIO (Cerro Tololo Inter-American Observatory) foram necessárias, então foi usada a relação de Carpenter (2001).

Os valores de $\log g$ foram estimados através da relação massa-luminosidade, usando os valores de T_{eff} derivados e as posições relativas das estrelas nas isócronas calculadas por Girardi et al. (2000). Sendo o bojo Galáctico uma população estelar antiga, foram adotadas isócronas correspondendo a 10 Gyr.

Para as estrelas K os valores de ξ foram determinados forçando que o valor de abundância da molécula CO seja independente dos valores de W_λ medidas das linhas desta molécula. As ξ para as estrelas de tipo espectral M foram determinadas a partir do ajuste entre o espectro observado e o espectro sintético em $1.55 \mu\text{m}$.

Os valores adotados de T_{eff} , $\log g$ e ξ para as estrelas estudadas do aglomerado globular M4 e do bojo Galáctico encontram-se nas Tabelas 3.2 e 3.3, respectivamente.

3.2 Modelos de atmosferas adotados

A atmosfera de uma estrela é composta de átomos, íons, elétrons livres, moléculas e fótons com temperaturas que variam entre 10^3 K e 10^5 K. Esta é a região mais externa de uma estrela da qual recebemos radiação e que contribui, diretamente, com seu espectro observado. Os espectros observados em alta-resolução carregam informação detalhada sobre a composição química de uma estrela e os modelos de atmosferas estelares tem a variação da densidade, temperatura, pressão, velocidade de microturbulência (ξ) nas diferentes camadas da atmosfera, em função da profundidade para um dado conjunto de parâmetros e para uma dada composição química.

3.2.1 Modelos MARCS

Os modelos de atmosferas estelares utilizados neste trabalho foram obtidos com o código OSMARCS. Os modelos MARCS foram desenvolvidos no início dos anos de 1970 pelo grupo de Upsalla, Suécia (Gustafsson et al. 2008) e foram sendo modificados e aprimorados em trabalhos posteriores.

Atualmente, estes modelos podem ser obtidos em:

<http://marcs.astro.uu.se/>

como função dos parâmetros T_{eff} , $\log g$, $[Fe/H]$, massa e ξ . Sendo que para dois elementos químicos X e Y temos que $[X/Y] = \log(n(X)/n(Y)) - \log(n(X)_{\odot}/n(Y)_{\odot})$; $n(X)$ e $n(Y)$ são as densidades numéricas desses elementos.

Os modelos atmosféricos da rede de modelos MARCS disponíveis tem T_{eff} 's entre 2500 K a 4000 K com passos de 100K, e entre 4000 K e 8000 K com passos de 250 K. Os logaritmos das gravidades superficiais ($\log g$), em unidades cgs, estão em uma faixa entre -1.0 e 1.5 com passos de 0.5 (variam de 0.5 em 0.5). As metalicidades relativas ao Sol estão entre $-1.0 \leq [Fe/H] \leq 5.0$ com passos variados. As velocidades de microturbulência (ξ) encontradas têm valores 0, 1, 2 e 5 Km/s.

Os modelos de atmosferas esféricas são obtidos para estrelas de $\log g$ entre -1.0 e 3.5 e os modelos plano-paralelos têm $\log g$ entre 3.0 e 5.5 para modelos frios. Os modelos são divididos em *Standard*, *Alpha enhanced*, *Alpha poor*, *Alpha negative*, *Mildly CN cycled* com $^{12}C/^{13}C = 20$, *Heavily CN cycled* com $^{12}C/^{13}C = 4$ e Grevesse & Sauval (1998).

Usamos para as estrelas RG e AGB modelos esféricos com massa $1 M_{\odot}$, $\xi = 2.0 \text{ Km/s}$ e composição química *Standard*. Os modelos que usamos têm $[Fe/H]$'s que variam de -0.10 a -1.25 dex. As redes de modelos *Standard* MARCS que cobrem este intervalo de metalicidade têm valores de metalicidade $[Fe/H] = 0.00; -0.25, -0.50, -0.75, -1.00$ e -1.50 dex. No intervalo de metalicidade entre 0.00 e -1.50 dex os valores de $[C/Fe]$, $[N/Fe]$ são 0.0 dex e os valores de $[\alpha/Fe]$ e $[O/Fe]$ variam entre 0.00 e 0.40 dex.

Para o cálculo dos modelos de atmosfera para cada estrela foi utilizado o código interpolador *Interpol* também distribuído em:

<http://marcs.astro.uu.se/>.

Este código público interpola nos parâmetros T_{eff} , $\log g$ e $[Fe/H]$, a partir da rede de modelos disponíveis do MARCS. O arquivo de saída deste código tem para cada camada da atmosfera, os valores da profundidade ótica ($\log(\tau)$), da temperatura (T), da pressão eletrônica ($\log(P_e)$) e da pressão gasosa ($\log(P_g)$).

3.3 Determinação das abundâncias Químicas

Podemos determinar a abundância química de um elemento $A(X)$ ¹ em uma atmosfera estelar através do seu espectro observado, ou seja, analisando as linhas de absorção devidas ao elemento, ou molécula, em seus espectros observados. Para tal, é preciso considerar modelos de atmosferas estelares (Seção 3.2) que são computados para os valores dos parâmetros estelares das estrelas. As abundâncias de flúor das estrelas neste trabalho de dissertação de mestrado foram determinadas através de dois métodos: através de medidas de larguras equivalentes (W_λ) e através do cálculo por espectros sintéticos.

A radiação que recebemos das estrelas é tipicamente constituída de um espectro contínuo e de linhas de absorção. Há um contínuo proveniente do interior estelar e a interação dessa radiação com a região mais fria da estrela, que é a fotosfera estelar, faz com que o contínuo seja absorvido de forma seletiva pelos átomos e moléculas dos elementos químicos que a compõem, originando as linhas de absorção. A intensidade dessas linhas depende dos níveis de excitação dos átomos, moléculas e íons na atmosfera estelar, e também das abundâncias dos elementos e moléculas presentes na atmosfera.

3.3.1 Determinação de abundâncias a partir de larguras equivalentes

Para as 41 estrelas do Disco Galáctico (Tabela 3.1) as abundâncias de flúor foram calculadas em Equilíbrio Térmico Local (ETL) usando o código MOOG (Apêndice A) a partir de valores de larguras equivalentes (W_λ) medidas das linhas rotacionais-vibracionais da molécula HF em $\sim 2.3 \mu\text{m}$. As linhas da molécula HF estudadas nesta tese e medidas estão na regiões de $2.3 \mu\text{m}$ (linha R9 centrada em 23358.329 \AA) e $2.2 \mu\text{m}$ (linhas R13, R14 e R16 centradas em 22957.938 \AA , 22886.733 \AA e 22778.249 \AA respectivamente (ver Seção 3.3.1.1). A seguir faremos uma breve descrição de como se deriva a abundância de um elemento a partir de valores medidos de largura equivalente.

A largura equivalente de uma linha espectral é definida como:

$$W_\lambda = \int_0^\infty R_\lambda d\lambda = \int_0^\infty \frac{F_C - F_\lambda}{F_C} d\lambda$$

onde R_λ é a profundidade da linha a partir do contínuo. F_λ e F_C são o fluxo em determinado comprimento de onda e o fluxo do contínuo. A área total da linha de absorção ou emissão chamamos de largura equivalente (W_λ) desta linha.

W_λ pode ser medida através do ajuste de uma função Gaussiana ou de Voigt à linha observada. A forma do perfil observado depende da intensidade da linha e da resolução do espectro. O perfil observado, medido nos espectros, é a convolução do perfil

¹ $A(X) = \log(n(X)/n(H)) + 12$

verdadeiro (representado por uma função Voigt) com o perfil instrumental (que pode ser representado por uma Gaussiana). Para linhas fracas em espectros com resolução espectral não muito elevada, o perfil instrumental domina o perfil observado, e este pode ser bem aproximado por uma Gaussiana. No entanto, para linhas espectrais fortes e/ou resoluções espectrais muito elevadas, o perfil verdadeiro da linha passa a dominar e o que se observa é um perfil de Voigt, que por sua vez leva em consideração um perfil gerado pelo alargamento térmico (Gaussiano) com um perfil de alargamento colisional (Lorentziano).

As larguras equivalentes das linhas utilizadas neste trabalho foram obtidas diretamente do estudo de Jorissen et al. (1992), dado que os espectros originais não encontram-se disponíveis. Os valores das larguras equivalentes utilizadas podem ser encontrados na Tabela 3.1. A medida das W_λ 's nos trabalhos originais foi realizada através de ajustes Gaussianos.

As abundâncias do flúor neste trabalho de tese foram determinadas com o *driver* BLENDS do código MOOG (Apêndice A.2). Este driver considera a interferência de linhas vizinhas, retirando a contribuição destas, levando em consideração seus valores de gf , χ e D_o . Chamamos a atenção para o fato que os trabalhos anteriores que usaram estas larguras equivalentes para determinar abundâncias assumiram que as linhas de HF estudadas não se encontravam significativamente 'blendadas'. Porém um cálculo mais preciso de abundâncias deve investigar a importância de todas as linhas de outros elementos ou moléculas e considerar aquelas que possam potencialmente contribuir para o perfil da linha de HF.

3.3.1.1 Lista de linhas

Até quatro linhas da molécula HF foram analisadas neste trabalho e estas encontram-se listadas na Tabela 3.4. Os potenciais de excitação (χ) das transições da molécula HF adotados no trabalho anterior de Jorissen et al. (1992) foram obtidos por comunicação privada de Verne Smith com R. Tipping no final dos anos 1980. Tais potenciais de excitação ($\chi_{Tipping}$) são apresentados na Tabela 3.4 (Coluna 3). Entretanto, a tese de doutorado de Decin (2000) já evidenciava que os valores de χ das transições deveriam ser bem mais baixos do que aqueles obtidos de Tipping (1989). De fato, D'Orazi et al. (2013), por exemplo, utilizaram um potencial de excitação de Decin (2000) para a linha de HF R9 analisada que é muito mais baixo ($\chi = 0.227$ eV) do que o obtido por comunicação privada com R. Tipping.

Recentemente, Jönsson et al. (2014) calcularam novos potenciais de excitação para as transições da molécula de HF. Os valores χ derivados por este trabalho são também significativamente mais baixos que os valores de χ obtidos de Tipping (1989). Para mais detalhes sobre os cálculos dos novos potenciais de excitação ($\chi_{Jönsson(2014)}$) ver Jöns-

son et al. (2014). Em resumo, estes foram calculados por expressões de níveis de energia e coeficientes de Leblanc et al. (1994). Os valores de probabilidade de transição $\log gf$ calculados em Jönsson et al. (2014), entretanto, não diferem dos valores de $\log gf$ adotados em Jorissen et al. (1992).

O potencial de dissociação D_o , que é característico de cada molécula, adotado neste trabalho para a molécula HF é de 5.869 eV (Sauval & Tatum 1984). Na Tabela 3.4 apresentamos para cada transição da molécula de HF estudada o seu comprimento de onda (λ ; Coluna 2), o potencial de excitação adotado ($\chi_{Jönsson}$; Coluna 4) e a probabilidade de ocorrência da transição ($\log gf$; Coluna 5). Fica evidente que os valores de χ adotados anteriormente (Coluna 2) são bastante diferentes dos valores atuais.

Como mencionado anteriormente, Jorissen et al. (1992) consideraram todas as linhas de HF como linhas sem nenhuma contribuição de outros elementos, ou seja, sem nenhum nível de contaminação ou "blend". Entretanto, estas linhas são blendadas principalmente por linhas das moléculas CO e CN. 14 linhas de HF foram discutidas em Jorissen et al. (1992) (de R8 a R21), sendo que dessas, apenas as linhas R9, R13, R14, R15 e R16 foram consideradas boas para a análise de abundâncias de flúor. Mesmo assim, temos que: a linha R9 é obliterada por uma linha da molécula $^{12}C^{16}O$ em estrelas gigantes vermelhas frias de tipo espectral *M*, *MS*, *S* e *C*; as linhas R13 e R14 são "blendadas" por linhas fracas de CN, sendo a linha R13 afetada por linhas de ^{12}CN e a linha R14 afetada pela linha ^{13}CN . Em resumo estas linhas de HF não são completamente livres de outras contribuições. Usamos neste trabalho as linhas rotacionais-vibracionais R9, R13, R14 e R16 da molécula HF.

Assim sendo, neste trabalho levamos em consideração outras contribuições de linhas de outros elementos e moléculas que pudessem afetar as medidas de larguras equivalentes das linhas do HF de Jorissen et al. (1992), já que não temos acesso aos espectros originais para realizar síntese espectral. Listas de linhas atômicas e moleculares para intervalos de comprimento de onda de cada linha vibracional-rotacional da molécula HF estudada foram confeccionadas. Os dados das linhas próximas foram obtidos da mesma lista de linhas elaborada e discutida na Seção (3.3.2) que trata da lista de linhas usada para a análise de abundâncias por síntese. As transições que podem contribuir para o perfil de cada uma das linhas de HF estudadas neste trabalho são apresentadas abaixo.

- **R9:** 23358.078 Å ($^{12}C^{13}C$), 23358.090 Å ($^{12}C^{14}N$), 23358.276 Å ($^{12}C^{15}N$), 23358.343 Å ($^{12}C^{17}O$), 23358.343 Å ($^{13}C^{18}O$) e 23358.658 Å (^{12}CH);
- **R13:** 22957.740 Å (*TiI*), 22957.855 Å ($^{12}C^{13}C$), 22957.862 Å ($^{13}C^{14}N$), 22957.899 Å ($^{13}C^{15}N$), 22958.004 Å (*Si*) e 22958.025 Å ($^{12}C^{13}C$);
- **R14:** 22886.584 Å (^{12}CH), 22886.605 Å ($^{13}C^{14}N$), 22886.636 Å (*Co*), 22886.793 Å (*Fe*), 22886.804 Å (*Cl*) e 22886.838 Å ($^{12}C^{17}O$);

- **R16:** 22778.121 Å (^{12}CH), 22778.121 Å ($^{12}\text{C}^{15}\text{N}$), 22778.202 Å ($^{14}\text{C}^{16}\text{O}$), 22778.340 Å ($^{12}\text{C}_2$), 22778.346 Å ($^{13}\text{C}^{17}\text{O}$) e 22778.691 Å ($^{12}\text{C}^{13}\text{C}$).

3.3.2 Determinação de abundâncias a partir de síntese espectral

Para as estrelas da amostra pertencentes ao aglomerado globular M4 e ao bojo Galáctico tivemos acesso aos espectros observados (Seção 2). Suas abundâncias de flúor foram portanto determinadas através do cálculo de espectros sintéticos, também calculados em *ETL* com o código MOOG, porém utilizando o *driver* SYNTH (Apêndice A.3). As abundâncias das estrelas foram determinadas a partir de um melhor ajuste entre os espectros observados e sintéticos. As Figuras 4.2 e 4.1 mostram as sínteses para as estrelas do aglomerado globular M4 e do bojo Galáctico.

Espectros sintéticos são gerados a partir basicamente de um modelo de atmosferas apropriado para descrever a atmosfera estelar e uma lista de linhas espectrais, que no nosso caso abrange um intervalo entre 22000 Å a 24000 Å.

Para o cálculo dos espectros sintéticos é necessário ter uma lista de linhas que contém: o seu comprimento de onda (λ), a identificação do elemento ou molécula, o potencial de excitação (ξ) da linha, o gf ou $\log gf$ (onde g é o peso estatístico e f a força do oscilador) e o potencial de dissociação (D_o), no caso de molécula. Espectros sintéticos foram calculados somente para a região da linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF ($\lambda = 23358.329$ Å).

Como mencionado anteriormente, foi confeccionada uma lista de linhas abrangendo um extenso intervalo em comprimento de onda (22000 Å a 24000 Å) que cobrisse também as transições que foram analisadas somente por W_λ . Esta lista de linhas é bastante completa e inclui tanto as transições da molécula HF assim como linhas atômicas e transições das moléculas CN , CO , CH , SiH , C_2 , FeH . Esta lista de linhas bastante completa foi compilada a partir de comunicação privada com Dr. Carlos Abia (Universidade de Granada) e os dados foram obtidos por ele do banco de dados HITRAN (high-resolution transmission molecular absorption database) além de outras fontes. Conforme mencionado acima, o potencial de dissociação D_o (5.869 eV) para a molécula HF adotado neste trabalho foi determinado por Sauval & Tatum (1984) e este é o mesmo valor que foi utilizado nos trabalhos de Jönsson et al. (2014).

Tabela 3.1: Amostra de estrelas do Disco Galáctico.

Estrela	T.E.	T_{eff} (K)	$\log g$ (cgs)	ξ (Km/s)	$W_{\lambda,R9}$ (mÅ)	$W_{\lambda,R13}$ (mÅ)	$W_{\lambda,R14}$ (mÅ)	$W_{\lambda,R16}$ (mÅ)
γ Dra	K	3980 \pm 150	1.9 \pm 0.25	2.0	158.2	105.4	89.0	36.3
β UMi	K	4340 \pm 150	1.9 \pm 0.25	2.0	87.3	47.4	-	-
Arcturus	K	4226 \pm 50	1.7 \pm 0.10	2.0	23.0	-	-	-
HD 121447 *	K	4000 \pm 200	1.0 \pm 0.20	2.2	-	-	340.5	197.2
HD 178717 *	K	4100 \pm 200	1.0 \pm 0.20	2.2	-	-	240.9	134.9
HR 337	M	3800 \pm 150	1.6 \pm 0.25	2.1	-	131.8	136.2	72.6
BD+06 ⁰ 2063	M	3550 \pm 150	0.5 \pm 0.25	2.0	-	326.8	256.7	171.2
HD 96360	M	3550 \pm 150	0.5 \pm 0.25	2.1	-	305.7	272.4	166.0
HR 4483	M	3450 \pm 150	0.8 \pm 0.25	2.0	-	268.8	293.3	197.2
HR 5226	M	3650 \pm 150	1.0 \pm 0.25	2.8	-	221.4	240.9	140.1
HR 5299	MS	3450 \pm 150	0.9 \pm 0.25	2.6	-	284.6	293.3	186.8
HR 6146	MS	3250 \pm 150	0.2 \pm 0.25	2.7	-	316.2	340.5	238.7
BD-13 ⁰ 4495	M	3600 \pm 150	0.8 \pm 0.25	2.3	-	168.7	209.5	114.1
BD+16 ⁰ 3426	M	3450 \pm 150	0.5 \pm 0.25	2.0	-	300.4	272.4	212.7
HD 189581	M	3500 \pm 150	0.5 \pm 0.25	2.1	-	237.2	246.2	155.7
HR 8775	M	3600 \pm 150	1.2 \pm 0.25	2.0	-	195.0	214.7	119.3
HR 1556	MS	3450 \pm 150	0.8 \pm 0.25	2.0	-	242.4	246.2	160.8
BD+481187	S	3200 \pm 150	0.0 \pm 0.25	2.5	-	585.0	602.4	492.9
HD 35155	S	3650 \pm 150	0.8 \pm 0.25	2.7	-	321.5	309.0	217.9
HD 49368	S	3700 \pm 150	1.0 \pm 0.25	2.5	-	284.6	314.3	192.0
HD 58521	MS	3200 \pm 150	0.0 \pm 0.25	2.3	-	400.6	445.2	352.8
HD 64332	S	3500 \pm 150	0.5 \pm 0.25	1.8	-	305.7	261.9	207.5
HR 4647	MS	3450 \pm 150	0.5 \pm 0.25	1.8	-	342.6	303.8	228.3
BD-02o3726	MS	3700 \pm 150	1.0 \pm 0.25	2.4	-	247.7	251.4	145.3
BD+57o1671	MS	3600 \pm 150	0.8 \pm 0.25	2.2	-	231.9	235.7	160.8
BD-18o4320	S	3600 \pm 150	0.8 \pm 0.25	2.4	-	231.9	214.8	129.7
HR 6702	MS	3300 \pm 150	0.7 \pm 0.25	2.5	-	326.8	330.0	238.7
HD 172804	S	3400 \pm 150	0.3 \pm 0.25	2.9	-	506.0	434.8	389.1
HD 199799	S	3400 \pm 150	0.3 \pm 0.25	1.7	-	390.0	419.0	295.7
AQ Sgr **	N	2650 \pm 150	0.0	2.3	-	-	-	513.7
BL Ori **	N	2860 \pm 150	0.0	2.0	-	-	-	477.3
S Sct **	N	2895 \pm 150	0.0	2.2	-	-	-	544.8
ST Cam **	N	2800 \pm 150	0.0	2.3	-	-	-	550.0
UU Aur **	N	2825 \pm 150	0.0	2.3	-	-	-	544.8
UX Dra **	N	2900 \pm 150	0.0	2.2	-	-	-	482.5

Continua na próxima página

Tabela 3.1 – continuação da página anterior

Estrela	Tipo espectral	T_{eff} (K)	$\log g$ (cgs)	ξ (Km/s)	$W_{\lambda,R9}$ (mÅ)	$W_{\lambda,R13}$ (mÅ)	$W_{\lambda,R14}$ (mÅ)	$W_{\lambda,R16}$ (mÅ)
V460 Cyg **	N	2845 ± 150	0.0	2.2	-	-	-	451.4
VY UMa **	N	2855 ± 150	0.0	2.2	-	-	-	560.4
W CMa **	N	2880 ± 150	0.0	2.3	-	-	-	498.1
X Cnc **	N	2620 ± 150	0.0	2.1	-	-	-	586.3
Y CVn **	J	2730 ± 150	0.0	2.4	-	-	-	337.3
Z Psc **	N	2870 ± 150	0.0	1.8	-	-	-	446.2

Larguras equivalentes obtidas de Jorissen, Smith & Lambert (1992), exceto para Arcturus que foi obtida por comunicação privada com Verne V. Smith.

T.E. é abreviação para tipo espectral.

*Estrelas de bário; **Estrelas carbonadas.

Tabela 3.2: Amostra de estrelas do Aglomerado Globular M4.

Estrela	T_{eff} (K)	$\log g$ (cgs)	ξ (Km/s)	A(Fe)	A(C)	A(N)	A(O)
L1411	3950	0.60	1.65	6.29	7.08 ± 0.08	7.70	7.93
L1514	3875	0.35	1.95	6.27	7.28 ± 0.11	7.18	8.18
L2307	4075	0.85	1.45	6.30	7.24 ± 0.07	7.47	7.91
L3209	3975	0.60	1.75	6.28	7.34 ± 0.07	7.20	8.00
L3413	4175	1.20	1.65	6.32	7.45 ± 0.10	6.96	8.16
L4611	3725	0.30	1.70	6.34	7.17 ± 0.04	7.72	7.81
L4613	3750	0.20	1.65	6.31	7.09 ± 0.05	7.55	7.81

Os parâmetros estelares foram obtidos de Ivans et al. (1999).

$A(X) = \log(n(X)/n(H)) + 12$, $[X/H] = \log(n(X)/n(H)) - \log(n(X)_{\odot}/n(H)_{\odot}) = A(X) - A(X)_{\odot}$.

Tabela 3.3: Amostra de estrelas do Bojo Galáctico.

Estrela	T_{eff} (K)	$\log g$ (cgs)	ξ (Km/s)	$A(Fe)$	$A(C)$	$A(N)$	$A(O)$
I-322	4250	1.5	2.0	7.21	7.90	8.20	8.60
BMB 78	3600	0.8	2.5	7.42	8.30	8.50	9.00
BMB 289	3375	0.4	3.0	7.40	8.20	8.55	8.75

Parâmetros estelares determinados por Cunha & Smith (2006).

$$A(X) = \log(n(X)/n(H)) + 12, [X/H] = \log(n(X)/n(H)) - \log(n(X)_{\odot}/n(H)_{\odot}) = A(X) - A(X)_{\odot}.$$

Tabela 3.4: Linhas rotacionais-vibracionais da molécula HF.

Linhas	λ_{ar} (Å)	χ_{old} (eV)	χ_{new} (eV)	$\log gf$
R9	23358.329	0.480	0.227	-3.962
R13	22957.938	0.710	0.455	-3.941
R14	22886.733	0.777	0.524	-3.947
R16	22778.249	0.930	0.674	-3.969

Os valores para os potenciais de excitação antigos da literatura ($\chi_{Tipping}$) foram obtidos em Tipping (1989), os valores para os potenciais de excitação novos ($\chi_{Jonsson}$) foram obtidos em Jönsson (2014) e probabilidade de ocorrência de transição entre níveis de energia ($\log gf$).

Capítulo 4

Resultados e Discussão

4.1 Abundâncias de flúor e Incertezas

Os resultados das abundâncias de flúor obtidos para as quatro linhas de HF (R9, R13, R14 e R16) estudadas neste trabalho para as estrelas de nossa amostra pertencentes ao disco Galáctico são apresentadas na Tabela 4.1. Nesta tabela apresentamos também as abundâncias de oxigênio obtidas da literatura. Na Tabela 4.2 apresentamos os valores médios das abundâncias de flúor determinados para cada linha rotacional-vibracional da molécula HF e seus respectivos desvios padrões σ . Estes foram calculados a partir dos resultados de abundâncias determinadas por cada linha de HF medida. Nesta tabela também apresentamos os resultados das abundâncias de F determinados no trabalho de Jorissen et al. (1992), como comparação. As abundâncias de flúor obtidas para as estrelas de nossa amostra pertencentes ao bojo Galáctico e ao aglomerado globular M4 podem ser encontradas nas Tabelas 4.3 e 4.4, respectivamente.

Os perfis sintéticos e observados para as estrelas do bojo Galáctico (BMB 78, BMB 289 e I-322) e do aglomerado globular M4 (L1411, L1514, L2307, L3209, L3413, L4611 e L4613) estão nas Figuras 4.1 e 4.2, respectivamente. Estas são as sínteses que melhor se ajustam aos espectros observados destas estrelas.

As incertezas nas determinações das abundâncias de F foram estimadas através da variação individual da T_{eff} , $\log g$ e ξ tomando como base um modelo de atmosfera, cujos parâmetros estelares são $T_{eff} = 3600$ K, $\log g = 0.80$ (cgs) e $\xi = 2.5$ Km/s. As variações de abundâncias foram determinadas através da linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF, tomando como base o espectro observado da estrela BMB 78, uma variação nos parâmetros estelares $\Delta T_{eff} = +100$ K equivale a $\Delta A(F) = +0.13$ dex, $\Delta(\log g) = +0.20$ (cgs) equivale a $\Delta A(F) = +0.05$ dex e $\Delta \xi = +0.5$ Km/s equivale a $\Delta A(F) = -0.04$ dex. A incerteza total nas abundâncias, dada pela quadratura das incertezas

$$\sqrt{(\Delta A(F)_{T_{eff}})^2 + (\Delta A(F)_{\log g})^2 + (\Delta A(F)_{\xi})^2} = \pm 0.14 \text{ dex.}$$

4.2 Discussão

4.2.1 Estrelas do Disco Galáctico

4.2.1.1 Comparação com Resultados da Literatura:

Os valores de abundâncias solares adotados neste trabalho são $A_{\odot}(F)$ ¹ = 4.40 (Maiorca et al. 2014), $A(Fe)_{\odot} = 7.50$, $A(C)_{\odot} = 8.43$ (Asplund et al. 2009), $A(O)_{\odot} = 8.75$ (Caffau et al. 2008) e $A_{\odot}(Na) = 6.24$ (Asplund et al. 2009).

Na Figura 4.3 apresentamos a comparação das abundâncias de flúor obtidas neste trabalho para as estrelas do disco Galáctico com os resultados da literatura; os símbolos vermelhos representam os valores de abundâncias determinados neste trabalho, enquanto que os símbolos azuis representam as abundâncias determinadas em Jorissen et al. (1992). Na Figura 4.3a as estrelas representadas por círculos azuis são aquelas que tiveram suas abundâncias de flúor determinadas por Jorissen et al. (1992), enquanto que na Figura 4.3b as estrelas também representadas por círculos azuis são aquelas que tiveram suas abundâncias de flúor determinadas por Cunha et al. (2003). Os resultados deste trabalho de dissertação estão representados pelos círculos vermelhos. As linhas tracejadas escuras nas Figuras 4.3a e 4.3b conectam as mesmas estrelas.

Conforme discutido anteriormente, as abundâncias determinadas neste trabalho foram obtidas usando potencial de excitação $\chi_{Jonsson(2014)}$ e as abundâncias determinadas anteriormente na literatura usaram o potencial de excitação $\chi_{Tipping}$. Fica evidente que houve uma redução significativa nos valores de abundância de flúor quando comparado com os trabalhos anteriores. Este resultado é esperado dado que houve uma mudança no potencial de excitação de todas as linhas do HF utilizadas neste trabalho. Em média houve um decréscimo, das abundâncias de F de 0.62 dex deste trabalho quando comparado com os valores de abundâncias de F em Jorissen et al. (1992) e um decréscimo médio nas abundâncias de F de 0.48 dex deste trabalho de dissertação quando comparado com os resultados de Cunha et al. (2003). Devemos lembrar que os valores de largura equivalente são os mesmos nos três trabalhos de forma que estes resultados não são totalmente independentes.

Podemos também comparar as nossas abundâncias de flúor com os resultados de Abia et al. (2010) para as estrelas carbonadas do disco Galáctico. Devemos lembrar que neste caso, o trabalho de Abia et al. (2010) não utilizou as mesmas larguras equivalentes que nós e este trabalho fez síntese espectral com espectros independentes, porém este trabalho também utilizou valores de potencial de excitação de Tipping. Uma comparação dos resultados é mostrada na Figura 4.4 onde encontram-se também algumas das estrelas carbonadas de tipos espectrais N e J estudadas em Jorissen et al. (1992). Os re-

¹ $A(X) = \log(n(X)/n(H)) + 12$

sultados representados por símbolos vermelhos são aqueles em que as abundâncias de F foram determinadas neste trabalho, enquanto que aqueles resultados representados por símbolos azuis são aqueles em que as abundâncias de F foram determinadas em Abia et al. (2010). No total, temos sete estrelas com valores menores de $[F/O]$ neste trabalho do que em Abia et al. (2010). Este resultado é esperado dada a mudança no potencial de excitação das linhas de HF. Entretanto, temos cinco estrelas com valores de $[F/O]$ maiores neste trabalho do que os valores de $[F/O]$ obtidos em Abia et al. (2010). Não há portanto uma diferença sistemática em todos resultados de abundância. Acreditamos que tal espalhamento possa ser parcialmente devido a incertezas nas larguras equivalentes de Jorissen et al. (1992).

Devemos notar, entretanto, que neste trabalho de dissertação não pudemos utilizar modelos de atmosferas que consideram enriquecimento em carbono, para as estrelas carbonadas, pois na rede de modelos MARCS não há modelos com razão $C/O > 1$. No entanto, Abia et al. (2010) computaram modelos de atmosferas que consideram enriquecimento em carbono, o que pode ser uma das causas de termos em algumas estrelas abundâncias de F com valores mais altos do que os encontrados por Abia et al. (2010), o que não seria o esperado. É necessário então que estas estrelas tenham suas abundâncias de F re-determinadas, futuramente, utilizando modelos de atmosferas para estrelas enriquecidas em carbono. Além disso, Abia et al. (2010) determinaram as abundâncias para as estrelas carbonadas através de síntese espectral utilizando as linhas rotacionais-vibracionais R9 a R23, o que torna seus resultados ainda mais precisos para estas estrelas, quando comparados com os resultados deste trabalho.

4.2.1.2 A Abundância de Flúor no Disco Galáctico

Os resultados de abundância de flúor para todas as estrelas de nossa amostra pertencentes ao disco Galáctico encontram-se na Figura 4.5 e 4.6.

Os resultados da Figura 4.5 indicam uma correlação entre as abundâncias de flúor e carbono. As estrelas representadas pelos triângulos vermelhos são as de tipo espectral K, as representadas por estrelas azuis são as de bário, as representadas por quadrados vermelhos são as de tipo espectral M, as representadas por círculos verdes cheias são as de tipo espectral S, as representadas por quadrados azuis são as carbonadas de tipo espectral N e a representada por um triângulo verde é a carbonada de tipo espectral J. Nossos resultados indicam que as estrelas carbonadas e as estrelas de bário são aquelas que possuem as mais altas abundâncias de flúor. Nota-se que a grande maioria das estrelas com abundâncias de carbono maior que $A(C)=8.6$ têm abundância de flúor maior que o valor solar e estas seriam consideradas produtoras de flúor. As estrelas de tipo espectral S apresentam uma variação de $A(F)$ com $A(C)$, ou seja as que são mais pobres em carbono têm o flúor baixo e as mais ricas apresentam flúor mais alto.

Na Figura 4.6 mostramos o comportamento da abundância de flúor ($[F/O]$) com o elemento oxigênio ($[O/H]$), sendo que este último é produzido em SNe II. As abundâncias de oxigênio nesta figura foram obtidas de Jorissen et al. (1992). As estrelas representadas pelos quadrados azuis são as estrelas carbonadas de tipo espectral N, a estrela representada pelo triângulo verde é a carbonada de tipo espectral J, as estrelas representadas pelos triângulos vermelhos são as estrelas de tipo espectral K, as representadas pelas estrelas azuis são as de bário, as estrelas representadas pelos quadrados vermelhos são de tipo espectral M, as estrelas representadas pelos círculos verdes cheios são as de tipo espectral S e as estrelas representadas pelos círculos verdes vazados são as de tipo espectral MS.

Os resultados da Figura 4.6 indicariam à primeira vista uma leve tendência de declínio das abundâncias de flúor com o oxigênio para valores de abundância de oxigênio $[O/H]$ maior que -0.2 dex, embora os resultados possuam um espalhamento bastante alto. Entretanto, fica claro que as estrelas que apresentam valores muito elevados de abundância de flúor são principalmente as estrelas carbonadas. A sequência de tipo espectral MS - S - SC - Carbonadas segue a sequência da razão de abundâncias carbono-oxigênio C/O ; sendo que as que tem a razão mais alta de carbono em relação ao oxigênio são as estrelas com razão C/O maior que 1, ou seja, as estrelas carbonadas. Os elementos do processo-s também seguem sequência similar, ou seja, as estrelas carbonadas são também as mais ricas em elementos do processo-s, enquanto que uma estrela de tipo espectral MS, embora rica em processo-s, tem valores de enriquecimento relativamente menores. Isso ocorre pois as estrelas carbonadas são estrelas no final da fase AGB.

Quatro estrelas não carbonadas têm os valores de $[F/O]$ bastante altos: as estrelas de bário HD 121447 e HD 178717 com abundâncias de flúor $A(F) = 5.15$ e 4.96 respectivamente; e as estrelas BD+48°1187 e HD 172804 de tipo espectral S com abundâncias de flúor $A(F) = 4.87$ e 4.78 , respectivamente. As estrelas de bário podem ser consideradas como estrelas ricas em elementos do processo-s “extrínsecas”, ou seja, estas recebem os elementos do processo-s através da estrela companheira quando esta era estrela carbonada (Estrelas carbonadas são estrelas no final da fase AGB, e portanto são produtoras de flúor; ver Sessão 1.1.2). Estas estrelas companheiras hoje encontram-se no estágio de anãs brancas. As estrelas que não são tão ricas em elementos do processo-s, de tipo MS, não aparecem na figura como significativamente enriquecidas em flúor.

Na Tabela 4.2 vemos que duas estrelas carbonadas de tipo espectral N têm abundâncias de F muito baixas: as estrelas V Hya e Y CVn. Verificamos que estas duas estrelas provavelmente têm valores incertos de largura equivalentes medidos em Jorissen et al. (1992): uma delas possui uma discrepância muito grande entre as abundâncias das linhas HF R15 (não considerada neste trabalho) e R16; e a outra não possui medida da linha HF R15. Estas duas estrelas não foram incluídas na figura e suas abundâncias derivadas neste trabalho de tese são incertas e aparecem entre parênteses na Tabela 4.1.

Conforme discutido brevemente na introdução, os resultados anteriores de Jorissen et al. (1992) indicam que as estrelas AGB são grandes produtoras de flúor e este trabalho encontra também que parece existir uma correlação entre os valores das razões F/O e C/O , sendo que as estrelas de bário parecem apresentar uma superabundância de flúor. Estes resultados anteriores, embora baseados em resultados de abundâncias de flúor muito mais altos que os obtidos nesta tese, ainda assim tem um resultado que se mantém fundamentalmente o mesmo: existe uma correlação entre as abundâncias de flúor e de carbono, embora as abundâncias de flúor obtidas aqui sejam muito mais baixas que as obtidas nos trabalhos anteriores.

Mais recentemente, o trabalho de Abia et al. (2010) determinou as abundâncias de F para uma amostra contendo 34 estrelas AGB carbonadas. Abia et al. (2010) mostraram que existe uma clara correlação entre o enriquecimento de F com o enriquecimento de elementos formados no processo-s. Neste trabalho de mestrado não foram obtidas as abundâncias dos elementos do processo-s para as estrelas de nossa amostra. O tema será investigado em um estudo posterior.

Passaremos agora a segregar a nossa amostra do disco em dois grupos: as estrelas que seriam produtoras de flúor elas mesmas (ou seja, estrelas carbonadas, de bário e ricas em elementos do processo-s) e aquelas que não seriam produtoras de flúor (ou seja, as restantes de nossa amostra).

Comparação com Modelos de evolução do elemento Flúor: Para discutir a evolução das abundâncias de flúor no disco Galáctico focalizaremos naquelas estrelas que não são produtoras elas mesmas de flúor e que se formam do gás que contem flúor. Antes de passarmos à discussão dos resultados, entretanto, faremos um breve resumo de dois modelos de evolução química para o elemento flúor encontrados na literatura. Os modelos de evolução química da Galáxia pretendem em última análise compreender os processos envolvidos na formação e evolução Galáctica, formação e evolução estelar, a origem e distribuição de elementos e moléculas, dentre outros. Os modelos de evolução química da Galáxia dependem de várias grandezas, tais como, a taxa de formação estelar (SFR), a função de massa inicial (IMF), fluxos de gás em estrelas, entre outros.

Os trabalhos anteriores de Renda et al. (2004, 2005) estudaram a evolução química de flúor utilizando um modelo de evolução química que considera um disco galáctico equivalente ao da nossa galaxia. Foi considerado um duplo “infall” (fluxo de gás entrando), um correspondendo à formação do halo e o outro correspondendo à formação do disco da região mais interna para a mais externa. Os modelos de Renda et al. (2004, 2005) consideram os três possíveis sítios de produção de flúor: estrelas supernovas de tipo II (SNe II), estrelas Wolf Rayet (WR) e estrelas do ramo assintótico das gigantes (AGB). Renda et al. (2004, 2005) concluíram que a produção de flúor apenas em estrelas SNe II não seria suficiente para explicar os dados observacionais das abundâncias medi-

das em estrelas gigantes da Galáxia. As estrelas WR contribuiriam com um aumento de $[F/O]$ por um fator de ~ 2 que ainda seria insignificante em baixas metalicidades. Ao se considerar a produção de flúor na estrelas WR e AGB juntas, foi encontrado que $[F/O]$ seria 3 vezes maior do que no modelo em que considera apenas SNe II como fonte de flúor, estando essa proporção de flúor ao oxigênio de acordo com os dados observacionais da época.

Mais recentemente, Kobayashi et al. (2011) estudaram a evolução do elemento flúor incluindo a produção nucleossintética de flúor pelo processo- ν em modelos de evolução química da Galáctica. As produções nucleossintéticas de flúor por estrelas *AGB's* (de massas entre $1M_{\odot}$ e $7M_{\odot}$) de Karakas (2010) também foram incluídas. Foi adotada a função de massa inicial (IMF) de Kroupa e uma história de formação estelar que reproduz a função de distribuição de metalicidade observada (MDF) na vizinhança solar. A função de massa inicial (IMF) é a distribuição de estrelas em função de sua massa num episódio de formação estelar.

Nos modelos de Kobayashi et al. (2011) foram adotados processos- ν para núcleos acima do ^{80}Kr nos cálculos de nucleossíntese, tanto para o caso de SNe II (energia explosiva $E = 3 \cdot 10^{53}$ erg) quanto em hypernovas HNe (energia explosiva $E > 3 \cdot 10^{53}$ erg). A energia total do neutrino é tida como um parâmetro livre, partindo disso foram adotados dois casos: o primeiro caso com energia $E_{\nu} = 3 \cdot 10^{53}$ erg que corresponde à energia de ligação gravitacional de uma estrela nêutrons de massa $1.4 M_{\odot}$ e o outro caso de energia $E_{\nu} = 9 \cdot 10^{53}$ erg como o máximo possível para haver eficácia do processo- ν .

Na Figura 4.7 apresentamos os nossos resultados para as estrelas de nossa amostra que não são produtoras de flúor, juntamente com resultados obtidos recentemente em Jönsson et al. (2014) (mais precisamente, da vizinhança solar) mostrando as relações $[F/O]$ vs. $[O/H]$ e $[F/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ nas Figuras 4.7a e 4.7b, respectivamente. As estrelas representadas pelos círculos vermelhos são aquelas cujas abundâncias foram determinadas neste trabalho, enquanto que aquelas representadas pelos círculos azuis abertos tiveram suas abundâncias determinadas por Jönsson et al. (2014). Encontramos que as estrelas de metalicidade similar estão em bom acordo com os resultados de Jönsson et al. (2014), ou seja, os resultados dos dois estudos concordam dentro das incertezas nas determinações. Entretanto, as estrelas analisadas neste trabalho cobrem um intervalo de metalicidade $[Fe/H]$ e abundância de oxigênio que se estendem bastante mais do que a coberta pelas estrelas da amostra de Jönsson et al. (2014). Sendo assim, com os resultados obtidos nesta dissertação de mestrado, pudemos definir o comportamento de $[F/Fe]$ com a metalicidade no disco da Galáxia.

Os modelos de evolução química do flúor de Kobayashi et al. (2011) descrevendo a relação entre as abundâncias de fluor e oxigênio também são apresentados na Figura 4.7. Estão representados três modelos para a vizinhança solar incluindo: 1) Pro-

dução de flúor em *AGB's*, 2) Produção de flúor em *AGB's* e *SNe II* e 3) Produção de flúor em *AGB's* e *HNe*. E por fim, temos representado um modelo para o disco espesso com produção de flúor em *AGB's*. Os modelos para *SNe II* e *HNe* consideram que a produção de flúor ocorre no processo- ν durante o colapso do núcleo da supernova (Subseção 1.1.1). Nenhum dos modelos de Kobayashi et al. (2011) consideram a produção de flúor em estrela WR. Os modelos de evolução química do flúor para estrelas do disco são representados por linhas azuis; as linhas tracejada-pontilhada, tracejada, sólida e pontilhada representam modelos que consideram a produção de F em estrelas HNe, SNe II, AGB na vizinhança solar e AGB no Disco espesso, respectivamente.

Os resultados obtidos neste trabalho parecem sugerir um decréscimo na razão de $[F/O]$ a medida que a abundância de oxigênio aumenta no disco. Nenhum dos modelos apresentados de Kobayashi et al. (2011) parece explicar os resultados de abundância obtidos. Em Jönsson et al. (2014) foi sugerido que a produção de F em estrelas AGB seria suficiente para explicar a abundância de F na vizinhança solar.

Na Figura 4.7b as linhas sólida e tracejada representam o modelo que considera a produção de F em estrelas da vizinhança solar e do disco espesso respectivamente, não considerando a produção de F em WR ou em processos ν . De novo nenhum dos modelos apresentados parece conseguir reproduzir as observações completamente. Alguns dos nossos resultados parecem indicar um decréscimo nas abundâncias de flúor enquanto algumas estrelas com mais baixas metalicidades apresentam abundâncias de flúor próxima a uma valor constante. Modelos futuros deverão considerar as novas abundâncias de flúor.

4.2.2 Estrelas do Bojo Galáctico

Os resultados de Cunha et al. (2008) para uma amostra de estrelas do bojo Galáctico indicaram um aumento na razão F/O à medida que a abundância de oxigênio aumenta de forma similar ao padrão obtido para o disco Galáctico. Recentemente, Jönsson et al. (2014) re-analisaram algumas das estrelas em Cunha et al. (2008). Este trabalho concluiu que em baixas metalicidades, as abundâncias observadas de F e O são mais baixas do que as previstas nos modelos de evolução química do Bojo.

As relações $[F/O]$ vs. $[O/H]$ para as estrelas do Bojo Galáctico estão representadas na Figura 4.8. As estrelas representadas pelos círculos vazios vermelhos tiveram suas abundâncias de F determinadas neste trabalho, as estrelas representadas pelos triângulos vazios azuis tiveram suas abundâncias de F determinadas por Cunha et al. (2008) e as estrelas representadas pelos quadrados verdes abertos tiveram suas abundâncias de F determinadas em Jönsson et al. (2014). As linhas cheias escuras conectam as mesmas estrelas que tiveram suas abundâncias de F medidas tanto neste trabalho quanto em Cunha et al. (2008). Nesta figura estão também representados (linhas azuis) os mode-

los de evolução química do flúor para estrelas do bojo de Kobayashi et al. (2011b). As linhas tracejada-pontilhada, tracejada e sólida representam modelos que consideram a produção de F em estrelas HNe, SNe II e AGB na vizinhança solar, respectivamente. Os resultados obtidos neste trabalho são muito parecidos com os de Jonsson et al. (2014). Nenhuma de nossas abundâncias concorda com o modelo de produção em hipernovas. A maioria de nossos resultados está em bom acordo com produção em SNe II. Entretanto, existem também algumas estrelas do bojo com valores bem mais baixos da razão $[F/O]$ do que as previstas por modelos com SNe; estas em melhor acordo com os modelos de AGB. Notamos também que uma de nossas estrelas tem abundância de flúor muito mais baixa que qualquer um dos modelos e esta não poderia ser explicada facilmente.

4.2.3 Estrelas do Aglomerado Globular M4

Os resultados de $[F/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ deste trabalho para as estrelas de aglomerado globular M4 estão na Figura 4.9 (representados por círculos verdes) junto com os resultados de Smith et al. (2005; representados por triângulos azuis). Como podemos ver nesta figura, nossos resultados de $[F/Fe]$ são mais baixos que os de Smith et al. (2005) pois usamos os potenciais de excitação $\chi_{Jonsson(2014)}$ para a linha rotacional-vibracional enquanto que Smith et al. (2005) usou o potencial de excitação $\chi_{Tipping}$. Em média os valores de abundâncias de flúor deste trabalho são 0.49 dex mais baixos que os de Smith et al. (2005).

Conforme discutido no trabalho de Smith et al. (2005) as estrelas do aglomerado globular M4 não apresentam um valor constante da abundância de F, havendo uma anti-correlação do F com o Na (similarmente à anti-correlação existente entre o oxigênio e sódio). Esta anti-correlação é resultado da queima do hidrogênio e de diferentes gerações estelares no aglomerado globular. Recentemente, de Laverny & Recio-Blanco (2013) determinaram abundâncias de F em 3 estrelas do aglomerado M4 (sendo dois limites superiores de abundância), tendo encontrado também uma indicação de anti-correlação do F com Na. Nossos resultados indicam igualmente que existe uma anti-correlação entre o F e o Na (Figura 4.10), ou seja, a tendência é similar àquela obtida por Smith et al. (2005), embora nossos valores de $[F/Fe]$ estejam em um patamar mais baixo do que os encontrados anteriormente.

Tabela 4.1: Abundâncias de flúor determinadas neste trabalho devido a cada linhas espectral para as estrelas do Disco Galáctico.

Estrela	$A(F)_{R9}$	$A(F)_{R13}$	$A(F)_{R14}$	$A(F)_{R16}$
γ Dra	4.20	4.18	4.27	4.06
β UMi	4.19	3.76	—	—
Arcturus	3.50	—	—	—
HD 121447	—	—	5.28	5.02
HD 178717	—	—	5.04	4.88
HR 337	—	4.10	4.33	4.24
BD+06 ⁰ 2063	—	4.49	4.35	4.31
HD 96360	—	4.18	4.17	4.04
HR 4483	—	4.17	4.41	4.31
HR 5226	—	4.07	4.28	4.19
HR 5299	—	4.09	4.26	4.17
HR 6146	—	3.78	3.99	3.96
BD-13 ⁰ 4495	—	3.83	4.19	4.08
BD+16 ⁰ 3426	—	4.12	4.13	4.18
HD 189581	—	3.82	3.99	3.91
HR 8775	—	4.12	4.36	4.22
HR 1556	—	3.99	4.15	4.09
BD+481187	—	4.79	5.00	4.83
HD 35155	—	4.19	4.27	4.25
HD 49368	—	4.36	4.60	4.45
HD 58521	—	4.05	4.37	4.29
HD 64332	—	4.21	4.15	4.20
HR 4647	—	4.43	4.38	4.34
BD-02o3726	—	4.26	4.42	4.29
BD+57o1671	—	4.12	4.29	4.28
BD-18o4320	—	4.14	4.24	4.19
HR 6702	—	4.08	4.23	4.20
HD 172804	—	4.80	4.70	4.83
HD 199799	—	4.51	4.80	4.47
AQ Sgr	—	—	—	4.71
BL Ori	—	—	—	4.68
S Sct	—	—	—	4.91
ST Cam	—	—	—	4.46
UU Aur	—	—	—	5.00
UX Dra	—	—	—	4.67

Continua na próxima página

Tabela 4.1 – continuação da página anterior

Estrela	$A(F)_{R9}$	$A(F)_{R13}$	$A(F)_{R14}$	$A(F)_{R16}$
V460 Cyg	–	–	–	4.60
VY UMa	–	–	–	5.11
W CMa	–	–	–	4.87
X Cnc	–	–	–	4.23
Y CVn	–	–	–	(3.45)
Z Psc	–	–	–	4.78

As abundâncias de flúor foram obtidas para cada linha rotacional-vibracional (ver Tabela 3.4) da molécula HF .

Tabela 4.2: Abundâncias de flúor médias determinadas neste trabalho para as estrelas do Disco Galáctico.

Estrela	$A(O)$	$A(F)_{Jorissen(1992)}$	$A(F)$	σ
γ Dra	8.66 ± 0.18	4.68	4.18	0.08
β UMi	8.72 ± 0.15	4.52	3.97	0.21
Arcturus	8.50	4.01	3.50	–
HD 121447	8.80 ± 0.13	5.35	5.15	0.13
HD 178717	8.70 ± 0.14	5.24	4.96	0.08
HR 337	8.75 ± 0.09	4.67	4.22	0.09
BD+06°2063	8.64 ± 0.11	4.77	4.28	0.13
HD 96360	8.82 ± 0.05	4.76	4.13	0.06
HR 4483	8.61 ± 0.11	4.79	4.30	0.10
HR 5226	8.83 ± 0.10	4.79	4.18	0.09
HR 5299	8.71 ± 0.07	4.76	4.17	0.07
HR 6146	8.76 ± 0.08	4.61	3.91	0.09
BD-13°4495	8.52 ± 0.12	4.50	4.03	0.15
BD+16°3426	8.71 ± 0.06	4.80	4.14	0.03
HD 189581	8.74 ± 0.09	4.53	3.91	0.07
HR 8775	8.68 ± 0.10	4.64	4.23	0.10
HR 1556	8.80 ± 0.05	4.71	4.08	0.07
BD+48°1187	8.80 ± 0.05	5.55	4.87	0.09
HD 35155	8.80 ± 0.08	5.00	4.24	0.03
HD 49368	8.80 ± 0.04	4.99	4.47	0.10
HD 58521	8.62 ± 0.03	4.71	4.24	0.14
HD 64332	8.82 ± 0.06	4.78	4.19	0.03
HR 4647	8.78 ± 0.06	4.80	4.38	0.04

Continua na próxima página

Tabela 4.2 – continuação da página anterior

Estrela	$A(O)$	$A(F)_{Jorissen(1992)}$	$A(F)$	σ
BD-02°3726	8.78 ± 0.11	4.88	4.38	0.04
BD+57°1671	8.74 ± 0.07	4.76	4.23	0.08
BD-18°4320	8.70 ± 0.09	4.63	4.19	0.04
HR 6702	8.78 ± 0.05	4.83	4.17	0.06
HD 172804	8.50 ± 0.05	4.97	4.78	0.06
HD 199799	8.82 ± 0.05	5.17	4.59	0.15
AQ Sgr	8.78	5.48	4.71	–
BL Ori	8.63	5.49	4.68	–
S Sct	8.81	5.70	4.91	–
ST Cam	8.69	5.66	4.46	–
UU Aur	8.74	5.64	5.00	–
UX Dra	8.71	5.49	4.67	–
V460 Cyg	8.60	5.33	4.60	–
VY UMa	8.63	5.72	5.11	–
W CMa	8.72	5.51	4.87	–
X Cnc	8.67	5.69	4.23	–
Y CVn	8.52	4.90	3.45	–
Z Psc	8.69	5.32	4.78	–

Tabela 4.3: Abundâncias de F para as estrelas do Bojo Galáctico

Estrela	$A(F)_{Cunha(2008)}$	$A(F)$
I-322	4.50	4.23
BMB 78	4.26	3.94
BMB 289	4.90	4.38

Tabela 4.4: Abundâncias de F para as estrelas do Aglomerado Globular M4

Estrela	$A(F)_{Smith(2005)}$	$A(F)$
L1411	2.90	2.45*
L1514	3.15	2.55
L2307	3.10	< 2.81
L3209	3.20	2.55
L3413	3.35	3.05
L4611	2.70	2.13
L4613	2.88	2.34

*Abundância incerta.

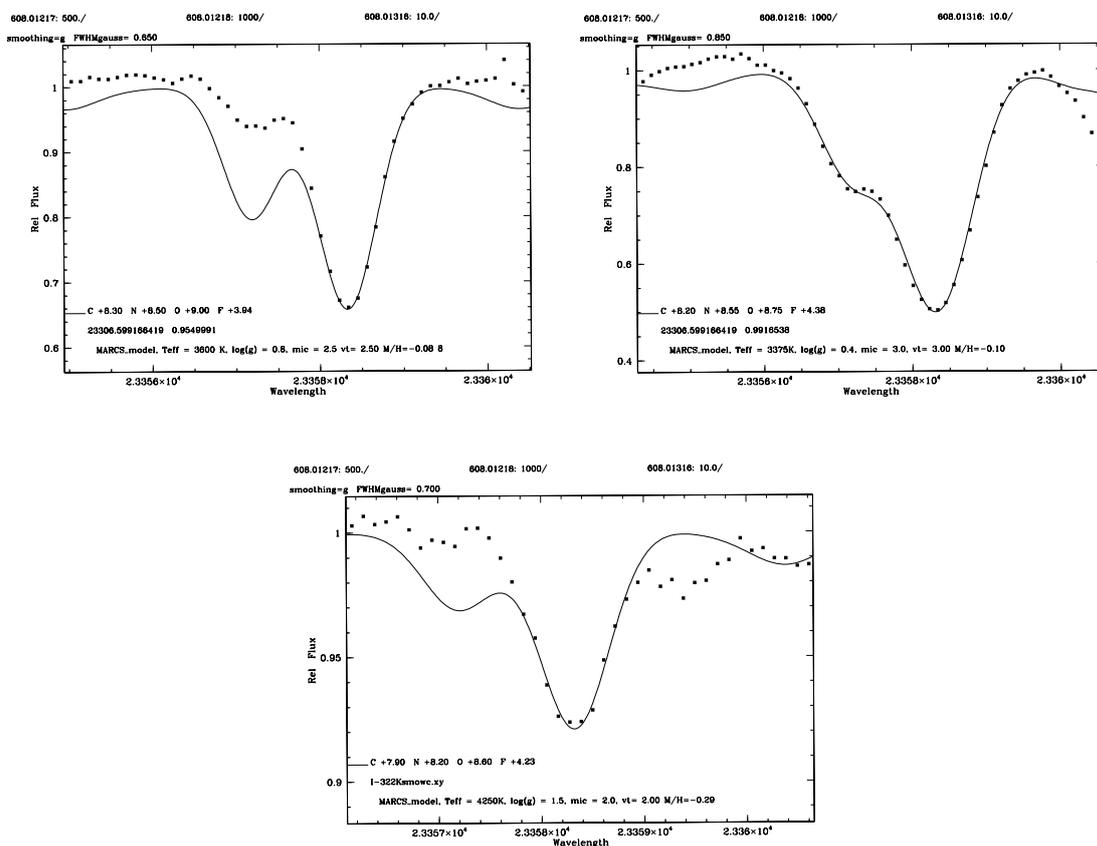


Figura 4.1: Sínteses espectrais das estrelas da amostra do bojo Galáctico BMB 78 ($T_{eff} = 3600$ K), BMB 289 ($T_{eff} = 3375$ K) e I-322 ($T_{eff} = 4250$ K). A linha de HF R9 não está identificada mas encontra-se em $\lambda = 23358.329$ Å.

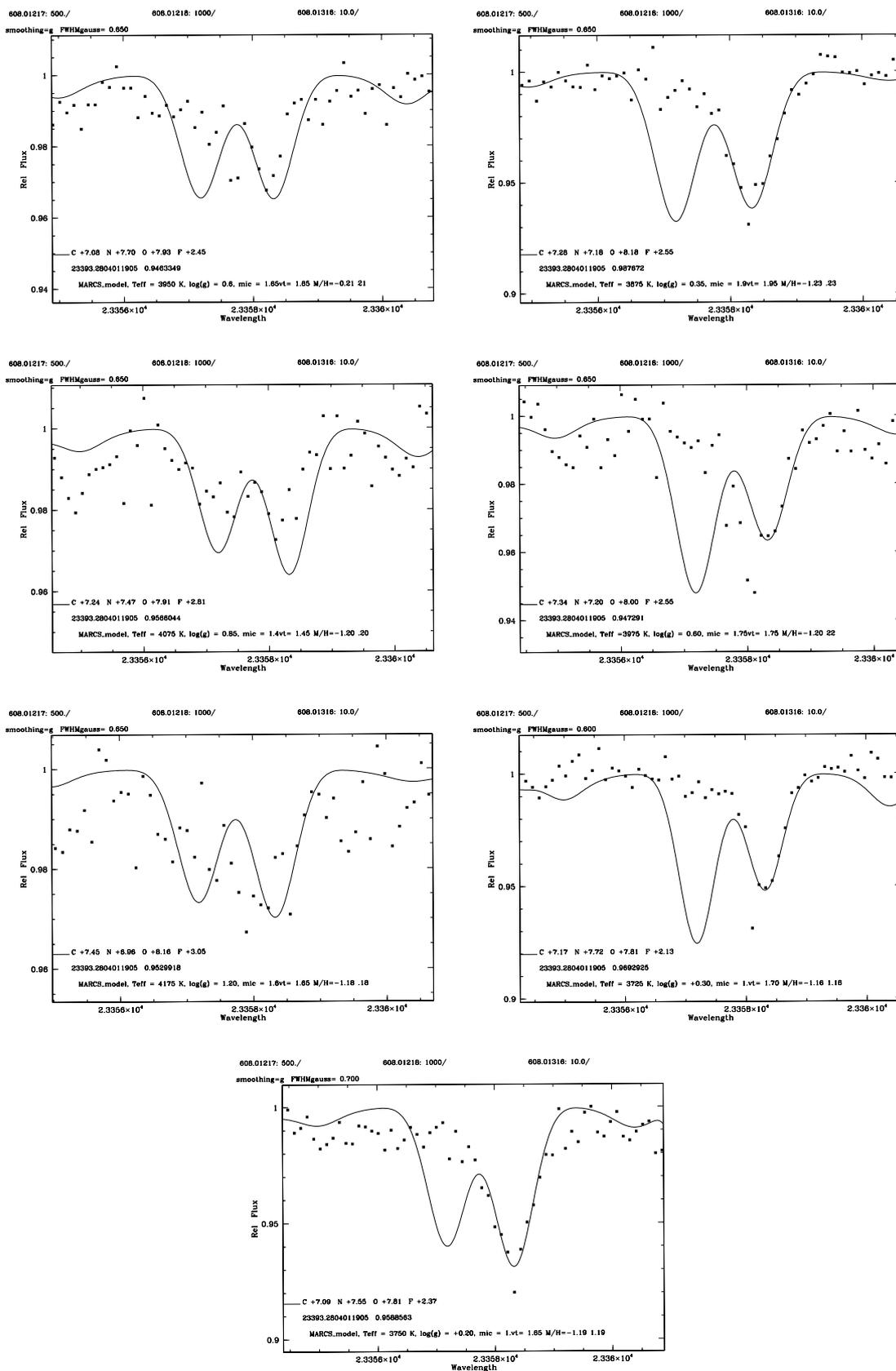


Figura 4.2: Sínteses espectrais das estrelas do aglomerado globular M4 L1411 ($T_{\text{eff}} = 3950$ K), L1514 ($T_{\text{eff}} = 3875$ K), L2307 ($T_{\text{eff}} = 4075$ K), L3209 ($T_{\text{eff}} = 3975$ K), L3413 ($T_{\text{eff}} = 4175$ K), L4611 ($T_{\text{eff}} = 3625$ K) e L4613 ($T_{\text{eff}} = 3650$ K). A abundância de flúor da estrela L2307 não pode ser determinada e para esta estrela, somente temos um limite superior de abundância de flúor. A linha de HF R9 não está identificada mas encontra-se em $\lambda = 23358.329$ Å.

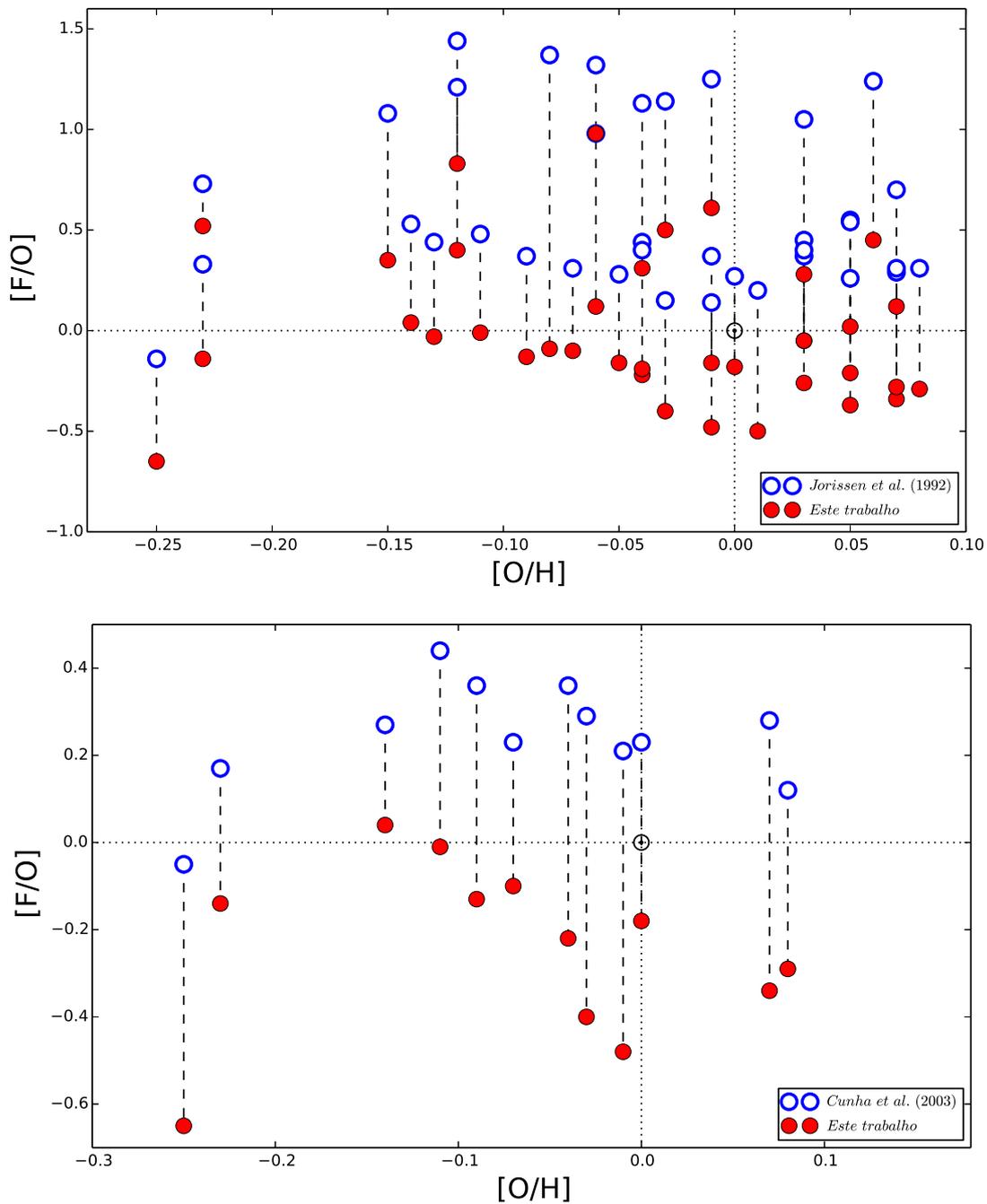


Figura 4.3: Comparação dos resultados deste trabalho para o Disco Galáctico com os resultados de Jorissen et al. (1992) e Cunha et al. (2003). As linhas tracejadas ligam as mesmas estrelas.

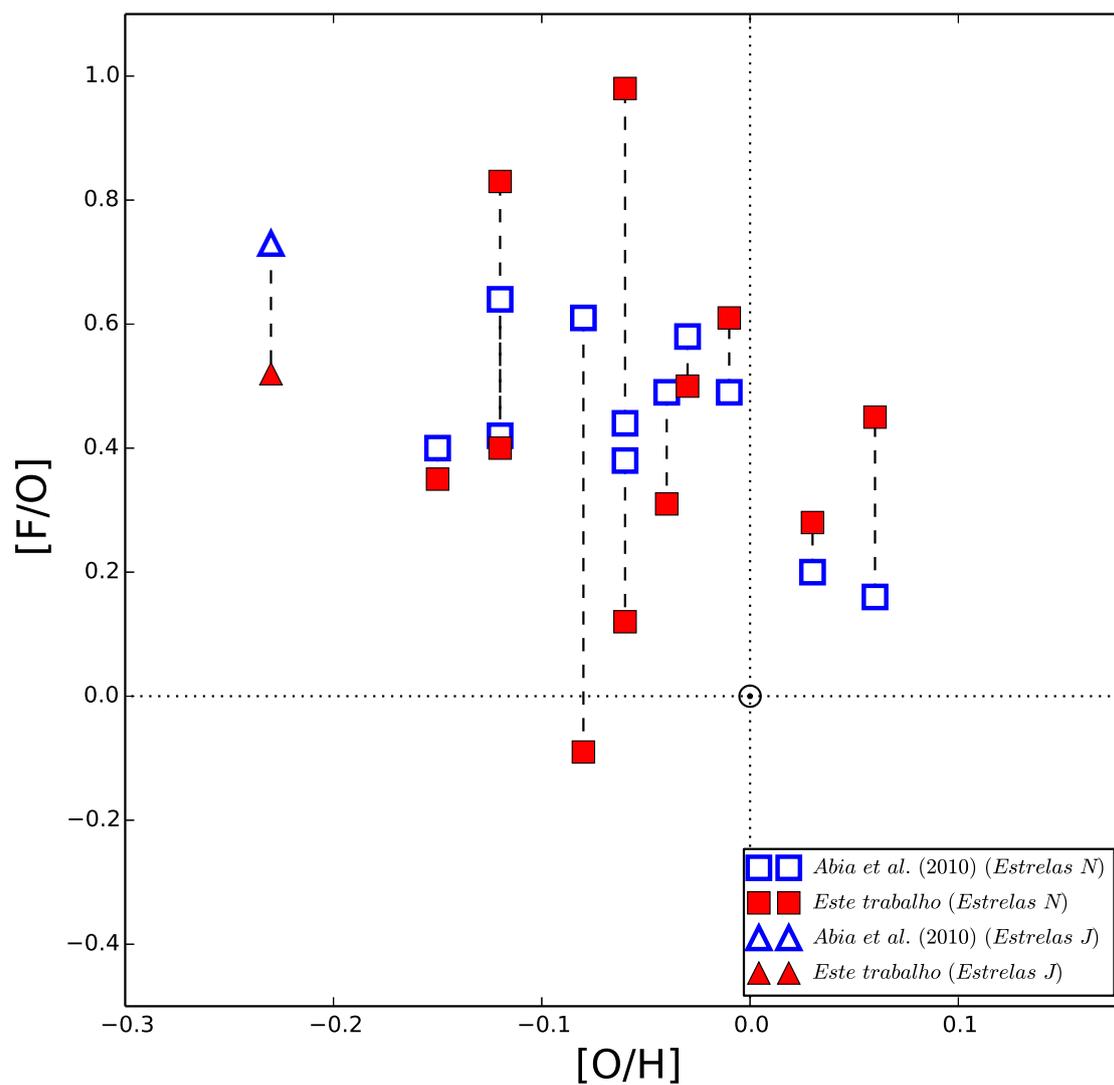


Figura 4.4: Resultados de $[F/O]$ vs. $[O/H]$ para estrelas carbonadas de tipo espectral N e J do Disco Galáctico deste trabalho e de Abia et al. (2010). As linhas tracejadas ligam as mesmas estrelas.

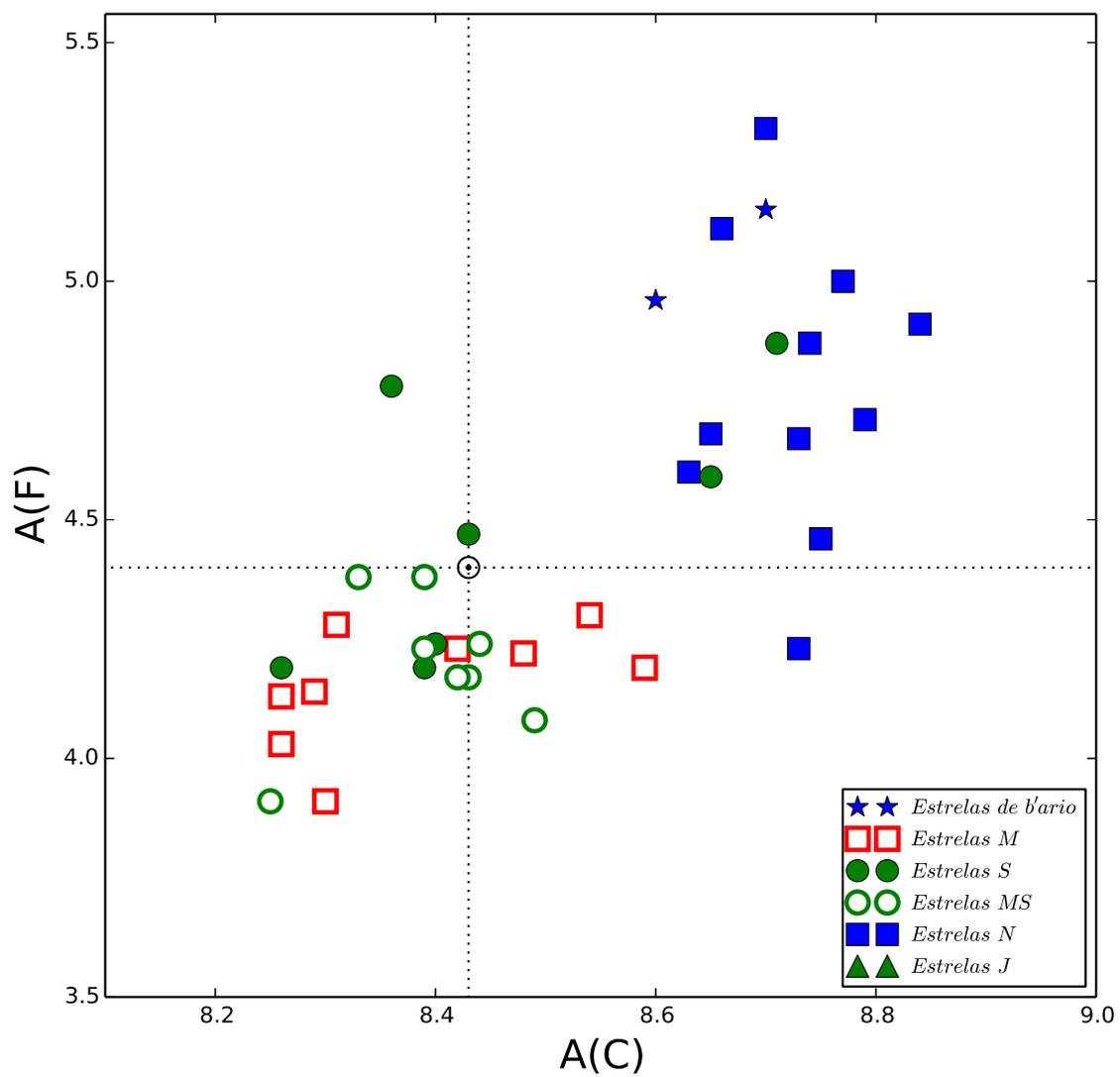


Figura 4.5: Abundâncias de flúor e carbono para estrelas do Disco Galáctico deste trabalho. As abundâncias de carbono foram obtidas em Jorissen et al. (1992).

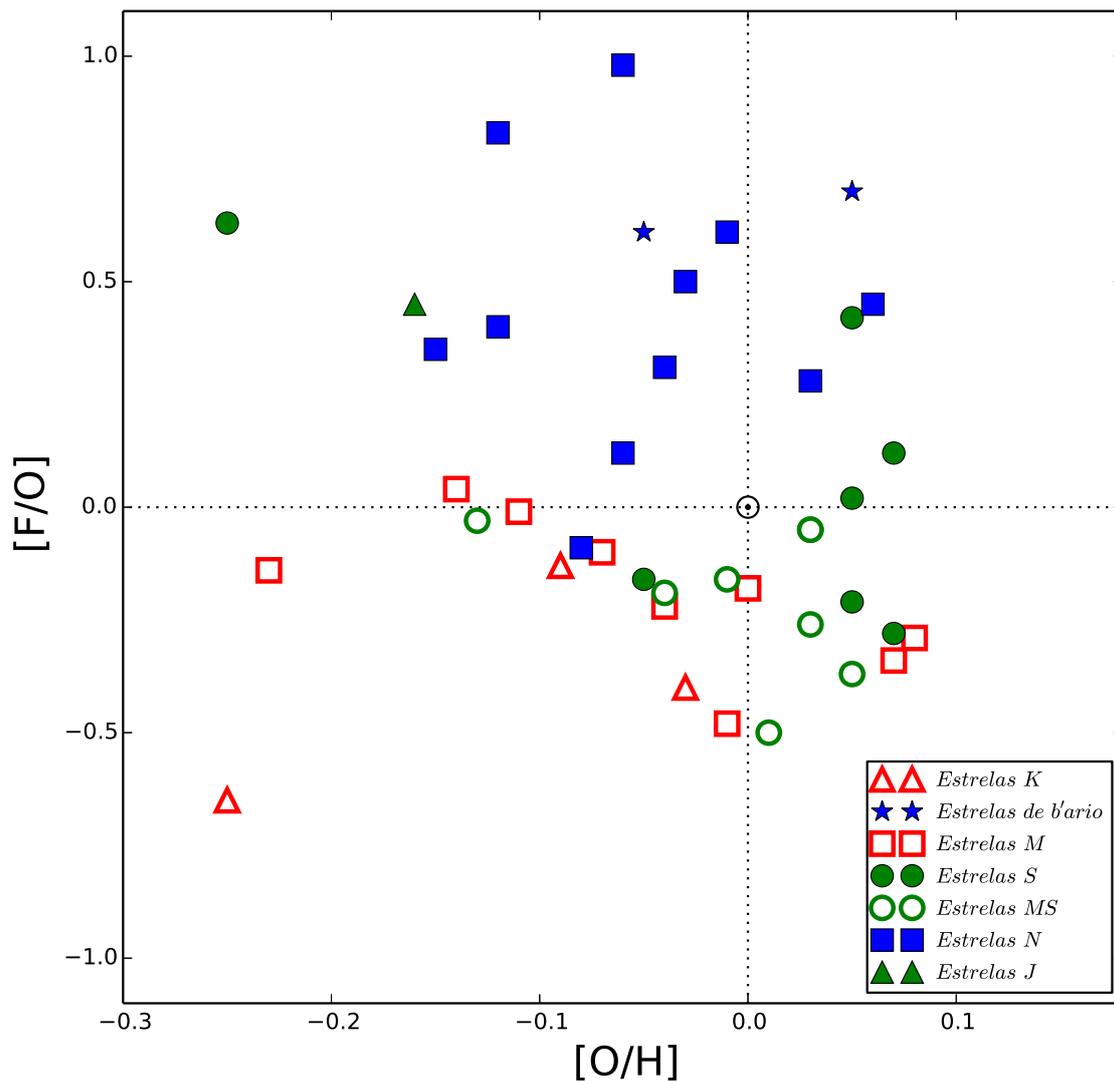


Figura 4.6: Resultados de $[F/O]$ vs. $[O/H]$ para estrelas do Disco Galáctico deste trabalho. As abundâncias de oxigênio foram obtidas de Jorissen et al. (1992).

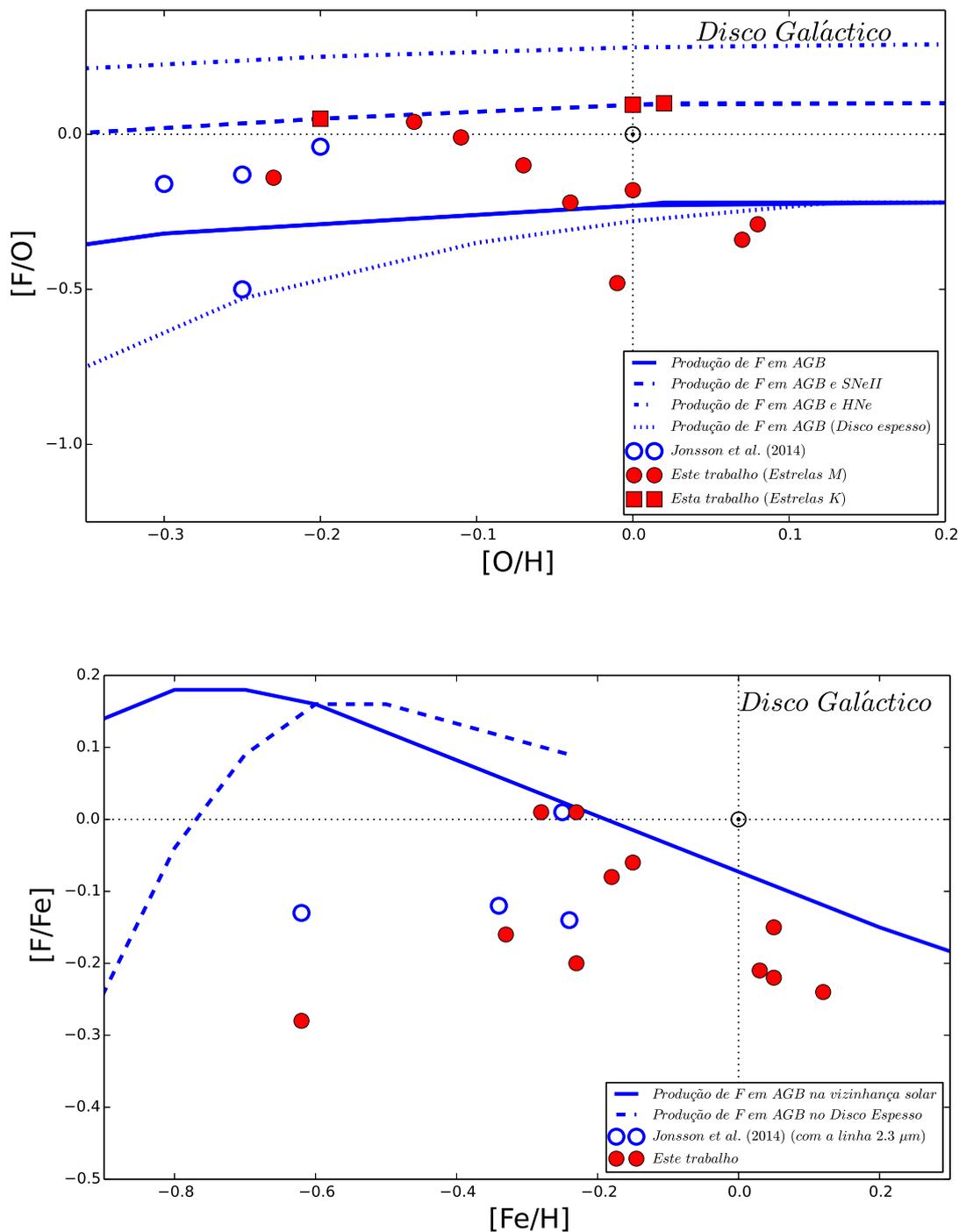


Figura 4.7: Modelos de evolução química para o Disco Galáctico e resultados de abundâncias de F deste trabalho e de Jönsson et al. (2014). Os modelos na Figura 4.7.a são de Kobayashi et al. (2011), e consideram a variação do flúor com oxigênio. O modelo pontilhado-tracejado considera a produção de flúor em HNe, o modelo tracejado considera a produção de flúor em SNe, a linha cheia considera a produção de flúor em AGB na vizinhança solar e a pontilhada considera a produção de flúor em AGB no disco espesso. Os modelos na Figura 4.7.b são de Kobayashi et al. (2011), e consideram a variação do flúor com o Fe. O modelo tracejado considera produção de flúor em AGB no disco espesso. O modelo em linha cheia considera a produção de flúor em AGB na vizinhança solar.

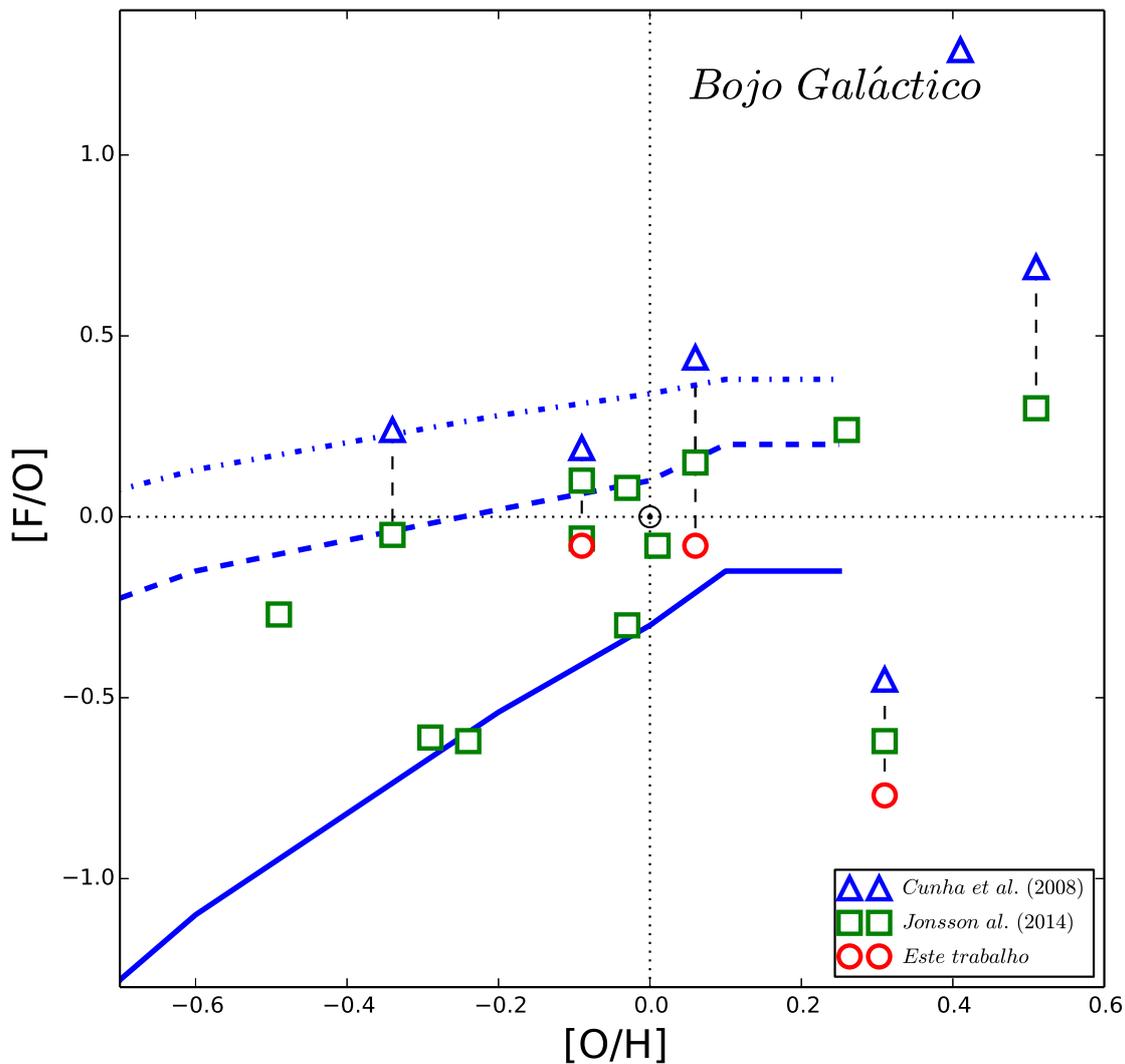


Figura 4.8: Resultados de $[F/O]$ vs. $[O/H]$ para estrelas do bojo Galáctico deste trabalho. Os modelos de evolução química do F são de Kobayashi et al. (2011). O modelo pontilhado-tracejado considera produção de flúor em estrelas HNe. O modelo tracejado considera a produção de flúor em estrelas SNe II. E o modelo representado por uma linha cheia considera a produção de flúor em estrelas AGB. As linhas tracejadas escuras ligam as mesmas estrelas.

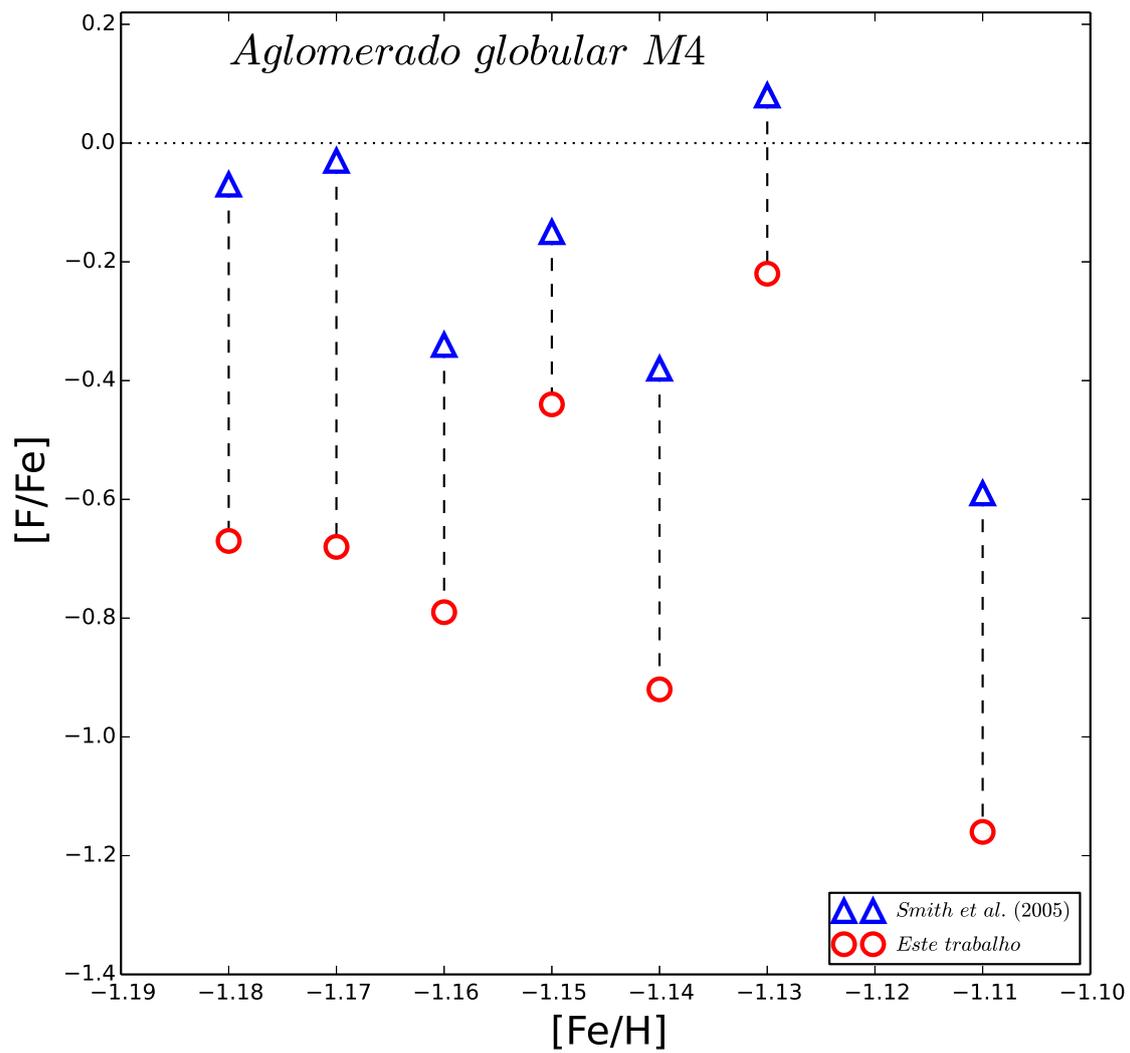


Figura 4.9: Resultados de $[F/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para as estrelas do Aglomerado Globular M4 deste trabalho e de Smith et al. (2005). As linhas tracejadas ligam as mesmas estrelas.

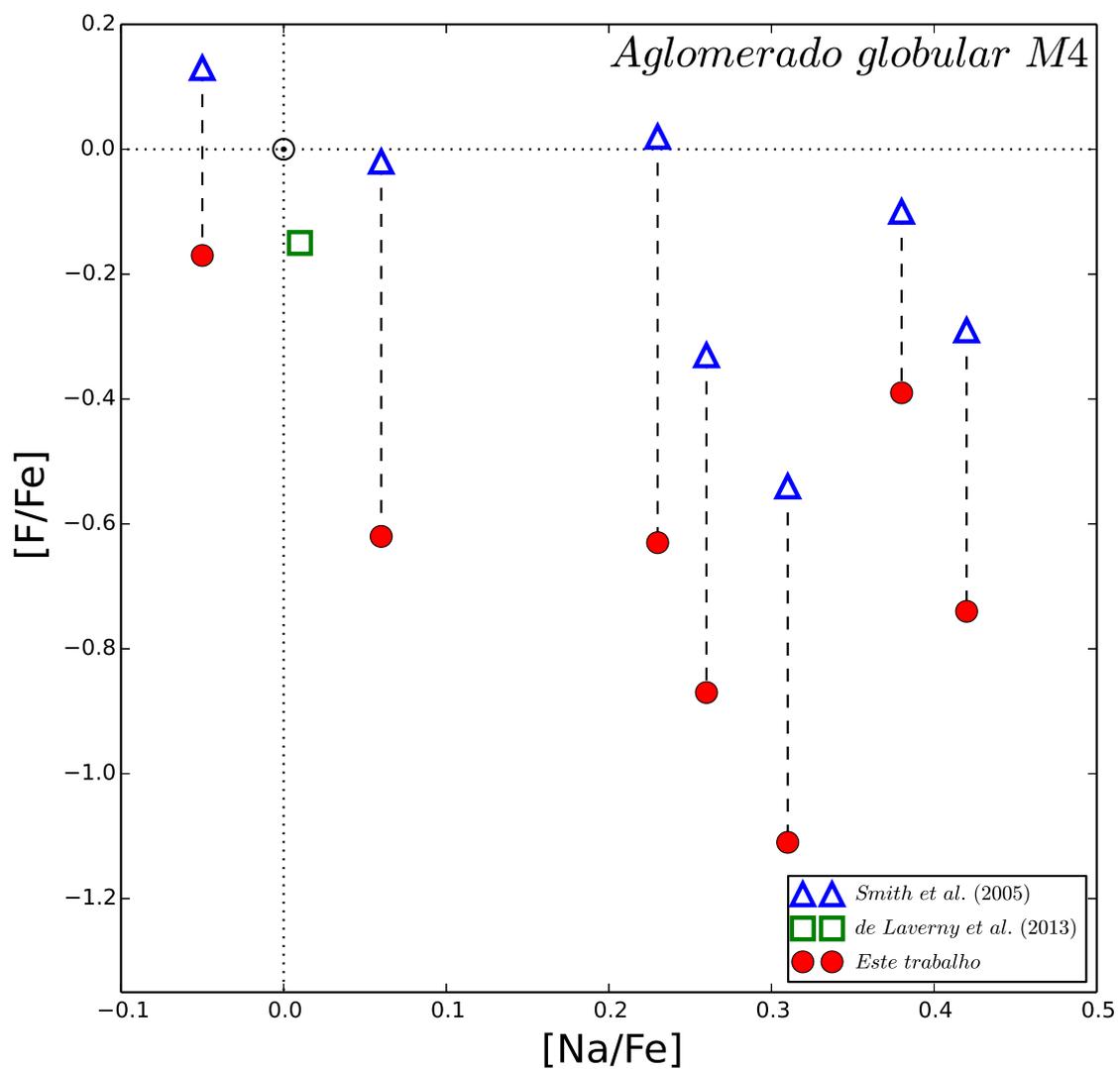


Figura 4.10: Resultados de $[F/Fe]$ vs. $[Na/Fe]$ para as estrelas do Aglomerado Globular M4 deste trabalho, de Smith et al. (2005) e de Laverny et al. (2013). As tracejadas linhas ligam as mesmas estrelas.

Capítulo 5

Conclusões

Neste trabalho ficou evidente que houve uma redução significativa, nos valores de abundâncias do flúor no Disco Galáctico quando comparados com os valores da literatura. Este resultado é esperado, dado que houve uma mudança nos potenciais de excitação de todas as linhas rotacionais-vibracionais da molécula HF que são utilizadas neste trabalho de tese. Em média, os valores de abundância de F decresceram em 0.62 dex e 0.48 dex com relação a Jorissen et al. (1992) e Cunha et al. (1992), respectivamente, para as estrelas do disco Galáctico. Lembrando que os valores de larguras equivalentes são os mesmos utilizados em Jorissen et al. (1992), Cunha et al. (2003) e para este trabalho.

Não pudemos determinar, com precisão, abundâncias de flúor nas estrelas carbonadas do disco devido às incertezas nas larguras equivalentes de Jorissen et al. (1992), pois essas linhas são blendadas por linhas das moléculas CO e CN (ver SubSeção 3.3.1.1), que são fortes nestas estrelas por serem ricas em carbono. Um outro fator que, possivelmente, colabora para as imprecisões nas determinações das abundâncias é o fato de não estarmos usando modelos de atmosferas próprios para estrelas enriquecidas em carbono. Esta imprecisão fica evidenciada na comparação de nossos resultados com os de Abia et al. (2010), onde podemos notar que das 12 estrelas carbonadas analisadas, 7 estão com abundâncias de flúor abaixo dos valores obtidos em Abia et al. (2010), entretanto 5 estrelas estão com valores de abundância acima dos valores de Abia et al. (2010). Sendo que, o esperado é uma redução de todas as abundâncias de F devido à mudança dos potenciais de excitação $\chi_{Tipping}$ para os potenciais de excitação $\chi_{Jonsson}$.

Ao compararmos as abundâncias de flúor determinadas neste trabalho com as abundâncias de carbono (obtidas em Jorissen et al. 1992) para as estrelas do disco, observamos que existe uma correlação entre as abundâncias de F e C. As estrelas carbonadas (consideradas produtoras de flúor) e as estrelas de bário possuem as mais altas abundâncias de flúor. As estrelas S mais pobres em carbono têm flúor baixo e as mais ricas em carbono têm o flúor alto.

Os resultados de $[F/O]$ vs. $[O/H]$ obtidos para as estrelas do disco apresentam um espalhamento alto, apesar de parecer que à primeira vista, que exista um declínio das abundâncias de flúor com o oxigênio para valores de $[O/H]$ maiores que -0.2 dex. Fica claro que, a maior parte das estrelas com valores de abundâncias de flúor mais elevados são as estrelas carbonadas (consideradas estrelas produtoras de flúor). Duas estrelas de bário do disco têm valores de $[F/O]$ bastante altos. Isso pode ser explicado pelo fato de as estrelas de bário poderem ser consideradas como enriquecidas em elementos do processo-s através da sua companheira, quando esta era uma estrela carbonada.

Os resultados de $[F/O]$ vs. $[O/H]$, para estrelas não produtoras de flúor do disco Galácteo sugerem um decréscimo na razão $[F/O]$ à medida que a abundância de oxigênio aumenta. Nenhum dos modelos de Kobayashi et al. (2011) parece explicar os resultados das abundâncias de flúor obtidas.

Os resultados $[F/O]$ vs. $[O/H]$ para as estrelas do bojo Galáctico, nenhuma de nossas abundâncias concordam com o modelo de Kobayashi et al. (2011), que considera a produção de flúor em hipernovas (HNe). A maioria dos nossos resultados sugerem a produção em SNe II. Algumas estrelas do bojo têm valores baixos de $[F/O]$, estando em melhor acordo com a produção em AGB.

Os resultados de abundâncias de flúor no aglomerado globular M4 diminuíram com o potencial de excitação $\chi_{Jonsson}$ para a linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF, no entanto o decréscimo do flúor com o aumento do sódio se manteve como em Smith et al. (2005). Isto nos leva às mesmas conclusões de Smith et al. (2005) para o aglomerado globular M4: o flúor varia e há uma anti-correlação do F com o Na, seguindo o mesmo padrão do O com o Na.

Apêndice A

Código MOOG

MOOG é um código em FORTRAN que executa uma série de tarefas em análise de linhas espectrais e espectros sintéticos considerando modelos de atmosferas estelares 2D em equilíbrio térmico local (ETL). A principal utilidade do MOOG está em auxiliar na determinação da composição química de estrelas.

Escolhemos usar o tipo de modelo GENERIC do código MOOG que tem as seguintes colunas: escala de profundidade τ_{ref} , temperatura efetiva T_{eff} , pressão gasosa P_g e pressão eletrônica P_e . Apesar de não constar no manual do MOOG de 2002 pode-se trocar N_e por P_e . τ_{ref} é assumido ter sido calculado com um comprimento de onda de referência λ_{ref} (τ_{ref} não é uma opacidade média de Rosseland),

A.1 Driver abfind

O driver abfind obtém os valores de abundância considerando a intensidade de cada linha espectral contida na lista de linhas através da largura equivalente de cada uma.

À fim de verificar se os modelos de MARCS obtidos neste trabalho estavam corretos, inicialmente, usamos o driver abfind. Este driver foi usado para as estrelas do Disco Galáctico que se encontram em Cunha et al. (2003) que revisou abundâncias de flúor para 11 estrelas de Jorissen, Smith & Lambert (1992).

Tomando como exemplo a estrela HR 337, as larguras equivalentes usadas são as referentes às linhas rotacionais-vibracionais R13, R14, R15 e R16 da molécula HF. O driver abfind calcula a abundância referente à cada linha espectral, imprimindo esses valores no arquivo de saída "summary" como mostrado na **figura A.1**. No summary também tem o valor médio de abundância, que no caso da estrela HR 337 tem valor 4.77.

A.2 Driver blends

O driver blends determina a abundância através de uma linha espectral considerando a blendagem desta linha por linhas vizinhas. Na lista de linhas na primeira linha entra a linha espectral do elemento a ser estudado, nas outras entram as linhas dos elementos que blendam esta.

Com blends calculamos novamente as abundâncias de flúor para as 11 estrelas do Disco Galáctico revisadas por Cunha et al. (2003) e as outras 31 estrelas de Jorissen, Smith & Lambert (1992).

A.3 Driver synth

Com o driver synth é possível determinar a abundância de um elemento ou molécula ajustando uma síntese com o espectro observado da estrela. Esse espectro observado é gerado através de uma lista de linhas, cuja montagem é detalhada mais adiante.

A **figura A.2** mostra o gráfico de saída do driver abfind em que a linha representa o valor médio das abundâncias determinadas para cada linha espectral.

```
ALL abundances NOT listed below differ from solar by  0.00 dex
HR_337 EW (EP_old, Do_old)
Spheric_MARCS: Teff = 3800, logg = 1.60, [Fe/H] = 0.0vt= 2.10 M/H= 0.00
```

(a) Início do sumário

```
Abundance Results for Species FH          (input abundance =  4.77)
From these data, the abundance of F will be altered
wavelength      ID      EP      logGF      EWin      logRWin      abund      delavg
22778.299  109.00119  0.930  -3.962    73.00    -5.494    4.714    -0.053
22826.916  109.00119  0.850  -3.951   120.00    -5.279    4.857     0.090
22886.995  109.00119  0.777  -3.943   136.00    -5.226    4.812     0.045
22957.995  109.00119  0.710  -3.939   132.00    -5.240    4.686    -0.081
average abundance =  4.767      std. deviation =  0.081      #lines =  4
No statistics done for E.P. trends
No statistics done for R.W. trends
No statistics done for wavelength trends
```

(b) Fim do sumário

Figura A.1: Exemplo de sumário de saída do driver abfind do MOOG obtido para a estrela HR 337.

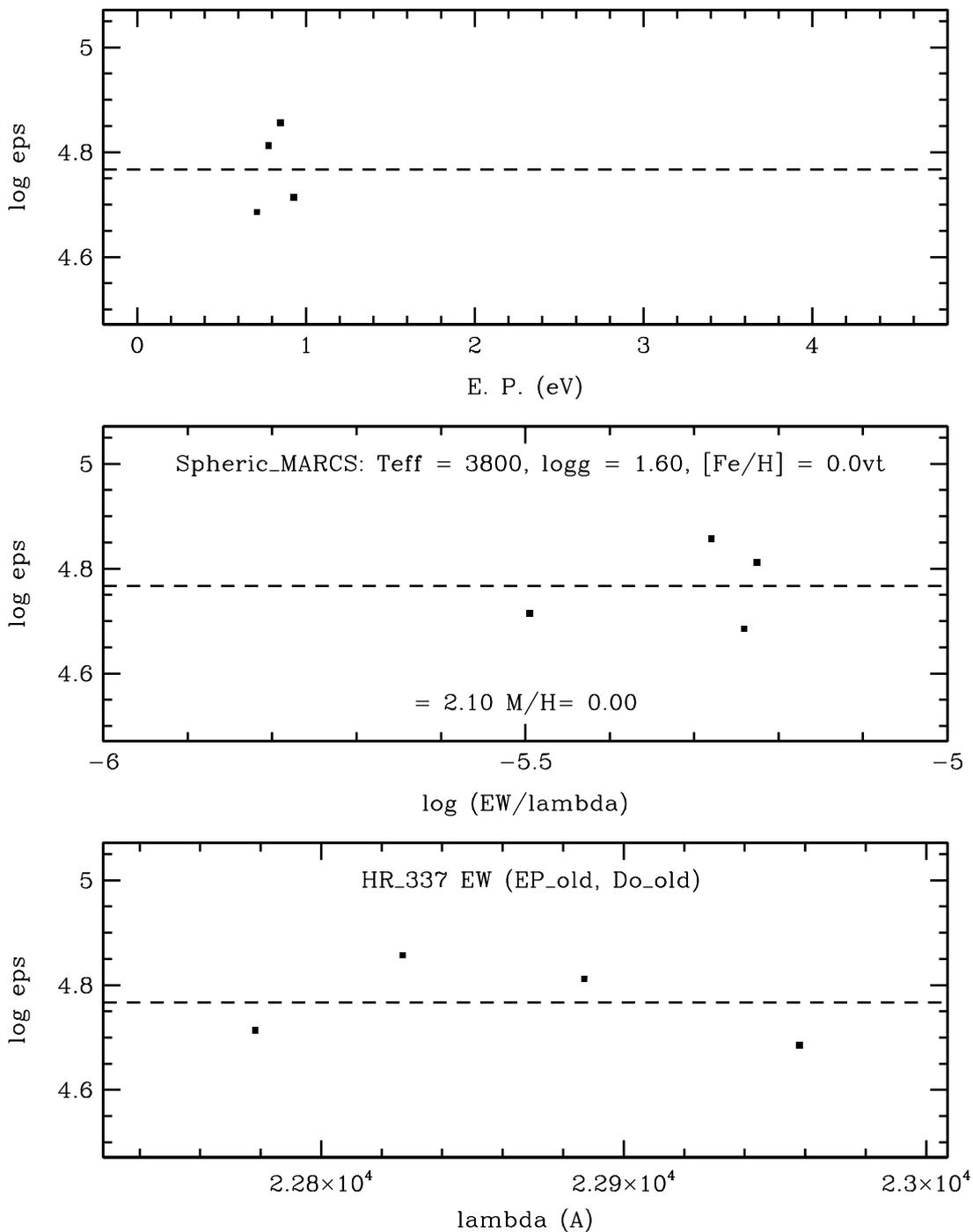


Figura A.2: Exemplo de saída em formato .eps do driver abfind do MOOG obtido para a estrela HR 337.

Apêndice B

Tipos espectrais

A sequência padrão de tipos espectrais O, B, A, F, G, K e M (Classificação espectral de Havard) é uma sequência de temperatura com O representando as estrelas mais quentes e o M representando as estrelas mais frias.

Tipo espectral O: Estrelas com temperaturas maiores que 33000 e massas maiores que 16 massas solares. Seus espectros apresentam linhas de emissão de hélio ionizado, linhas de hélio neutro e linhas de Balmer do hidrogênio não tão fortes.

Tipo espectral B: Estrelas com temperaturas entre 10000 e 33000 K e massas entre 2.1 e 16 M_{\odot} . Espectros com linhas de hélio neutro e linhas moderadas de hidrogênio.

Tipo espectral A: Estrelas com temperaturas entre 7500 e 10000 K e massas entre 1.4 e 2.1 M_{\odot} . Espectros com linhas de hidrogênio intensas e linhas de alguns metais ionizados.

Tipo espectral F: Estrelas com temperaturas entre 6000 e 7500 K e massas entre 1.04 e 1.4 M_{\odot} . Espectros com linhas moderadas de hidrogênio e cálcio ionizado e ferro.

Tipo espectral G: Estrelas com temperaturas entre 5200 e 6000 K e massas entre 0.8 e 1.04 M_{\odot} . Espectros caracterizados por linhas fracas de hidrogênio além de linhas de metais neutros e ionizados.

Tipo espectral K: Estrelas com temperaturas entre 3700 e 5200 K e massas entre 0.45 e 0.8 M_{\odot} . Espectros apresentam linhas de hidrogênio extremamente fracas e principalmente linhas de metais neutros.

Tipo espectral M: Estrelas com temperaturas entre 2000 e 3700 K e massas menores que 0.45 M_{\odot} . Espectros com linhas de moléculas e linhas de metais neutros. Normalmente não há linhas de hidrogênio.

Nos últimos anos, com uma nova geração de telescópios (Telescópio espacial Hubble; telescópio Keck no Havaí; Gemini Norte e Gemini Sul; Very Large Telescope no Chile, telescópio Subaru e muito outros) novos tipos de estrelas, que não se encaixam nas

tradicionais classes espectrais foram descobertas. Alguns desses tipos espectrais são:

Tipo espectral C: Também chamadas de estrelas carbonadas são anormalmente ricas em carbono (vermelhas vistas nos telescópios, pois os diversos compostos de carbono na superfície delas absorvem grande parte da luz azul). As estrelas de tipo espectral C são subdivididas nos tipos espectrais C-R, C-N, C-J, C-H e C-Hd, ou simplesmente estrelas carbonadas de tipos espectrais R, N, J, H e Hd.

Tipo espectral C-R: São visíveis no azul extremo e nenhuma linha de Ba forte, com temperaturas entre 5100 e 2800 K.

Tipo espectral C-N: Têm excesso de elementos produzidos por captura lenta de nêutrons (processo- ν) com abundâncias desses elementos acima dos valores solares. Temperaturas entre 3100 e 2600 K.

Tipo espectral C-J: Apresentam bandas isotópicas das moléculas C₂ e CN, com temperaturas entre 3900 e 2800 K.

Tipo espectral C-H: Apresentam linhas de absorção fortes da molécula CH. Temperaturas entre 5000 e 4100 K.

Tipo espectral C-Hd: Linhas de hidrogênio e bandas espectrais fracas da molécula CH.

Tipo espectral S: Espectros com linhas de monóxido de zircônio além de monóxido de titânio. Essas estrelas apresentam excesso de zircônio e outros elementos formados por processo-s.

As estrelas de tipo espectral MS são intermediárias entre as estrelas de tipo espectral M e as de tipo espectral S (ou carbonada de tipo espectral N).

As estrelas de tipo espectral SC são intermediárias entre as estrelas de tipo espectral S e as de tipo espectral C, com razão C/O aproximadamente igual a 1.

Lista de figuras

2.1	Espectros observados das estrelas do aglomerado globular de M4. A linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF analisada encontra-se identificada em cada espectro por uma linha vermelha. Os espectros foram reduzidos a uma dimensão no estudo de Smith et al. (2005).	13
2.2	Espectros observados das estrelas do bojo Galáctico. A linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF analisada encontra-se identificada em cada espectro por uma linha vermelha. Os espectros foram reduzidos a uma dimensão no estudo de Cunha et al. (2008).	14
4.1	Sínteses espectrais das estrelas da amostra do bojo Galáctico BMB 78 ($T_{eff} = 3600$ K), BMB 289 ($T_{eff} = 3375$ K) e I-322 ($T_{eff} = 4250$ K). A linha de HF R9 não está identificada mas encontra-se em $\lambda = 23358.329$ Å.	37
4.2	Sínteses espectrais das estrelas do aglomerado globular M4 L1411 ($T_{eff} = 3950$ K), L1514 ($T_{eff} = 3875$ K), L2307 ($T_{eff} = 4075$ K), L3209 ($T_{eff} = 3975$ K), L3413 ($T_{eff} = 4175$ K) L4611 ($T_{eff} = 3625$ K) e L4613 ($T_{eff} = 3650$ K). A abundância de flúor da estrela L2307 não pode ser determinada e para esta estrela, somente temos um limite superior de abundância de flúor. A linha de HF R9 não está identificada mas encontra-se em $\lambda = 23358.329$ Å.	38
4.3	Comparação dos resultados deste trabalho para o Disco Galáctico com os resultados de Jorissen et al. (1992) e Cunha et al. (2003). As linhas tracejadas ligam as mesmas estrelas.	39
4.4	Resultados de $[F/O]$ vs. $[O/H]$ para estrelas carbonadas de tipo spectral N e J do Disco Galáctico deste trabalho e de Abia et al. (2010). As linhas tracejadas ligam as mesmas estrelas.	40
4.5	Abundâncias de flúor e carbono para estrelas do Disco Galáctico deste trabalho. As abundâncias de carbono foram obtidas em Jorissen et al. (1992).	41
4.6	Resultados de $[F/O]$ vs. $[O/H]$ para estrelas do Disco Galáctico deste trabalho. As abundâncias de oxigênio foram obtidas de Jorissen et al. (1992).	42

4.7 Modelos de evolução química para o Disco Galáctico e resultados de abundâncias de F deste trabalho e de Jönsson et al. (2014). Os modelos na Figura 4.7.a são de Kobayashi et al. (2011), e consideram a variação do flúor com oxigênio. O modelo pontilhado-tracejado considera a produção de flúor em HNe, o modelo tracejado considera a produção de flúor em SNe, a linha cheia considera a produção de flúor em AGB na vizinhança solar e a pontilhada considera a produção de flúor em AGB no disco espesso. Os modelos na Figura 4.7.b são de Kobayashi et al. (2011), e consideram a variação do flúor com o Fe. O modelo tracejado considera produção de flúor em AGB no disco espesso. O modelo em linha cheia considera a produção de flúor em AGB na vizinhança solar. 43

4.8 Resultados de $[F/O]$ vs. $[O/H]$ para estrelas do bojo Galáctico deste trabalho. Os modelos de evolução química do F são de Kobayashi et al. (2011). O modelo pontilhado-tracejado considera produção de flúor em estrelas HNe. O modelo tracejado considera a produção de flúor em estrelas SNe II. E o modelo representado por uma linha cheia considera a produção de flúor em estrelas AGB. As linhas tracejadas escuras ligam as mesmas estrelas. 44

4.9 Resultados de $[F/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para as estrelas do Aglomerado Globular M4 deste trabalho e de Smith et al. (2005). As linhas tracejadas ligam as mesmas estrelas. 45

4.10 Resultados de $[F/Fe]$ vs. $[Na/Fe]$ para as estrelas do Aglomerado Globular M4 deste trabalho, de Smith et a. (2005) e de Laverny et al. (2013). As tracejadas linhas ligam as mesmas estrelas. 46

A.1 Exemplo de sumário de saída do driver abfind do MOOG obtido para a estrela HR 337. II

A.2 Exemplo de saída em formato .eps do driver abfind do MOOG obtido para a estrela HR 337. III

Lista de tabelas

3.1	Amostra de estrelas do Disco Galáctico.	23
3.2	Amostra de estrelas do Aglomerado Globular M4.	24
3.3	Amostra de estrelas do Bojo Galáctico.	25
3.4	Linhas rotacionais-vibracionais da molécula HF.	25
4.1	Abundâncias de flúor determinadas neste trabalho devido a cada linhas espectral para as estrelas do Disco Galáctico.	34
4.2	Abundâncias de flúor médias determinadas neste trabalho para as estrelas do Disco Galáctico.	35
4.3	Abundâncias de F para as estrelas do Bojo Galáctico	36
4.4	Abundâncias de F para as estrelas do Aglomerado Globular M4	37

Referências

Abia, C., Cunha, K., Cristallo, S., de Laverny, P., Domínguez, I., Eriksson, K., Gialanella, L., Hinkle, K., Imbriani, G., Recio-Blanco, A., Smith, V. V., Straniero, O. & Wahlin, R. 2010, *ApJ*, 715, L94;

Abia, C., Recio-Blanco, A., de Laverny, P., Cristallo, S., Domínguez, I., & Straniero, O. 2009, *ApJ*, 694, 971;

Alonso, A., Arribas, S., & Martinez-Roger, C. 1999, *A&AS*, 140, 261;

Alves-Brito, A., Karakas, A. I., Yong, D., Meléndez, J., & Vásquez, S. 2011, *A&A*, 536, 40;

Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, *ARA&A*, 47, 481;

Bessell, M. S., & Brett, J. M. 1988, *PASP*, 100, 1134;

Bessell, M. S., Castelli, F., & Plez, B. 1998, *A&A*, 333, 231 (erratum 337, 321);

Caffau, E., Ludwig, H. -G., Steffen, M., Ayres, T. R., Bonifacio, P., Cayrel, R., Freytag, B. & Plez, B. 2008, *A&A*, 88, 1031;

Catchpole, R. M., & Feast, M. W. 1985, em *Cool Stars with Excesses of Heavy Elements*, ed. Jaschek, M. e Keenan, P. C. (Dordrecht:Reidel), p.113;

Cudworth, K. M. 1979, *AJ*, 84, 1866;

Cunha, K., & Lambert, D. L. 1994, *ApJ*, 426, 170;

Cunha, K., & Smith, V. V. 2005, *ApJ*, 626, 425;

Cunha, K., & Smith, V. V. 2006, *ApJ*, 651, 491;

Cunha, K., Smith, V. V., Lambert, D. L., & Hinkle 2003, *AJ*, 126, 1305;

Cunha, K., Smith, V. V., & Gibson, B. K. 2008, *ApJ*, 679, L17;

Carpenter, J. M. 2001, *AJ*, 121, 2851;

D'Antona, F., & Mazzitelli, I. 1994, *ApJS*, 90, 467;

Decin, L. 2000, *Catholique Univ. of Leuven PhD thesis*;

Dominy, J. F., Wallerstein, G., & Suntzeff *ApJ*, 300, 325;

- D'Orazi, V., Lucatello, S., Lugaro, M., et al. 2013, *ApJ*, 763, 22;
- Eggen, O.J. *ApJ*, 177, 489;
- Federman, S. R., Sheffer, Y., Lambert, D. L., & Smith, V. V. 2005, *ApJ*, 619, 884;
- Girardi, L. Bressan, A. Bertelli, G., & Chiosi, C. 2000, *A&AS*, 141, 371;
- Goriely, S., & Mowlavi, N. 2000, *A&A*, 362, 599;
- Grevesse N., & Sauval A.J. 1998, *Space Science Review* 85, 161;
- Gustafsson B., Edvardsson B., Eriksson K., Jørgensen U.G., Nordlund Å., Plez B. 2008, *A & A* 486, 951;
- Hall, D.N.B., Ridgway, S.T., Bell, R., Yarborough, J.M. 1978, *Proc. Soc. Photo-Opt. Instrum. Eng.*, 172, 121;
- Hillenbrand, L.A. 1997, *AJ*, 113, 1733;
- Hinkle, K. H., Cuberly, R., Gaughan, N., Heynssens, J., Joyce, R., Ridgway, S., Schmitt, P., & Simmons, J. E. 1998, *Proc. SPIE*, 3354, 810;
- Houdashelt, M.L., Bell, R.A., & Sweigart, A.V. 2000, *AJ*, 119, 1448;
- Ivans, I.I., Sneden, C., Kraft, R.P., Suntzeff, N.B. & Smith, V.V. 1999, *AJ*, 118, 1273;
- Jönsson, H., Ryde, N., Harper, G.M., Cunha, K., Schultheis, M., Eriksson, K., Kobayashi, C., Smith, V.V., & Zoccali, M. 2014, *A& A* arXiv:1403.2594v1;
- Jönsson, H., Ryde, N., Harper, G.M., Richter, M.J. & Hinkle, K.H. 2014, *ApJ*, 789, L41;
- Jorissen, A., Smith, V.V. & Lambert, D.L. 1992, *A&A*, 261, 164;
- Karakas A. I., 2010, *MNRAS*, 403, 1413;
- Kobayashi, C., Karakas, A.I. & Umeda, H. 2011, *MNRAS*, 114, 3231;
- Lambert, D.L., Gustafsson, B., Eriksson, K. & Hinkle, K.H. 1986, *ApJS*, 62, 373;
- Lattanzio, J.C. 1986, *ApJ*, 311, 708;
- Laverny, P., & Recio-Blanco 2013, *A&A*, 555, A121;
- Leblanc, R.B., White, J.B., & Bernath, P.F. 1994, *JMoSp*, 164, 574;
- Lucatello, S., Masseron, T., Johnson, J. A., Pignatari, M., & Herwig, F. 2011, *ApJ*, 729, 40;
- Maiorca, E., Uitenbroek, H., Uttenthaler, S., et al. 2014, *ApJ*, 788, 149;
- Meynet, G. & Arnould, M. 2000, *A&A*, 355, 176;
- Ramirez, I., & Melendez, J. 2005, *ApJ*, 626, 465;

- Rauscher, T., Heger, A., Hoffman, R. D., & Woosley, S. E. 2002, *ApJ*, 576, 323;
- Renda, A., Fenner, Y., Gibson, B.K., Karakas, A.I., Lattanzio, J.C., Campbell, S., Chieffi, A., Cunha, K. & Smith, V.V. 2004, *MNRAS*, 354, 575;
- Renda, A., Fenner, Y., Gibson, B.K., Karakas, A.I., Lattanzio, J.C., Campbell, S., Chieffi, A., Cunha, K. & Smith, V.V. 2005, Elsevier B.V. - Nuclear Physics A, 758, 324;
- Ridgway, S.T., Joyce, R.R., White, N.M., & Wing, R.F. 1980, *ApJ*, 235, 126;
- Sauval, A.J. & Tatum, J.B. 1984, *ApJS*, 56,193;
- Schuler, S. C., Cunha, K., Smith, V. V., Sivarani, T., Beers, T. C., & Lee, Y. S. 2007, *ApJL*, 667, L81;
- Simoda, M., & Tanikawa, K. 1970, *PASJ*, 22, 143;
- Smith, V.V. *ApJ*, 132, 326;
- Smith, V.V., Cunha, K., Ivans, I.I., Lattanzio, J.C., Campbell, S. & Hinkle, K.H. 2005, *ApJ*, 633,392;
- Smith, V.V., Hinkle, K.H., Cunha, K., Plez, B., Lambert, D.B., Pilachowski, C.A., Barbuy, B., Meléndez, J., Balachandra, S., Bessell, M.S., Geisler, D.P., Hesser, J.E. & Winge, C. 2002, *AJ*, 124, 3241;
- Smith, V.V. & Lambert, D.L. 1990, *ApJS*, 72, 387;
- Smith, V.V., Suntzeff, N.B., Cunha, K., Gallino, R., Busso, M., Lambert, D.L. & Straniero, O. 2000, *AJ*, 119, 1239;
- Tsuji, T. 1981, *A&A*, 99, 48;
- Tipping, R.H.1989, private communication to Jorissen, Smith & Lambert (1992);
- Webb, D.U., Roa, K.N. 1968, *J. Mol. Spectrosc.*, 28, 121;
- Werner, K., Rauch, T., & Kruk, J. W. 2005, *A&A*, 433, 641;
- Woosley, S.E., Hartmann, D.H., Hoffman. R.D. & Haxton, W. C. 1990, *ApJ*, 356, 272;
- Woosley, S.E. & Haxton W.C. 1988, *Nature*, 334, 45;
- Zhang, Y., & Liu, X. W. 2005, *ApJL*, 631, L61;