

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

UM ESTUDO SOBRE A ORIGEM DO FLÚOR NA VIA LÁCTEA E NA GRANDE NUVEM DE MAGALHÃES

RAFAEL FRAGA GUERÇO

ORIENTADORA: DRA. KATIA CUNHA

CO-ORIENTADOR: DR. CLAUDIO B. PEREIRA

RIO DE JANEIRO - RJ
2019

RAFAEL FRAGA GUERÇO

UM ESTUDO SOBRE A ORIGEM DO FLÚOR NA VIA
LÁCTEA E NA GRANDE NUVEM DE MAGALHÃES

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

Orientadora: Dra. Katia Cunha

Co-orientador: Dr. Claudio B. Pereira

RIO DE JANEIRO - RJ
2019

"UM ESTUDO SOBRE A ORIGEM DO FLÚOR NA VIA LÁCTEA E NA GRANDE
NUVEM DE MAGALHÃES".

RAFAEL FRAGA GUERÇO

TESE SUBMETIDA AO CORPO DOCENTE DO PROGRAMA DE PÓS-
GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA DO OBSERVATÓRIO NACIONAL COMO
PARTE DOS REQUISITOS NECESSÁRIOS PARA A OBTENÇÃO DO GRAU DE
DOUTOR EM ASTRONOMIA.

Aprovada por:



Dra. Katia Maria Leite da Cunha – ON/MCTIC
(Orientadora)



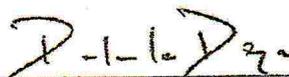
Dr. Claudio Bastos Pereira - ON/MCTIC
(Coorientador)



Dra. Beatriz Barbuy- IAG/USP



Dr. Fernando Virgílio Roig – ON/MCTIC



Dr. Ramiro De La Reza – ON/MCTIC



Dr. Alan Alves Brito – UFRGS

RIO DE JANEIRO – BRASIL

26 DE SETEMBRO DE 2019

Dedico este trabalho à Ívina, à minha mãe, ao Reinaldo, às minhas irmãs Júlia e Raquel, aos
ferinhas Mefisto e Orion e ao grande mestre Maurício Barroso.

Agradecimentos

Agradeço primeiramente à minha mãe Léa Lúcia e ao Reinaldo por terem me dado apoio desde a graduação.

À Ívina, Mefisto e Orion por estarem sempre ao meu lado. Amo vocês!

Um agradecimento especial às minhas irmãs Júlia e Raquel. Sem vocês minha infância e adolescência teriam sido um tédio.

Não posso me esquecer do grande mestre Maurício Barroso. Este trabalho não seria possível sem a sua grande ajuda pré-universitária.

À professora Ruth Bruno por ter me apresentado pela primeira vez à Astronomia e pelas excelentes aulas de Termodinâmica.

Aos meus colegas de sala Carol, Tiago, Evandro, Diogo (o Souto), Michele e Plícida por tornarem meus dias mais felizes.

Agradeço ao Souto pela ajuda com o código MOOG durante o mestrado e agora, durante o doutorado, com o código TurboSpectrum.

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

À minha orientadora Katia Cunha pela dedicação, conselhos e paciência para que este trabalho fosse realizado.

Ao meu co-orientador Claudio B. Pereira por ter me aceitado como orientando quando eu mais precisei.

Um muito obrigado aos colaboradores Verne V. Smith, Carlos Abia, David L. Lambert, Patrick de Laverny, Henrik Jönsson, Alejandra Recio-Blanco, Christian R. Hayes, Nils Ryde e Brian Thorsbro.

Ao Gustavo Bragança e à Simone Daflon pelas discussões sobre gradientes.

Aos membros da comissão avaliadora, Beatriz Barbuy, Alan Alves Brito, Ramiro de la Reza, Fernando Virgílio Roig, Marcelo Borges Fernandes (suplente) e Verne V. Smith (suplente), que tão gentilmente aceitaram participar e colaborar com esta tese.

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

À Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (CAPES) pela bolsa de doutorado.

'Cantemos em coro, Da vitória a
palma, O ar está puro: Respire
esta alma!'

Goethe, *Fausto*

Um Estudo Sobre a Origem do Flúor na Via Láctea e na Grande Nuvem de Magalhães

Resumo

A origem do elemento flúor ainda não é bem conhecida, mas sabe-se que este elemento pode ser produzido em quatro sítios: estrelas do ramo assintótico das gigantes, via capturas de nêutrons e prótons durante pulsos térmicos na queima do He; espalação de um próton do elemento ^{20}Ne após ser excitado por um neutrino, este processo ocorre na fase de supernova de Tipo II; em núcleos queimando He em estrelas Wolf-Rayet passando por altas taxas de perda de massa; e estrelas de alta massa, baixa metalicidade e alta rotação. Neste trabalho apresentamos resultados das abundâncias de flúor, além de carbono e sódio para uma amostra de gigantes vermelhas dos aglomerados globulares M4 e ω Centauri, abundâncias de flúor e ferro para as estrelas da amostra do disco Galáctico e abundâncias de flúor para as estrelas da Grande Nuvem de Magalhães. As abundâncias químicas foram calculadas por síntese espectral em Equilíbrio Termodinâmico Local usando o código Turbospectrum, que é compatível com os modelos de atmosferas esféricas MARCS adotados neste trabalho. Os espectros analisados das estrelas foram obtidos em alta resolução na região do infravermelho na banda K com os espectrógrafos Phoenix no telescópio Gemini Sul de 8,1 metros, IGRINS no telescópio Harlan J. Smith de 2,7 metros do Observatório de McDonald, CRIRES no Very Large Telescope de 8,2 metros do ESO, FTS no telescópio de 4,0 metros do Kitt Peak National Observatory, Phoenix no telescópio de 2,1 metros também do Kitt Peak National Observatory e iSHELL no Infrared Telescope Facility de 3,0 metros. Adicionalmente, analisamos alguns espectros de alta-resolução no ótico obtidos com o espectrógrafo SES no telescópio de 2,1 metros Struve Telescope do Observatório de McDonald. As abundâncias de flúor para as estrelas da amostra foram derivadas usando a linha rotacional-vibracional da molécula HF R9, e sempre que possível, medimos também as linhas R13, R14, R15 e R16, todas próximas à $\lambda_{2,3\mu\text{m}}$. Nossos resultados indicam uma redução significativa nas abundâncias de flúor quando comparadas a valores anteriores da literatura, devido a uma revisão para baixo no potencial de excitação da linha de HF R9 usada nesta análise. As abundâncias de flúor obtidas para as gigantes vermelhas de M4 apresentam uma anticorrelação com as abundâncias de Na, seguindo o padrão típico das variações de abundâncias visto em aglomerados globulares entre populações estelares distintas; nossos resultados indicam que à medida que a abundância de Na cresce $\sim +0,4$ dex a abundância de flúor decresce de $-0,2$ dex. Uma comparação das abundâncias determinadas com predições dos modelos indica que as estrelas responsáveis pela anticorrelação entre as abundâncias de flúor e sódio observada em M4 são estrelas AGB mais massivas com massas $M \geq 6M_{\odot}$. A amostra analisada de estrelas de gigantes vermelhas do disco Galáctico abrange uma faixa significativa de metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1,2 - 0,0$ dex); estas estrelas são membros prováveis

do disco fino e espesso / halo, sendo duas delas membros prováveis da sobredensidade Monoceros. Nossos resultados indicam que em baixas metalicidades, $-1,2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0,4$ dex, a abundância de flúor varia como um elemento primário com relação à abundância de Fe, mantendo um valor subsolar constante de $[\text{F}/\text{Fe}]$ entre $\sim -0,3$ e $-0,4$ dex. Em metalicidades maiores, no entanto, a razão $[\text{F}/\text{Fe}]$ decresce rapidamente com $[\text{Fe}/\text{H}]$ apresentando um comportamento quase secundário em relação ao Fe. Um dos modelos de evolução química da literatura que inclui a nucleossíntese por neutrinos descreve aproximadamente o platô de $[\text{F}/\text{Fe}]$ observado em baixa metalicidade, enquanto que a razão $[\text{F}/\text{Fe}]$ neste modelo cresce atingindo um valor aproximadamente solar para maiores metalicidades, conforme encontrado para nossa amostra do disco fino. A amostra de estrelas prováveis do disco espesso ($|Z| > 300$ pc) cobre distâncias Galactocêntricas $R_g \sim 6-13,7$ kpc. Estas estrelas exibem valores aproximadamente constantes de $[\text{F}/\text{Fe}]$, indicando um gradiente de abundâncias de flúor bastante plano em uma porção significativa da Galáxia, a uma distancia $|Z| > 300$ pc do plano médio Galáctico. A amostra analisada de estrelas da Grande Nuvem de Magalhães são do campo e do aglomerado estelar NGC 2203. Nossos resultados indicam que as estrelas de NGC 2203 seguem aproximadamente o comportamento primário do flúor em relação ao ferro, tal como encontrado para as estrelas do disco espesso / halo Galácticos. Os valores de $[\text{F}/\text{Fe}]$ para as estrelas do campo da Grande Nuvem da Magalhães é significamente mais baixo ($\sim 0,6$ dex) do que os valores das estrelas da nossa Galáxia no mesmo intervalo de metalicidade. Adicionalmente, existe uma tendência de decréscimo moderado da razão $[\text{F}/\text{O}]$ com a abundância de oxigênio, o que também é observado de um modo geral nos modelos que incluem produção de flúor em supernovas de Tipo II na Galáxia.

Artigos originados deste trabalho de tese:

- 1) "Fluorine Abundances in the Globular Cluster M4", Rafael Guerço, Katia Cunha, Verne V. Smith, Claudio B. Pereira, Carlos Abia, David L. Lambert, Patrick de Laverny, Alejandra Recio-Blanco & Henrik Jönsson 2019, ApJ, 876, 43
- 2) "Fluorine Abundances in the Galactic Disk", Rafael Guerço, Katia Cunha, Verne V. Smith, Christian R. Hayes, Carlos Abia, David L. Lambert, Henrik Jönsson & Nils Ryde 2019, ApJ, submetido e aceito para publicação

Palavras-chave: abundância; flúor; gigante vermelha; aglomerado globular, M4, ω Centauri; disco Galáctico; LMC

A Study on the Origin of Fluorine in the Milky Way and the Large Magellanic Cloud

Abstract

The astrophysical origin of fluorine is not yet well known, but it is suggested that this element might be produced in four sites: stars on the asymptotic giant branch, via neutron and proton captures during He-burning thermal pulses; spallation of a proton of the ^{20}Ne element after being excited by a neutrino, this process occurs in the Type II supernova phase; in core He-burning in Wolf-Rayet stars experiencing high rates of mass loss; and mass loss from low-metallicity rapidly-rotating massive stars. In this work we present results for fluorine abundances, as well as carbon and sodium, in red giant samples from the globular clusters M4 and ω Cen, fluorine and iron abundances in a sample of Galactic disc red giants, and fluorine abundances in Large Magellanic Cloud red giants. The chemical abundances were calculated from spectrum synthesis in Local Thermodynamic Equilibrium using the Turbospectrum code, which is compatible with the MARCS spherical atmospheric models adopted in this work. The high-resolution stellar spectra analyzed here were obtained in the infrared region of the K band with the spectrographs Phoenix on the 8.1 meter Gemini South telescope, IGRINS on the 2.7-meter Harlan J. Smith telescope at the McDonald Observatory, CRIRES on the 8.2-meter Very Large Telescope of ESO, the FTS on the 4.0-meter telescope at the Kitt Peak National Observatory, Phoenix on the 2.1-meter telescope, also at the Kitt Peak National Observatory, and iSHELL on the 3.0-meter Infrared Telescope Facility on Maunakea. Additionally, we analyzed high-resolution optical spectra obtained with the SES spectrograph on the 2.1-meter Struve Telescope at the McDonald Observatory. Fluorine abundances in the samples of stars were derived using the (1-0)R9 rotational-vibrational line of the HF molecule, and whenever possible we also measured the R13, R14, R15 and R16 lines, all close to $\lambda 2.3\mu\text{m}$. Our results find a significant reduction in fluorine abundances compared to previous literature values, due to a downward revision of the excitation potential of the HF R9 line used in this analysis. Fluorine abundances obtained for the M4 red giants show an anti-correlation with Na abundances, following the typical pattern of abundance variations seen in globular clusters between distinct star populations; our results indicate that as the abundance of Na increases by $\sim +0.4$ dex, the fluorine abundance decreases by -0.2 dex. A comparison of the determined abundances with model predictions indicate that the stars responsible for the anti-correlation between the fluorine and sodium abundances observed in M4 are massive AGB stars, with masses $M \geq 6M_{\odot}$. The analysis of red giant stars from the Galactic disk covers a significant range in metallicity ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.2 - 0.0$ dex); these stars are probable members of the thin and thick disk / halo, two of them likely members of the Monoceros over-density. Our results indicate that at low metallicity, $-1.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.4$ dex, the fluorine abundance varies as

a primary element with respect to the Fe abundance, maintaining a constant subsolar value of $[F/Fe]$ between ~ -0.3 and -0.4 dex. In the higher metallicities, however, the $[F/Fe]$ ratio decreases rapidly with $[Fe/H]$, exhibiting an almost secondary behavior with respect to Fe. One of the chemical evolutionary models from the literature that includes neutrino nucleosynthesis, describes approximately the observed $[F/Fe]$ plateau at lower metallicities, while the $[F/Fe]$ ratio in this model increases to an approximately solar value at higher metallicities, as found for our thin disc sample. The probable stars from the thick disk ($|Z| > 300$ pc) spans Galactocentric distances from $R_g \sim 6\text{--}13.7$ kpc. These stars exhibit an approximately constant values of $[F/Fe]$, indicating a nearly flat fluorine abundance gradient across a significant portion of the Galaxy at distances of $|Z| > 300$ pc from the Galactic mean plane. The stars from the Large Magellanic Cloud are from the field and the populous cluster NGC 2203. Our results indicate that the stars of NGC 2203 follow approximately the primary behavior of fluorine with respect to iron as found for Galactic thick disk / halo disk stars. The values of $[F/Fe]$ for stars in the Large Magellanic Cloud field are significantly lower (~ 0.6 dex) than the values for stars in our Galaxy over the same range of metallicity. Additionally, there is a tendency for a moderate decrease in the $[F/O]$ ratio with the oxygen abundance, which is also generally predicted from models that include fluorine production in Type II supernovae in the Galaxy.

Keywords: abundance; fluorine; red giant; globular cluster, M4, ω Centauri; galactic disk; LMC

Sumário

Sumário	x
1 Introdução	1
1.1 A Origem do Flúor	4
1.1.1 Flúor e Ciclos de Queima de Hidrogênio	5
1.1.2 Produção em Estrelas AGB	7
1.1.3 Produção em Estrelas Wolf-Rayet	7
1.1.4 Produção em Estrelas Massivas Pobres em Metais que Giram Rapidamente	8
1.1.5 Produção via Processo- ν em SNII	8
1.2 Indicadores de Abundância de Flúor	9
1.3 Estudos da Literatura Sobre a Abundância de Flúor	13
1.3.1 Abundâncias de Flúor em Estrelas AGB	14
1.3.2 A Abundância do Flúor no Bojo e Disco Galácticos	16
1.3.3 A Abundância de Flúor em População Jovem	18
1.3.4 A Abundância de Flúor em Aglomerados Globulares	19
1.3.5 Modelos de Evolução Química do Flúor	21
1.4 Objetivos deste Trabalho de Tese	24
2 Amostra, Observações e Redução de Dados	26
2.1 Espectros FTS	28
2.1.1 Contribuição de Linhas Telúricas	29
2.2 Espectros Phoenix	30
2.2.1 Redução dos Espectros Phoenix	31

2.3	Espectros IGRINS	33
2.3.1	Redução dos Espectros IGRINS	34
2.4	Espectros CRIRES	34
2.4.1	Redução dos Espectros CRIRES	34
2.5	Espectros iSHELL	36
2.5.1	Redução dos Espectros iSHELL	36
2.6	Espectros SES	40
2.6.1	Redução dos Espectros SES	40
3	Metodologia	41
3.1	Determinação dos Parâmetros Estelares	41
3.1.1	Temperaturas Efetivas, Gravidades Superficiais e Metalicidades Adotadas para as Estrelas dos Aglomerados Globulares M4 e ω Centauri	41
3.1.2	Determinação das Temperaturas Efetivas e Gravidades Superficiais para as Estrelas da amostra do Disco Galáctico	42
3.1.3	Temperaturas Efetivas, Gravidades Superficiais e Metalicidades Adotadas para as Estrelas da Amostra da Grande Nuvem de Magalhães	44
3.2	Determinação das Abundâncias Químicas	48
3.2.1	Modelos de Atmosferas	48
3.2.2	Abundâncias de F, Na, C e Fe a partir de Espectros no Infravermelho	48
3.2.3	Determinação das Metalicidades a partir de Espectros Óticos	55
3.2.4	Incerteza nas Abundâncias Derivadas	56
4	A Abundância de Flúor nos Aglomerados Globulares M4 e ω Centauri	70
4.1	Resultados	70
4.1.1	Abundâncias Versus Parâmetros Estelares	70
4.1.2	Comparação com Abundâncias da Literatura	75
4.2	Discussão	77
4.2.1	Padrões das Abundâncias de C, O e Na	77
4.2.1.1	M4	77
4.2.1.2	ω Centauri	78
4.2.2	Padrões da Abundância de Flúor	80

4.2.3	Comparação das Abundâncias de Flúor e Sódio de M4 com Modelos Estelares	82
5	A Abundância de Flúor no Disco Galáctico	86
5.1	Resultados	87
5.2	Discussão	90
5.2.1	Evolução Química e as Fontes Produtoras de Flúor	90
5.2.1.1	O Comportamento Observado da Abundância de Flúor	90
5.2.1.2	Comparações com Modelos de Evolução Química	94
5.2.1.3	O Gradiente da Abundância de Flúor	96
6	A Abundância de Flúor na Grande Nuvem de Magalhães	101
6.1	Discussão	101
6.1.1	A Grande Nuvem de Magalhães	101
6.1.2	O Padrão Observado das abundâncias de Flúor	104
7	Conclusões	112
A	Espectros Reduzidos	I
B	Lista de Linhas	XII
C	Perfis Sintéticos – Sínteses Espectrais	XV
	Lista de Figuras	XXIII
	Lista de Tabelas	XXIV
	Lista de Grandezas, Siglas e Abreviações	XXV

Capítulo 1

Introdução

Os principais responsáveis pela síntese dos 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, depois que o plasma de quark-glúon primordial se esfria formando prótons e nêutrons, são produzidos os isótopos ^1H , ^2H , ^3He , ^4He , ^7Li e ^7Be . As abundâncias observadas dos elementos mais leves confirmam as quantidades previstas pelo modelo ΛCDM ¹ para o Universo contemporâneo, sendo este resultado uma das evidências mais fortes para a teoria do Big Bang (p.e., Coc & Vangioni 2017). A nucleossíntese por raios cósmicos, que se dá pelo impacto destes com a matéria interestelar, forma alguns dos elementos mais leves do Universo, como os isótopos ^6Li , ^7Li , ^9Be , ^{10}B e ^{11}B . Por fim, a fusão nos interiores estelares é responsável pela maioria dos elementos químicos mais pesados.

A Figura 1.1 mostra a tabela periódica dos elementos químicos (obtida de Johnson 2019), onde cada elemento desta tabela encontra-se codificado por cores, dadas as contribuições relativas das fontes de produção nucleossintética de cada elemento, e dado o tempo de formação do Sistema Solar. Pode-se notar que a maior parte dos elementos químicos é formada em: estrelas massivas (em verde), estrelas de nêutrons em colisão (em laranja), estrelas de baixa massa (em amarelo) e supernovas de tipo Ia (SNIa; em azul), sendo que muitos dos elementos são formados por mais de um processo nucleossintético. Por exemplo, elementos com números atômicos entre o oxigênio ($Z=8$) e o rubídio ($Z=37$) têm origem total ou pelo menos parcial em estrelas massivas ou em SNIa, enquanto que a maioria dos elementos mais pesados é produzido em estrelas de baixa massa ou em estrelas de nêutrons, ao se fundirem com outra estrela de nêutron. Por outro lado, os elementos mais pesados que o Rb têm uma maior contribuição de estrelas pouco massivas, ou em estrelas de nêutrons. A seguir faremos uma breve descrição qualitativa dos processos envolvidos na formação dos elementos em estrelas.

¹*Lambda Cold Dark Matter* (ΛCDM) é, atualmente, o melhor modelo cosmológico onde se consideram três parâmetros (fluidos): matéria com densidade (ρ) > 0 e pressão (p) $= 0$; radiação com $\rho = 0$ e $p = \rho/3$; e constante cosmológica (Λ) com $p = -\rho$.

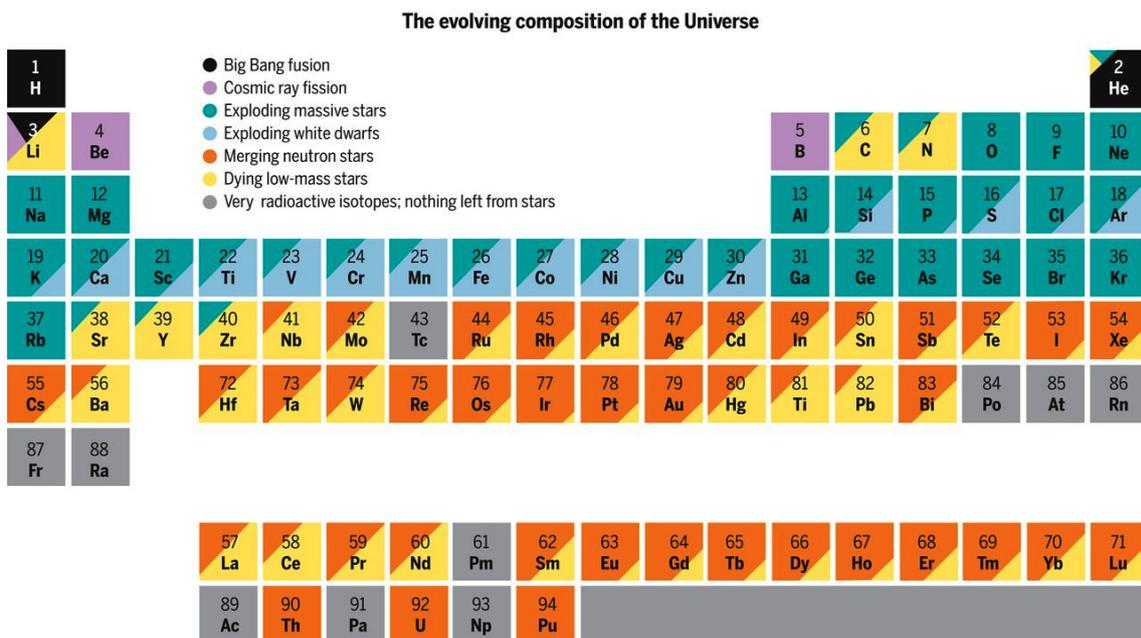


Figura 1.1: Cada elemento desta tabela periódica é codificado por cores de acordo com contribuição relativa das fontes de nucleossíntese. Apenas elementos que ocorrem naturalmente no Sistema Solar são mostrados; elementos artificialmente produzidos e elementos produzidos apenas através do decaimento radioativo de núcleos de vida longa são mostrados em cinza.

Figura obtida do trabalho de Johnson (2019).

Os elementos α (Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca e Ti) são formados em estrelas massivas. Nestas estrelas de alta massa ocorre a fusão dos elementos muito mais rapidamente do que em estrelas de baixa massa, o que leva a um colapso causado pelo esgotamento do combustível nuclear de forma extremamente violenta. Com o final da queima de Si, a estrela se aproxima da chamada “catástrofe do Fe”. Isto gera uma intensa instabilidade, onde o aumento da densidade do material começa a superar a densidade dos núcleos atômicos, o que acaba levando a estrela a uma explosão de neutrinos, fótons e energia cinética que ejeta camadas externas da estrela. A energia gerada é alta o suficiente para produzir reações nucleares capazes de dar origem a elementos mais pesados do que o Fe. A massa que sobra deste evento catastrófico, explosão de supernova de tipo II (SNII), pode vir a formar uma estrela de nêutrons ou, para massas remanentes mais elevadas, um buraco negro (Johnson 2019).

O colapso em SN não produz todos os elementos, sendo que uma fração substancial dos elementos mais pesados é sintetizada através de dois processos que envolvem captura de nêutrons (identificados pela primeira vez por Burbidge et al. 1957): processo-s e processo-r. Como nêutrons não possuem carga elétrica, eles não são repelidos pelos núcleos atômicos; sendo assim, elementos mais pesados podem ser produzidos a temperaturas muito mais baixas do que as temperaturas responsáveis pela queima de Si em estrelas massivas. O processo-s ocorre durante a quiescente queima de He, onde nêu-

trons gerados nas reações $^{13}\text{C}(\alpha,n)^{16}\text{O}$ (Mathews & Ward 1985) e $^{22}\text{Ne}(\alpha,n)^{25}\text{Mg}$ (Cameron 1960) são capturados por núcleos de elementos pesados, pré-existentes nestas estrelas. As densidades de nêutrons são relativamente baixas, o que torna o tempo de captura de nêutrons maior do que o tempo de decaimento β^- ; então, quase todos os possíveis decaimentos β^- ($n \rightarrow p + e^- + \bar{\nu}_e$) terão tempo para ocorrer entre capturas sucessivas de nêutrons. As superabundâncias de elementos mais pesados do que o Fe, observadas nas superfícies de estrelas do ramo assintótico das gigantes ² (AGB – *asymptotic giant branch*), indicam claramente que o processo-s ocorre durante a fase AGB, na evolução de estrelas de baixa e média massa (p.e., Smith & Lambert 1990).

Os nêutrons de uma estrela de nêutrons podem, eventualmente, participar da nucleossíntese. As forças de maré durante colisão em uma estrela de nêutrons binária ou em um sistema ‘estrela de nêutrons – buraco negro’ podem afastar uma parte da estrela de nêutrons, levando a muitas capturas de nêutrons em pouco tempo e à expulsão do material processado. Nesta série de capturas rápidas de nêutrons, o tempo entre cada captura de nêutrons é muito menor do que o tempo necessário para haver decaimentos β^- . As capturas devem ser rápidas no sentido de que os núcleos não tenham tempo de sofrer decaimento radioativo (tipicamente via decaimento β^-) antes que outro nêutron chegue para ser capturado. Nos ambientes de altos fluxos há tipicamente altas temperaturas e, portanto, grandes quantidades de fótons (raios γ) produzindo desintegração nuclear ($n + (Z, A) \leftrightarrow (Z, A + 1) + \gamma$). Assim, as abundâncias de equilíbrio para uma determinada cadeia isotópica serão determinadas pela densidade de nêutrons e pela temperatura. Decaimentos β^- , em seguida, ocorrem aumentando a carga no núcleo e permitindo a captura de mais nêutrons. Esta fase do congelamento do equilíbrio no qual ocorrem apenas reações de captura de nêutrons, desintegração de nêutrons e decaimento β^- corresponde ao processo-r.

Anãs brancas em sistemas binários também podem ser sítios de nucleossíntese. À medida que a anã branca ganha massa de sua companheira, ela se contrai e aumenta sua temperatura e densidade. Conforme a massa se aproxima do limite em que sua auto-gravidade pode sobrecarregar a pressão de degenerescência de elétrons ($1.4 M_\odot$; massa limite de Stoner-Anderson-Chandrasekhar), há um colapso catastrófico e uma explosão como uma supernova de Tipo Ia (SNIa). Durante este processo, o carbono e o oxigênio, contidos no núcleo da anã branca, podem queimar explosivamente até o pico do ferro levando apenas alguns segundos. Como esse tipo de supernova não produz nêutrons livres, eles não sintetizam elementos além do pico do ferro.

²O Ramo Assintótico das Gigantes (AGB – *Asymptotic Giant Branch*) é a região no diagrama de Hertzsprung-Russel que é povoada por estrelas cujas massas iniciais tinham valores entre $\sim 0,6$ 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 (PNe – *Planetary Nebulae*) e o núcleo remanescente se torna uma anã branca.

Todos esses processos mencionados acima ocorrem em escalas de tempo diferentes e produzem um padrão diferente de abundâncias dos elementos e a composição do Universo evolui com o tempo. No contexto da Via Láctea, a determinação das abundâncias dos elementos químicos em estrelas de diferentes populações é fundamental para se compreender sua evolução e estrutura; cada uma das estruturas Galácticas (bariônicas) identificadas - halo, bojo e os dois componentes do disco (disco fino e espesso) têm diferentes assinaturas químicas, cinemáticas, entre outras (ver, por exemplo, a revisão de McWilliam 1997).

1.1 A Origem do Flúor

Depois do H e do ^4He , os elementos mais abundantes no Universo, aparecem os núcleos estáveis de O ($Z=8$), Ne ($Z=10$), C ($Z=6$) e N ($Z=7$). Comparado a este grupo, o flúor ($Z=9$) é 10^4 a 10^5 vezes menos abundante, consistindo de um isótopo estável, ^{19}F . Na Figura 1.2 (obtida de Asplund et al. 2009) apresentamos a distribuição das abundâncias dos elementos no Sistema Solar; é fácil notar a queda correspondente à abundância de flúor ($Z=9$) quando comparada aos picos adjacentes referentes às abundâncias de oxigênio e neônio.

A abundância do flúor, na fotosfera solar apresentada na Figura 1.2 de $A(\text{F}) = 4,56 \pm 0,30$, foi derivada anteriormente por Hall & Noyes (1969). Mais recentemente, o trabalho de Maiorca et al (2014) determinou uma abundância solar de $A(\text{F}) = 4,40 \pm 0,25$ usando linhas da molécula HF no espectro de mancha solar do atlas de Wallace et al. (2001), observado com o Kitt Peak Fourier Transform Spectrometer ($R = \lambda/\Delta\lambda = 480.000$). Notamos que a abundância de flúor obtida por Maiorca et al. (2014) será o valor da abundância de flúor solar adotado como referência neste trabalho de tese.

É importante notar que a tabela periódica da Figura 1.1 tirada de Johnson (2019) apresenta o elemento flúor como se fosse formado apenas em estrelas massivas; no entanto, a origem nucleossintética do flúor ainda é incerta. O flúor é um elemento astrofisicamente interessante que faz parte de um grupo de elementos que participam em várias reações que ocorrem durante os ciclos de queima de H. Teoricamente sugere-se que a produção de flúor possa ocorrer em uma variedade de sítios astrofísicos, tais como estrelas AGB, via capturas de nêutrons e prótons durante pulsos térmicos na queima do He (p.e., Jorissen et al. 1992; Cristallo et al. 2014), dispersão inelástica de neutrinos do Ne (principalmente) durante a fase de supernova de Tipo II (SNII; Woosley & Haxton 1988; Woosley et al. 1990), em núcleos queimando He em estrelas Wolf-Rayet³ (WR) passando por altas taxas de perda de massa (p.e., Meynet & Arnould 2000) ou estrelas de alta

³Estrelas Wolf-Rayet (WR) são um estágio na evolução de estrelas massivas, em que aparecem linhas de emissão de hélio e nitrogênio (sequência chamada WN) ou hélio, carbono e oxigênio (sequência chamada WC) devido a fortes ventos estelares.

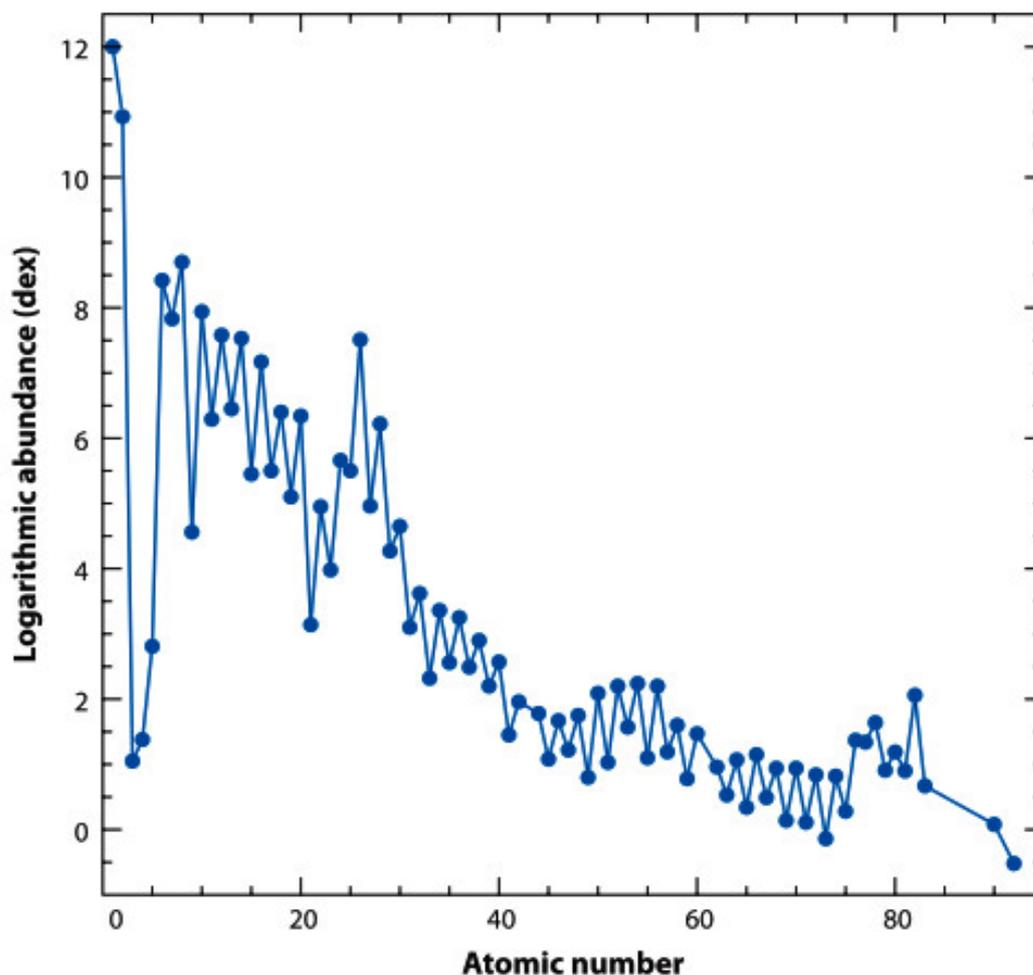


Figura 1.2: Abundâncias fotosféricas de elementos no Sol versus número atômico. *Figura obtida do trabalho de Asplund (2009).*

massa, baixa metalicidade e alta rotação (p.e., Prantzos et al. 2018). Com tal variedade de fontes possíveis, a evolução química do flúor na Galáxia pode ser bastante complexa. A seguir discutiremos com mais detalhes as possíveis fontes do flúor na Galáxia.

1.1.1 Flúor e Ciclos de Queima de Hidrogênio

Após a queima do hidrogênio central, que foi convertido em hélio, a queima de prótons continua em uma camada ao redor do núcleo. Dependendo da massa inicial da estrela, essa queima pode prosseguir pela cadeia p-p ou pelo ciclo CNO. Este último, ciclo CNO, é o caminho nucleossintético dominante (e, portanto, fonte de energia) em estrelas com massas maiores que $\sim 1,2 M_{\odot}$. Dependendo da temperatura atingida nos interiores estelares, diferentes ramos do ciclo CNO são ativados: para baixas temperaturas ($T \sim 2 \times 10^7$ K) apenas o ciclo CN acontece, enquanto que para altas temperaturas ($T \geq 3 \times 10^7$ K) o ciclo NO também é ativado. As estrelas AGB massivas (~ 4 e $10 M_{\odot}$), com temperaturas na base do envelope convectivo entre $\sim 6 \times 10^7$ e 1×10^8 K, podem ativar os ciclos NeNa e

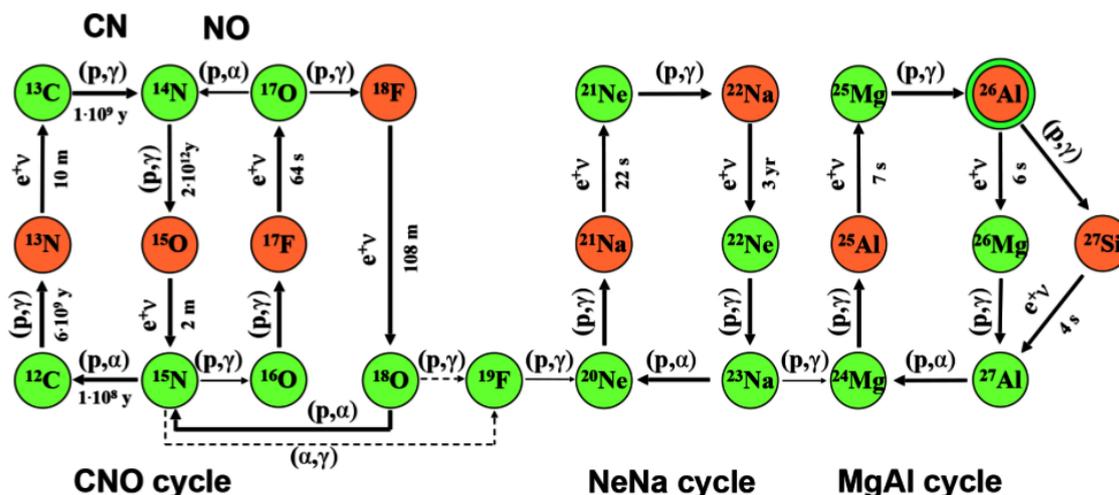


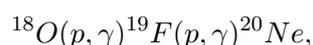
Figura 1.3: Reações dos ciclos CNO, NeNa e MgAl.

Figura obtida do trabalho de Boeltzig et al. (2016).

MgAl (Karakas et al. 2006).

O isótopo estável do flúor, ^{19}F , assim como os núcleos estáveis ^{14}N , ^{15}N , ^{16}O , ^{17}O , ^{18}O participam do ciclo NO, já os núcleos estáveis ^{20}Ne , ^{21}Ne , ^{22}Ne , ^{23}Na participam do ciclo NeNa. A Figura 1.3 ilustra os ciclos CNO, NeNa e MgAl assim como indica as reações principais envolvidas. Vemos também os isótopos instáveis do flúor; no caso do ciclo NO, o ^{17}F que decai para ^{17}O (meia vida de 64 s) e o ^{18}F que decai para ^{18}O (meia vida de 108 min).

^{19}F é criado, porém destruído na seguinte reação:

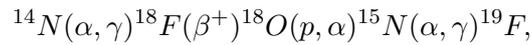


que se encontra entre os ciclos NO e NeNa. Para que este flúor seja liberado para o meio interestelar são necessários mecanismos de expulsão deste elemento antes que ele seja destruído, o que não acontece. Portanto, o resultado destes ciclos é efetivamente a destruição do flúor.

Vale notar que os ciclos CN, NO, NeNa e MgAl são considerados como os responsáveis pela alteração da composição química das estrelas de segunda geração em aglomerados globulares (p.e., Gratton et al. 2012). Além das variações de abundâncias dos elementos leves C, N, O, Na, Mg e Al, o flúor pode fornecer vínculos adicionais sobre a nucleossíntese estelar que foi responsável por esta variação nas abundâncias de estrelas em aglomerados globulares.

1.1.2 Produção em Estrelas AGB

Um ponto crucial para a produção de flúor é a presença de uma fonte de nêutrons. A produção de flúor durante pulsos térmicos em estrelas 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 está havendo ao mesmo tempo queima de hélio e hidrogênio são prováveis sítios para a produção do flúor (ocorrendo juntamente com a nucleossíntese de processo-s). A síntese do flúor ocorreria, considerando uma adequada fonte de prótons disponível, através da reação:



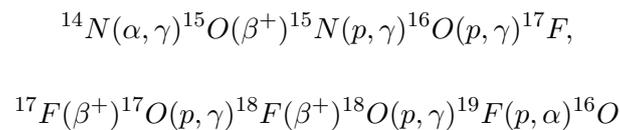
cujo próton vem do nêutron gerado a partir de ${}^{13}\text{C}(\alpha, n){}^{16}\text{O}$, que gera um próton através da reação ${}^{14}\text{N}(n, p){}^{14}\text{C}$.

A produção inicial de ${}^{13}\text{C}$ atua, desta forma, como um limitador da produção de ${}^{19}\text{F}$. 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 et al. 2004).

1.1.3 Produção em Estrelas Wolf-Rayet

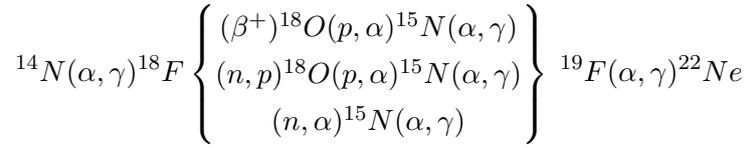
Outra possível forma de produção do flúor aconteceria em núcleos de estrelas que tenham massas suficientes para passar pelo estágio de estrelas WR. Esta produção se daria no começo da fase de queima do He através do ${}^{14}\text{N}$ que sobrou da queima anterior de CNO no núcleo (Meynet & Arnould 2000). 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

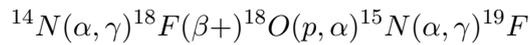
das cadeias:



Tanto na fase de queima de H quanto na fase de queima de He, o flúor que é criado e 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).

1.1.4 Produção em Estrelas Massivas Pobres em Metais que Giram Rapidamente

${}^{19}\text{F}$ também pode ser sintetizado na fase pré-SN de estrelas massivas pobres em metais girando rapidamente (conforme prevêm os modelos de evolução química de Prantzos et al. 2018). Prantzos et al. (2018) verificaram que o F não seria sintetizado por modelos com estrelas massivas convencionais (sem rotação). Nos modelos de Prantzos et al. (2018) o F é produzido principalmente pela rotação de estrelas massivas, pela mesma sequência de reações das estrelas AGB:



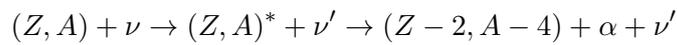
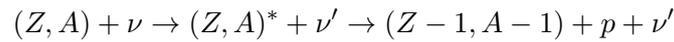
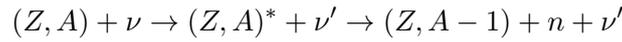
(p.e., Goriely et al. 1990; Jorissen et al. 1992). Esta série de reações requer uma captura de prótons em uma região de queima de He, com os prótons liberados via ${}^{14}\text{N}(n, p){}^{14}\text{C}$ e os nêutrons que surgem de ${}^{13}\text{C}(\alpha, n){}^{16}\text{O}$, o que se assemelha à produção de F em pulsos térmicos da queima de He em estrelas AGB.

1.1.5 Produção via Processo- ν em SNII

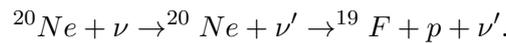
Os trabalhos fundamentais de Woosley & Haxton (1988) e Woosley et al. (1990) estudaram a nucleossíntese em supernovas de Tipo II (SNII) e propuseram a operação de nucleossíntese induzida por neutrinos, que chamaram de processo- ν . Este processo constitui-se segundo estes trabalhos em uma importante forma de nucleossíntese em SNII. Em Woosley et al. (1990) menciona-se também que em SNII os isotopos ${}^7\text{Li}$, ${}^{11}\text{B}$, ${}^{19}\text{F}$, ${}^{138}\text{La}$ e ${}^{180}\text{Ta}$ são exclusivamente produzidos pelo processo- ν .

Dado o grande fluxo de neutrinos que é produzido em uma estrela de alta massa e ejetado durante a sua fase de colapso como uma SNII, mesmo com uma pequena seção

de choque do neutrino, uma transformação nuclear significativa é em princípio 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 a 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:



As estrelas massivas progenitoras das SNII produziriam flúor, principalmente como resultado da espalação de um próton do elemento ^{20}Ne momentos antes do colápsio nuclear através da reação:



Uma fração do ^{19}F , logo após ser criada, seria destruída pelo choque “térmico” mas a maior parte é devolvida para o meio interestelar. Uma fonte adicional de ^{19}F seria produzida na pré-explosão, durante o ciclo CNO.

Após a observação dos neutrinos na supernova SN1987A (Bionta et al. 1987) a hipótese de que o F poderia ser produzido em explosões de SNs através de espalhamento de neutrinos (Woosley & Haxton 1988 e Woosley et al. 1990) tornou-se ainda mais viável.

1.2 Indicadores de Abundância de Flúor

O espectro no ótico ou no infravermelho de estrelas frias não apresenta linhas fortes ou mensuráveis de flúor. Na Figura 1.4 apresentamos o diagrama de Grotrian do flúor neutro, F I. A primeira energia de ionização do flúor encontra-se em 17,42 eV enquanto que os primeiros estados excitados têm energias de 12,73 eV (977,745 Å), 13,03 eV (951,871 Å), 15,36 (806,970 Å), 15,69 eV (792,536 Å), 15,89 eV (780,519 Å), 15,90 eV (782,378) e 15,93 eV (780,519 Å) acima do estado fundamental (Figura 1.4), tal que estes níveis não seriam povoados significativamente em estrelas frias, onde o flúor encontra-se em estado neutro. Entretanto, algumas medidas de linhas de F I podem ser realizadas em condições particulares ou no meio interestelar, conforme discutimos a seguir.

Várias linhas de F I provenientes de níveis excitados (com energia de 12,7 eV ou maior) e comprimentos de onda λ 6.900 – 7.700 Å foram medidas em atmosferas de certos tipos de estrelas pós-AGB com $T_{\text{eff}} \sim 6000 - 12000$ K (estrelas tipo R Corona Borealis;

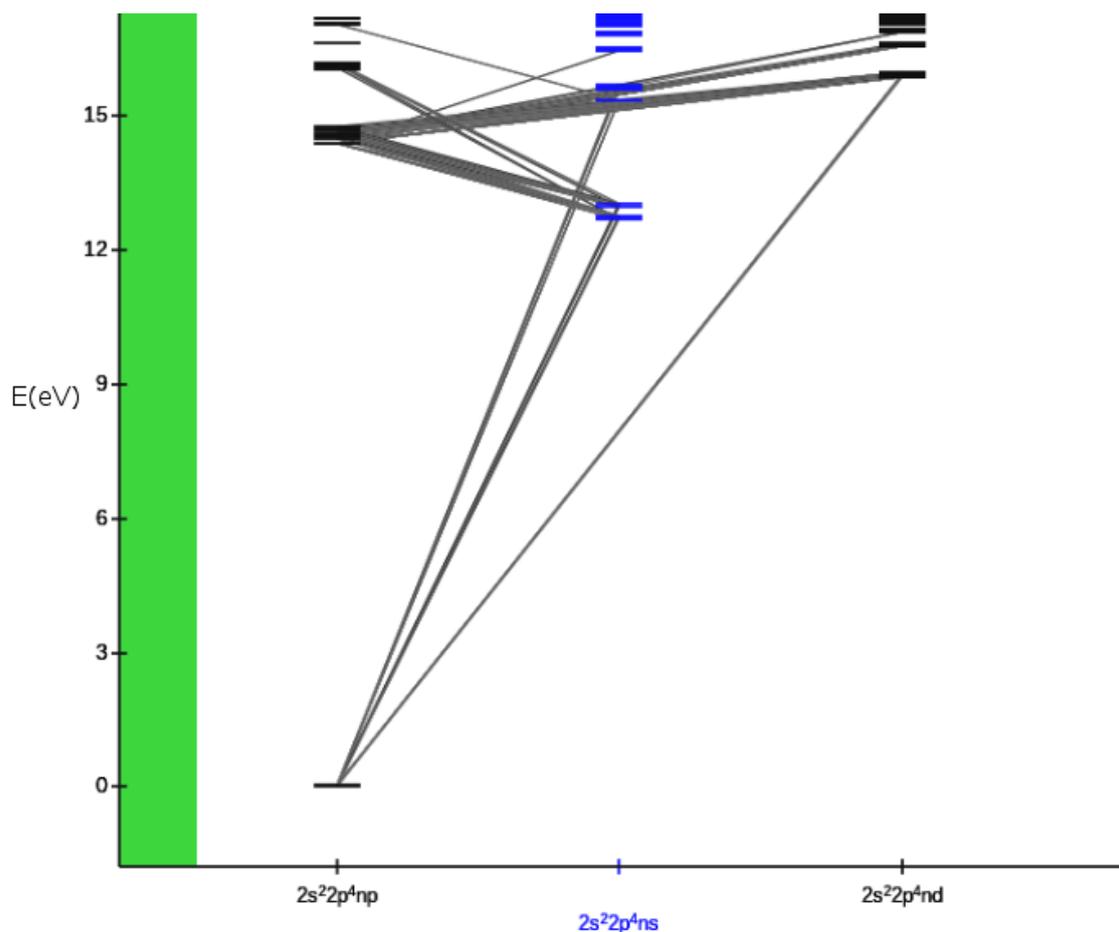


Figura 1.4: Diagrama de Grotrian do flúor neutro, F I. No eixo das abscissas são as configurações eletrônicas. No eixo das ordenadas são os níveis de energia em eV.
 Figura obtida do NIST (https://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html)

Pandey et al. 2008). Tais medidas foram possíveis dado um enriquecimento extremo em flúor observado nestas estrelas. Linhas de F I no ultravioleta em 954 Å também podem ser medidas para se determinar a abundância de flúor no meio interestelar (Federman et al. 2005) a partir de espectros obtidos com o satélite/telescópio espacial FUSE (‘Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer’; Moos et al. 2000).

Zhang & Liu (2005) conseguiram medir A(F) a partir de linhas de flúor ionizado: F II (em ~ 4789 Å) e F IV (em ~ 4016 Å), detectáveis em nebulosas planetárias ⁴ de baixa e de alta excitação, respectivamente. Já linhas de flúor ainda mais ionizado de F V e F VI, no ultra-violeta distante, foram medidas em uma amostra de pós-AGBs extremamente quentes ($T_{\text{eff}} = 85000 - 150000 \text{ K}$) no trabalho de Werner et al. (2005).

⁴Uma nebulosa planetária se forma quando uma estrela não consegue mais se sustentar por meio de reações de fusão em seu centro. A gravidade do material na parte externa da estrela passa a ser importante e força as partes internas a se condensarem, e conseqüentemente se aquecerem. As regiões centrais de alta temperatura afastam a parte externa da estrela com um vento estelar abrupto, que dura alguns milhares de anos. Quando o processo é concluído, o núcleo remanescente é descoberto e aquece os gases, agora distantes, o que dá o brilho da PNe.

Transições da molécula de fluoreto de hidrogênio, HF, são a única ferramenta prática para derivar as abundâncias de F em espectros de estrelas frias. Entretanto, as linhas de HF são tipicamente bastante fracas devido à abundância intrinsecamente baixa do flúor, juntamente com o fato da energia de dissociação da molécula HF ter um valor moderado ($D_0 = 5,87$ eV).

A molécula HF é representada geometricamente na Figura 1.5, onde podemos ver que o orbital $1s$ do átomo de hidrogênio se sobrepõe ao orbital $2p$ do átomo de flúor, o que caracteriza uma ligação ('bond') covalente. Em geral, os estados de rotação e vibração de uma molécula são chamados rotacionais-vibracionais (ou ro-vibracionais). As linhas de HF, por exemplo, são separadas em ramificações de acordo com a sua localização no espectro; por exemplo, as linhas ro-vibracionais da banda K são representadas pela letra R enquanto que as linhas da banda L são representadas pela letra P . Os potenciais de excitação para cada linha podem ser obtidos das energias de excitação através da expressão:

$$E(v, j) = T_v + B_v j(j+1) - D_v [j(j+1)]^2 + H_v [j(j+1)]^3 + L_v [j(j+1)]^4,$$

sendo j o número quântico do momento angular total; T_v , B_v , D_v , H_v e L_v as constantes rotacionais; e v indica o estado vibracional da molécula ($v = n' \rightarrow n''$; n' é o estado de energia mais baixa e n'' é o estado de energia mais alta), com $v = 0$ ($0 \rightarrow 0$), 1 ($1 \rightarrow 1$),... indicando estados puramente rotacionais, enquanto $v = 1 \rightarrow 0$, $2 \rightarrow 1$,... indica estados ro-vibracionais.

Os valores de $\log gf$ ⁵ para cada linha podem ser calculados de

$$\log(gf_{v',j',v'',j''}) = \log \frac{(2j'+1)m_e c}{8\pi^2 e^2} \nu^{-2} \cdot A_{v',j',v'',j''},$$

sendo que (') e (") em j e v representam os estados de mais baixa e mais alta energia, respectivamente. $A_{v',j',v'',j''}$ são os coeficientes de Einstein ro-vibracionais de HF, que podem ser calculados por funções do momento de dipólo:

$$A_{v',j',v'',j''} = \frac{64\pi^4}{3h} \nu^3 \frac{|m|}{2j'+1} |R_{v',j',v'',j''}|^2$$

sendo que $m = j'' + 1$ para a ramificação R, ou seja $j' \leftarrow (j'' - 1)$; e $m = -j''$, ou seja $j' \leftarrow (j'' + 1)$ para a ramificação P das linhas de HF. $R_{v',j',v'',j''}$ são os elementos da matriz

⁵Força de oscilador ponderada (gf) é uma grandeza adimensional que corresponde ao número efetivo de elétrons que absorvem radiação de um determinado número de onda tão fortemente quanto faz o átomo. Cowan (1981) definiu esta grandeza como uma quantidade simétrica entre os níveis superior e inferior: $gf = (2j'+1)f_{ij} = -(2j''+1)f_{ji}$, onde $(2j'+1)$ é a degenerescência do nível mais baixo $|i\rangle$ e f_{ij} é a força de oscilador para a absorção $|i\rangle \rightarrow |j\rangle$.

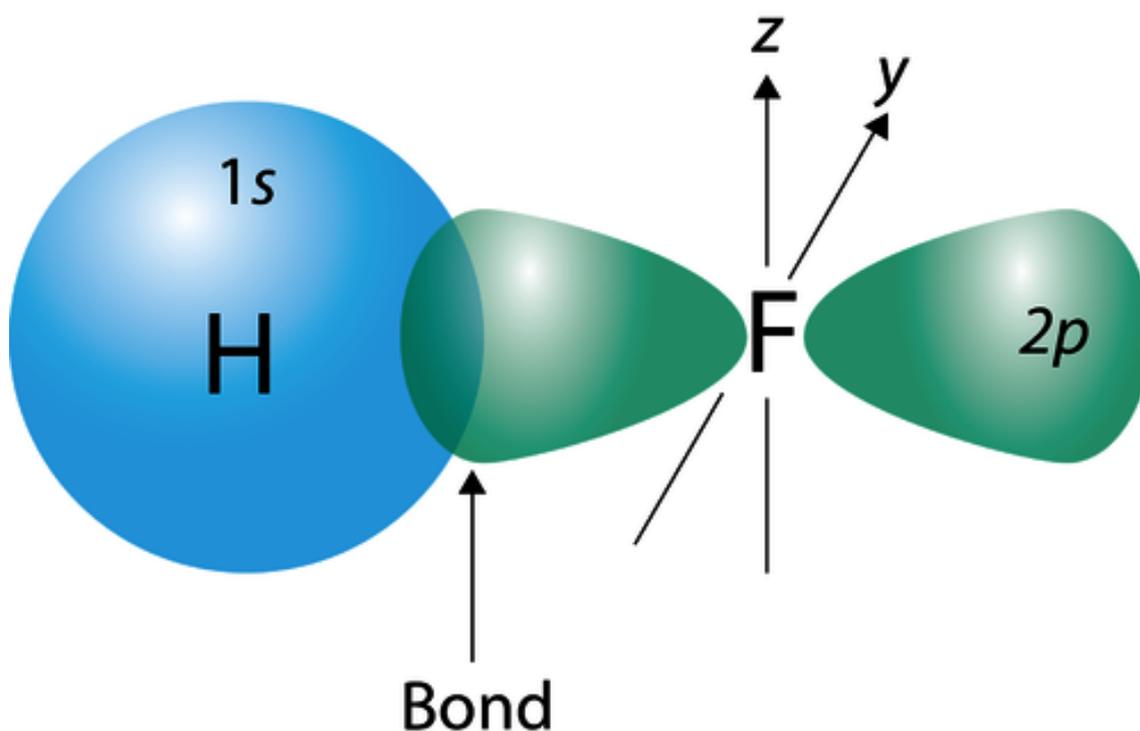


Figura 1.5: Molécula de fluoreto de hidrogênio (HF).

Figura obtida de Lumen (<https://courses.lumenlearning.com/cheminter/chapter/valence-bond-theory>)

de transição, que são obtidos de

$$R_{v',j',v'',j''} = a_0 + a_1m + a_2m^2 + a_3m^3$$

, sendo a_i ($i = 0, 1, 2, 3$) seus coeficientes.

Jönsson et al. (2014a) apresentaram explicitamente potenciais de excitação, probabilidades de transição e funções de partição para 26 linhas ro-vibracionais (entre λ 24.987 – 22.844 Å: linhas R0, R1,..., R25) e 26 linhas ro-vibracionais que se originam de níveis rotacionais mais elevados (entre λ 25.501 – 39.188 Å: linhas P1, P2,..., P26), tendo um estado vibracional $v = 1 \rightarrow 0$ para as duas ramificações. Para estas medidas, eles usaram constantes rotacionais T_v , B_v , D_v , H_v e L_v de Leblanc et al. (1994) e coeficientes a_i (para determinar os elementos da matriz de transição) do trabalho de Arunan et al. (1992). Em geral, identificamos as linhas ro-vibracionais por sua ramificação, momento angular total J'' e seu estado vibracional v ; por exemplo a linha R9 representamos como HF(1–0)R9, ou seja, ela é uma linha ro-vibracional em que $J'' = 9$ e $v = 1 \rightarrow 0$. A linha R9 é, atualmente, a mais usada para a determinação de abundâncias de flúor em estrelas frias, já que entre as linhas das ramificações R e P a linha R9 é a que menos sofre contaminação de linhas de CO e CN. O valor de potencial de excitação obtido por Jönsson et al. (2014a) para a linha R9 é $\chi = 0,227$ eV. Adicionalmente, Jönsson et al. (2014b) usaram uma linha de HF em 12,2 μm da banda N, que é muito mais forte do que a linha R9, não sendo afetada por

linhas telúricas. A linha de HF em $12,2 \mu\text{m}$ pertence à ramificação da banda N (linhas de HF puramente rotacionais).

Um problema com algumas das abundâncias de flúor publicadas na literatura é que muitos dos estudos anteriores (particularmente os mais antigos) utilizaram energias inconsistentes para os potenciais de excitação das linhas da molécula HF, quando comparados com a energias de dissociação utilizadas; tais inconsistências acarretam em erros sistemáticos nas abundâncias de flúor obtidas, não sendo, entretanto, esperado que estas possam produzir correlações ou anticorrelações espúrias nas abundâncias de flúor obtidas previamente. A correção deste problema mudará de um modo geral o patamar das abundâncias absolutas de F e os valores de $[F/e]$, conforme discutiremos no Capítulo 3.

Jorissen et al. (1992) obtiveram os potenciais de excitação da molécula HF por comunicação privada com D. Lambert (1988). Os potenciais originalmente de Tipping definiam o mínimo da curva de energia potencial da molécula HF como sendo o nível de referência, de energia zero, para a energia vibracional-rotacional (χ), porém Jorissen et al. (1992) usaram uma energia de dissociação D_o , definida em relação ao nível de energia acoplada (*bound energy*), mais baixa. Na Figura 1.6 mostramos o potencial de Morse da molécula HF, sendo que esta molécula tem potencial energético $D_e = 6,12 \text{ eV}$, enquanto que a energia de dissociação do estado de menor energia é $D_o = 5,87 \text{ eV}$. A lista de linhas de Tipping usa a energia do potencial de energia D_e , enquanto que a verdadeira energia necessária para a dissociação molecular é D_o ; a diferença equivale a $0,253 \text{ eV}$. Tal discrepância foi notada primeiramente por Lucatello et al. (2011) e discutida em detalhes por Jönsson et al. (2014a). Vale notar que o valor do potencial de excitação da linha HF R9 ($\chi = 0,227 \text{ eV}$) é numericamente o mesmo de Decin (2000), este obtido de forma independente.

1.3 Estudos da Literatura Sobre a Abundância de Flúor

O objetivo desta seção é apresentar um breve resumo dando um panorama inicial sobre os resultados da literatura e as conclusões obtidas nos diferentes trabalhos sobre a origem do flúor. Começaremos discutindo os resultados obtidos para estrelas AGB, ou estrelas que já tenham passado pela fase AGB, além de estrelas de sistemas binários em que uma das companheiras já passou pela fase AGB; focando portanto nas medidas de abundâncias de flúor em estrelas que seriam as produtoras de flúor elas mesmas. Posteriormente, apresentaremos os principais trabalhos que estudaram a abundância do flúor em estrelas de diferentes populações da Via Láctea, que são efetivamente os dados para os modelos de evolução química do flúor na Galáxia e discutiremos os modelos de evolução química do flúor. Na Seção 6.1.1 discutiremos também os poucos resultados da literatura que existem para medidas de abundâncias de flúor fora de nossa Galáxia, obti-

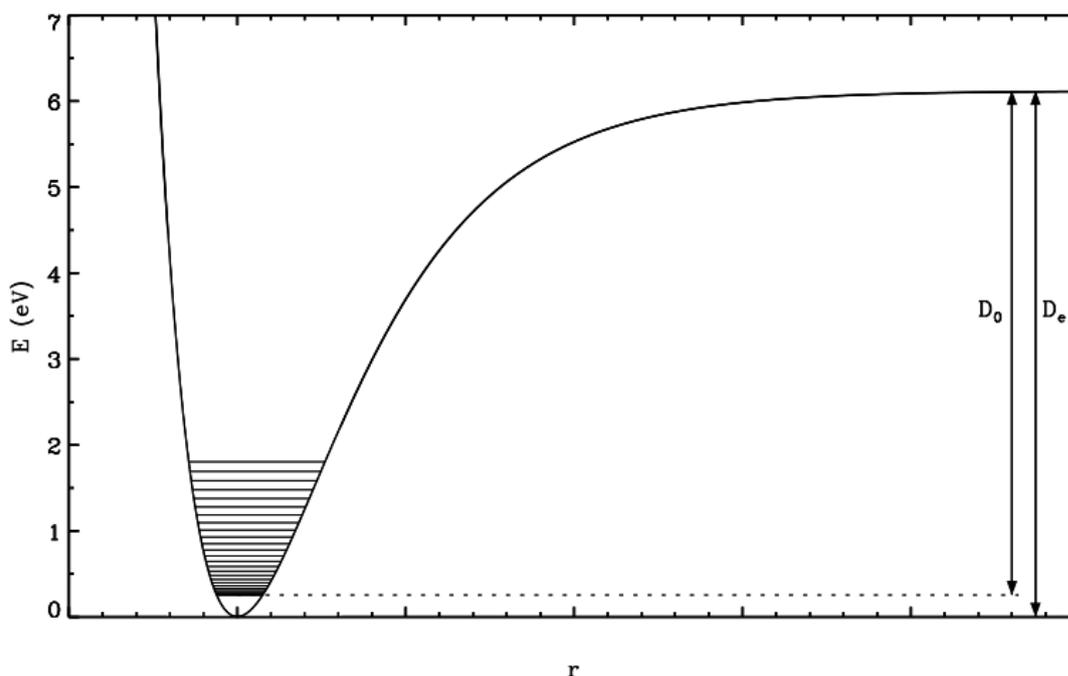


Figura 1.6: Potencial de Morse da molécula HF mostrando a energia potencial versus a distância entre os dois átomos (hidrogênio e flúor).

Figura obtida de Jönsson *et al.* (2015)

dos para a Grande Nuvem de Magalhães (LMC – *Large Magellanic Cloud*).

1.3.1 Abundâncias de Flúor em Estrelas AGB

O trabalho de Jorissen, Smith & Lambert (1992) determinou abundâncias de flúor em uma amostra de estrelas gigantes vermelhas do disco Galáctico, sendo pioneiro no estudo deste elemento em estrelas da nossa galáxia. Eles estudaram estrelas de tipos espectrais K, M, MS, S, SC, N e J, além de estrelas de bário⁶. Os resultados do trabalho de Jorissen, Smith & Lambert (1992) indicam que estrelas AGB são produtoras de flúor na Galáxia. Eles observaram também que havia uma correlação entre os valores das razões F/O versus 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 bom acordo com o valor solar.

Posteriormente, Abia *et al.* (2009) determinaram A(F) em uma pequena amostra de três estrelas AGB carbonadas com $[Fe/H] \sim 0$, usando modelos de atmosferas mais modernos que foram calculados especificamente para estrelas frias e ricas em carbono. Os resultados deste trabalho mostraram que as estrelas AGB carbonadas têm abundân-

⁶As 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 ²C. 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.

cias 0.8 dex menores do que as abundâncias obtidas anteriormente por Jorissen, Smith & Lambert (1992). Abia et al. (2009) afirmam que, se confirmada a redução sistemática da abundância de flúor em uma amostra maior de estrelas AGB carbonadas, isto resolveria a dificuldade que se tem em explicar os valores extremamente altos das razões $[F/Fe]$ e $[F/O]$ encontrados anteriormente. Entretanto, Abia et al. (2009) não descartaram a possibilidade de que as estrelas AGB possam ser produtoras importantes de F, já que existe uma clara correlação entre o enriquecimento de F com aquele dos elementos formados no processo-s, sendo estas estrelas carbonadas produtoras de F e ricas em elementos do processo-s. Vários outros estudos posteriores sobre flúor em gigantes vermelhas, incluindo estrelas AGB, tem mostrado que existe nucleossíntese do F em estrelas AGBs (Uttenthaler et al. 2008; Abia et al. 2015, 2019), embora a importância das estrelas AGB como uma fonte que possa explicar a evolução química do F permaneça incerta.

Ainda no tocante à produção de flúor em estrelas carbonadas, Alves-Brito et al. (2011) analisaram a abundância de F na estrela de bário HD 123396, com uma metalicidade $[Fe/H] = -1,05$, e concluíram que o $[F/O]$ para esta estrela é bem mais alto do que os valores encontrados na literatura para estrelas com abundâncias similares de oxigênio nos aglomerados globulares M4 e NGC 6712. Este trabalho concluiu que o excesso de flúor obtido para a estrela HD 123396 deve-se, provavelmente, ao acréscimo de flúor de sua companheira que já foi uma estrela carbonada anteriormente.

A produção de flúor em estrelas AGB pode ser indiretamente confirmada através do estudo da abundância deste elemento em estrelas na fase pós-AGB. Os resultados de Werner et al. (2005) indicam que a maioria das estrelas ricas em carbono e deficientes em hidrogênio, de tipo PG 1159, têm abundâncias de flúor muito altas (até cerca de 250 vezes o valor solar). As estrelas tipo PG 1159 são estrelas pós-AGB muito quentes (T_{eff} entre 65000 e 170000 K) e com massas típicas de anãs brancas (entre 0,50 e 0,83 M_{\odot}) e sem linhas de hidrogênio, ou com linhas de H extremamente fracas (Werner et al. 1996). Os resultados de Pandey et al. (2008) obtidos para estrelas pós-AGB mais frias (de tipo R Corona Borealis) também encontram abundâncias de flúor extremamente elevadas, confirmando a produção de flúor em estrelas AGBs.

Analogamente, a observação de uma alta abundância de flúor em nebulosas planetárias também serve como confirmação adicional da produção do flúor em estrelas AGB. 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. No entanto, vale notar que a PN WR NGC 40 (uma PNe com uma WR central) também apresentou um valor muito alto da razão $[F/O]$, o que levou os autores a inferirem que PNe com uma estrela central WR são provavelmente produtores significativos de flúor.

Apenas dois trabalhos estudaram a abundância de flúor em estrelas pobres em

metais e enriquecidas em carbono (CEMP – *carbon-enhanced metal-poor*). Schuler et al. (2007) analisou a estrela HE 1305+0132, encontrando uma superabundância de ^{19}F e ^{12}C nesta estrela. A estrela analisada é também rica em elementos do processo-s, sendo provavelmente uma estrela binária, e tendo provavelmente recebido o excesso de flúor e de elementos do processo-s da companheira. Tal resultado, se confirmado, indicaria que a nucleossíntese em estrelas AGB é muito eficiente em regimes de baixa metalicidades, e que as estrelas AGB seriam importantes na história nucleossintética já nos primórdios da Galáxia. Por outro lado, o resultado de Schuler et al. (2007) foi questionado pelo trabalho de Lucatello et al. (2011) que estudou uma amostra maior de estrelas CEMP não encontrando nenhuma estrela em sua amostra com um valor de abundância de flúor tão alta quanto a estrela estudada em Schuler et al. (2007). Conforme discutido em Lucatello et al. (2011), a metalicidade adotada para a estrela de Schuler et al. (2007) é muito mais baixa do que metalicidade obtida a partir de espectros de alta resolução (Schuler et al. 2008); adotando-se a metalicidade mais alta para esta estrela traria a razão F/Fe para valores mais baixos por cerca de 0,6 dex.

A conclusão que se pode tirar a partir dos resultados discutidos acima é que existem evidências observacionais que dão suporte à hipótese de que as estrelas AGB sejam efetivas produtoras de flúor na Galáxia. Tais evidências vêm de medidas das abundâncias de flúor nas próprias estrelas AGBs, de estrelas que já passaram pela fase de AGB (pós-AGB) ou em estrelas binárias em que uma das companheiras já passou pela fase AGB. A seguir discutiremos a abundância de flúor em estrelas do disco Galáctico, que não são elas mesmas produtoras de flúor.

1.3.2 A Abundância do Flúor no Bojo e Disco Galácticos

Do ponto de vista observacional, a evolução química do F na Galáxia pode ser estudada a partir da variação da abundância de flúor com a metalicidade em amostras de estrelas pertencentes as diferentes populações estelares da Galáxia. Começaremos discutindo os resultados obtidos para o bojo da galáxia, sendo que para esta população estelar existem poucos estudos na literatura. Posteriormente, passaremos a discutir os resultados de F para o disco Galáctico.

Abundâncias de flúor foram determinadas pela primeira vez em estrelas gigantes vermelhas do bojo Galáctico no trabalho de Cunha et al. (2008). Os resultados deste estudo indicaram um aumento na razão F/O, à medida que a abundância de oxigênio aumenta. Tal aumento em F/O foi interpretado como sendo o resultado da síntese de flúor tanto nas estrelas AGB quanto possivelmente em estrelas WR ricas em metais via ventos estelares. Adicionalmente, a estrela mais rica em oxigênio da amostra do trabalho de Cunha et al. (2008), tem uma alta abundância de flúor, não apresentando, no entanto, um acréscimo em elementos formados no processo-s, o que contradiz as previsões para

estrelas AGB por Goriely & Mowlavi (2000).

Mais recentemente, Jönsson et al. (2014a) determinaram abundâncias de flúor em gigantes vermelhas do bojo Galáctico incluindo a reanálise dos espectros de Cunha et al. (2008). Jönsson et al. (2014a), ao contrario de Cunha et al. (2008), utilizaram os novos potenciais de excitação para as linhas ro-vibracionais da molécula HF (conforme discutido na Secao 1.2). Jönsson et al. (2014a) encontraram que, em baixa metalicidade, as abundâncias observadas de flúor e oxigênio no bojo são mais baixas do que as previstas no modelo de evolução química do bojo de Kobayashi et al. (2011b, que inclui produção de flúor no processo- ν), apresentando um declive mais acentuado do que o predito pelo modelo. Isto pode sugerir, de acordo com aquele estudo, que existe uma fonte produtora de flúor que seja dependente da metalicidade.

Em um segundo trabalho sobre o flúor, focado em estrelas do disco, Jönsson et al. (2014b) determinaram $A(F)$ em estrelas AGB da vizinhança solar. A tendência obtida entre as abundâncias de flúor e oxigênio no trabalho de Jönsson et al. (2014b) sugere que a produção de flúor em estrelas AGB é suficiente para explicar a abundância de flúor na vizinhança solar. Jönsson et al. (2017) determinaram abundâncias de flúor, bem como as abundâncias dos elementos- α , em uma amostra de 49 gigantes K brilhantes próximas, a partir de espectros de alta resolução no ótico. Eles compararam as abundâncias de flúor com as dos elementos- α , que são produzidos principalmente em SNII, constatando que as abundâncias do flúor e dos elementos- α não evoluem em sincronia. Comparando seus dados com modelos de Kobayashi et al. (2011a), eles excluíram a contribuição das SNII como produtores dominantes de flúor na vizinhança solar. Adicionalmente, este estudo não encontra um comportamento secundário do flúor em relação ao oxigênio, o que seria uma outra evidência que contraria a hipótese de que as SNII desempenham um papel importante na produção de flúor em metalicidades solares.

Desta vez estudando aglomerados abertos, Nault & Pilachowski (2013) determinaram abundâncias de flúor em estrelas gigantes vermelhas ($T_{\text{eff}} \sim 4200 - 4900$ K) do aglomerado das Híades (3 estrelas), NGC 752 (5 estrelas) e M 67 (3 estrelas) cobrindo um limitado intervalo de metalicidades entre $[Fe/H] = -0,07$ e $0,14$ dex. Comparando os resultados de abundância de flúor obtidos para cinco estrelas da amostra (seis delas produziram apenas limites superiores) com os modelos de evolução química de Kobayashi et al. (2011b; modelo incluindo SNII, HN, SNIa e AGB) para $[O/H]$ vs. $[F/H]$, este estudo concluiu que a produção de flúor ocorre em supernovas Tipo II e estrelas AGB. Mais recentemente, o trabalho de Pilachowski & Pace (2015) estudaram a abundância de flúor em 51 estrelas anãs e gigantes de tipos espectrais G e K, pertencentes ao disco fino Galáctico com metalicidades entre $[Fe/H] = -0,6$ e $0,3$ dex. Eles compararam seus resultados de $[F/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ com os modelos de evolução química de Kobayashi et al. (2011a), e encontraram concordância de seus dados com a previsão de uma contribuição significativa do processo- ν na vizinhança solar (predito pelo modelo incluindo processo- ν + AGB de

Kobayashi et al. 2011a). É importante notar que este resultado é diferente do trabalho de Nault & Pilachowski (2013), que concluiu uma produção de F em tanto em SN Tipo II e AGBs. É possível que a conclusão de Nault & Pilachowski (2013) tenha sido tão diferente daquela obtida por Pilachowski & Pace (2015) porque a amostra estudada em Nault & Pilachowski (2013) cobre um intervalo de metalicidades muito menor (mais próximo ao solar), além de ter uma amostra bem menor (com apenas cinco medidas de $A(F)$).

Um estudo de F em sete gigantes vermelhas de baixa metalicidade tanto do disco espesso quanto do halo da Galáxia foi realizado por Li et al. (2013), sendo que para cinco dessas estrelas foi possível apenas determinar limites superiores de abundância de flúor. Os resultados obtidos para duas estrelas do halo são comparados com os modelos de evolução química de Renda et al. (2004) e Kobayashi et al. (2011a), que predizem uma produção de F similar em regimes de baixa metalicidade. Li et al. (2013) sugerem que o processo- ν é necessário para explicar a produção de F nos estágios iniciais da evolução galáctica, mas as razões $[F/O]$ previstas não se ajustam bem à distribuição das abundâncias observadas. Entretanto, eles concluem que a tendência observada (para duas estrelas) está mais próxima ao modelo de SN II de Kobayashi et al. (2011a) e às fases iniciais dos modelos de Renda et al. (2004), com uma energia total de neutrinos baixa ($E_\nu = 3 \times 10^{53}$ erg).

As abundâncias obtidas pelos estudos mais representativos de estrelas gigantes vermelhas no disco Galáctico estão apresentadas na Figura 1.7 (símbolos abertos). Nota-se claramente que a maioria dos resultados encontra-se no intervalo de metalicidade entre -0,5 e +0,25. A estrela de Li et al. (2013) aparece em regime de baixa metalicidade (Li et al. 2013 tem mais duas gigantes vermelhas estudadas que não são mostradas na Figura 1.7: uma estrela CH, que portanto teve provavelmente sua abundância de F primordial aumentada pela queima de He e capturas de nêutrons; e uma terceira gigante vermelha exibindo padrões de abundância de anãs esferoidais).

1.3.3 A Abundância de Flúor em População Jovem

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 à abundância de oxigênio medido para as estrelas da Nebulosa de Órion são aproximadamente solares, similarmente ao que é observado para as abundâncias dos outros elementos químicos estudados na Nebulosa de Órion (Cunha & Lambert 1994; Nieva & Simón-Díaz 2011).

O trabalho de Federman et al. (2005) mediu a abundância de flúor no meio

interestelar. O objetivo deste trabalho era investigar se haveria evidências da produção de flúor através do processo- ν em SNII. 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 sugeriu que existe uma depleção de flúor bastante significativa e que a abundância de flúor medida não representa aquela da nuvem molecular que formou as estrelas.

1.3.4 A Abundância de Flúor em Aglomerados Globulares

Até o presente, houve relativamente poucos estudos sobre a abundância de flúor em aglomerados globulares. Entretanto, a abundância de flúor pode fornecer um vínculo adicional sobre as massas das estrelas responsáveis pelos padrões de abundâncias dos elementos leves observados nos aglomerados globulares e, assim sendo, é fundamental explorar a evolução da abundância de flúor nesses ambientes.

Um dos primeiros trabalhos a estudar o flúor em um aglomerado globular foi Smith et al. (2005), que determinaram a abundância de flúor em uma amostra de gigantes vermelhas do aglomerado globular M4. O resultado principal daquele trabalho foi que as abundâncias de flúor seguem o padrão de variação das abundâncias 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) apresentam acordo relativo com modelos que consideram a produção de flúor em estrelas AGB onde há queima no envelope convectivo (processo *Hot Bottom Burning* – HBB⁷).

Mais recentemente, de Laverny & Recio-Blanco (2013a) também estudaram o flúor em M4, tendo obtido uma medida de abundância de flúor para uma estrela e dois limites superiores de abundância de flúor. Os resultados obtidos não refutavam as conclusões de Smith et al. (2005), de que as abundâncias de flúor e sódio eram anti-correlacionadas. Como mencionado anteriormente, o potencial de excitação da linha HF(1-0)R9 usado nestes estudos anteriores e as abundâncias de flúor resultantes estão sendo revisadas neste trabalho de tese.

O aglomerado globular NGC 6712, com uma metalicidade semelhante a de M4, foi estudado por Young et al. (2008), que encontraram variações significativas nas abun-

⁷HBB ocorre em estrelas AGB com massas entre $\sim 4 M_{\odot}$ 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 lítio pode ser produzida em regiões da superfície (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 ${}^{26}\text{Mg}$.

dâncias de flúor, com duas das estrelas estudadas sendo pobres em flúor e três delas sendo ricas em flúor; os valores medidos de $A(F)$ apresentaram uma dispersão significativa ($\sim 0,6$). Para o aglomerado globular mais rico em metais, 47 Tuc, de Laverny & Recio-Blanco (2013a) mediram a linha HF(1-0)R9 e obtiveram uma variação de $\sim 0,4$ dex em $A(F)$ com uma variação bastante semelhante em $A(Na)$. Diferentemente de M4, não foi encontrada uma anticorrelação entre as abundâncias de F e Na para 47 Tuc. (Notamos que tanto Young et al. (2008) quanto de Laverny & Recio-Blanco (2013a) utilizaram valores de potencial de excitação para a linha do HF inconsistentes.)

Para o aglomerado globular M22 existem três estudos na literatura com resultados um pouco conflitantes. A falta de consenso nos resultados de abundância de flúor para M22 destaca a dificuldade em se analisar a linha fraca da transição HF(1-0)R9 em regiões contaminadas por linhas telúricas fortes em estrelas pobres em metais. Alves-Brito et al. (2012) analisaram 11 estrelas gigantes vermelhas de M22 e obtiveram abundâncias de flúor abrangendo uma faixa de $\Delta A(F) \sim 0,6$ dex, que é comparável à variação das abundâncias também observadas para outros elementos leves em M22. Duas estrelas da amostra estudada parecem seguir a tendência geral de $[F/Fe]$, aumentando com $[O/Fe]$ e diminuindo com $[Na/Fe]$, embora as estrelas mais ricas em flúor da amostra de Alves-Brito et al. (2012) não seguissem essa tendência geral. Determinações independentes da abundância de flúor em M22 foram feitas por D’Orazi et al. (2013). Este estudo selecionou três estrelas da população de M22 mais pobre em metais e três estrelas da população mais rica em metais, e dentro dessas duas populações, estrelas ricas em O (pobres em Na) e pobres em O (e ricas em Na) foram selecionadas. Eles encontraram uma correlação entre as abundâncias de F e O e uma anticorrelação entre as abundâncias de F e Na. Estes resultados de abundância de F para M22 foram questionados por de Laverny & Recio-Blanco (2013b) a partir de uma re-análise dos mesmos espectros CRIRES previamente analisados em D’Orazi et al. (2013). De Laverny & Recio-Blanco (2013b) concluíram que as determinações da abundância de flúor para M22 eram duvidosas ou representavam, provavelmente, limites superiores não restritivos dada contaminação telúrica.

Em de Laverny & Recio-Blanco (2013a) também foram analisadas as abundâncias de flúor em estrelas dos aglomerados globulares NGC 6397 e M30. Concluiu-se que os aglomerados globulares 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 verificada nenhuma anticorrelação do F com o Na nos aglomerados estudados.

Cunha et al. (2003) analisaram gigantes vermelhas pertencentes ao aglomerado globular ω Centauri. Este estudo encontrou valores de $[F/O]$ baixos, se comparados aos valores $[F/O]$ da vizinhança solar, nas duas estrelas de ω Centauri, o que os levou a concluir que as estrelas AGB não teriam um papel dominante na evolução química global do flúor neste aglomerado globular. No entanto, a alta abundância dos elementos formados através do processo-s, encontrada nas estrelas de ω Centauri, indicaria uma

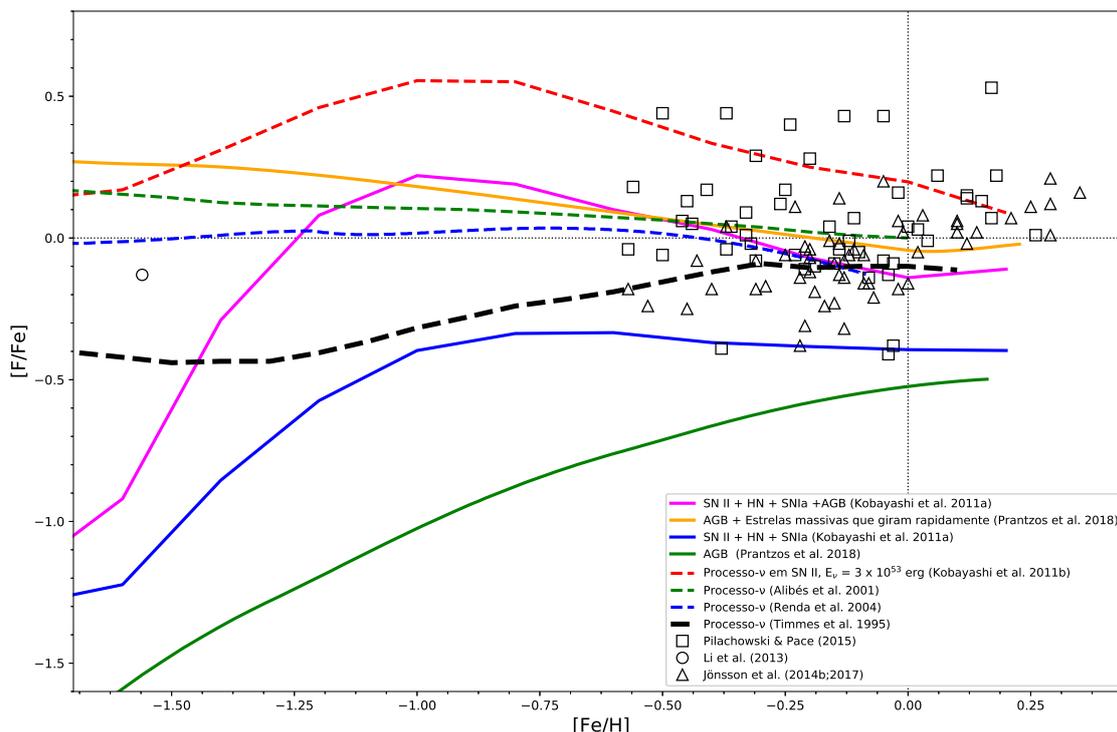


Figura 1.7: Resultados de abundâncias de flúor da literatura são mostrados como símbolos abertos: Pilachowski & Pace (2015; quadrados), Li et al. (2013; círculos) e Jönsson et al. (2014b, 2017; triângulos). Duas famílias de modelos de evolução química são apresentadas: sem processo- ν (linhas cheias) e com processos- ν (linhas tracejadas).

grande contribuição das estrelas AGBs na evolução química deste aglomerado globular; então era de se esperar valores de $[F/O]$ igualmente altos nessas estrelas, o que não foi observado. Comparando as abundâncias destas duas estrelas de ω Centauri com modelos de evolução química do F (O versus $[F/O]$), em que há produção no processo- ν (modelos de Timmes et al. 1995 e Alibés et al. 2001), os autores verificaram que os valores de $[F/O]$ estão bem abaixo das previsões dos modelos.

1.3.5 Modelos de Evolução Química do Flúor

Nesta seção discutiremos brevemente os modelos de evolução química do flúor que podem ser encontrados na literatura cobrindo mais de duas décadas. Veremos que as conclusões dos estudos são bastante contraditórias. Antes de começarmos, porém, vale lembrar que os ingredientes básicos de um modelo de evolução química são:

- 1) **Condições iniciais:** Escolher se 1a) a composição química do gás inicial é primordial ou pré-enriquecida por uma geração estelar pré-galáctica; 1b) o sistema estudado é uma “caixa” fechada ou um sistema aberto?;
- 2) **Taxa de formação estelar:** a taxa na qual as estrelas são formadas a partir do gás e seu espectro de massa;
- 3) **“Yield” estelar:** produção e ejeção de um elemento químico por geração estelar. (De-

vemos ter em mente que em quaisquer cálculos sobre a produção de F devem ser levados em conta as reações que destroem este elemento.)

4) Taxa de formação de estrelas (SFR – *star formation rate*): a taxa na qual as estrelas são formadas a partir do gás e seu espectro de massa;

5) Função Inicial de Massa (IMF – *initial mass function*): distribuição de estrelas em função de sua massa num episódio de formação estelar.

Na Figura 1.7 apresentamos as razões $[Fe/H]$ vs. $[F/Fe]$ incluindo os resultados da literatura discutidos anteriormente. Nesta figura apresentamos também vários modelos de evolução química dos trabalhos de Timmes et al. (1995), Alibés et al. (2001), Renda et al. (2004), Kobayashi et al. (2011a, 2011b) & Prantzos et al. (2018), que serão discutidos em mais detalhes a seguir. Um dos primeiros modelos de evolução química a incluir o ^{19}F foram calculados por Timmes et al. (1995). Esses modelos foram calculados empregando um modelo dinâmico simples para a Galáxia e parâmetros de evolução padrão, tais como: uma função de massa inicial de Salpeter (1955) e uma taxa de formação estelar quadrática de Schmidt (1959, 1963). Timmes et al. (1995) consideraram apenas a produção do flúor em SNII, através da nucleossíntese induzida por neutrinos. A partir de uma comparação com abundâncias de flúor das estrelas de Jorissen, Smith e Lambert (1992), Timmes et al. (1995) concluíram que a nucleossíntese considerando processo- ν seria adequada para explicar a origem do F.

Modelos de evolução química padrões foram desenvolvidos no trabalho de Alibés et al. (2001) para todos os elementos químicos até o pico de ferro. Estes modelos consideraram que a Galáxia foi formada por dois episódios: um primeiro episódio de *infall*, com uma duração de ~ 1 Gyr; o halo e o disco espesso foram formados a partir do gás primordial, enquanto o disco fino se formou em um segundo episódio de gás extragalático ligeiramente enriquecido, em uma escala de tempo muito maior. Em seus cálculos, o flúor foi sintetizado apenas pela nucleossíntese induzida por processo- ν em SN II, porém Alibés et al. (2001) não puderam concluir se a origem do flúor poderia ser completamente explicada por produção em SNe II.

Modelos mais completos considerando a síntese de F em AGB, SNII e Wolf-Rayet foram computados por Renda et al. (2004) considerando “yields” de Woosley & Weaver (1995; para SNII), Meynet & Arnould (2000; para Wolf-Rayet) e usando o código *Mount Stromlo Stellar Structure* (Frost & Lattanzio 1996; Karakas & Lattanzio 2007; para estrelas AGB) para um intervalo de massa entre 1,0 e 6,5 M_{\odot} . Renda et al. (2004) concluíram que a contribuição das estrelas WR é significativa na metalicidade solar ou acima, enquanto que a produção em estrelas AGBs teriam maior significância durante as primeiras épocas da evolução Galáctica (em baixas metalicidades).

Mais recentemente Kobayashi et al. (2011a, 2011b) modelaram a evolução química do F incluindo produção em processo ν e “yields” de AGB, enquanto que a contri-

buição em estrelas WR foi descartada. Kobayashi et al. (2011a) concluíram que embora a massa ejetada de elementos pesados seja muito menor para as estrelas AGBs do que para as supernovas, os “yields” de C, N e F em AGBs são comparáveis aos das supernovas. Ao examinarem os “yields” de AGB, eles perceberam que os isótopos de ^{12}C e ^{19}F são produzidos, principalmente, em estrelas de baixa massa ($1\text{--}4 M_{\odot}$), enquanto que ^{13}C , ^{14}N , ^{22}Ne , ^{25}Mg e ^{26}Mg são produzidos principalmente em estrelas de massa intermediária ($4\text{--}7 M_{\odot}$).

Uma série de modelos foram apresentados mais recentemente no trabalho de Spitoni et al. (2018), considerando os ‘yields’ de F em: SNII (Kobayashi et al. 2006), AGB (Karakas 2010) e WR (Meynet & Arnould 2000). Spitoni et al. (2018) adotaram dois modelos de evolução química: um modelo *two-infall* clássico, que segue a evolução química das fases do halo / disco espesso; e modelos com *one-infall* apenas para a evolução do disco fino. Este trabalho encontra que a produção de flúor é dominada por estrelas AGB, mas que as estrelas WR seriam também necessárias para reproduzir as tendências observadas de $[\text{F}/\text{O}]$ vs. $[\text{O}/\text{H}]$ na vizinhança solar. Considerando a relação $[\text{F}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$, os modelos de Spitoni et al. (2018) estavam em bom acordo com os dados coletados de Jönsson et al. (2017) e Pilachowski & Pace (2015).

Finalmente, Prantzos et al. (2018) apresentaram um estudo da evolução das abundâncias dos elementos para o halo e o disco local de nossa galáxia. Eles assumiram um modelo dinâmico em que o disco local é construído por *infall* de gás a uma taxa exponencialmente decrescente e uma escala de tempo característica de 10 Gyr. Estes modelos de evolução química consideram “yields” isotópicos de estrelas de massa baixa e intermediária dependentes de metalicidade, e “yields” de estrelas massivas que incluem, pela primeira vez, o efeito combinado de metalicidade, perda de massa e rotação para uma extensa grade de massas estelares; para todos os estágios da evolução estelar. Este estudo conclui que a produção protossolar de flúor é bem reproduzida (em 85 %) sem a necessidade de incluir nucleossíntese induzida por neutrinos; cerca de dois terços da abundância protossolar de F provém da rotação de estrelas massivas, sendo que o um terço restante resulta das estrelas de massa baixa ou intermediária. Dentro do grupo de elementos de massa leve e intermediária, os elementos N e F são os dois mais afetados pelos “yields” de estrelas massivas em alta rotação; o comportamento destes elementos passa de secundário (sem rotação) para primário (com rotação).

No que concerne a produção de flúor em estrelas AGB, o trabalho de Cristallo et al. (2014) se concentra na nucleossíntese de F em estrelas AGB com baixa metalicidade $Z^8=0,001$. Eles investigaram os efeitos que as taxas de reação nuclear têm sobre a produção de flúor em estrelas AGB de baixa massa. Abia et al. (2015) construiu dois modelos de evolução química Galáctico de F, que consideram produção apenas em AGB:

⁸Nesta notação, a metalicidade global Z representa a fração de elementos químicos na estrela, desconsiderando H e He. A metalicidade Z solar é $\sim 0,014$.

um usando “yields” obtidos com o código de evolução estelar STROMLO (Karakas 2010) e outro usando “yields” de Cristallo et al. (2015). Os dois modelos produziram resultados bastante diferentes ao usar diferentes “yields” de ^{19}F . A produção de flúor nos modelos estelares usando “yields” de Karakas (2010) é maior do que o modelo usando “yields” Cristallo et al. (2015). Em comparação com dados observacionais disponíveis, seus modelos mostram que a contribuição de estrelas AGB é insuficiente para explicar as abundâncias de F na vizinhança solar (lembrando que para Jönsson et al. 2014b as AGBs já eram suficientes) e concluíram que fontes adicionais de F são necessárias para explicar a evolução observada deste elemento.

1.4 Objetivos deste Trabalho de Tese

O flúor é um dos poucos elementos para o qual ainda não se sabe ao certo a origem. Conforme discutido na introdução deste trabalho temos que a origem do flúor é complicada, podendo ter vários sítios como possíveis produtores deste elemento: estrelas AGB durante a queima de He em sua camada acima do núcleo, estrelas WR onde fortes ventos estelares expulsariam o F antes que este fosse destruído, estrelas massivas pobres em metais que rodam rapidamente através das mesmas reações de produção de flúor em AGB e pelo processo ν em SN II; sendo que alguns destes processos teóricos, como por exemplo a nucleossíntese por neutrinos, ainda devem ser verificados observacionalmente. Em todos os mecanismos de produção de flúor é preciso levar em conta que o ^{19}F é facilmente destruído, o que torna a tarefa de determinar sua origem bastante complexa.

Quando comparado com outros elementos, existe um número relativamente pequeno de determinações de abundâncias de flúor para estrelas na Galáxia. Isto se deve ao fato que as linhas rotacionais-vibracionais da molécula HF em $\sim 2,3\mu\text{m}$ são uma das poucas soluções viáveis para a deviração das abundâncias de flúor em estrelas frias, não havendo possibilidade de se medir linhas de F I no ótico.

Apresentaremos neste trabalho de tese a determinação das abundâncias de flúor em estrelas gigantes vermelhas dos aglomerados globulares M4 e ω Centauri, estrelas de campo pertencentes aos discos fino e espesso da Galáxia, assim como estrelas extragaláticas, pertencendo a Grande Nuvem de Magalhães. Para as gigantes vermelhas dos aglomerados globulares M4 e ω Centauri apresentamos, além do F, determinações de abundâncias dos elementos carbono e sódio. Um dos nossos objetivos é verificar se há uma anticorrelação entre o F e o Na em M4, conforme sugerido por Smith et al. (2005), o que evidenciará que o flúor segue um padrão similar ao encontrado na variação de outros elementos leves nas gerações estelares de aglomerados globulares; tal variação pode caracterizar populações estelares diferentes nos aglomerados globulares. Adicionalmente,

reanalizamos e atualizamos alguns dos resultados de abundâncias de flúor da literatura para os aglomerados globulares M4 e ω Centauri e da Grande Nuvem de Magalhães utilizando o potencial de excitação correto para a linha rotacional-vibracional HF (1–0) R9 da molécula HF nos espectros analisados anteriormente por Cunha et al. (2003), Smith et al. (2005) e de Laverny & Recio-Blanco (2013a).

Pudemos perceber da Figura 1.7 que não há resultados da literatura cobrindo um intervalo significativo de metalicidades ($[\text{Fe}/\text{H}]$), ficando evidente que existe um grande vazio de resultados para metalicidades menores que $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0,5$ dex, o que dificulta a comparação com modelos de evolução química e a compreensão sobre quais seriam os principais responsáveis pela produção do F na Galáxia. Um dos objetivos principais deste trabalho de tese é estudar o comportamento da abundância do flúor em estrelas mais pobres em metais, pertencentes ao disco espesso e ao disco fino da Galáxia. Com novas determinações de metalicidades e abundâncias de F para gigantes vermelhas cobrindo um largo intervalo em metalicidade do disco Galáctico, pretendemos lançar uma nova luz sobre a origem do elemento flúor em nossa Galáxia.

Capítulo 2

Amostra, Observações e Redução de Dados

A amostra estudada neste trabalho de tese contém estrelas gigantes vermelhas pertencentes aos aglomerados globulares M4 e ω Centauri, aos discos finos e espessos da Galáxia, assim como à galáxia Grande Nuvem de Magalhães. Os espectros das estrelas da amostra foram obtidos em diferentes missões observacionais realizadas entre os anos 1978 e 2017. Na Tabela 2.1 apresentamos a amostra de estrelas observadas e as combinações “Espectrógrafo + Telescópio” utilizadas para cada estrela, assim como as datas das observações e as razões sinal-ruído obtidas para os espectros.

Para estudar as transições rotacionais-vibracionais da molécula HF próximas a λ 2,358 μm , foram obtidos espectros em alta resolução no infravermelho com cinco espectrógrafos diferentes: Phoenix no telescópio de 8,1 metros Gemini Sul e no telescópio de 2,1 metros do KPNO (*Kitt Peak National Observatory*), IGRINS no telescópio de 2,7 metros HJS (Harlan J. Smith) no Observatório de McDonald, CRIRES no telescópio de 8,2 metros VLT (*Very Large Telescope*) do ESO (*European Southern Observatory*), FTS no telescópio de 4 metros do KPNO, e iShell no telescópio de 3,0 metros IRTF (*Infrared Telescope Facility*). Dada a diversidade das observações obtidas nem todos os espectros observados têm a mesma cobertura em comprimento de onda: algumas configurações instrumentais cobriam apenas a região espectral ao redor da linha HF(1-0) R9 ($\lambda = 23.358 \text{ \AA}$), enquanto que em outras, linhas secundárias de HF puderam ser observadas. Adicionalmente, obtivemos espectros de alta resolução no ótico para algumas das estrelas de nossa amostra com o espectrógrafo SES no telescópio de 2,1 metros do Observatório de McDonald.

A seguir descrevemos em mais detalhes as observações e o processo de redução dos espectros a uma dimensão. No Apêndice A apresentamos os espectros reduzidos para todas as estrelas estudadas neste trabalho de tese pertencentes ao aglomerado globular M4, a ω Centauri, ao disco galáctico, e à Grande Nuvem de Magalhães.

Tabela 2.1: Observações

	Estrela	Espectrógrafo	Telescópio	Observação
M4	L1411	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	Mai/2004
	L1501	IGRINS	HJS 2,7-m	Mai/2017
	L1514	Phoenix/IGRINS	Gemini Sul 8,1-m / HJS 2,7-m	Mai/2004;Mai/2017
	L2307	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	Mai/2004
	L2406	IGRINS	HJS 2,7-m	Mai/2017
	L2410	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	Mai/2004
	L3209	Phoenix/IGRINS	Gemini Sul 8,1-m / HJS 2,7-m	Mai/2004;Mai/2017
	L3413	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	Mai/2004
	L3624	IGRINS	HJS 2,7-m	Mai/2017
	L4401	CRIRES	VLT 8,2-m	Jul/2009
	L4404	CRIRES	VLT 8,2-m	Ago/2009
	L4511	IGRINS	HJS 2,7-m	Mai/2017
	L4611	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	Mai/2004
	L4613	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	Mai/2004
L4630	CRIRES	VLT 8,2-m	Jul/2008	
ω Cen	ROA 43	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	2004
	ROA 132	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	2004
	ROA 179	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	2004
	ROA 213	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	2004
	ROA 219	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	2004
	ROA 324	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	2004
Disco galáctico	Arcturus	FTS	KPNO 4,0-m	1995
	10 Dra	FTS	KPNO 4,0-m	Jul/1992
	41 Com	FTS	KPNO 4,0-m	Jun/1989
	β And	FTS	KPNO 4,0-m	Jun/1979
	β Peg	FTS	KPNO 4,0-m	Ago/1983
	β UMi	FTS	KPNO 4,0-m	Set/1980
	γ Dra	FTS	KPNO 4,0-m	Jun/1979
	μ Leo	FTS	KPNO 4,0-m	Jan/1978
	ω Vir	FTS	KPNO 4,0-m	Mar/1984
	BD+06°2063	FTS	KPNO 4,0-m	Abr/1987
	BD+16°3426	FTS	KPNO 4,0-m	Abr/1987
	HD 96360	FTS	KPNO 4,0-m	Abr/1987
	HD 189581	FTS	KPNO 4,0-m	Abr/1987
	TYC 5880-423-1	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	2005
	UCAC2 22625431	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	2005
	2M06232713-3342412	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	2005
2M07313775-2818395	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	2005	
HD 19697	Phoenix / SES	KPNO 2,1-m / Struve 2,1-m	2005 ;Out/2002	

Continua na próxima página

Tabela 2.1 – continuação da página anterior

	Estrela	Espectrógrafo	Telescópio	Observação
	HD 20305	Phoenix / SES	KPNO 2,1-m / Struve 2,1-m	2005 ;Out/2002
	HD 28085	Phoenix / SES	KPNO 2,1-m / Struve 2,1-m	2005; Jul/2004
	HD 90862	Phoenix / SES	KPNO 2,1-m / Struve 2,1-m	2005 ;Out/2002
	2M01051470+4958078	iSHELL	IRTF 3,0-m	Set/2017
	2M02431985+5227501	iSHELL	IRTF 3,0-m	Set/2017
	2M04224371+1729196	iSHELL	IRTF 3,0-m	Set/2017
	2M20410375+0001223	iSHELL	IRTF 3,0-m	Set/2017
	2M22341156+4425220	iSHELL	IRTF 3,0-m	Set/2017
LMC	1.6	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	Fev/2002
	1.27	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	Fev/2002
	1.50	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	Fev/2002
	2.1158	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	Fev/2002
	2.3256	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	Fev/2002
	2.4525	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	Fev/2002
	2.5368	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	Fev/2002
	NGC 2203 AM1	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	Fev/2002
	NGC 2203 AM2	Phoenix	Gemini Sul 8,1-m	Fev/2002

2.1 Espectros FTS

Coletamos espectros de uma amostra de gigantes vermelhas do disco obtidos com o espectrógrafo FTS (*Fourier Transform Spectrometer*; Hall et al. 1979) no telescópio de 4 metros KPNO. As observações foram originalmente realizadas por V. Smith nos anos 1980, porém os espectros já reduzidos foram obtidos diretamente do arquivo do NOAO / FTS (Pilachowski et al. 2017; <https://sparc.sca.iu.edu>). Os espectros FTS analisados têm resolução $R = \lambda/\Delta\lambda = 45.000$ e cobrem a região espectral entre $\lambda 19.500\text{--}24.000$ Å. A maioria das estrelas observadas com o FTS são brilhantes, sendo gigantes vermelhas próximas com abundâncias químicas analisadas anteriormente por Smith & Lambert (1985; 1986; 1990) e Jorissen et al. (1992). No painel superior da Figura 2.1 apresentamos, como exemplo, o espectro FTS reduzido da estrela HD 96360, onde a linha HF R9 é marcada.

Analizamos também o espectro da gigante vermelha “padrão” Arcturus (Hinkle, Wallace & Livingston 1995; <ftp://ftp.noao.edu/catalogs/arcturusatlas/ir/>). Tal espectro também foi obtido com o FTS no telescópio 4m KPNO, porém tendo uma maior resolução $R = 100.000$.

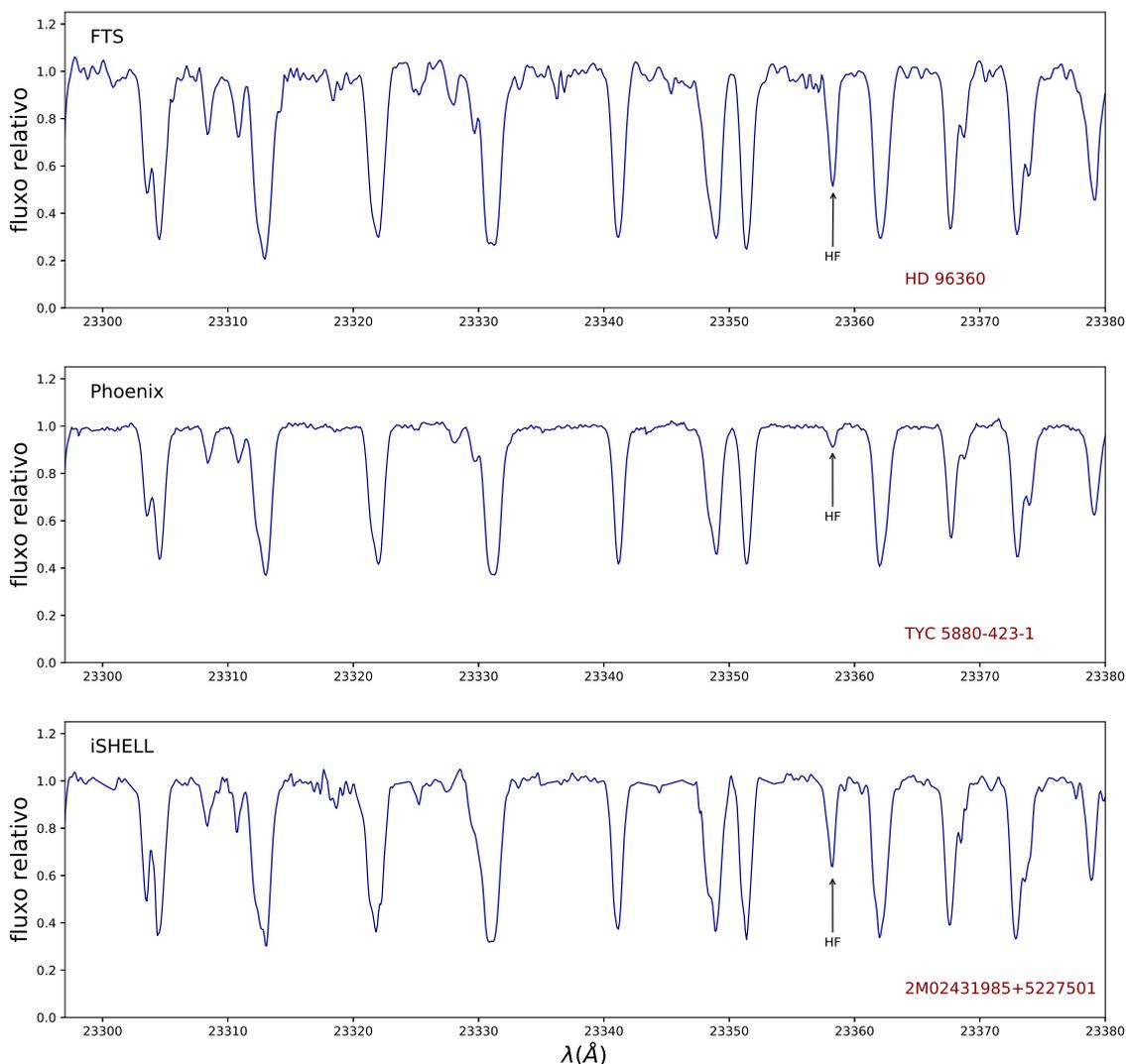


Figura 2.1: Espectros de três estrelas da amostra do disco galáctico para cada um dos espectrógrafos utilizados nas observações: FTS (painel superior), Phoenix (painel do meio) e iSHELL (painel inferior).

2.1.1 Contribuição de Linhas Telúricas

A região espectral a 2,3 micron apresenta contribuições de linhas telúricas que contaminam o espectro estelar e que precisam ser removidas para que uma modelagem apropriada do espectro estelar possa ser realizada. A maioria destas linhas corresponde a molécula metano ($^{12}\text{CH}_4$). Os espectros das estrelas quentes, por exemplo, são apropriados para identificar linhas telúricas dado que estes têm apenas contribuições mínimas de linhas estelares em seus espectros no infravermelho.

Os espectros FTS reduzidos obtidos do arquivo do FTS/NOAO não foram previamente divididos por espectros de estrelas quentes e, assim sendo, a maioria desses espectros apresentava contribuições de linhas telúricas. Para inicialmente identificar as possíveis contribuições telúricas nos espectros das estrelas e principalmente para verifi-

car se as linhas rotacionais-vibracionais de HF encontravam-se fortemente afetadas, comparamos os espectros estelares com o espectro telúrico de Hinkle, Wallace & Livingston (1995). Verificamos em seguida se no arquivo FTS/NOAO havia espectros de estrelas quentes que tivessem sido observadas nas mesmas noites das estrelas alvo e se possível em massas de ar similares. Em posse dos espectros das estrelas quentes, dividimos os espectros estelares pelos espectros de estrelas quentes correspondentes utilizando o conjunto de rotinas “telluric” do IRAF.

No painel superior da Figura 2.2 apresentamos o espectro telúrico (em cinza) em uma região que cobre um intervalo de comprimento de onda entre λ 23.340 e 23.380 Å. No painel central da Figura 2.2 mostramos o espectro da estrela da amostra β Peg (em azul) juntamente com o espectro da estrela quente Sírius A (em laranja). Podemos perceber, neste exemplo, que as linhas telúricas são muito menos intensas que as linhas estelares e, em particular, que as linhas telúricas não afetam a linha rotacional-vibracional R9 (λ 23.358 Å) da molécula HF. No entanto, dependendo da velocidade radial da estrela estas mesmas linhas telúricas podem contaminar as linhas de HF. Para a grande maioria das estrelas de nossa amostra FTS foi possível fazer uma boa divisão dos espectros estelares pelos espectros telúricos. (Apenas para a estrela μ Leo não foi possível determinar a abundância de flúor usando a linha R9 mas foi possível com a linha R13 (λ 22957 Å) da molécula HF.) No painel inferior da Figura 2.2 mostramos, como exemplo, o espectro de β Peg obtido após a divisão de seu espectro original pelo espectro de Sírius A (linha preta). Pode-se notar que as linhas telúricas foram removidas satisfatoriamente.

2.2 Espectros Phoenix

As observações das estrelas alvo do aglomerado globular Omega Centauri, e da Grande Nuvem de Magalhães, assim como de uma parte das estrelas alvo do aglomerado globular M4 e do disco galáctico foram realizadas com o espectrógrafo Phoenix do NOAO (Hinkle et al. 1998, 2000, 2002) acoplado ao telescópio Gemini Sul. Os espectros Gemini Sul/Phoenix têm resolução $R \equiv \lambda/\Delta\lambda = 50.000$ e cobertura espectral limitada de apenas ~ 100 Å, entre λ 23.295 e 23.395 Å. Embora pequena, a região espectral selecionada contém linhas moleculares de CO, a transição HF(1–0) R9 e, em particular o intervalo observado contém uma linha isolada de Fe I em λ 23.308,47 Å que pode (na ausência de espectros com maior cobertura espectral) ser utilizada para se estimar a metalicidade estelar. As observações com o Gemini Sul/Phoenix foram destinadas principalmente à observação de gigantes vermelhas do disco Galáctico com metalicidades intermediárias, conforme previamente determinado usando a fotometria de Washington no levantamento GGSS (*Grid Giant Star Survey*; Kundu et al. 2002).

Algumas estrelas de nossa amostra do disco Galáctico foram observadas nos

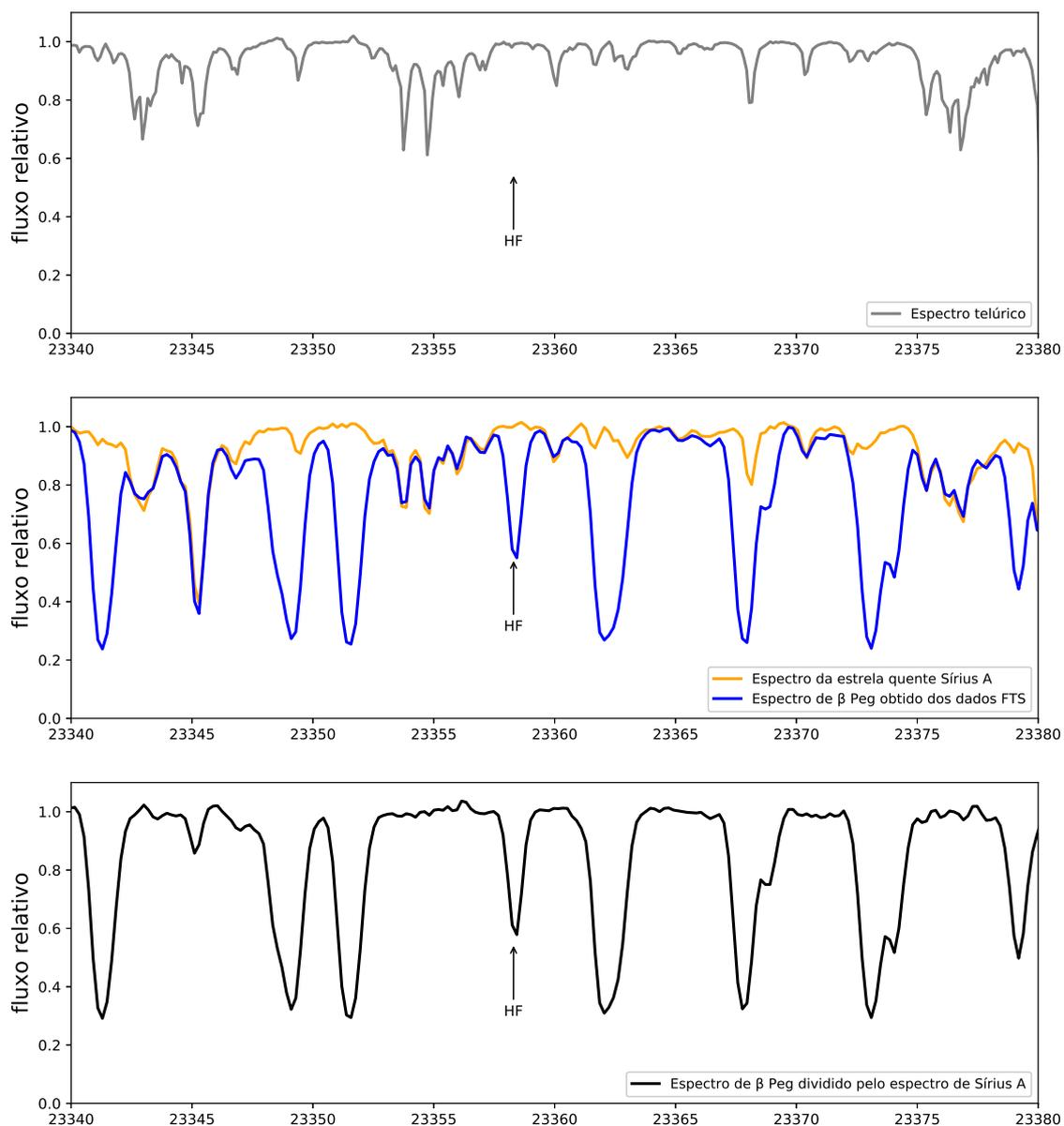


Figura 2.2: Painel superior: espectro telúrico; painel central: espectro da estrela β Pegasus (em azul) e o espectro da estrela quente Sírius A (em laranja); painel inferior: espectro da β Pegasus dividido pelo espectro da Sírius A. O espectro da estrela quente foi obtido na mesma noite que o da estrela alvo.

anos 1990 com o espectrógrafo Phoenix acoplado ao telescópio de 2.1 metros do KPNO. Tais espectros têm cobertura em comprimento de onda ligeiramente diferente (de λ 23.315 a 23.430 Å) e não contêm a linha de Fe I em λ 23.308,47 Å.

2.2.1 Redução dos Espectros Phoenix

Os espectros Gemini Sul/Phoenix foram reduzidos a uma dimensão e calibrados em comprimento de onda nos trabalhos anteriores de Cunha et al. (2003) e Smith et al. (2002; 2005), usando um conjunto de rotinas padrões do IRAF. As reduções inclui-

ram os seguintes passos: os *dark frames* foram subtraídos dos *flat fields* e dos espectros estelares; o *flat field* com *dark* subtraído foi normalizado e os espectros das estrelas foram divididos pelo *flat field* normalizado; a abertura contendo o sinal da estrela foi definida e traçada, finalmente passando-se à extração dos espectros; as calibrações em comprimento de onda foram realizadas usando um conjunto de comprimentos de onda de linhas telúricas obtidos a partir dos espectros de estrelas quentes. Os espectros das estrelas alvo foram divididos pelos espectros das estrelas quentes a fim de remover as linhas de absorção telúricas. Nas Figuras 2.1 e 2.3 temos dois exemplos de espectros Phoenix reduzidos: o espectro da estrela TYC 5880-423-1 do disco galáctico (painel superior da Figura 2.1) e o espectro da estrela L3209 do aglomerado globular M4 (painel superior da Figura 2.3.

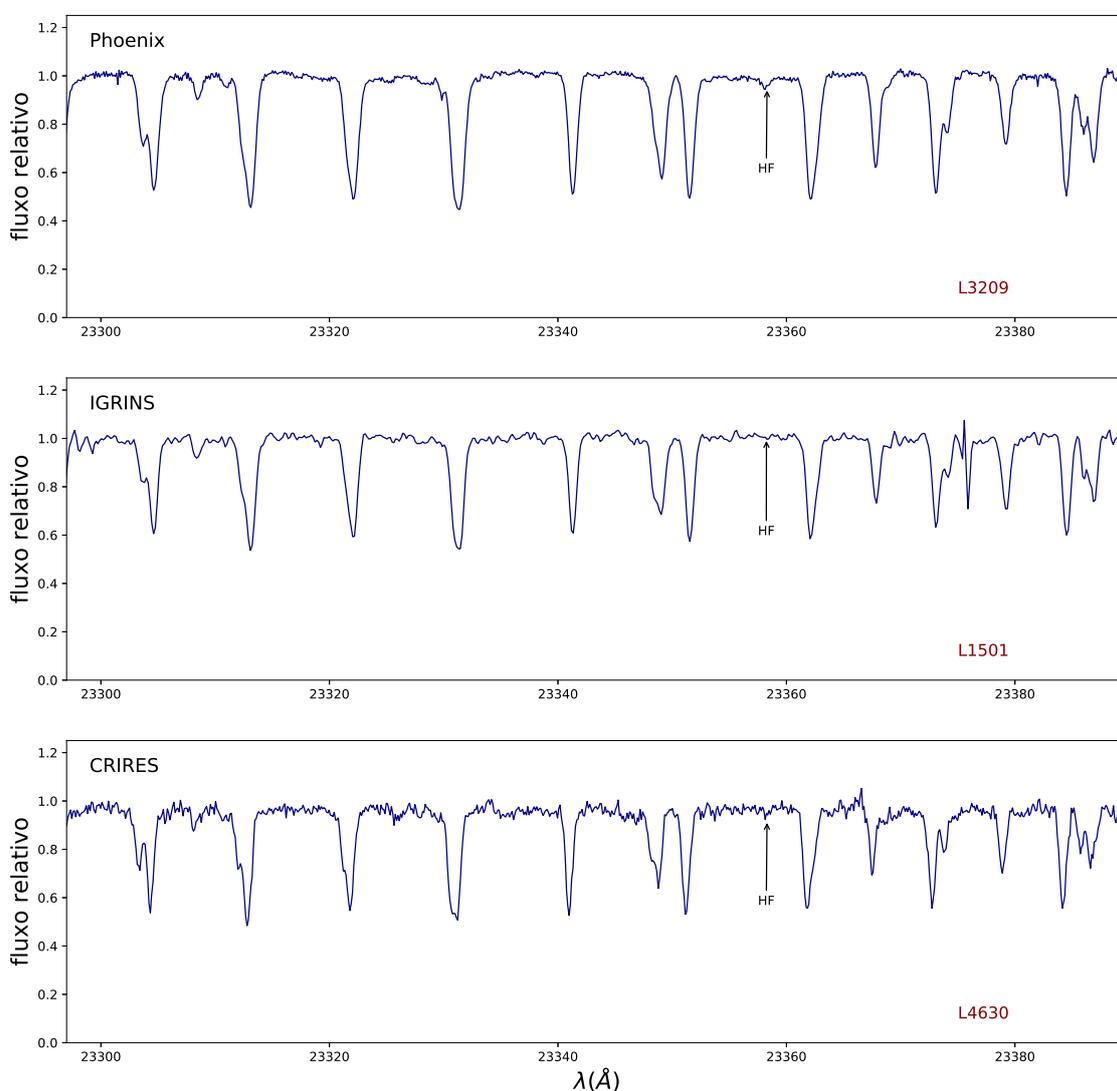


Figura 2.3: Painel superior: Espectro da estrela L3209 do aglomerado globular M4 obtido com o espectrógrafo Phoenix ($R = \lambda/\Delta\lambda = 50.000$). Painel do meio: Espectro da estrela L1501 de M4 obtido com o espectrógrafo IGRINS ($R = \lambda/\Delta\lambda = 45.000$). Painel inferior: Espectro da estrela L4630 de M4 obtido com o espectrógrafo CRIRES ($R = \lambda/\Delta\lambda = 100.000$).

2.3 Espectros IGRINS

Seis estrelas de nossa amostra pertencentes ao aglomerado globular M4 foram observadas por D. L. Lambert, Reddy & Kaplan em maio de 2017, com o espectrógrafo IGRINS (*Immersion Grating Infrared Spectrometer*; Yuk et al. 2010; Park et al. 2014) no telescópio HJS no Observatório de McDonald. Os espectros obtidos têm uma resolução $R = \lambda/\Delta\lambda = 45.000$ e uma cobertura espectral entre λ 19.550 e 24.550 Å. Vale notar que duas destas estrelas também foram observadas com a configuração Gemini Sul/Phoenix: L1514 e L3209, o que permite fazer uma comparação entre espectros obtidos pelos dois espectrógrafos distintos, conforme apresentado na Figura 2.4. No painel superior da figura são mostrados os espectros Phoenix (em azul) e IGRINS (em verde) da estrela L1514, enquanto que no painel inferior são mostrados os espectros Phoenix (em azul) e IGRINS (em verde) da estrela L3209; os espectros foram deslocados para melhor visualização. Nota-se que o espectro Phoenix obtido com o telescópio Gemini tem melhor razão sinal-ruído e a linha HF R9 encontra-se melhor definida.

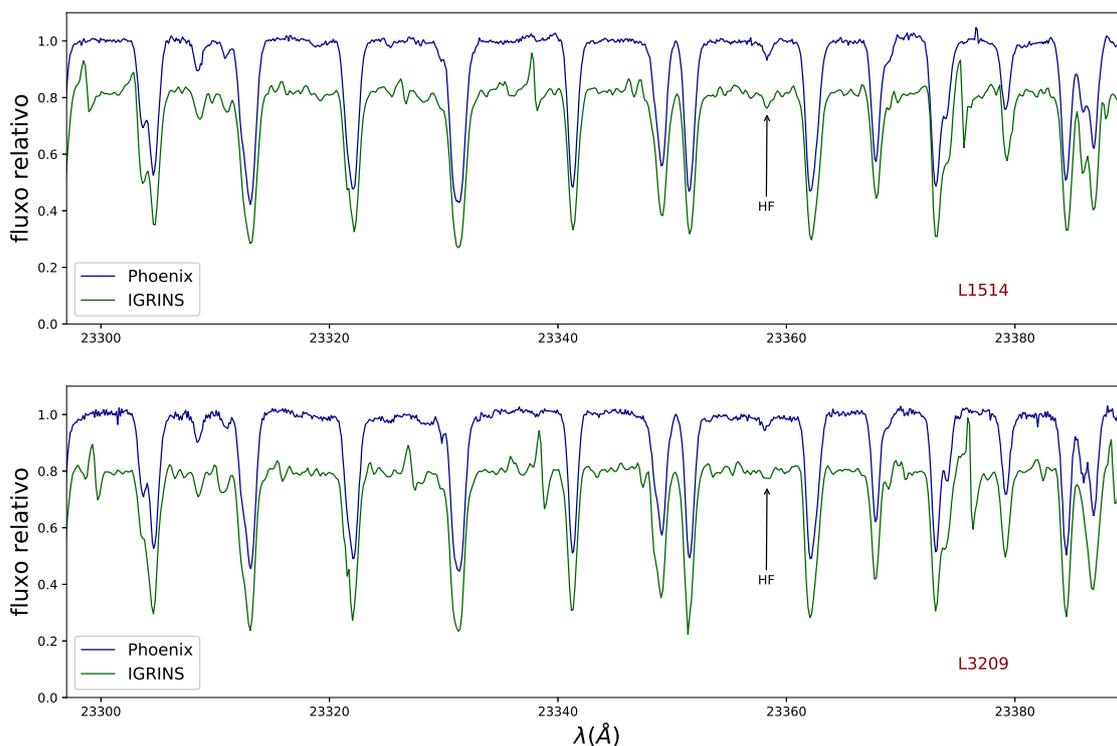


Figura 2.4: Comparação entre os espectros Phoenix (linha azul) e IGRINS (linha verde). No painel superior apresentamos os espectros da estrela L1514, enquanto que no painel inferior os espectros da estrela L3209; ambas as estrelas pertencem ao aglomerado globular M4.

2.3.1 Redução dos Espectros IGRINS

Os espectros IGRINS foram reduzidos a uma dimensão e tiveram os comprimentos de onda calibrados previamente pelo grupo de D. L. Lambert. (Foi usado um conjunto de rotinas disponíveis nos pacotes “imred” e “echelle” do IRAF). No painel central da Figura 2.3 apresentamos, como exemplo, o espectro IGRINS reduzido da estrela L1501 de M4. Assim como foi feito para as estrelas FTS, procuramos identificar as linhas telúricas dos espectros IGRINS. A linha R9 (23358 Å), para algumas estrelas de baixa metalicidade do aglomerado globular M4, é bastante fraca, então precisávamos ter certeza de que a divisões dos espectros das estrelas alvo por espectros de estrelas quentes haviam produzido resultados satisfatórios.

Dois exemplos de espectros corrigidos são apresentados na Figura 2.5. De cima para baixo, no primeiro painel da Figura 2.5 mostramos o espectro telúrico (Hinkle, Wallace & Livingston 1995) em um intervalo comprimento de onda de interesse, entre λ 23.340 e 23.380 Å. No segundo painel da figura mostramos o espectro da estrela alvo L1501 (em azul) juntamente com o espectro da estrela quente HD 145127 (em laranja), cujo espectro foi obtido também com a configuração IGRINS/HJS. Notamos que o que aparenta ser a linha HF R9 é na verdade uma linha telúrica. Como podemos ver no terceiro painel da figura a divisão do espectro de L1501 pelo espectro da HD 145127 foi bem sucedida, mas a linha R9 é tão fraca que se torna impossível a medida desta linha. Para a L1514 conseguimos apenas um limite superior de abundância de flúor. No quarto painel da Figura 2.5 mostramos o espectro da estrela alvo L1514 (em azul) juntamente com o espectro da estrela quente HD 163336 (em laranja). No quinto painel da figura apresentamos o resultado da divisão do espectro da estrela L1514 pela estrela quente HD 163336 e podemos ver que as linhas telúricas foram removidas satisfatoriamente.

2.4 Espectros CRIRES

Três gigantes vermelhas do aglomerado globular M4 foram observadas com o telescópio VLT e o espectrógrafo CRIRES (CRYogenic high-resolution InfraRed Echelle Spectrograph; Käufel et al. 2004). Os espectros CRIRES analisados têm resolução $R = \lambda/\Delta\lambda = 100.000$. A cobertura dos espectros recebidos variou entre λ 23.290 e 23.390 Å.

2.4.1 Redução dos Espectros CRIRES

Os espectros VLT/CRIRES foram coletados no estudo anterior de Laverny & Recio-Blanco (2013a). Os espectros foram reduzidos naquele trabalho com o pipeline ESO/CRIRES e rotinas padrões IRAF foram usadas para remover contribuições telúricas a partir dos espectros obtidos de estrelas quentes. No painel inferior da Figura 2.3 temos

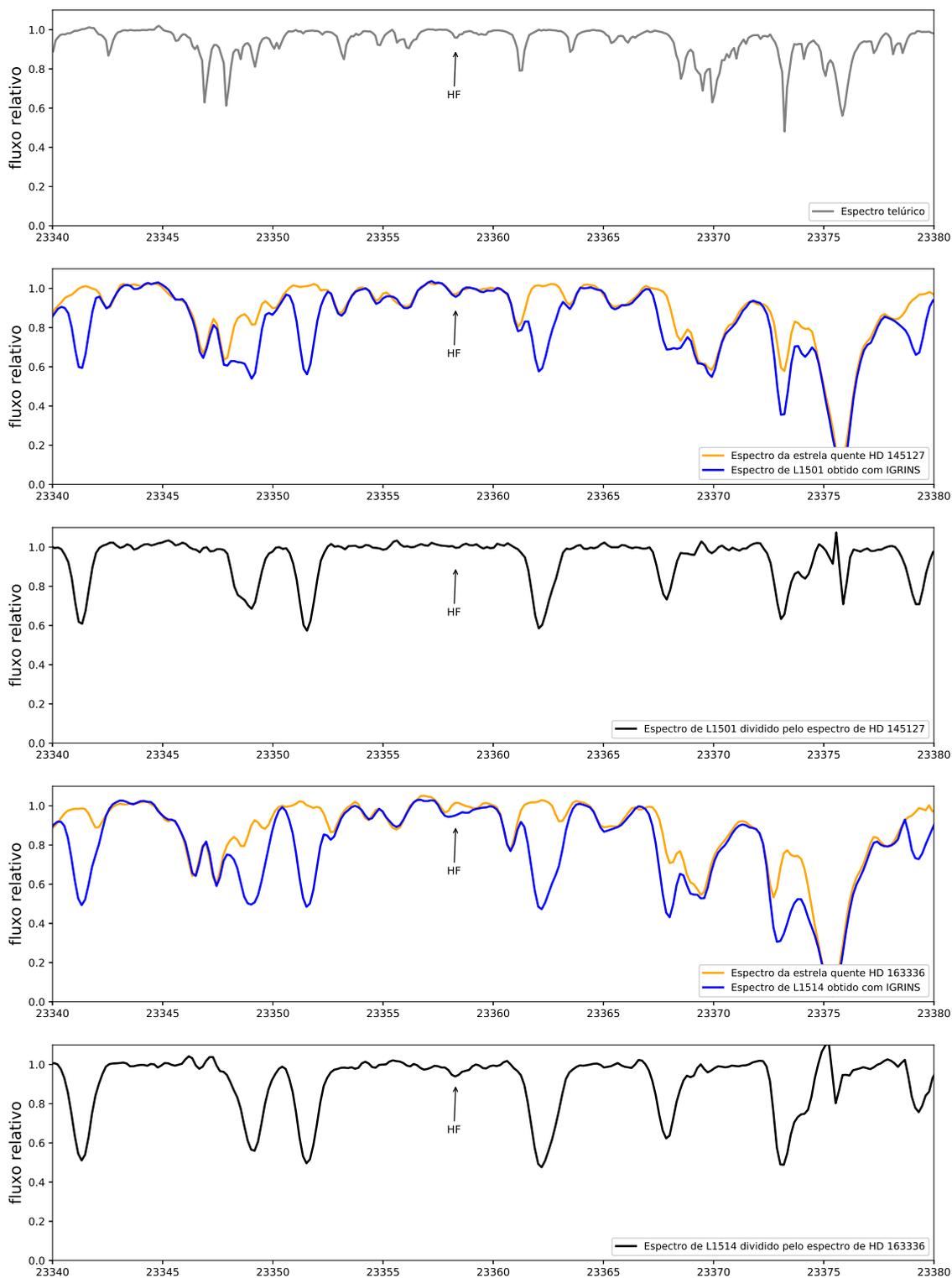


Figura 2.5: Painel superior: o espectro telúrico; segundo painel: o espectro da estrela L1501 (em azul) e o espectro da estrela quente HD 145127 (linha laranja); terceiro painel: o espectro que corresponde a divisão do espectro da estrela L1501 pelo espectro da estrela quente HD 145127; quarto painel: o espectro da estrela L1514 (em azul) e o espectro da estrela quente HD 145127 (linha laranja); quinto painel: o espectro que corresponde a divisão do espectro da estrela L1514 pelo espectro da estrela quente HD 163336.

como exemplo de espectro CRIRES reduzido o espectro da estrela L4630 de M4.

2.5 Espectros iSHELL

As observações das gigantes mais pobres em metais de nossa amostra foram obtidas com o espectrógrafo iSHELL (Immersion Grating Echelle Spectrograph; Rayner et al. 2016) com telescópio de 3,0 metros IRTF da NASA. As estrelas de baixa metalicidade da amostra foram selecionadas com base nas metalicidades e parâmetros estelares do DR14 do SDSS/APOGEE (Majewski et al. 2017). Os espectros iSHELL analisados neste trabalho de tese têm resolução mais alta do que os espectros Phoenix ($R = \lambda/\Delta\lambda = 75.000$) e cobertura espectral muito maior entre $\sim \lambda$ 22850 e 23750 Å.

2.5.1 Redução dos Espectros iSHELL

Todos os espectros analisados neste trabalho de tese já se encontravam reduzidos, exceto os espectros iShell cujas observações foram realizadas em 6 e 7 de setembro de 2017. A seguir discutiremos a redução dos espectros iSHELL em mais detalhes.

Durante a missão observacional foram obtidos:

- 1) Espectros crus de estrelas alvo: foram realizadas 9 exposições para a estrela 2M01051470+4958078, 12 para a 2M02431985+5227501, 10 para a 2M04224371+1729196, 16 para a 2M20410375+0001223 e 8 para a 2M22341156+4425220; todas com tempo de exposição $T_{exp} = 615$ s.
- 2) Espectros crus de estrelas quentes: foram realizadas 4 exposições para a estrela HR 6977 2 para a HR 1261 e 9 para a HR8673.
- 3) 5 imagens *Flat fields* referentes a cada estrela observada.
- 4) Um espectro da lâmpada ThAr para cada estrela e um com a lâmpada desligada (ThAr 'on' e ThAr 'off').

O código Spextool v5.0.2 (*SPECTRAL EXtraction TOOL*; Cushing, Vacca & Rayner 2004) foi usado para realizar a redução dos espectros iSHELL para uma dimensão. A redução dos dados será descrita a seguir.

- 1) Inicialmente uma correção não-linear é aplicada aos dados crus e ao *flat field*.
- 2) Criação de imagens de *flat fields* normalizadas e arquivos para calibração em comprimentos de onda.

Após a normalização do *flat field*, uma solução de comprimento de onda (em pixels) é construída, extraindo um espectro de emissão e identificando as linhas do espectro ThAr observado contidas na lista de linhas a partir de um espectro calibrado de comprimento de onda, disponível internamente no pacote do programa. No painel esquerdo da

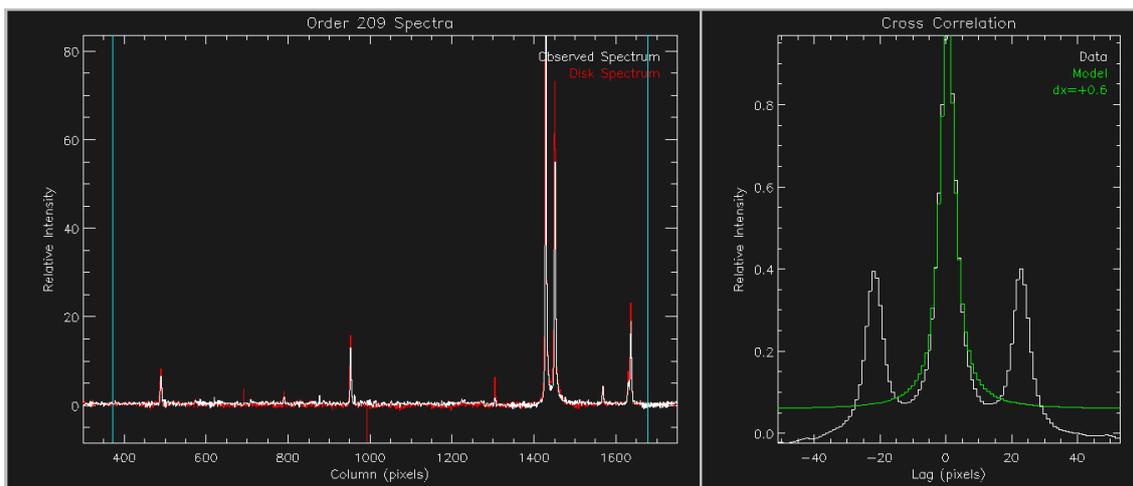


Figura 2.6: Painel esquerdo: a curva branca é o espectro ThAr, enquanto que a curva vermelha é o espectro de emissão criado pelo código Spextool. Painel direito: representação gráfica da correlação cruzada entre o espectro ThAr observado e o espectro de emissão do código. No eixo das abscissas, *lag* é o atraso em pixels da correlação cruzada entre o espectro ThAr e o espectro de emissão Spextool. A curva verde é um modelo gaussiano gerado, onde *dx* indica o deslocamento deste à distribuição (linha branca).

Figura 2.6 é mostrada a região, em pixels (limitada por duas linhas cianas verticais), sobre a qual a correlação cruzada (painel direito) foi realizada. O espectro em vermelho é o espectro de emissão gerado pelo programa, enquanto que o espectro ThAr é representado pela curva branca. Podemos ver no painel da direita da Figura 2.6 que o deslocamento (*dx*) é +0,6 pixels, o que pode ser considerado como um bom acordo. Identificadas as linhas, o programa já é capaz de correlacionar automaticamente o comprimento de onda em pixel com Å.

3) Identificação das posições das aberturas e extração das ordens.

O código Spextool procura identificar automaticamente as aberturas (linhas ciano verticais da Figura 2.7). Podemos ver que os picos estelares são claramente discerníveis em cada ordem, o que facilita a busca automática pelas posições das aberturas. Todas as identificações das ordens foram feitas automaticamente.

Após a seleção das ordens as aberturas são apresentadas na Figura 2.7. São mostradas as aberturas usadas em segundo plano (*background*; em vermelho) e a abertura usada para o objeto (em verde). A Figura 2.8 mostra um dos espectros extraídos com comprimento de onda em μm ; nesta etapa os dados “crus” foram divididos pelos *flat fields* automaticamente.

4) Os espectros para cada estrela foram combinados usando a rotina Xcombspec do código Spextool. A Figura 2.9 mostra a tela da rotina onde podemos ver os espectros multi-ordem a serem combinados. Correções telúricas e calibrações de fluxo foram realizados sobre os espectros multi-ordem combinados usando o código Xtellcor (Vacca, Cushing & Rayner 2003). Neste código, os parâmetros de entrada são o espectro da estrela alvo, o

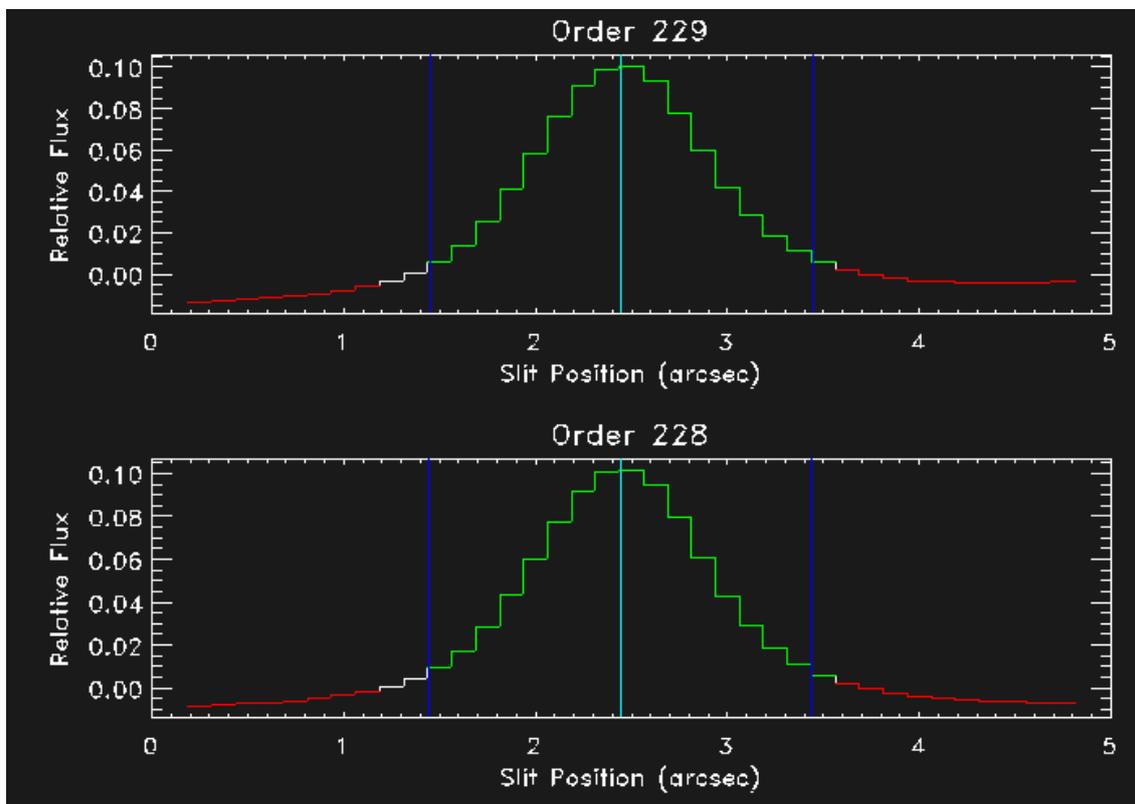


Figura 2.7: Identificação das aberturas. Em cada painel é mostrada uma ordem. Em vermelho: aberturas usadas em segundo plano; Em verde: aberturas usadas para o objeto.

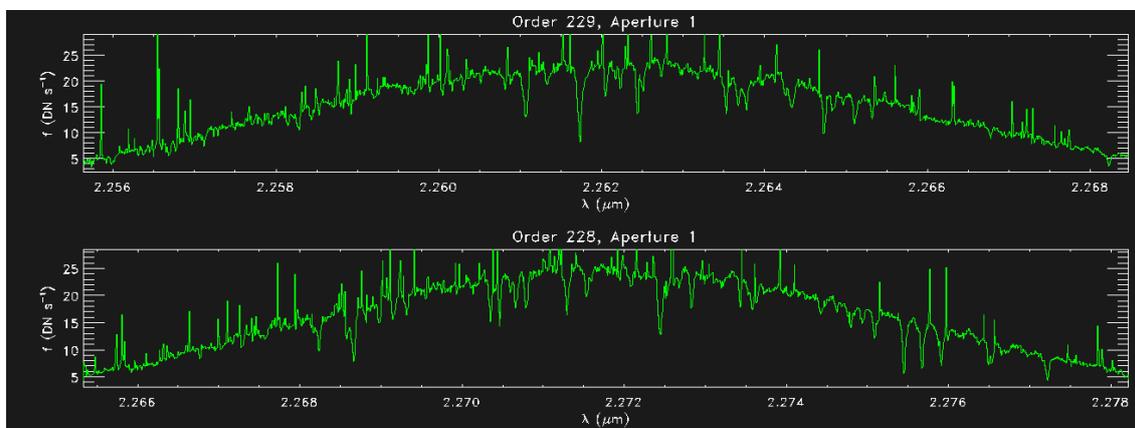


Figura 2.8: Espectro extraído. Em cada painel é mostrada uma ordem.

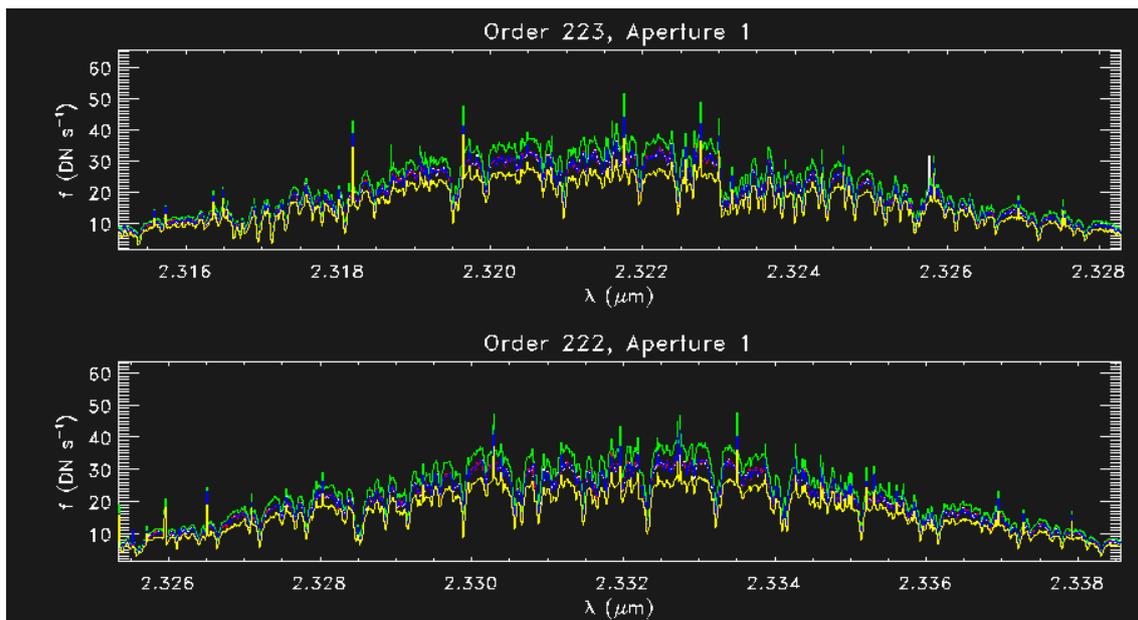


Figura 2.9: Espectros multi-ordem a serem combinados. Em cada painel é mostrada uma ordem.

espectro da estrela padrão (estrela quente) e as magnitudes B e V da estrela padrão. Automaticamente é calculada a diferença das massas de ar entre a estrelas alvo e a estrela quente, sendo que diferenças menores do que 0.1 consideradas satisfatórias para uma boa correção telúrica. A próxima etapa envolve a geração de um *kernel* que será convoluido com o espectro modelo da estrela Vega (espectro já faz parte do código Xtellcor) para simular o espectro observado da estrela padrão (quente) na resolução dos dados. Depois disto é construído um espectro telúrico em que o espectro da estrela modelo Vega será deslocado em comprimento de onda de acordo com a velocidade radial da estrela quente (são combinados a velocidade radial da estrela quente e o movimento da Terra em direção à estrela no momento da observação, que é calculado a partir da informação contida no cabeçalho do FITS). O espectro telúrico construído é mostrado na Figura 2.10 representado por uma linha amarela, enquanto que a linha verde é o espectro da estrela. São destacadas as linhas do Fe, F e Na em $2,3 \mu\text{m}$.

5) Os espectros corrigidos por linhas telúricas foram combinados em um único espectro contínuo para cada estrela usando a rotina `xmergeorders` do código `Spextool`, e finalmente, os espectros contínuos foram corrigidos pela remoção de pixels ruins com esta mesma rotina. No painel inferior da Figura 2.1 temos como exemplo de espectro `iShell` reduzido o espectro da estrela `2M02431985+5227501` do disco galáctico.

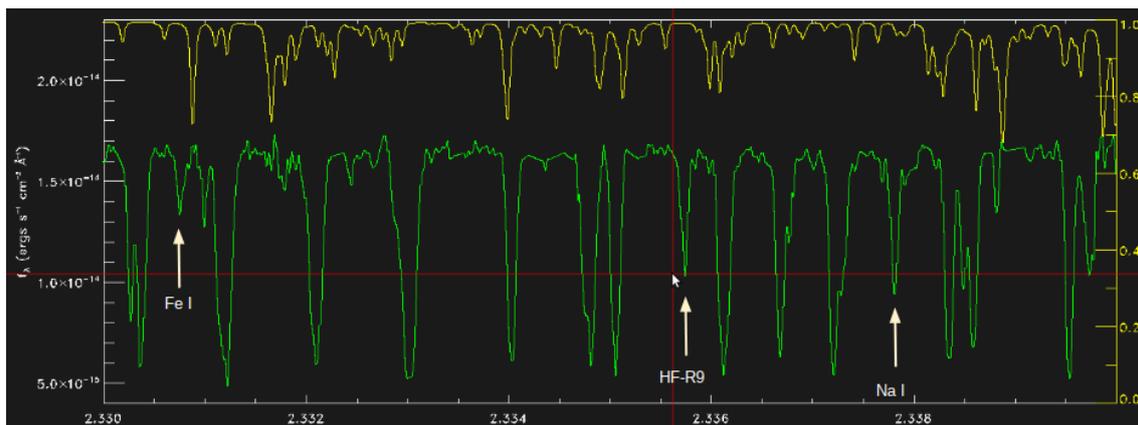


Figura 2.10: Espectro da estrela 2MASS J02431985+5227501 combinado (em verde). Em amarelo é o espectro telúrico construído pelo código Spextool.

2.6 Espectros SES

Quatro estrelas alvo de nossa amostra do disco galáctico (HD 19697, HD 20305, HD 28085 e HD 90862) que foram observadas no infravermelho com a configuração KPNO 2.1m/Phoenix, também foram observadas em alta resolução no ótico com o espectrógrafo *Sandiford Cassegrain Echelle Spectrometer* (SES) no telescópio de 2,1 metros *Struve Telescope* do Observatório de McDonald. Os espectros SES analisados têm uma resolução de $R = \lambda/\Delta\lambda = 60.000$ e cobrem um intervalo de comprimento de onda entre $\lambda 6.030\text{--}7980\text{\AA}$. Os espectros óticos destas quatro gigantes vermelhas foram usados para derivar as suas metalicidades dado que seus espectros Phoenix (obtidos no telescópio KPNO de 2,1 metros) têm cobertura em comprimento de onda limitada, não alcançando a linha de Fe I em $\lambda 2.3308.477\text{ \AA}$.

Adicionalmente, o espectro ótico da estrela “padrão” Arcturus (Hinkle et al. 2000) também foi analisado neste trabalho com o objetivo de comparar as escalas de metalicidade obtidas das análises nos espectros de ótico e do infravermelho, e avaliar possíveis diferenças sistemáticas entre as metalicidades derivadas. Os resultados desta comparação serão discutidos na Sessão 5.1 do Capítulo 5.

2.6.1 Redução dos Espectros SES

A redução dos espectros SES para uma dimensão foi realizada por Bizyaev et al. (2006). Foram utilizados rotinas do pacote IRAF e passos padrões para a subtração do *bias*, divisão por *flat field*, subtração da luz dispersa, assim como calibração em comprimento de onda usando uma lâmpada Th-Ar. Uma discussão mais detalhada do processo de redução pode ser encontrada em Bizyaev et al. (2006).

Capítulo 3

Metodologia

3.1 Determinação dos Parâmetros Estelares

3.1.1 Temperaturas Efetivas, Gravidades Superficiais e Metalicidades Adotadas para as Estrelas dos Aglomerados Globulares M4 e ω Centauri

Os parâmetros estelares e metalicidades das estrelas dos aglomerados globulares M4 e ω Centauri foram obtidos de trabalhos anteriores da literatura. A Tabela 3.1 mostra as temperaturas efetivas (T_{eff}), gravidades superficiais ($\log g$), velocidades de microturbulência (ξ) e metalicidades ($[F/H]$) adotadas para as estrelas destes aglomerados globulares.

As T_{eff} , $\log g$ e $[Fe/H]$ para a maioria das estrelas alvo de M4 neste trabalho de tese, assim como no estudo anterior de Smith et al. (2005), foram tirados de Ivans et al. (1999) que baseou sua escala de T_{eff} na razão linha-profundidade (Gray 1994). As gravidades superficiais de Ivans et al. (1999) foram determinadas forçando o equilíbrio de ionização para as abundâncias de Ti I/Ti II and Fe I/Fe II. Para a estrela L4404 as gravidades e temperaturas efetivas são de Suntzeff & Smith (1991), onde as T_{eff} s foram obtidas usando cores B–V e os valores de $\log g$ foram determinados usando as luminosidades de Frogel et al. (1983), assumindo uma massa para gigante vermelha de $0,8 M_{\odot}$. As metalicidades das estrelas L4401 e L4404 foram obtidas de de Laverny & Recio-Blanco (2013a). Para a estrela L4630, valores de T_{eff} , $\log g$ e $[Fe/H]$ foram obtidos por de Laverny & Recio-Blanco (2013a), onde as T_{eff} s foram computadas usando cores (V–K) e (V–J) e calibrações de Ramírez & Meléndez (2005). Os valores de $\log g$ foram calculados das relações fundamentais envolvendo T_{eff} , correções bolométricas e distância do catálogo de Harris. de Laverny & Recio-Blanco adotaram um avermelhamento determinado por Harris (1996).

Os valores de T_{eff} , $\log g$ e $[Fe/H]$ das estrelas de ω Centauri ROA 213, ROA 219 e ROA 324 foram determinados em Smith et al. (2000). Este estudo usou linhas de Fe I e Fe II no ótico para obter as $[Fe/H]$, enquanto as cores (V–K) e (B–V) e calibração de

Ridgway et al. (1980) foram usadas para derivar as temperaturas efetivas; os valores de $\log g$ foram calculados a partir da relação fundamental

$$g/g_{\odot} = (M/M_{\odot})(L_{\odot}/L)(T_{\text{eff}}/T_{\text{eff},\odot})^4,$$

onde M e L são as massas e luminosidades estimadas para as estrelas. Os parâmetros estelares para ROA 43, ROA 132 e ROA 139 foram obtidos de Norris & Da Costa (1995) e Persson et al. (1980), com valores de T_{eff} computados com as cores (V-K), valores de $\log g$ foram determinados a partir da mesma relação fundamental acima.

3.1.2 Determinação das Temperaturas Efetivas e Gravidades Superficiais para as Estrelas da amostra do Disco Galáctico

Dada a natureza heterogênea dos dados analisados neste trabalho, as temperaturas efetivas das estrelas da amostra do disco galáctico foram obtidas usando diferentes métodos, dependendo da disponibilidade de dados: a partir dos espectros na banda H do APOGEE, a partir de espectros de alta-resolução e linhas do Fe I, ou a partir de uma calibração fotométrica, dependendo da disponibilidade dos espectros observados, da confiabilidade das magnitudes fotométricas e do grau de extinção na linha de visada.

Para as estrelas alvos que têm resultados do levantamento SDSS IV - APOGEE adotamos as temperaturas efetivas do DR14 derivadas dos espectros APOGEE automaticamente pelo pipeline ASPCAP (García Pérez et al. 2016). ASPCAP deriva parâmetros estelares e metalicidades a partir de espectros sintéticos e ajustes globais 7-D aos espectros APOGEE via minimização χ quadrada.

As temperaturas efetivas das estrelas alvo para as quais temos espectros de alta-resolução no ótico obtidos com o espectrógrafo SES no Observatório de McDonald (HD 19697, HD 20305, HD 28085 e HD 90862; Tabela 3.2) foram determinadas usando um conjunto de linhas de Fe I entre 6050 Å e 6860 Å e suas medidas de larguras equivalentes. A metodologia adotada na determinação dos parâmetros estelares que deriva, ao mesmo tempo, as metalicidades estelares será discutida na Seção 3.2.3.

Para aquelas estrelas da amostra que não possuem espectros óticos nem espectros APOGEE, derivamos a temperatura efetiva através da fotometria usando cores V-K (ver Tabela 3.2) e a calibração fotométrica de Bessell et al. (1998):

$$T_{\text{eff}} = 9102,523 - 3030,654(V-K) + 633,3732(V-K)^2 - 60,73879(V-K)^3 + 2,135847(V-K)^4.$$

Notamos que para duas estrelas da amostra (2M06232713-3342412 e 2M07313775-2818395) as magnitudes V não estavam disponíveis na literatura então usamos, para estas estrelas, magnitudes J-K 2MASS, transformações de Carpenter (2001) e a mesma calibração

(Bessell et al. 1998) para estimar as T_{eff} .

Para estrelas próximas não consideramos extinção interestelar; para estrelas com distâncias maiores do que 150 pc e menores do que 1 kpc, determinamos A_V usando a lei de extinção de Chen et al. (1998) com correção do avermelhamento $E(B-V)$, e extinção A_K determinada usando $R_V = 3,070$ e $R_K = 0,342$ de McCall (2004). Para estrelas mais distantes (tendo distâncias maiores que 1 kpc; Tabela 3.2) contamos com os mapas de Green et al. (2018). Green et al. (2018) fornecem $E(B-V)$ usando 3D Dust Mapping (Mapeamento de poeira em 3D) com dados de Pan-STARRS 1 e 2MASS.

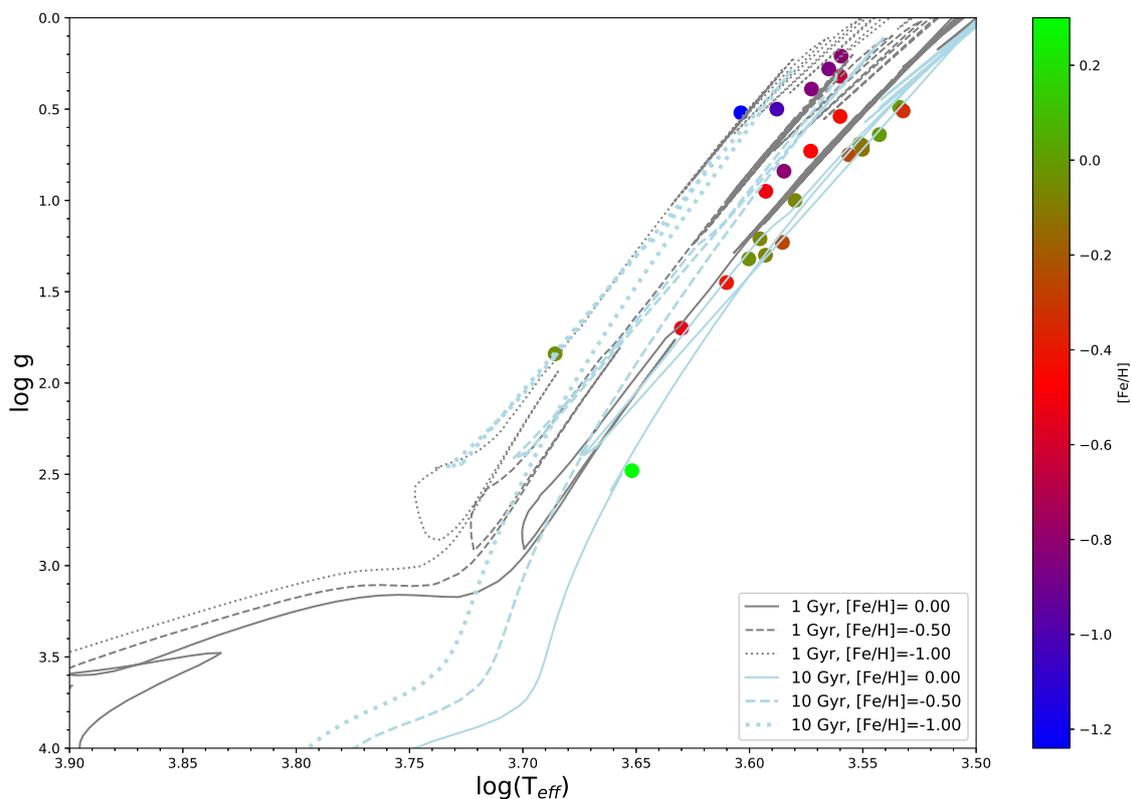


Figura 3.1: Diagrama T_{eff} - Log g (Diagrama de Kiel) para as gigantes vermelhas da amostra do disco Galáctico; isócronas de Bressan et al. (2012) para metalicidade solar (linhas sólidas); $[\text{Fe}/\text{H}]=-0,5$ (linhas tracejadas) e $[\text{Fe}/\text{H}]=-1,0$ (linhas pontilhadas) correspondendo a idades de 1 Gyr (linhas cinzas) e 10 Gyr (linhas azuis) também são apresentadas, como contexto, para ilustrar posições relativas no ramo das gigantes vermelhas. As estrelas são codificadas por cores de acordo com a metalicidade.

As gravidades superficiais ($\log g$, em escala logarítmica) foram derivadas usando o código PARAM 1.3 (http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/param_1.3) com paralaxes, magnitudes V , temperaturas efetivas, valores de metalicidades iniciais como entrada (Tabela 3.2) e usando isócronas PARSEC de Bressan et al. (2012) para composição em escala solar seguindo a relação $Y = 0,2485 + 1,78Z$ com $Z_{\odot} = 0,0152$. O código PARAM é uma interface web para estimativas Bayesianas de parâmetros estelares (ver Rodrigues et al. 2014 e Silva et al. 2006). As paralaxes das estrelas foram obtidas de GAIA DR2 (Gaia Collaboration et al. 2018). Em alguns casos, no entanto, paralaxes não esta-

vam disponíveis em GAIA DR2, então para estas obtivemos paralaxes Hipparcos (van Leeuwen 2007; distâncias para as estrelas com apenas paralaxes Hipparcos foram determinadas usando a expressão padrão $d = (1 \text{ arcsecond})/(\pi/1000)\text{pc}$).

Um diagrama $T_{\text{eff}} - \log g$ (diagrama de Kiel) mostrando as estrelas do disco Galáctico estudadas neste trabalho é apresentado na Figura 3.1. Pode-se notar que as gigantes vermelhas da amostra são bastante luminosas e aparecem na parte superior do ramo das gigantes vermelhas. Para referência, nós também mostramos as isócronas PARSEC (PAдова and TRIeste Stellar Evolution Code) de Bressan et al. (2012) com metalicidades correspondendo à faixa de metalicidade das estrelas estudadas: solar, $[\text{Fe}/\text{H}]=-0,5$ e $[\text{Fe}/\text{H}]=-1,0$. Os parâmetros estelares derivados para as estrelas do disco Galáctico podem ser encontrados na Tabela 3.2.

3.1.3 Temperaturas Efetivas, Gravidades Superficiais e Metalicidades Adotadas para as Estrelas da Amostra da Grande Nuvem de Magalhães

Os valores de T_{eff} , $\log g$, ξ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ das gigantes vermelhas da amostra pertencente à Grande Nuvem de Magalhães foram obtidos do trabalho de Smith et al. (2002; Tabela 3.1). As temperaturas efetivas das estrelas foram determinadas através das calibrações de Bessell, Castelli & Plez (1998) usando índices de cor (J-K). Foram obtidas magnitudes J e K_S do banco de dados 2MASS, exceto para as duas gigantes vermelhas do aglomerado NGC 2203 (estrelas AM1 e AM2), que tiveram suas cores (J-K) tiradas de Aaronson & Mould (1985). As magnitudes J e K_S 2MASS foram convertidas para o sistema definido por Bessell & Brett (1988), para que pudessem ser usadas nas calibrações de Bessell, Castelli, & Plez (1998). Como estas calibrações têm uma pequena dependência com a metalicidade, Smith et al. (2002) adotaram $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,50$, valor considerado típico para a LMC. Smith et al. (2002) determinaram os valores de $\log g$ usando a relação fundamental apresentada na Seção 3.1.1. As metalicidades das estrelas em Smith et al. (2002) foram determinadas a partir de linhas de Fe I em espectros em λ 1,5 micron obtidos com o espectrógrafo Phoenix no telescópio Gemini-Sul.

Na Figura 3.2 apresentamos um diagrama de Kiel para as estrelas da Grande Nuvem de Magalhães estudadas neste trabalho de tese. Podemos notar que as gigantes vermelhas da amostra são bastante luminosas e aparecem na parte superior do ramo das gigantes vermelhas; as temperaturas efetivas das estrelas da amostra variam entre 3550 e 3850 K e os valores de $\log g$ entre 0,30 e 0,80. As metalicidades das estrelas obtidas do trabalho de Smith et al. (2002) cobrem o intervalo entre $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,60$ e $-0,30$ dex. Para referência, também mostramos na figura isócronas PARSEC de Bressan et al. (2012). Dadas as metalicidades das estrelas do campo da LMC escolhemos as isócronas baseados na relação idade-metalicidade do trabalho de Carrera et al. (2011), em que para o intervalo de metalicidade das nossas estrelas LMC do campo ($-0,45 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0,30$

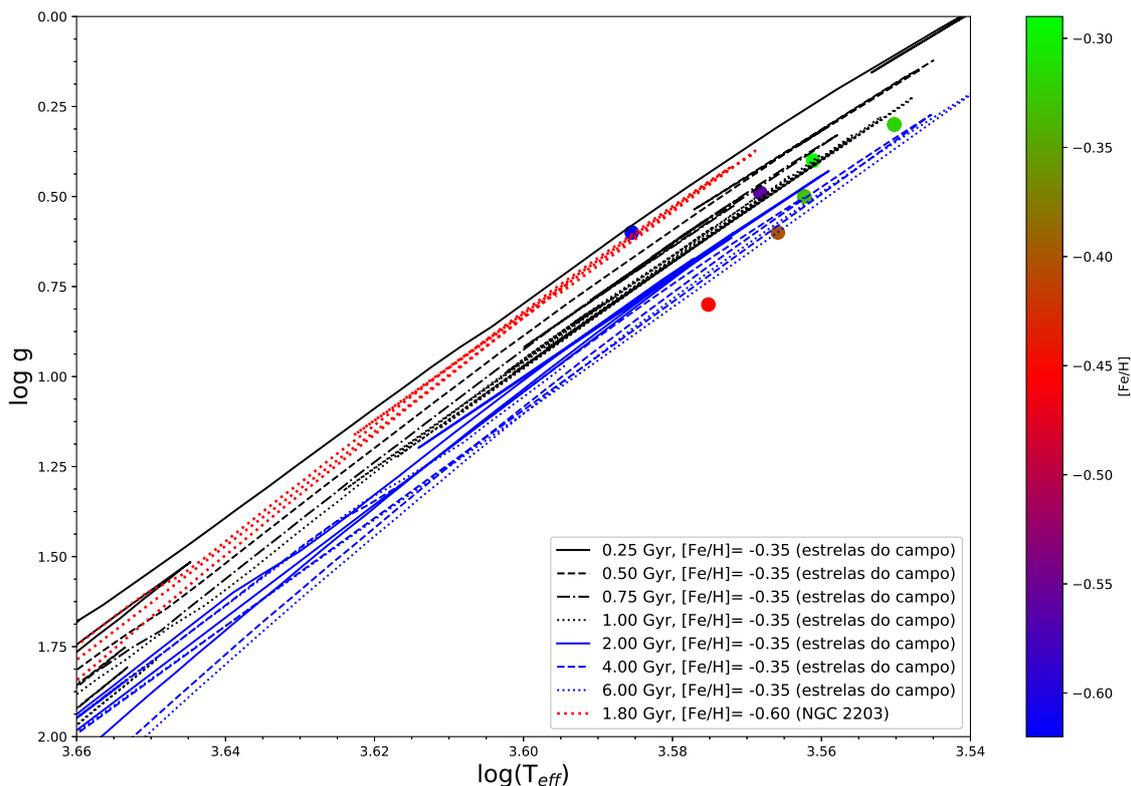


Figura 3.2: Diagrama T_{eff} - $\text{Log } g$ (Diagrama de Kiel) para as gigantes vermelhas da amostra da Grande Nuvem de Magalhães. Isócronas de Bressan et al. (2012) com metalicidade -0,35 (metalicidade média das estrelas do campo da LMC) são representadas pelas linhas pretas e azuis, sendo estas divididas por idade: 0,25 giga-anos (linha cheia preta), 0,50 giga-anos (linha tracejada preta), 0,75 giga-anos (linha tracejada-pontilhada preta), 1,00 giga-anos (linha pontilhada preta), 2,00 giga-anos (linha cheia azul), 4,00 giga-anos (linha tracejada azul) e 6,00 giga-anos (linha pontilhada azul). A isócrona de Bressan et al. (2012) para as duas estrelas do aglomerado NGC 2203 é a curva pontilhada vermelha (1,80 giga-anos com metalicidade -0,60).

dex) suas idades estariam em um intervalo entre aproximadamente 2 e 6 Gyr. Como pode ser observado na Figura 3.2, são plotadas isócronas de idade entre 0,25 a 6 Gyr com metalicidade -0,35 dex (baseado na metalicidade média $-0,36 \pm 0,06$ dex das estrelas do campo). Nossos resultados para as estrelas do campo estão em bom acordo com esta relação idade-metalicidade, sendo que apenas uma estrela, de acordo com o diagrama de Kiel, apresentaria uma idade um pouco abaixo de 2 Gyr em ~ 1 Gyr (Notamos que temos dois pares de estrelas do campo com os mesmos valores de T_{eff} e $\log g$ (ver Tabela 3.1), por isto aparecem apenas cinco estrelas do campo na figura). No caso das duas estrelas de nossa amostra pertencentes ao aglomerado NGC 2203, escolhemos como referência a isócrona que corresponde a uma idade de $\sim 1,78$ Gyr e uma metalicidade de $Z = 0,006$ ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0,37$ dex) a partir dos resultados de Rosenfield et al. (2017) para NGC 2203. Uma das estrelas (NGC 2203 AM1) se encontra em cima desta isócrona (em vermelho), enquanto que a outra (NGC 2203 AM2) está um pouco mais abaixo.

Tabela 3.1: Parâmetros Atmosféricos Adotados para as Estrelas de M4 e ω Centauri

	Estrelas	T_{eff} (K)	$\log g$ [cgs]	[Fe/H]
M4	L1411	3950	0,60	-1,16 (a)
	L1501	4150	0,85	-1,15 (a)
	L1514	3875	0,35	-1,18 (a)
	L2307	4075	0,85	-1,15 (a)
	L2406	4100	0,45	-1,17 (a)
	L2410	4550	2,45	-1,18 (a)
	L3209	3975	0,60	-1,17 (a)
	L3413	4175	1,20	-1,13 (a)
	L3624	4225	1,10	-1,11 (a)
	L4401	4700	2,80	-1,18 (b)
	L4404	4650	2,10	-1,18 (b)
	L4511	4150	1,10	-1,11 (a)
	L4611	3725	0,30	-1,11 (a)
	L4613	3750	0,20	-1,14 (a)
	L4630	4145	1,30	-1,18 (b)
ω Cen	ROA 43	3950	0,40	-1,42 (c)
	ROA 132	3900	0,30	-1,32 (c)
	ROA 179	3850	0,50	-1,05 (c)
	ROA 213	4500	1,00	-2,12 (d)
	ROA 219	3900	0,70	-1,20 (d)
	ROA 324	4000	0,70	-0,90 (d)
LMC	1.6	3760	0,80	-0,45 (e)
	1.27	3550	0,30	-0,31 (e)
	1.50	3550	0,30	-0,32 (e)
	2.1158	3640	0,40	-0,29 (e)
	2.3256	3680	0,60	-0,40 (e)
	2.4525	3650	0,50	-0,40 (e)
	2.5368	3650	0,50	-0,33 (e)
	NGC 2203 AM1	3850	0,60	-0,62 (e)
	NGC 2203 AM2	3700	0,49	-0,56 (e)

Notas: (a) Ivans et al. (1999); (b) de Laverny & Recio-Blanco (2013); (c) Norris & da Costa (1995); (d) Smith et al. (2000); (e) Smith et al. (2002).

Tabela 3.2: Espectrógrafos, Distâncias e Magnitudes para as Estrelas da Amostra do Disco Galáctico

Star	π (mas)	d (pc)	E(B-V)	A_V	V	J	K	T_{eff} (K)	$\log g$ [cgs]
Arcturus	88,8±0,54 (c)	11,26±0,070 (d)	-0,05 (e)	...	-3,00 (e)	4275	1,70
10 Dra	8,21±0,26 (a)	121,6±4,100 (b)	4,66 (e)	...	-0,17 (e)	3559	0,69
41 Com	8,60±0,37 (a)	116,3±5,400 (b)	4,82 (e)	...	1,20 (e)	3917	1,30
β And	16,5±0,56 (c)	60,53±1,990 (d)	2,05 (e)	...	-1,87 (e)	3801	1,00
β Peg	16,6±0,15 (c)	60,10±0,540 (d)	2,42 (e)	...	-2,22 (e)	3599	0,75
β UMi	24,9±0,12 (c)	40,14±0,190 (d)	2,08 (e)	...	-1,39 (e)	3984	1,32
γ Dra	21,1±0,10 (c)	47,30±0,220 (d)	2,22 (e)	...	-1,35 (e)	3939	1,21
μ Leo	30,7±0,42 (a)	32,60±0,470 (b)	3,88 (e)	...	1,22 (e)	4486	2,48
ω Vir	7,32±0,42 (a)	136,8±8,500 (b)	5,36 (e)	...	-0,30 (e)	3418	0,49
BD+06°2063	1,25±0,06 (a)	780,2±36,60 (b)	3550	0,70
BD+16°3426	1,91±0,05 (a)	515,0±14,60 (b)	...	0,39 (f)	8,03 (g)	...	2,19 (h)	3489	0,64
HD 96360	2,37±0,04 (a)	416,6±7,000 (b)	3550	0,72
HD 189581	1,49±0,07 (a)	662,1±0,300 (b)	...	0,46 (f)	8,45 (g)	...	2,71 (h)	3406	0,51
TYC 5880-423-1	0,38±0,04 (a)	2375±234,9 (b)	0,03 (i)	0,09 (j)	10,97 (k)	...	7,46 (m)	3840	0,84
UCAC2 22625431	0,13±0,04 (a)	5232±1038 (b)	0,06 (i)	0,18 (j)	12,28 (l)	...	8,10 (m)	3631	0,32
2M06232713-3342412	0,33±0,02 (a)	2730±166,1 (b)	0,04 (i)	0,12 (j)	...	8,84 (m)	7,76 (m)	3860	0,95
2M07313775-2818395	0,32±0,05 (a)	2885±459,8 (b)	0,20 (i)	0,61 (j)	...	8,37 (m)	7,09 (m)	3800	0,82
HD 19697	1,50±0,06 (a)	653,5±24,70 (b)	3850	1,23
HD 20305	1,81±0,08 (a)	544,2±23,70 (b)	4075	1,45
HD 28085	2,57±0,04 (a)	384,9±6,160 (b)	4850	2,33
HD 90862	1,02±0,05 (a)	950,2±49,70 (b)	3916	0,95
2M01051470+4958078	0,10±0,03 (a)	5640±1052 (b)	3872	0,50
2M02431985+5227501	0,11±0,04 (a)	5768±1231 (b)	3673	0,28
2M04224371+1729196	0,20±0,10 (a)	2865±773,3 (b)	3627	0,21
2M20410375+0001223	0,16±0,04 (a)	4696±1003 (b)	3738	0,39
2M22341156+4425220	0,10±0,02 (a)	6448±963,1 (b)	4016	0,52

Notas: (a) Gaia DR2; (b) Bailer-Jones et al. (2018); (c) Hipparcos parallaxes; (d) Distâncias determinadas com parallaxes Hipparcos; (e) Ducati (2002); (f) Chen et al. (1998a); (g) Hog (2000); (h) Chen et al. (1998b); (i) Green et al. (2018); (j) A_V using $R_V = 3.07$ from McCall (2004); (k) Munari et al. (2014); (l) Zacharias et al. (2012); (m) K obtido com transformações de Carpenter (2001) das magnitudes $(K_S)_{2MASS}$.

3.2 Determinação das Abundâncias Químicas

O principal objetivo deste trabalho de tese é determinar abundâncias de flúor em diferentes populações estelares com o objetivo de avaliar quais são os principais mecanismos responsáveis pela nucleossíntese do flúor; neste trabalho de tese todas as estrelas de nossa amostra tiveram abundâncias de flúor determinadas, exceto para as estrelas HD 28085 e μ Leonis. Adicionalmente, as abundâncias de C e Na também foram determinadas para as estrelas da amostra pertencentes aos aglomerados globulares M4 e ω Centauri, com objetivo de investigar a anticorrelação entre estes elementos (esperada a partir dos ciclos CNO e Ne-Na), e a possível anticorrelação entre o F e o Na (Smith et al. 2005) nas estrelas de diferentes gerações nos aglomerados globulares. As metalicidades destas estrelas foram obtidas de trabalhos da literatura (Seções 3.1.1 e 3.1.3). As estrelas de nossa amostra do disco galáctico não tinham metalicidades da literatura, para estas determinamos também as abundâncias de ferro neste trabalho de tese. Finalmente, as estrelas pertencentes à LMC já tiveram suas abundâncias de C, Na e Fe determinadas por Smith et al. (2002).

3.2.1 Modelos de Atmosferas

Os modelos de atmosfera usados neste trabalho são modelos esféricos da grade de modelos MARCS (Gustafsson et al. 2008; <http://marcs.astro.uu.se/>). Para os valores de temperatura efetiva (T_{eff}), gravidade superficial ($\log g$) e metalicidade adotados / determinados para as estrelas da amostra, interpolamos os modelos de atmosferas correspondentes usando a grade de modelos OSMARCS, calculados para uma massa $1 M_{\odot}$, velocidade de microturbulência $\xi = 2,0 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ e composição química “padrão” (composição padrão corresponde a modelos enriquecidos em elementos alfa para baixas metalicidades).

3.2.2 Abundâncias de F, Na, C e Fe a partir de Espectros no Infravermelho

Abundâncias de F, Na, C e Fe foram determinadas a partir da análise dos espectros observados no infravermelho e síntese espectral em ETL (Equilíbrio Termodinâmico Local) obtida com o código *Turbospectrum* (TS; Alvarez & Plez 1998; Plez 2012), notando que o código de abundâncias TS é compatível com o modelo de atmosferas esférico adotado, dado seu tratamento de transferência radiativa esférica.

Um dos ingredientes necessários para a determinação das abundâncias é o parâmetro velocidade de microturbulência (ξ) que é sensível principalmente às linhas espectrais mais fortes. Podemos estimar a ξ a partir da não dependência entre a abundância dada e a largura equivalente reduzida (EW/λ). Desta forma, o valor estimado de ξ é

aquele em que a inclinação é zero no gráfico da relação EW/λ versus abundância. Uma outra forma (equivalente à primeira) é através de linhas espectrais com uma faixa de intensidade grande o suficiente para que possamos estimar as ξ . Neste outro método é preciso determinar abundâncias do elemento em questão obtidas para várias linhas espectrais em uma gama de valores ξ . O valor de ξ pode ser considerado aquele em que as abundâncias das linhas o tenham menor desvio padrão. Os valores de ξ para as estrelas de M4 (Tabela 3.11) foram obtidas da literatura dos trabalhos de Ivans et al. (1999) e de Laverny & Recio-Blanco (2013a); para as estrelas da amostra de LMC as velocidades de microturbulência adotadas são de Smith et al. (2002). As velocidades de microturbulência das estrelas do disco galáctico (Tabela 3.6) e do aglomerado globular ω Centauri (Tabela 3.10) foram estimadas neste trabalho usando uma relação empírica derivada com resultados ξ e $\log g$ obtidos por Alves-Brito et al. (2010):

$$\xi = 1,926 - 1,916 \cdot 10^{-1} \log g.$$

Notamos que para duas estrelas da amostra de ω Centauri ajustamos os valores das velocidades de microturbulência usando as linhas de CO analisadas (Seção 3.2.2). Adicionalmente, determinamos valores de ξ para as estrelas de M4 usando uma relação empírica apresentada em Pilachowski et al. (1996) que é válida para estrelas pobres em metais:

$$\xi = 5,6 - 8,6 \cdot 10^{-4} T_{\text{eff}}.$$

Os valores ξ obtidos da relação de Pilachowski et al. (1996) estavam em bom acordo com os obtidos da literatura, adotados neste trabalho.

Uma vez que os espectros sintéticos foram computados, as sínteses foram manipuladas usando as rotinas de alargamento das linhas do código MOOG (Snedden 1973). Os espectros sintéticos foram convoluídos com uma única Gaussiana que corresponde à convolução do perfil instrumental, da velocidade de macroturbulência, e velocidade projetada de rotação ($v \cdot \sin i$), embora as contribuições da rotação estelar sejam insignificantes dado que as estrelas analisadas são gigantes vermelhas. As abundâncias foram derivadas pela minimização das diferenças entre os espectros observados e sintéticos ao longo do perfil das linhas espectrais analisadas. A Tabela 3.4 apresenta as linhas espectrais usadas na determinação das abundâncias de flúor e carbono (linhas moleculares de HF e CO) e abundâncias de ferro, e sódio (linhas atômicas de Fe I e Na I). A seguir discutiremos as linhas selecionadas para cada elemento.

1) FLÚOR:

Conforme discutido no Capítulo 1, as linhas da molécula HF são utilizadas para determinar as abundâncias de flúor em estrelas frias. Neste trabalho de tese analisamos a linha HF(1-0)R9 para determinar as abundâncias de flúor, e sempre que possível (de-

pendendo da cobertura espectral dos espectros disponíveis) medimos também as linhas HF(1–0) R13, R14, R15 e R16. Mais especificamente, para as estrelas da amostra do disco galáctico medimos, sempre que possível, as cinco linhas de HF(1–0). Porém, dado o intervalo espectral limitado dos espectros Phoenix obtidos para as estrelas de M4, ω Centauri e da Grande Nuvem de Magalhães, as abundâncias de F foram determinadas utilizando-se apenas a linha rotacional-vibracional HF(1–0)R9.

Na Tabela 3.4 apresentamos, além dos comprimentos de onda das linhas de HF analisadas, os valores do potencial de excitação (χ), os valores $\log gf$ e Γ_6 ¹, e a energia de dissociação molecular (D_0) adotada. Vale notar que os potenciais de excitação das transições das linhas HF(1–0)R9, R13, R14, R15 e R16 foram atualizados de 0,480, 0,710, 0,777, 0,850 e 0,930 eV (valores de Jorissen et al. 1992 e posteriormente adotados nos trabalhos subsequentes do grupo que usaram a mesma lista de linhas, tais como, Cunha et al. 2003, Smith et al. 2005, etc) para 0,227, 0,455, 0,524, 0,597 e 0,674 eV (Decin 2000; Jönsson et al. 2014a,b) respectivamente, e a energia de dissociação da molécula HF de D_0 de 5,820 eV (valor adotado em Jorissen et al. 1992 e trabalhos posteriores do grupo) para 5,869 eV (Sauval & Tatum 1984, Jönsson et al. 2014a).

As linhas de HF R9, R13, R14, R15 e R16 são contaminadas por linhas atômicas e moleculares. As transições que podem contribuir para o perfil de linha de cada linha de HF são:

- 1) **R9:** 23.358,078 Å (¹²C¹³C), 23.358,090 Å (¹²C¹⁴N), 23.358,246 Å (¹²C¹⁵N), 23.358,291 Å (Fe I), 23.358,343 Å (¹²C¹⁷O), 23.358,434 Å (¹³C¹⁴N), e 23.358,658 Å (¹²CH);
- 2) **R13:** 22.957,740 Å (Ti I), 22.957,855 Å (¹²C¹³C), 22.957,862 Å (¹³C¹⁴N), 22.957,899 Å (¹³C¹⁵N), 22.958,004 Å (Si I) e 22.958,025 Å (¹²C¹³C);
- 3) **R14:** 22.886,584 Å (¹²CH), 22.886,605 Å (¹³C¹⁴N), 22.886,636 Å (Co I), 22.886,793 Å (Fe II), 22.886,804 Å (Cl I) e 22.886,838 Å (¹²C¹⁷O);
- 4) **R15:** 22.826,317 Å (¹²C¹⁵N), 22.826,474 Å (¹³C¹⁵N), 22.826,621 Å (¹²C¹⁵N), 22.826,919 Å (¹²C¹⁸O), 22.827,010 Å (¹²CH) e 22.827,123 Å (¹³C¹⁷O);
- 5) **R16:** 22.778,121 Å (¹²CH), 22.778,121 Å (¹²C¹⁵N), 22.778,202 Å (¹⁴C¹⁶O), 22.778,340 Å (¹²C₂), 22.778,346 Å (¹³C¹⁷O) e 22.778,691 Å (¹²C¹³C).

É importante ressaltar, entretanto, que as contribuições das linhas moleculares e atômicas mencionadas acima de C₂, CN, CO, CH, Ti I, Fe I, Fe II, Co I e Cl I sobre as linhas da molécula de HF são, na maioria dos casos, pequenas ou desprezíveis. Jorissen, Smith & Lambert (1992) consideraram as linhas R9, R13, R14, R15 e R16 de HF como linhas sem nenhuma contribuição de linhas de outros elementos. Eles determinaram as abundâncias de flúor em suas estrelas através das medidas de larguras equivalentes (EW

¹ Γ_6 é o parâmetro *damping* Van der Waals, que considera colisões entre átomos (exceto hidrogênio) com átomos de hidrogênio como principais fontes de pressão, responsável pelo alargamento das linhas espectrais em estrelas do tipo solar.

– *equivalent width*) das linhas de flúor. Pilachowski & Pace (2015) também determinaram abundâncias de flúor em estrelas anãs e gigantes vermelhas usando EWs da linha R9. Acreditamos que embora a utilização de larguras equivalentes seja uma aproximação válida, esta pode trazer maiores incertezas nas abundâncias de flúor determinadas. O cálculo de espectros sintéticos é um método mais robusto.

Neste trabalho consideramos espectros sintéticos e as contribuições de todas as linhas acima para calcular os perfis sintéticos das linhas de HF. A lista de linhas contendo todas as transições consideradas para cada região das linhas de HF estudadas encontra-se no Apêndice B. Exemplos de perfis sintéticos e sínteses ajustadas às linhas de HF observadas para as estrelas L4611 de M4 e ROA 219 de ω Centauri são apresentados na Figura 3.3 e para a estrela 41 Com do disco galáctico no painel superior da Figura 3.4. Todos os perfis sintéticos e sínteses ajustadas às linhas de HF são mostrados no Apêndice C. As abundâncias de flúor obtidas para as linhas individuais das estrelas do disco e suas médias encontram-se na Tabela 3.5.

2) SÓDIO:

Para determinarmos as abundâncias de sódio (Tabela 3.7) das estrelas pertencentes aos aglomerados de M4 e ω Centauri foi usada uma linha de Na I correspondendo ao dubleto ($2p^6 4p, J=\frac{3}{2} \rightarrow 2p^6 4d, J=\frac{3}{2}$) e ($2p^6 4p, J=\frac{3}{2} \rightarrow 2p^6 4d, J=\frac{5}{2}$), consistindo de dois componentes espaçados em comprimento de onda: λ 23.378,945 Å e 23.379,139 Å. Os valores de gf adotados foram obtidos de Ralchenko et al. (2010; NIST), cujos valores são $\log gf = -0,417$ (primeiro componente: 23.378,945 Å) e $\log gf = +0,538$ (segundo componente: 23.379,139 Å). O potencial de excitação ($\chi = 3,753$ eV) da linha selecionada de Na I também foi obtido de Ralchenko et al. (2010; Tabela 3.4). Cunha et al. (2006) também determinaram valores de $\log gf$ solares para esta linha de Na I usando um modelo de atmosferas solar MARCS, onde eles consideraram uma velocidade de microturbulência $\xi = 0,8 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ e abundância de sódio solar $A(\text{Na})_{\odot} = 6,17$ (Asplund et al. 2005), obtendo os valores $\log gf = -0,420$ (primeiro componente: 23.378,945 Å) e $\log gf = +0,517$ (segundo componente: 23.379,139 Å). Os valores de $\log gf$ solares determinados por Cunha et al. (2006) estão em excelente acordo com os valores de $\log gf$ mais recentes obtidos do NIST.

3) CARBONO:

As abundâncias de carbono (^{12}C ; Tabela 3.7) foram determinadas usando seis linhas da molécula de $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ em $\lambda \sim 2.3$ micron (Tabela 3.4); estas são as mesmas linhas de CO analisadas em estudo de M4 de Smith et al. (2005). CO é uma molécula que tem papel importante no equilíbrio molecular em atmosferas de gigantes frias; as moléculas OH e CN (que também têm transições mensuráveis no infravermelho próximo) também são importantes embora em menor grau. Para o cômputo de $A(\text{C})$ adotamos as abundâncias de N e O previamente determinadas nos estudos de Ivans et al. (1999) e Smith et al. (2005) (para as estrelas de M4), e Norris & da Costa (1995) e Smith et al. (2000) (para as

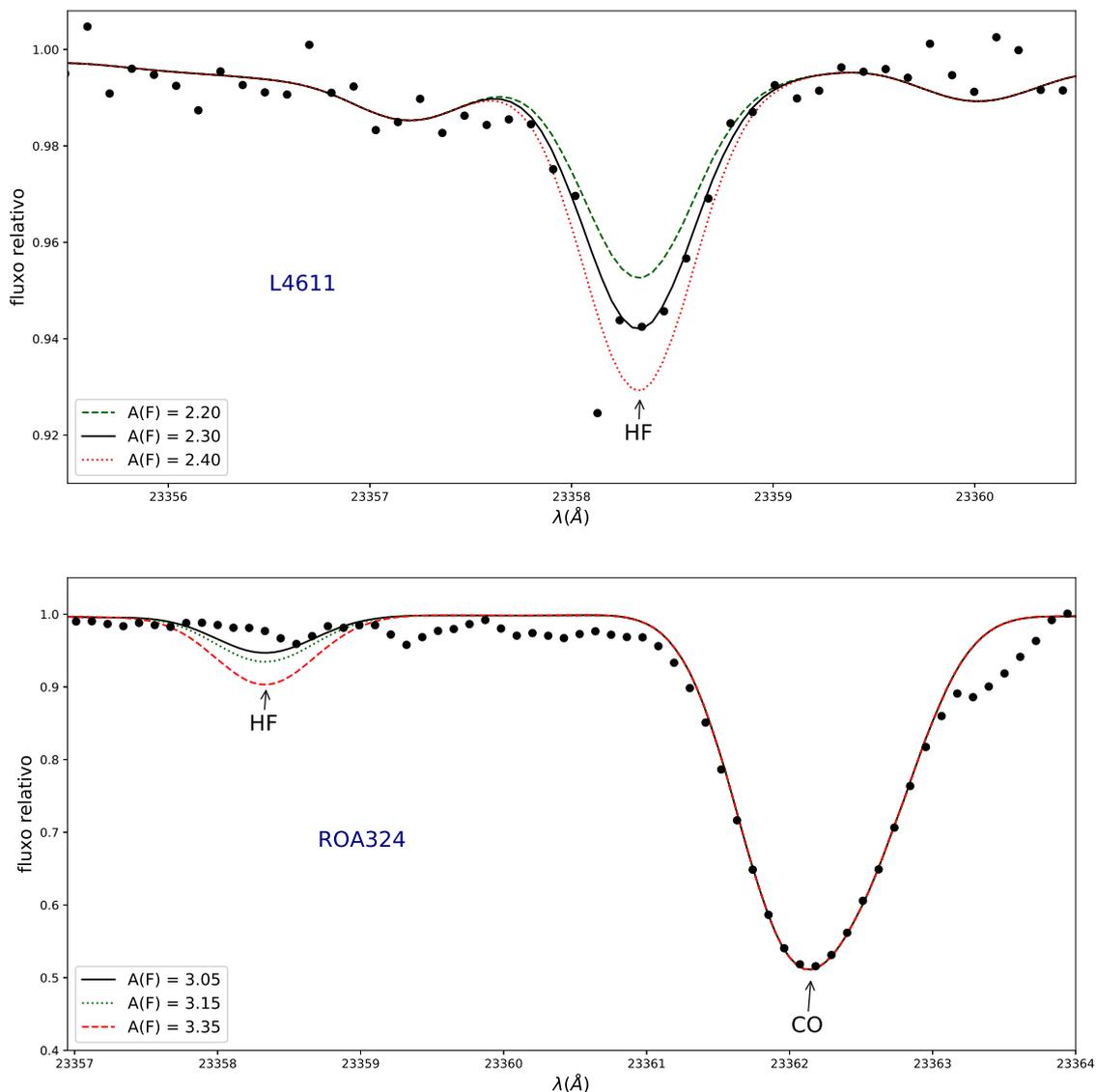


Figura 3.3: Painel superior: espectros observado e sintéticos da estrela L4611 de M4. O espectro sintético foi computado para três abundâncias de flúor diferentes: $A(F) = 2,20$ (linha tracejada verde), $2,30$ (melhor síntese; linha sólida) e $2,40$ (linha pontilhada vermelha). Painel inferior: espectro observado e sintético da estrela da estrela ROA 324 de ω Centauri. Para esta estrela foi derivado um limite superior de abundância de flúor. O espectro sintético foi computado para três abundâncias de flúor: $A(F) = 3,05$ (limite superior; linha sólida), $3,15$ (linha pontilhada verde) e $3,35$ (linha tracejada vermelha).

estrelas de ω Centauri). As linhas de CO em $\lambda_{2,3\mu m}$ também são úteis para estimar as velocidades de microturbulência (ξ) já que as linhas mais fortes são sensíveis ao parâmetro ξ . Conforme discutido anteriormente as linhas de CO foram usadas para checar os valores das velocidades de microturbulência determinados neste trabalho.

4) FERRO:

Abundâncias de ferro foram determinadas para todas as estrelas da amostra do disco. Analisamos um conjunto de 19 linhas de Fe I numa faixa de comprimento de onda

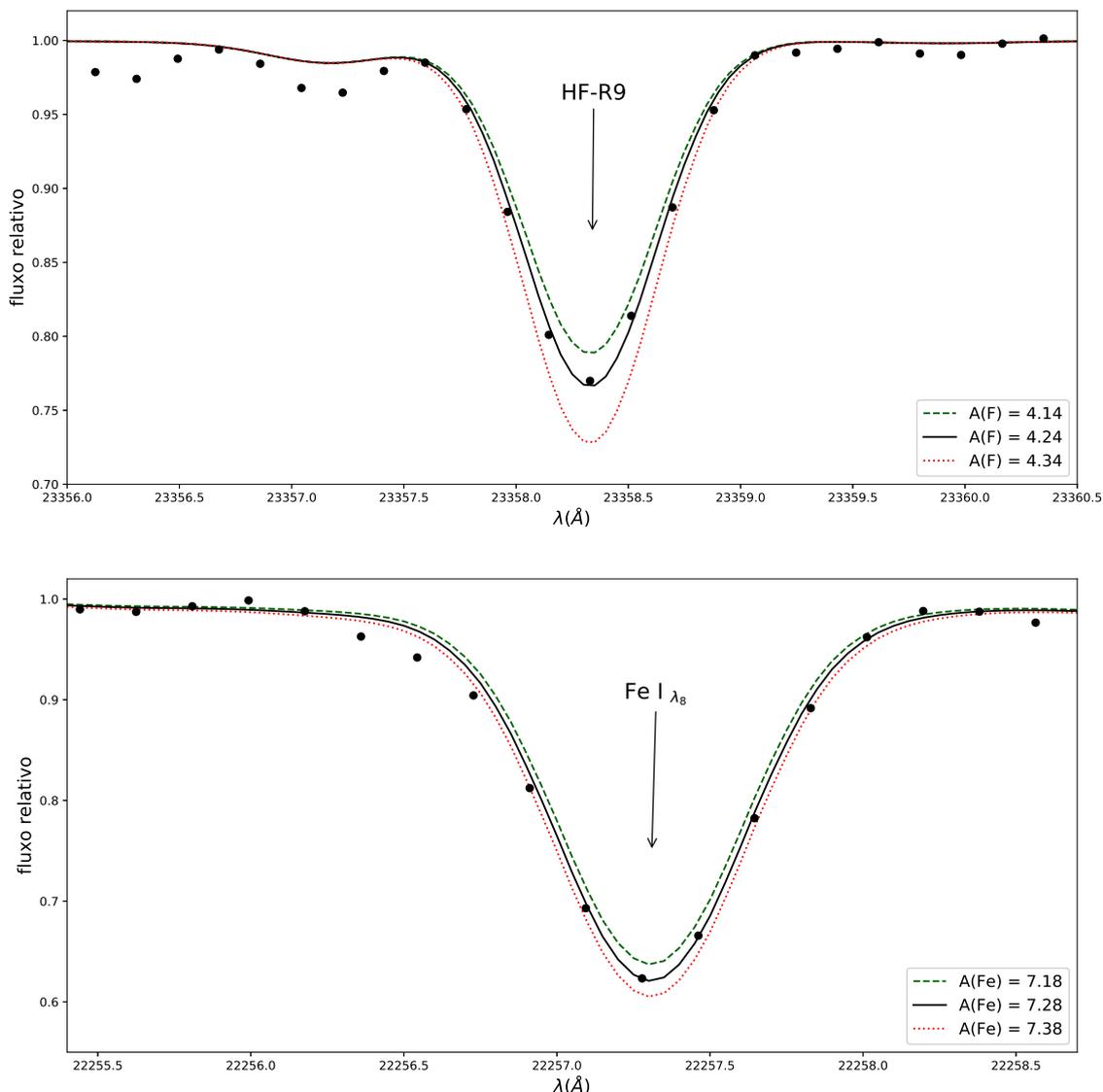


Figura 3.4: Painel superior: espectros observado e sintéticos da estrela 41 Com do disco galáctico mostrando a transição HF(1-0)R9. Os espectros sintéticos foram computados para: $A(F) = 4,14$ (linha tracejada verde), $4,24$ (melhor síntese; linha sólida) e $4,34$ (linha pontilhada vermelha). Painel inferior mostra a linha atômica Fe I centrada em $\lambda_{22.257,107\text{\AA}}$ para: $A(\text{Fe}) = 7,18$ (linha tracejada verde); $7,28$ (melhor síntese; linha sólida) e $7,38$ (linha pontilhada vermelha).

entre ~ 19.900 e 23.700 \AA . Porém, dado o conjunto não homogêneo de espectros observados neste trabalho, o número de linhas de Fe I analisadas para obter as metalicidades das estrelas da amostra foi variado, e dependeu da cobertura espectral disponível em cada caso. Para algumas estrelas, apenas a linha de Fe I centrada em 23.308 \AA pode ser medida, no entanto verificamos que as abundâncias de Fe obtidas com esta linha de Fe I em particular não estão sistematicamente diferentes, quando comparadas com as abundâncias obtidas a partir das outras linhas de Fe I. As abundâncias de Fe I individuais obtidas neste estudo são apresentadas na Tabela 3.8.

Os valores de gf para as transições de Fe I selecionadas (Tabela 3.4) foram de-

terminados astrofisicamente usando o espectro solar como referência. O espectro solar analisado é um espectro de intensidade do centro do disco em alta resolução ($R = 40.000$) obtido de <http://www.eso.org/sci/facilities/paranal/decommissioned/isaac/tools>. Um modelo de atmosfera MARCS canônico com $T_{\text{eff}} = 5770$ K, $\log g = 4,44$ e $\xi = 1,0 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ foi adotado nos cálculos e valores de $\log gf$ solares foram obtidos assumindo uma abundância de ferro solar $A(\text{Fe}) = 7,45$ (Asplund et al. 2005).

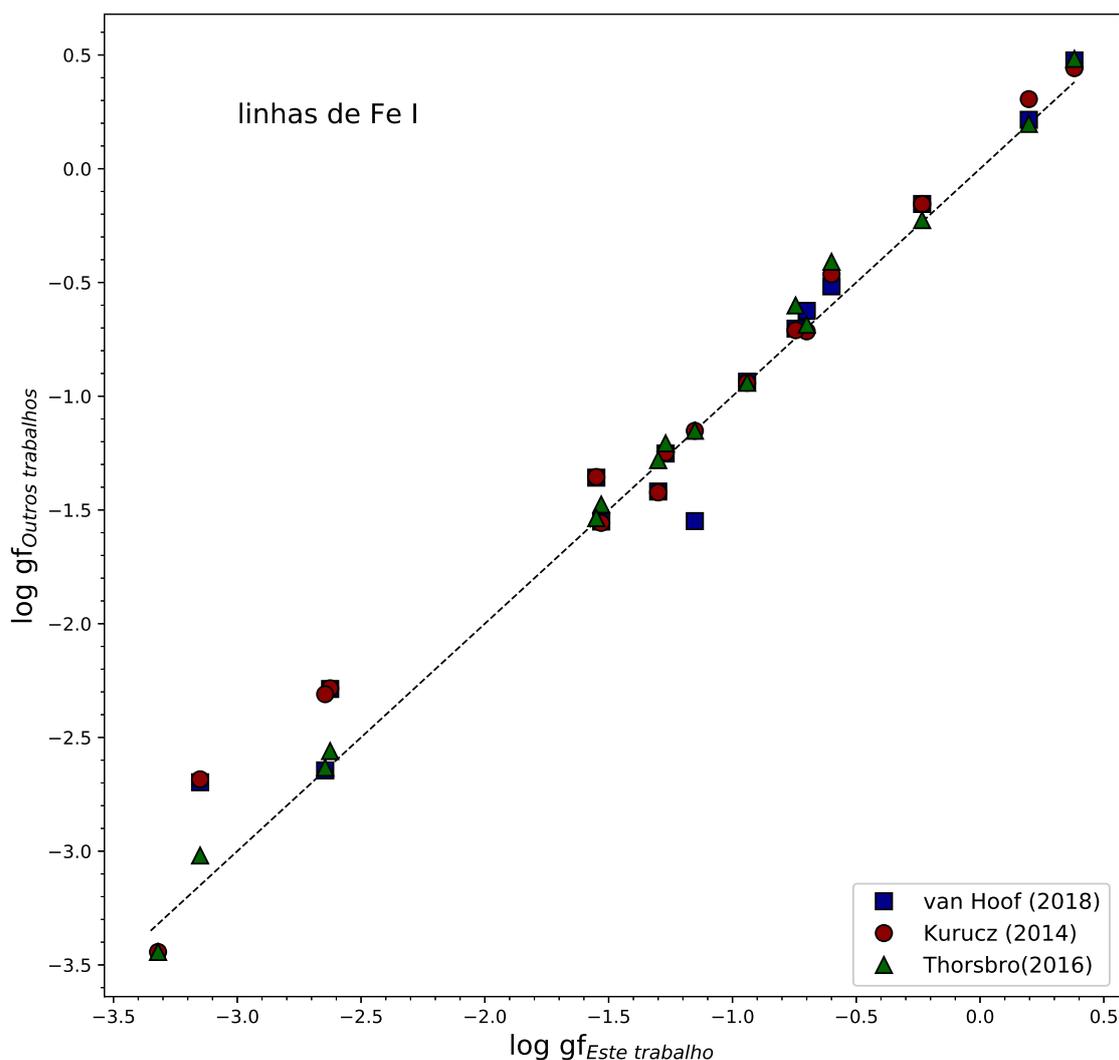


Figura 3.5: Comparação dos valores de gf solares deste trabalho de tese para as linhas de Fe I com valores gf solares de Thorsbro (2016), valores gf da lista de linhas de Kurucz (2014) e valores gf de van Hoof (2018).

Além dos valores $\log gf$ solares, a constante de amortecimento (*damping*) van der Waals (Γ_6) foi ajustada usando o código TS (consistente com a análise de abundância neste estudo), bem como com o código MOOG. A razão da utilização de dois códigos para os cálculos das sínteses espectrais em LTE foi a necessidade de se avaliar possíveis diferenças nas sínteses solares, dado que a versão atual do TS não considera o alargamento Stark no cálculo de espectros sintéticos. Concluimos que os valores de $\log gf$ derivados usando os dois códigos são semelhantes com diferenças médias de $< \Delta(\log$

$gf) > = -0,02 \pm 0,07$. A maioria das transições de Fe I estudadas têm valores de $\log gf$ maiores do que $-1,5$ dex. Como mostrado na Figura 3.5, nossos valores de $\log gf$ solares estão em bom acordo com outro conjunto de valores de $\log gf$ solares obtidos independentemente por Throsbro (2016) usando o código *Spectroscopy Made Easy* (SME; Valenti & Piskunov 1996) de sínteses em LTE: a média das diferenças “Este Trabalho - Throsbro” é $< \delta(\log gf) > = -0,05 \pm 0,06$, com $rms = 0,08$. A concordância com os valores gf encontrados na lista de linhas de Kurucz (1994) também é boa, em particular para as linhas mais fortes, enquanto que algumas das linhas mais fracas mostram grandes discrepâncias.

3.2.3 Determinação das Metalicidades a partir de Espectros Óticos

Para quatro estrelas do disco Galáctico os espectros no infravermelho não tem cobertura espectral que inclua qualquer linha de Fe I. Tais estrelas foram também observadas no ótico com o espectrógrafo SES e suas abundâncias de ferro foram derivadas a partir de larguras equivalentes medidas de linhas de Fe I entre λ 6.056,00 e 6.857,249 Å, e usando o mesmo código TurboSpectrum em ETL que foi usado neste trabalho para calcular espectros sintéticos na região do infravermelho. As linhas de Fe I na região coberta pelo espectro SES foram selecionados da lista de linhas do estudo recente de Ghezzi et al. (2018). Os valores de $\log gf$ de Ghezzi et al. (2018) são solares, obtidos para uma abundância solar de referência $A(\text{Fe})_{\odot} = 7,45$ (Asplund et al. 2009). A lista de linhas selecionada para nossa análise contendo as 53 linhas de Fe I e os dados atômicos adotados são apresentados na Tabela 3.9.

As larguras equivalentes (Tabela 3.9) para as linhas Fe I selecionadas foram medidas com o pacote *splot* do IRAF (Tody 1993) assumindo perfis Gaussianos. Larguras equivalentes para um subconjunto das linhas da amostra de Fe I foram previamente medidas por V. Smith. Uma comparação das larguras equivalentes medidas por V. Smith (co-autor no trabalho de Guerço et al. 2009b) e pelo autor desta tese é mostrada na Figura 3.6; o acordo entre as medidas é bom sem diferenças óbvias. A média das diferenças entre as medições de largura equivalente neste estudo menos as medidas por V. Smith é $0,6 \pm 3 \text{ mÅ}$ com $rms = 3,37 \text{ mÅ}$.

A metodologia adotada para a análise dos espectros óticos deriva, simultaneamente, a temperatura efetiva, a abundância média de ferro e a velocidade de microturbulência para cada estrela. A temperatura efetiva é definida quando se atinge uma ausência de tendência (inclinação zero) no diagrama dos potenciais de excitação (χ) das linhas de Fe I versus suas abundâncias individuais de ferro, enquanto que o parâmetro velocidade de microturbulência é definido a partir da exigência de encontrar um declive zero no diagrama das larguras equivalentes versus abundâncias de ferro. As Figuras 3.7, 3.8, 3.9, 3.10 e 3.11 mostram as soluções obtidas para as estrelas HD 19697, HD 20305, HD 28085, HD 90862 e Arcturus, respectivamente: os painéis superiores das figuras exibem os dia-

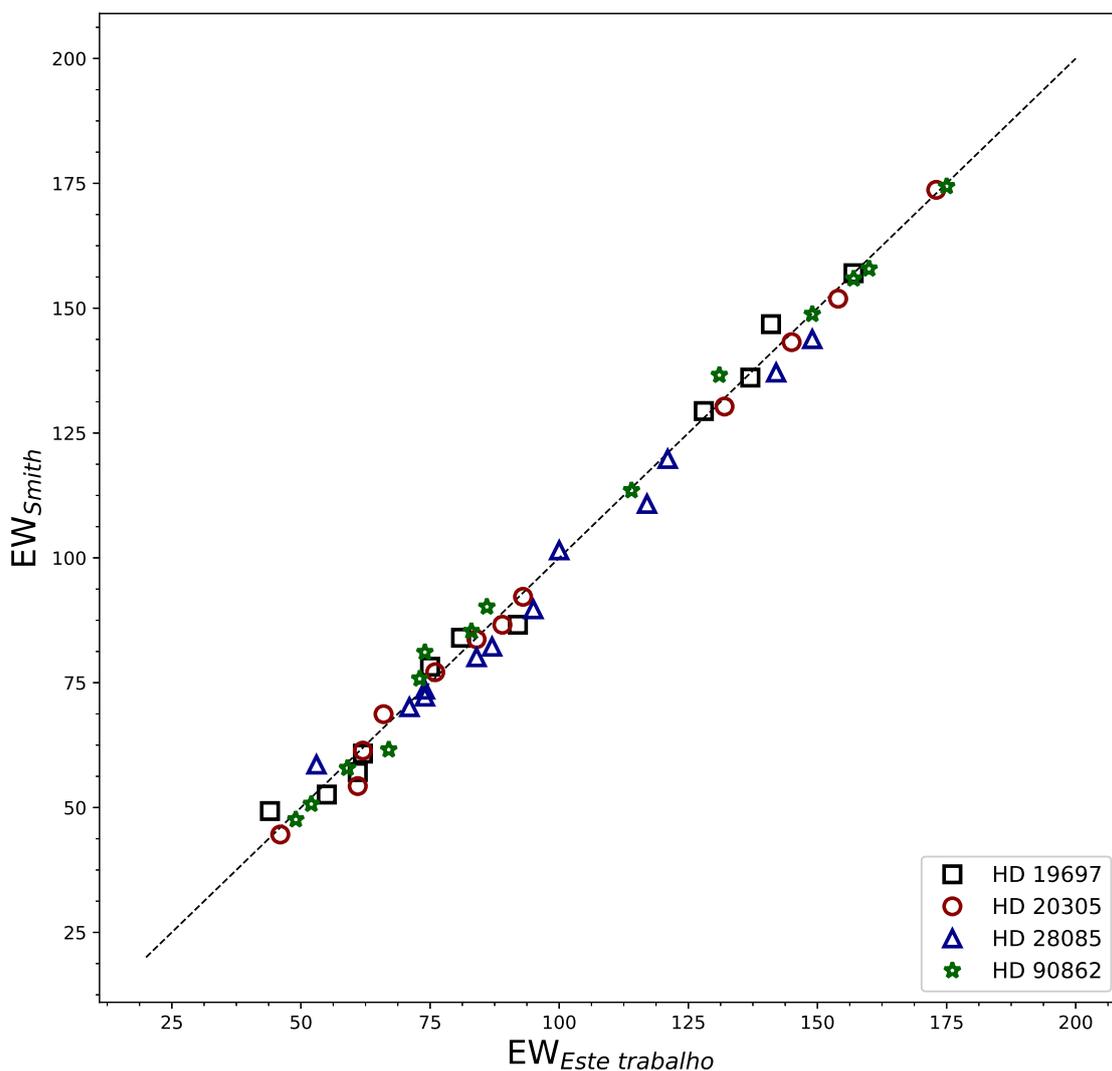


Figura 3.6: Comparação mostrando que existe um bom acordo entre as larguras equivalentes (EW) de Fe I no ótico medidas neste trabalho de tese com valores de EW medidos pelo coautor dos artigos V. Smith. As incertezas esperadas nas medidas, dada a resolução espectral e o sinal-ruído (Cayrel 1988), é $\sim \pm 2$ mÅ.

gramas de temperaturas efetivas e os painéis inferiores os diagramas de velocidades de microturbulência. Cada cálculo foi iniciado com um valor $\log g$ estimado para a estrela e iterado até os resultados para a temperatura efetiva, metalicidade, velocidade de microturbulência e $\log g$ (este obtido com o código PARAM 1.3; Seção 3.1.2) estivessem todos consistentes.

3.2.4 Incerteza nas Abundâncias Derivadas

As incertezas nas abundâncias obtidas podem ser estimadas a partir das sensibilidades das abundâncias medidas de HF, Fe I, Na I e $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ a mudanças nos parâmetros estelares correspondentes a erros típicos na T_{eff} (± 100 K), $\log g$ ($\pm 0,25$ dex), metalicidade

($\pm 0,1$ dex) e velocidade de microturbulência ($\pm 0,3 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$). A Tabela 3.3 apresenta as incertezas nas abundâncias estimadas ΔA (a raiz quadrada da soma em quadratura das variações de abundâncias correspondentes às mudanças de δT_{eff} , $\delta \log g$, $\delta [\text{Fe}/\text{H}]$ e $\delta \xi$), para modelos de atmosferas representativos da amostra estudada: um mais rico em metais ($T_{\text{eff}} = 3917 \text{ K}$, $\log g = 1,30$, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,08$ dex, $\xi = 1,75 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$) e outro menos rico em metais ($T_{\text{eff}} = 3725 \text{ K}$, $\log g = 0,30$, $[\text{Fe}/\text{H}] = -1,10$ dex, $\xi = 1,70 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$). Além destes, nós investigamos a sensibilidade das linhas de Fe I no ótico para um modelo de atmosferas base com $T_{\text{eff}} = 4075 \text{ K}$, $\log g = 1,45$, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,40$ dex, $\xi = 1,67 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$.

Os resultados obtidos indicam que as abundâncias de flúor são mais sensíveis à temperatura efetiva, com o erro em T_{eff} sendo responsável pela maior parte das incertezas na abundância de F, enquanto que as abundâncias de ferro derivadas mostram uma maior sensibilidade ao valor de $\log g$ e à velocidade de microturbulência, ξ . As abundâncias de sódio também são sensíveis, mas não muito, à temperatura efetiva, enquanto que as abundâncias de carbono derivadas mostram maior sensibilidade à velocidade de microturbulência e, em menor grau, à metalicidade do modelo de atmosferas.

Tabela 3.3: Sensitividade das Abundâncias aos Parâmetros Estelares.

Species	$\delta T_{\text{eff}} = +100 \text{ K}$	$\delta \log g = +0.25$	$\delta [\text{Fe}/\text{H}] = +0.1$	$\delta \xi = +0.3 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$	ΔA
HF	+0,15	-0,01	+0,03	-0,04	$\pm 0,16$ *
HF	+0,18	+0,00	+0,08	+0,00	$\pm 0,18$ **
Fe I (infrared)	-0,01	+0,04	+0,00	-0,04	$\pm 0,06$ *
Fe I (optical)	-0,01	+0,06	+0,00	-0,12	$\pm 0,13$ ***
Na	+0,10	-0,01	+0,01	-0,02	$\pm 0,10$ **
$^{12}\text{C}^{16}\text{O}$	+0,05	+0,02	+0,06	-0,11	$\pm 0,14$ **

Notes: * Modelo base: $T_{\text{eff}} = 3917 \text{ K}$; $\log g = 1,30$; $\xi = 1,75 \text{ km/s}$; $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,08$.

** Modelo base: $T_{\text{eff}} = 3725 \text{ K}$; $\log g = 0,30$; $\xi = 1,70 \text{ km/s}$; $[\text{Fe}/\text{H}] = -1,10$.

*** Modelo base: $T_{\text{eff}} = 4075 \text{ K}$; $\log g = 1,45$; $\xi = 1,67 \text{ km/s}$; $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,40$.

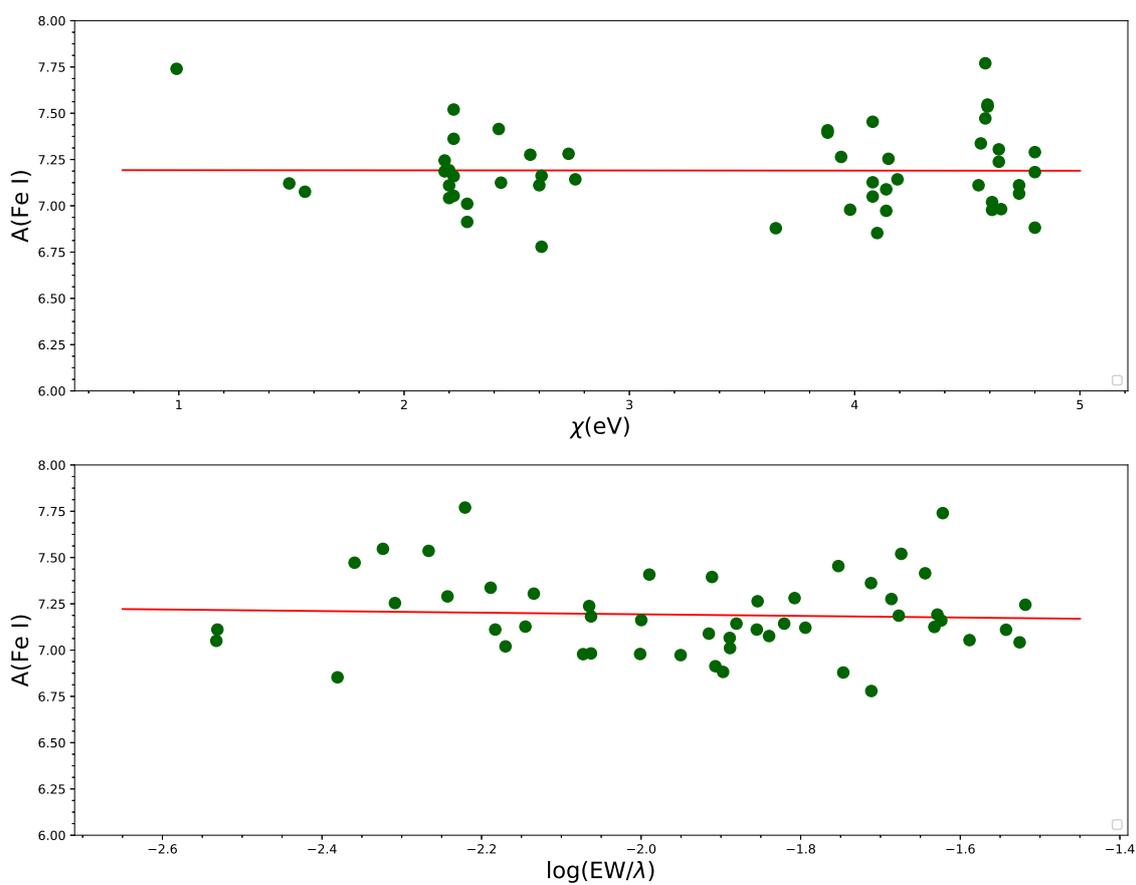


Figura 3.7: Painel superior: Fe versus o potencial de excitação, χ , das linhas de Fe I em HD 19697; uma inclinação zero define a temperatura efetiva para a estrela. Painel inferior: abundâncias de ferro versus larguras equivalentes reduzidas, $\log(EW/\lambda)$, para a linha Fe I; uma inclinação zero define a velocidade de microturbulência, ξ .

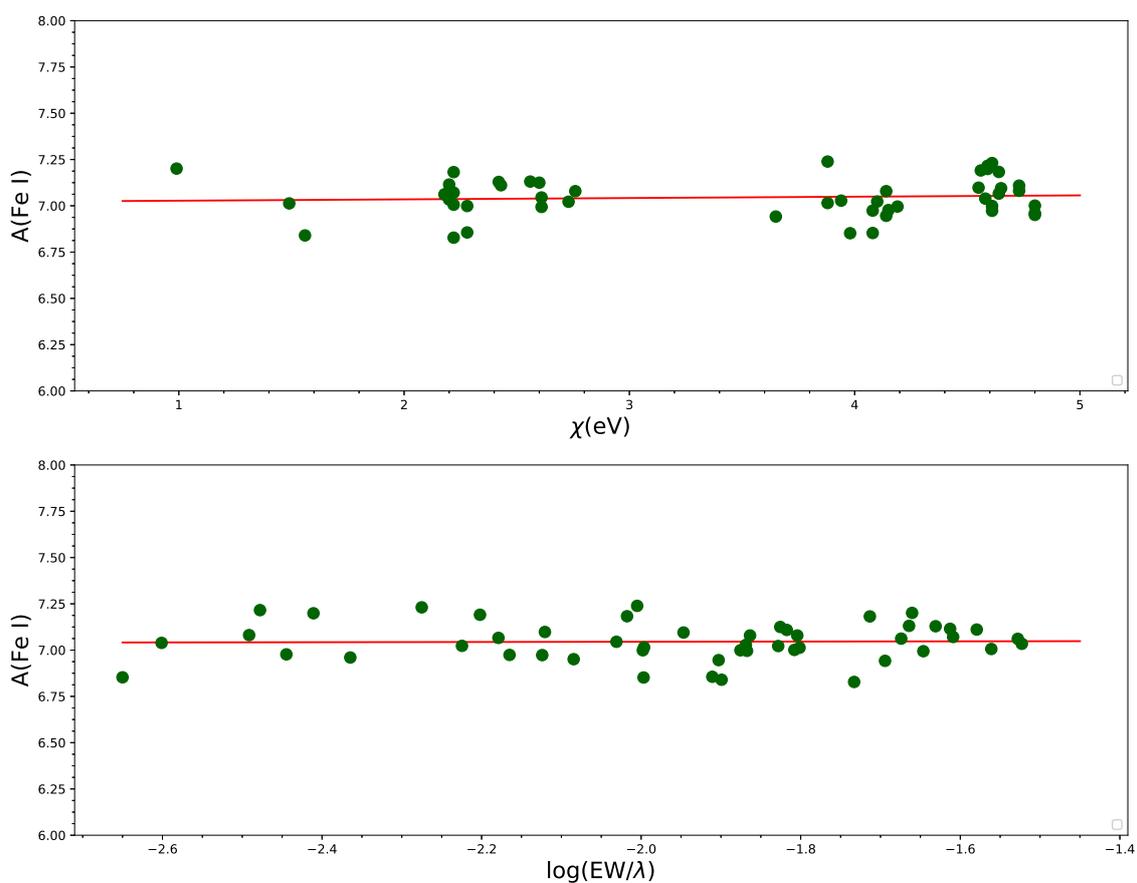


Figura 3.8: Pannel superior: Fe versus o potencial de excitação, χ , das linhas de Fe I em HD 20305; uma inclinação zero define a temperatura efetiva para a estrela. Pannel inferior: abundâncias de ferro versus larguras equivalentes reduzidas, $\log(EW/\lambda)$, para a linha Fe I; uma inclinação zero define a velocidade de microturbulência, ξ .

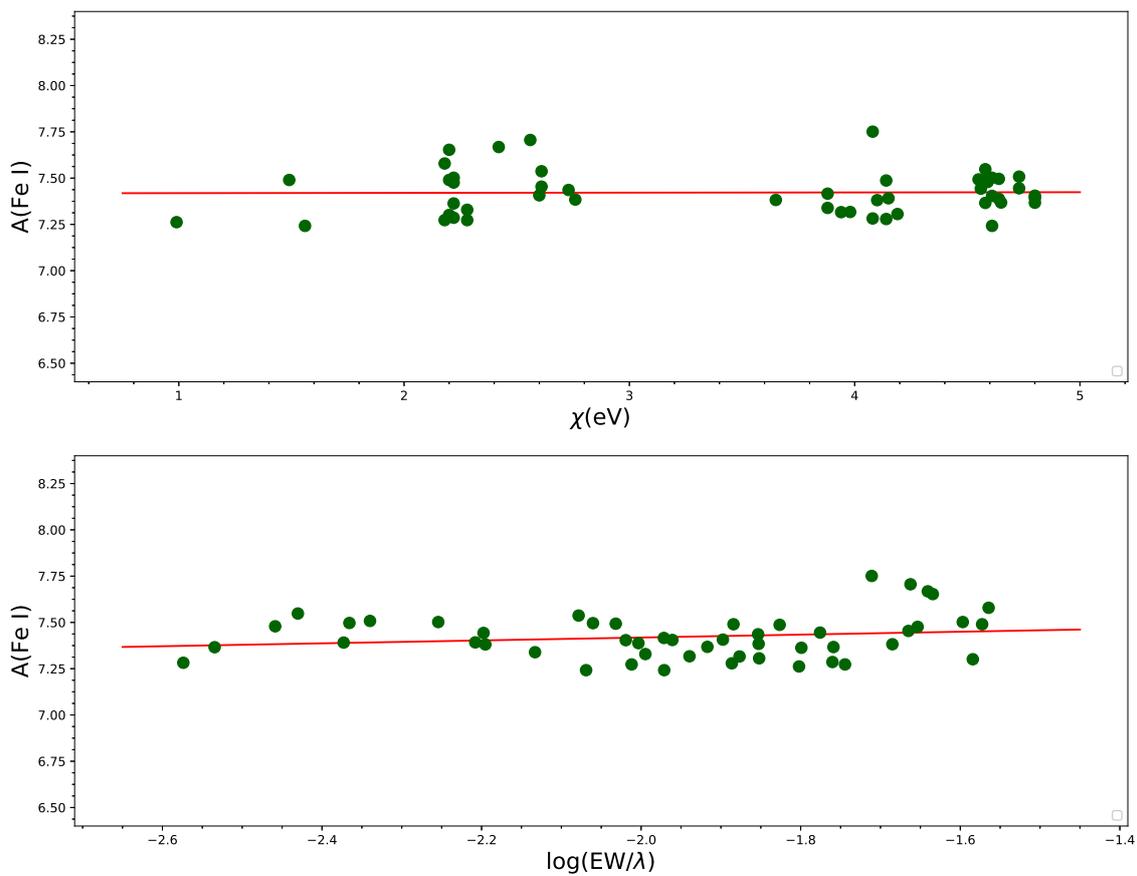


Figura 3.9: Painel superior: Fe versus o potencial de excitação, χ , das linhas de Fe I em HD 28085; uma inclinação zero define a temperatura efetiva para a estrela. Painel inferior: abundâncias de ferro versus larguras equivalentes reduzidas, $\log(EW/\lambda)$, para a linha Fe I; uma inclinação zero define a velocidade de microturbulência, ξ .

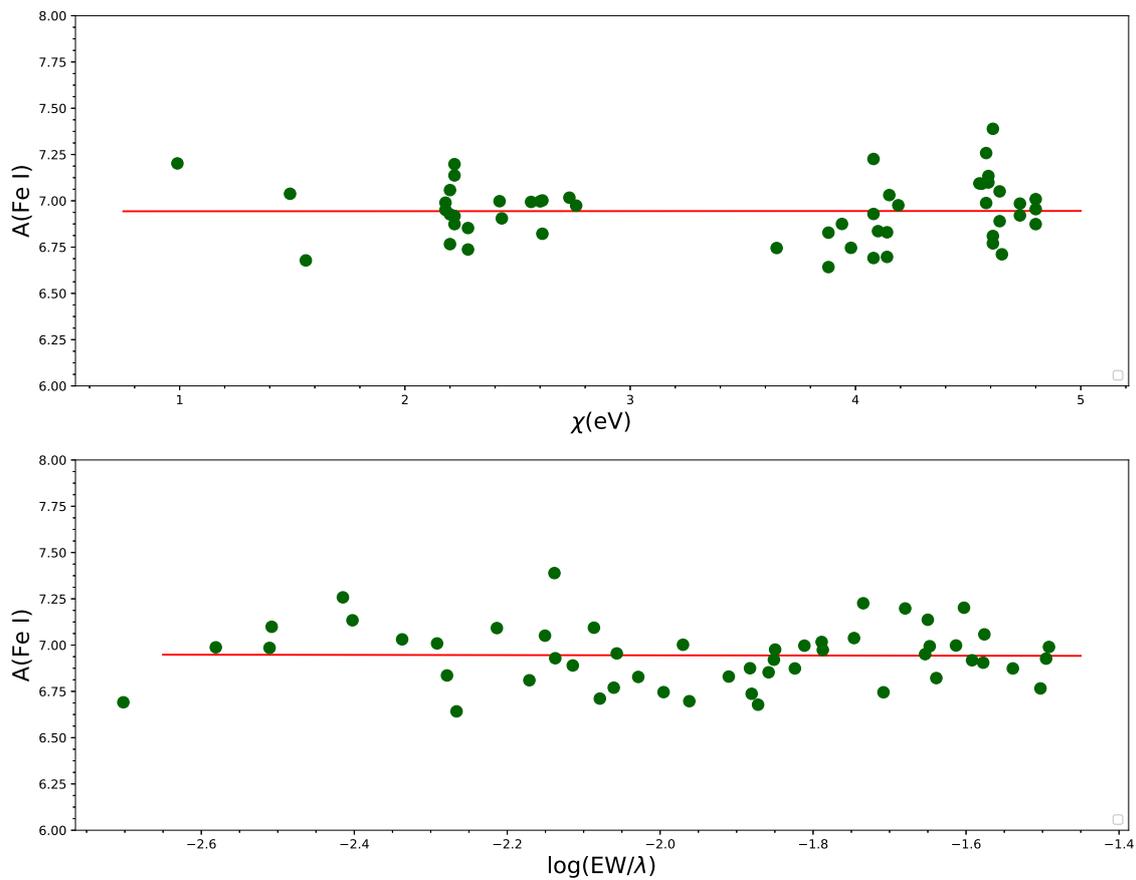


Figura 3.10: Painel superior: Fe versus o potencial de excitação, χ , das linhas de Fe I em HD 90862; uma inclinação zero define a temperatura efetiva para a estrela. Painel inferior: abundâncias de ferro versus larguras equivalentes reduzidas, $\log(EW/\lambda)$, para a linha Fe I; uma inclinação zero define a velocidade de microturbulência, ξ .

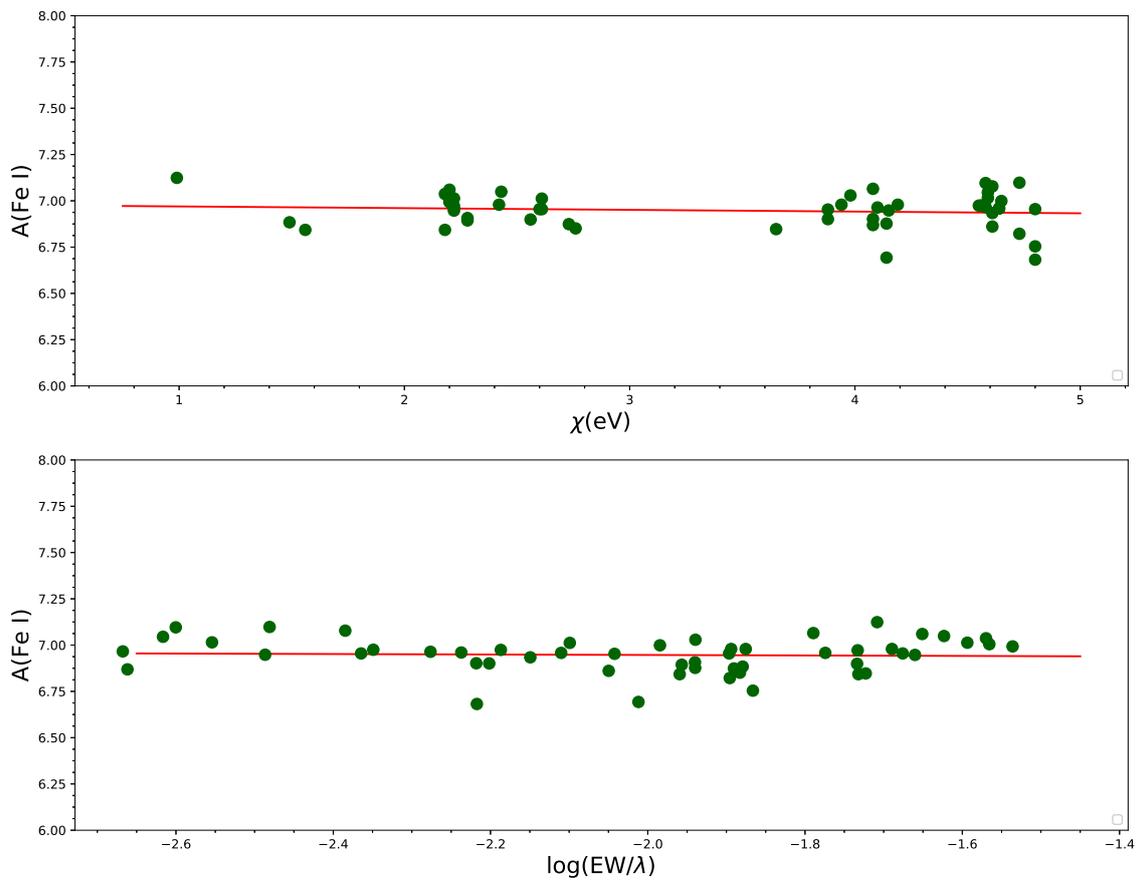


Figura 3.11: Painel superior: Fe versus o potencial de excitação, χ , das linhas de Fe I em Arcturus; uma inclinação zero define a temperatura efetiva para a estrela. Painel inferior: abundâncias de ferro versus larguras equivalentes reduzidas, $\log(EW/\lambda)$, para a linha Fe I; uma inclinação zero define a velocidade de microturbulência, ξ .

Tabela 3.4: Lista de linhas no infravermelho.

Elemento / Molécula	λ (Air) (Å)	Line ID	χ (eV)	log gf	Γ_6	D_o (eV)
H ¹⁹ F	23.358,329	(1-0)R9	0,227 (a)	-3,962 (a,b)	...	5,869 (c)
	22.957,938	(1-0)R13	0,455 (a)	-3,941 (a)	...	5,869 (c)
	22.886,733	(1-0)R14	0,524 (a)	-3,947 (a)	...	5,869 (c)
	22.826,862	(1-0)R15	0,597 (a)	-3,956 (a)	...	5,869 (c)
	22.778,249	(1-0)R16	0,674 (a)	-3,969 (a)	...	5,869 (c)
Na I	23.378,945	...	3,753 (d)	-0,417 (d)
	23.379,139	...	3,753 (d)	0,538 (d)
Fe I	19.923,343	...	5,020	-1,530	-7,16	...
	20.349,718	...	4,186	-2,625	-7,54	...
	20.840,808	...	6,027	0,075	-6,94	...
	20.991,042	...	4,143	-3,150	-7,73	...
	21.238,467	...	4,956	-1,300	-7,00	...
	21.284,344	...	5,669	-3,320	-7,87	...
	21.284,348	...	3,071	-4,470	-7,27	...
	21.735,462	...	6,175	-0,700	-6,87	...
	22.257,107	...	5,064	-0,745	-7,00	...
	22.260,180	...	5,086	-0,941	-7,54	...
	22.380,797	...	5,033	-0,600	-6,99	...
	22.385,102	...	5,320	-1,550	-7,00	...
	22.392,879	...	5,100	-1,270	-7,10	...
	22.419,982	...	6,218	-0,234	-6,85	...
	22.419,990	...	6,283	-4,568	-8,10	...
	22.473,268	...	6,119	0,381	-6,88	...
	23.308,477	...	4,076	-2,645	-7,18	...
23.566,666	...	6,144	0,197	-7,09	...	
23.683,741	...	5,305	-1,152	-7,50	...	
¹² C ¹⁶ O	23.303,581	(3-1)R70	1,421 (e)	-4,517 (e)	...	11,092 (e)
	23.304,591	(3-1)R30	0,485 (e)	-4,994 (e)	...	11,092 (e)
	23.341,225	(3-1)R26	0,431 (e)	-5,065 (e)	...	11,092 (e)
	23.367,752	(2-0)R4	0,005 (e)	-6,338 (e)	...	11,092 (e)
	23.373,021	(3-1)R23	0,396 (e)	-5,124 (e)	...	11,092 (e)
	23.374,033	(3-1)R77	1,657 (e)	-4,455 (e)	...	11,092 (e)

Notas: (a) Jönsson et al. (2014a); (b) Decin (2000); (c) Sauval & Tatum (1984); (d) Ralchenko et al. (2010; NIST); (e) Goorvitch (1994).

Tabela 3.5: Abundâncias de Flúor Individuais das Linhas de HF e Suas Médias Para a Amostra do Disco Galáctico

Star	A(F) _{R9}	A(F) _{R13}	A(F) _{R14}	A(F) _{R15}	A(F) _{R16}	A(F)
Arcturus	3,75	3,50	3,63±0,12
10 Dra	4,16	4,00	4,18	...	4,05	4,10±0,07
41 Com	4,24	4,14	...	4,32	4,18	4,22±0,07
β And	4,40	...	4,40	4,40±0,00
β Peg	4,05	...	4,10	...	3,97	4,04±0,05
β UMi	4,25	4,15	4,20±0,05
γ Dra	4,45	4,45
ω Vir	4,48	4,25	4,48	4,35	4,27	4,37±0,10
BD+06°2063	4,30	4,33	4,33	4,32±0,01
BD+16°3426	4,55	...	4,45	4,65	4,45	4,53±0,08
HD 96360	4,46	4,46	4,42	4,45±0,02
HD 189581	4,35	...	4,25	4,30±0,05
HD 19697	3,55	3,55
HD 20305	3,58	3,58
HD 90862	3,47	3,47
TYC 5880-423-1	3,35	3,35
UCAC2 22625431	3,49	3,49
2M J06232713–3342412	3,62	3,62
2M J07313775–2818395	4,30	4,30
2M J01051470+4958078	3,06	3,06
2M J02431985+5227501	3,75	3,75
2M J04224371+1729196	4,14	4,14
2M J20410375+0001223	3,10	3,10
2M J22341156+4425220	2,87	2,87

Notas: HD 28085 e μ Leonis não incluídas. A primeira devido à ausência de linhas HF e a segunda porque a medida das linhas eram muito incertas.

Tabela 3.6: Abundâncias de Ferro e Metalicidades para Estrelas da Amostra do Disco Galáctico.

Star	ξ (km·s ⁻¹)	A(Fe)	[F/Fe]
Arcturus	1,85	6,92 ± 0,06	-0,27
10 Dra	1,90	7,39 ± 0,05	-0,24
41 Com	1,75	7,37 ± 0,06	-0,10
β And	1,80	7,38 ± 0,04	0,07
β Peg	1,90	7,19 ± 0,08	-0,10
β UMi	1,70	7,41 ± 0,05	-0,16
γ Dra	1,75	7,38 ± 0,05	0,12
μ Leo	1,45	7,75 ± 0,13	...
ω Vir	1,95	7,45 ± 0,07	-0,03
BD+06°2063	1,90	7,34 ± 0,09	0,03
BD+16°3426	1,90	7,44 ± 0,09	0,14
HD 96360	1,90	7,32 ± 0,08	0,18
HD 189581	1,95	7,12 ± 0,10	0,23
HD 19697	1,39	7,19 ± 0,21	-0,59
HD 20305	1,67	7,05 ± 0,10	-0,42
HD 28085	1,65	7,41 ± 0,11	...
HD 90862	1,75	6,94 ± 0,16	-0,42
TYC 5880-423-1	1,77	6,64	-0,24
UCAC2 22625431	1,86	6,82	-0,28
2M06232713-3342412	1,74	6,98	-0,31
2M07313775-2818395	1,78	7,02	0,33
2M01051470+4958078	1,86	6,43±0,03	-0,32
2M02431985+5227501	1,88	6,59	0,21
2M04224371+1729196	1,88	6,64±0,03	0,55
2M20410375+0001223	1,85	6,61±0,05	-0,46
2M22341156+4425220	1,79	6,21±0,02	-0,29

Notas: Para calcular [F/Fe] foram usados flúor e ferro solares obtidos de Maiorca et al. (2014) e Grevesse et al. (2007), respectivamente.

Tabela 3.7: M4 e ω Centauri: Abundâncias de carbono, sódio e flúor determinadas.

Star	A(C) _{R70}	A(C) _{R30}	A(C) _{R26}	A(C) _{R4}	A(C) _{R23}	A(C) _{R77}	A(C)	A(Na)	A(F)	A(F) _{corr}	M _{bol}
Arcturus	7,92	8,12	8,18	8,15	8,12	7,95	8,07 ± 0,10	5,97	3,63
M4	...	6,90	6,90	6,75	6,80	6,80	6,83 ± 0,06	5,45	2,50	2,58	-3,63
L1501	...	7,15	6,95	7,00	6,85	7,00	6,99 ± 0,10	5,50	< 2,60	...	-2,15
L1514	...	7,10	7,28	7,10	7,16 ± 0,08	5,03	2,67	2,82	-2,38
L2307	...	7,12	7,12	6,90	7,12	...	7,07 ± 0,10	5,40	2,60	2,55	-2,35
L2406	...	6,70	6,85	6,87	6,78	...	6,80 ± 0,07	5,23	2,65	2,57	-3,07
L2410	7,55	7,50	7,37	7,37	7,45 ± 0,08	5,15	< 3,80	...	-1,01
L3209	...	7,40	7,40	7,28	7,30	7,25	7,33 ± 0,06	5,24	2,62	2,66	-3,07
L3413	7,20	7,42	7,40	7,27	7,32	7,20	7,30 ± 0,09	5,03	2,85	2,69	-2,48
L3624	...	7,60	7,50	7,35	7,43	7,60	7,50 ± 0,10	5,20	3,20	2,99	-1,99
L4401	7,40	7,50	7,45	...	7,35	7,55	7,45 ± 0,07	5,30	< 3,40	...	0,01
L4404	...	7,07	7,27	7,07	7,20	...	7,13 ± 0,08	5,60	< 3,50	...	-0,73
L4511	...	7,20	7,20	7,00	7,20	...	7,15 ± 0,09	5,46	2,65	2,52	-2,25
L4611	6,95	7,07	7,15	7,05	7,20	6,92	7,06 ± 0,10	5,40	2,30	2,62	-3,60
L4613	...	7,15	7,30	7,10	7,25	...	7,20 ± 0,08	5,38	2,46	2,75	-3,68
L4630	7,10	7,02	7,05	6,95	7,02	7,15	7,05 ± 0,06	5,05	2,90	2,78	-1,66
ω Cen	...	6,75	6,75	6,70	6,75	...	6,74 ± 0,02	4,73	< 2,12
ROA 132	6,85	6,82	6,85	6,93	6,89	6,82	6,86 ± 0,04	4,62	< 2,46
ROA 179	7,82	8,15	8,23	8,08	8,15	7,72	8,03 ± 0,19	4,79	< 2,73
ROA 213	7,10	7,05	...	7,08 ± 0,03	4,21	< 2,66
ROA 219	7,55	7,60	7,50	7,55 ± 0,04	4,94	2,80
ROA 324	7,25	7,35	7,25	7,28 ± 0,05	6,25	< 2,85

Tabela 3.8: Abundâncias individuais das linhas de Fe I no espectro infravermelho para Estrelas da Amostra do Disco Galáctico.

Star	A(Fe) λ_1	A(Fe) λ_2	A(Fe) λ_3	A(Fe) λ_4	A(Fe) λ_5	A(Fe) λ_6	A(Fe) λ_7	A(Fe) λ_8	A(Fe) λ_9	A(Fe) λ_{10}	A(Fe) λ_{11}	A(Fe) λ_{12}	A(Fe) λ_{13}	A(Fe) λ_{14}	A(Fe) λ_{15}	A(Fe) λ_{16}	A(Fe) λ_{17}
Arcturus	6,97	6,93	6,91	7,00	6,92	6,82	6,92	6,84	6,94	6,86	7,01	6,88	6,95	6,82	7,02
10 Dra	7,37	7,42	7,37	7,48	7,34	7,34
41 Com	7,42	...	7,38	7,43	7,28	...	7,32	...	7,32	7,43	7,44	7,27
β And	7,48	...	7,38	...	7,37	...	7,44	...	7,37	7,34	7,35	7,34	7,39
β Peg	7,27	7,03	...	7,14	7,23	...	7,18	7,28	7,17
β UMi	7,42	...	7,37	7,48	7,34	7,45
γ Dra	7,40	...	7,40	7,49	7,36	7,35	...	7,33	7,35	7,32	7,34	7,43
μ Leo	7,75	7,65	...	7,58	7,83	...	7,94
ω Vir	...	7,46	...	7,54	7,45	7,35	...	7,44	7,50	7,48	7,34
BD+06°2063	7,28	7,32	...	7,22	...	7,39	7,49
BD+16°3426	7,49	7,48	7,31	7,56	7,44	7,34
HD 96360	...	7,31	7,36	7,27	...	7,22	7,50	7,29	7,27
HD 189581	7,17	7,06	7,13	7,15	7,27	6,94
TYC 5880-423-1	6,64
UCAC2 22625431	6,82
2M06232713-3342412	6,98
2M07313775-2818395	7,02
2M01051470+4958078	6,42	6,39	6,47
2M02431985+5227501	6,59
2M04224371+1729196	6,61	6,67	...
2M20410375+0001223	6,56	...	6,66
2M22341156+4425220	6,23	6,19

Notas: $\lambda_1 = 19923 \text{ \AA}$, $\lambda_2 = 20349 \text{ \AA}$, $\lambda_3 = 20840 \text{ \AA}$, $\lambda_4 = 20991 \text{ \AA}$, $\lambda_5 = 21238 \text{ \AA}$, $\lambda_6 = 21284 \text{ \AA}$, $\lambda_7 = 21735 \text{ \AA}$, $\lambda_8 = 22257 \text{ \AA}$, $\lambda_9 = 22260 \text{ \AA}$, $\lambda_{10} = 22380 \text{ \AA}$, $\lambda_{11} = 22385 \text{ \AA}$, $\lambda_{12} = 22392 \text{ \AA}$, $\lambda_{13} = 22419 \text{ \AA}$, $\lambda_{14} = 22473 \text{ \AA}$, $\lambda_{15} = 23308 \text{ \AA}$, $\lambda_{16} = 23566 \text{ \AA}$ and $\lambda_{17} = 23683 \text{ \AA}$.

Tabela 3.9: Linhas de Fe I no ótico e larguras equivalentes

λ_{air} (Å)	χ (eV)	$\log gf$	Γ_6	HD 19697		HD 20305		HD 28085		HD 90862	
				EW (mÅ)	A(Fe)						
6056,005	4,73	-0,556	-7,130	78,2	7,07	92,2	7,11	102,	7,45	85,3	6,92
6078,491	4,80	-0,292	-7,410	77,0	6,88	94,6	7,00	106,	7,37	91,2	6,87
6079,009	4,65	-1,064	-7,177	52,6	6,98	68,7	7,10	73,6	7,37	50,7	6,71
6082,710	2,22	-3,622	-7,654	118,	7,36	117,	7,18	96,6	7,36	127,	7,20
6093,642	4,61	-1,402	-7,202	41,2	7,02	45,8	6,97	58,3	7,40	41,1	6,81
6096,664	3,98	-1,861	-7,152	60,8	6,98	61,4	6,85	70,1	7,32	61,6	6,75
6098,243	4,56	-1,825	-7,238	39,5	7,34	38,3	7,19	38,7	7,44	37,3	7,13
6127,906	4,14	-1,503	-7,790	74,5	7,09	83,9	7,08	91,4	7,49	66,9	6,70
6136,993	2,20	-3,037	-7,691	144,	7,19	150,	7,12	143,	7,65	162,	7,06
6151,618	2,18	-3,357	-7,696	129,	7,19	130,	7,06	111,	7,27	137,	6,95
6157,728	4,08	-1,257	-7,790	109,	7,45	32,7	7,23	120,	7,75	114,	7,23
6159,378	4,61	-1,910	-7,216	34,3	7,50	44,8	7,39
6165,360	4,14	-1,487	-7,780	69,1	6,97	77,1	6,95	80,1	7,28	75,8	6,83
6173,336	2,22	-2,938	-7,690	147,	7,16	152,	7,07	137,	7,48	158,	6,92
6187,990	3,94	-1,724	-7,179	86,6	7,26	83,7	7,03	82,2	7,32	81,1	6,88
6200,312	2,61	-2,457	-7,589	121,	6,78	140,	6,99	134,	7,45	142,	6,82
6213,429	2,22	-2,650	-7,691	160,	7,05	171,	7,01	157,	7,50	180,	6,87
6219,280	2,20	-2,549	-7,694	178,	7,11	187,	7,03	166,	7,49	199,	6,93
6220,779	3,88	-2,390	-7,208	63,7	7,41	61,5	7,24	45,8	7,34	33,7	6,64
6226,734	3,88	-2,143	-7,208	76,4	7,40	62,8	7,02	66,5	7,42	58,3	6,83
6232,640	3,65	-1,232	-7,540	112,	6,88	126,	6,94	129,	7,38	122,	6,75
6240,646	2,22	-3,337	-7,661	132,	7,52	115,	6,83	108,	7,29	140,	7,14
6265,132	2,18	-2,633	-7,700	190,	7,25	186,	7,06	171,	7,58	202,	6,99
6335,329	2,20	-2,423	-7,698	189,	7,04	165,	7,30	199,	6,77
6380,743	4,19	-1,312	-7,790	84,0	7,14	86,6	7,00	89,7	7,31	90,2	6,98
6385,718	4,73	-1,887	-7,187	18,8	7,11	20,6	7,08	29,2	7,51	19,7	6,99
6392,537	2,28	-4,007	-7,643	79,2	6,91	78,5	6,86	62,2	7,27	84,2	6,74
6574,226	0,99	-5,019	-7,830	157,	7,74	144,	7,20	104,	7,26	164,	7,20
6591,312	4,59	-2,065	-7,697	35,7	7,54	25,6	7,20	28,4	7,50	26,1	7,13
6593,871	2,43	-2,469	-7,629	154,	7,13	174,	7,11	174,	6,91
6597,561	4,80	-0,984	-7,190	57,1	7,18	54,3	6,95	72,2	7,41	57,9	6,96
6608,025	2,28	-4,017	-7,648	85,4	7,01	88,0	7,00	66,9	7,33	91,6	6,85
6609,110	2,56	-2,708	-7,610	136,	7,28	143,	7,13	144,	7,71	149,	6,99
6627,543	4,55	-1,542	-7,250	43,5	7,11	50,2	7,10	61,6	7,49	54,3	7,09
6646,930	2,61	-3,988	-7,604	66,5	7,16	61,9	7,05	55,5	7,54	71,2	7,00
6653,851	4,15	-2,475	-7,153	32,7	7,25	23,9	6,98	28,2	7,39	30,6	7,03
6699,141	4,59	-2,167	-7,667	31,8	7,55	22,3	7,22	23,3	7,48	20,8	7,10
6703,565	2,76	-3,078	-7,633	101,	7,14	105,	7,08	94,1	7,38	109,	6,97
6710,318	1,49	-4,876	-7,733	108,	7,12	106,	7,01	87,6	7,49	120,	7,04
6713,742	4,80	-1,485	-7,207	38,4	7,29	29,0	6,96	41,6	7,39	34,3	7,01
6725,355	4,10	-2,257	-7,181	28,0	6,85	40,1	7,02	42,9	7,38	35,4	6,84
6726,666	4,61	-1,062	-7,500	56,9	6,98	67,6	7,00	71,9	7,24	58,5	6,77
6732,064	4,58	-2,208	-7,700	40,5	7,77	25,0	7,55	25,9	7,26
6733,151	4,64	-1,490	-7,247	49,4	7,31	44,6	7,07	58,6	7,50	47,6	7,05
6739,520	1,56	-4,955	-7,726	97,5	7,08	85,0	6,84	57,5	7,24	90,5	6,68
6745,100	4,58	-2,164	-7,726	29,5	7,47	16,9	7,04	19,7	7,37	17,7	6,99
6745,955	4,08	-2,709	-7,820	19,8	7,05	15,1	6,85	18,0	7,28	13,4	6,69
6750,151	2,42	-2,672	-7,609	153,	7,42	158,	7,13	154,	7,67	165,	7,00
6806,842	2,73	-3,153	-7,643	106,	7,28	101,	7,02	95,4	7,35	111,	7,02
6839,830	2,60	-3,433	-7,617	95,5	7,11	102,	7,13	86,6	7,41	106,	7,00
6842,685	4,64	-1,245	-7,189	58,8	7,24	65,7	7,18	67,9	7,39	52,6	6,89
6857,249	4,08	-2,125	-7,820	49,1	7,13	46,9	6,97	50,0	6,93

Tabela 3.10: Abundâncias de flúor determinadas para as estrelas da LMC

Star	ξ (*) ($\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$)	A(C) (*)	A(N) (*)	A(O) (*)	A(Na) (*)	A(F)
1.6	2,5	7,52	7,57	8,02	5,65	3,17
1.27	3,1	7,39	8,14	8,24	5,60	3,50
1.50	2,8	7,49	8,24	8,29	5,55	3,70
2.1158	2,5	7,38	8,12	8,11	5,68	3,33
2.3256	2,6	7,50	7,73	8,22	5,34	3,30
2.4525	3,0	7,34	7,72	8,29	5,38	3,54
2.5368	1,9	7,57	7,77	8,26	5,80	3,46
NGC 2203 AM1	3,3	7,35	8,15	8,31	5,25	3,53
NGC 2203 AM2	3,1	7,42	7,99	8,20	5,57	3,55

Notas: (*) Smith et al. (2002)

Tabela 3.11: Abundâncias de oxigênio para as estrelas de M4 e ω Centauri

	Estrelas	ξ ($\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$)	A(O)	CN
M4	L1411	1,65	7,93 (a)	Forte
	L1501	1,50	7,83 (a)	Forte
	L1514	1,95	8,18 (a)	Fraca
	L2307	1,45	7,91 (a)	Forte
	L2406	2,45	7,91 (a)	Forte
	L2410	1,50	8,10 (a)	Fraca
	L3209	1,75	8,00 (a)	Fraca
	L3413	1,65	8,16 (a)	Fraca
	L3624	1,45	8,06 (a)	Fraca
	L4401	1,40
	L4404	1,50	7,89 (b)	Forte
	L4511	1,55	7,98 (a)	Forte
	L4611	1,70	7,81 (a)	Forte
	L4613	1,65	7,81 (a)	Fraca
	L4630	2,00
ω Cen	ROA 43	1,85	7,72 (c)	...
	ROA 132	1,85	7,91 (c)	...
	ROA 179	1,83	8,55 (c)	...
	ROA 213	1,73	7,35 (d)	...
	ROA 219	1,80	8,20 (d)	...
	ROA 324	1,75	8,28 (d)	...

Notas: (a) Ivans et al. (1999); (b) MacLean et al. (2018); (c) Norris & da Costa (1995); (d) Smith et al. (2000).

Capítulo 4

A Abundância de Flúor nos Aglomerados Globulares M4 e ω Centauri

4.1 Resultados

4.1.1 Abundâncias Versus Parâmetros Estelares

Conforme discutido previamente, os parâmetros estelares para a maioria das gigantes vermelhas da amostra de M4 foram obtidos do trabalho anterior de Ivans et al. (1999). As abundâncias de flúor derivadas neste trabalho são plotadas versus as temperaturas efetivas de Ivans et al. (1999) no painel esquerdo da Figura 4.1, onde as estrelas encontram-se segregadas, conforme em Ivans et al. (1999), de acordo com as intensidades de suas bandas de CN em espectros óticos de baixa-resolução em: "CN-fortes" (*CN-strong* – círculos vermelhos cheios) e "CN-fracas" (*CN-weak* – círculos azuis cheios). Na Figura 4.1 mostramos os nossos resultados mas incluímos também as abundâncias de flúor do trabalho de Smith et al. (2005); fica claro que houve uma mudança (diminuição) significativa no patamar das abundâncias de F, fato que resulta da atualização do valor do potencial de excitação da linha R9 de HF (de $\chi = 0,48$ eV para 0,227 eV). Em ambos, tanto para os resultados anteriores de Smith et al. (2005), quanto para as abundâncias de F derivadas neste trabalho, existe uma tendência de $A(F)$ com a T_{eff} , que não é esperada; dado que para gigantes de baixa massa ($M \sim 0,85 M_{\odot}$) como as do aglomerado globular M4, o flúor não é depletado significativamente durante o processo de mistura que ocorre no ramo das gigantes vermelhas (RGB – *Red-giant branch*) (p.e., modelos estelares de Lagarde et al. 2012). O painel direito da Figura 4.1 também mostra $A(F)$, porém neste caso como função do $\log g$, onde encontra-se que $A(F)$ diminui com $\log g$ decrescente. Em um aglomerado globular T_{eff} e $\log g$ são correlacionados à medida que as estrelas evoluem

pelo RGB para valores cada vez mais baixos tanto de T_{eff} como de $\log g$. Então as duas tendências verificadas na Figura 4.1 são de um modo geral consistentes.

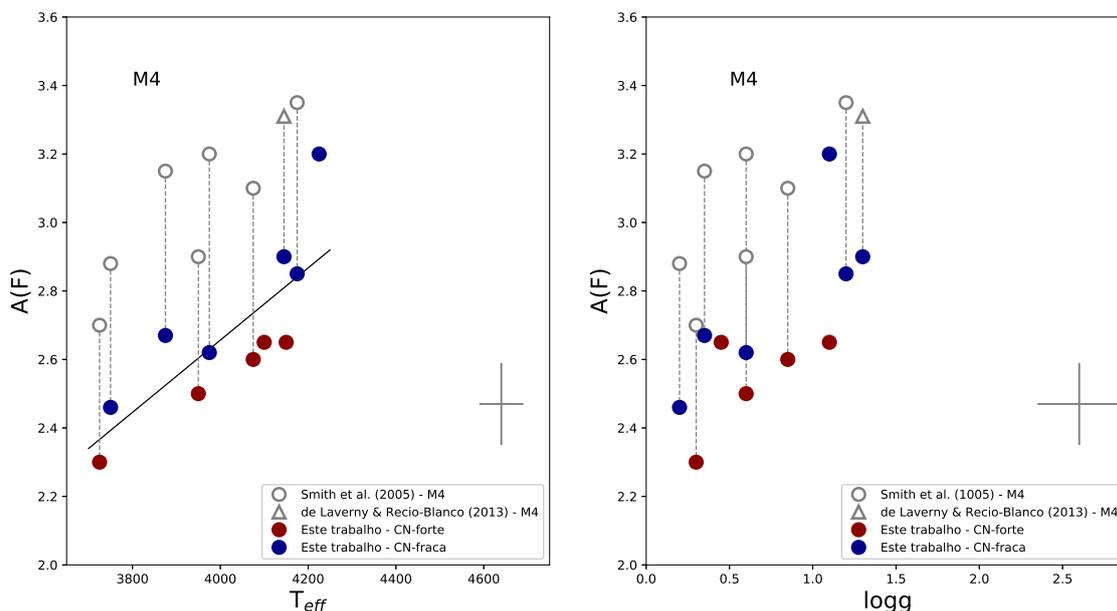


Figura 4.1: Abundâncias de flúor para gigantes vermelhas de M4 analisadas são apresentadas versus T_{eff} (painel esquerdo) e $\log g$ (painel direito). Os círculos azuis representam as estrelas *CN-fracas* e os círculos vermelhos representam as estrelas *CN-fortes*, conforme classificação de Ivans et al. (1999). Os resultados dos estudos anteriores de Smith et al. (2005; círculos abertos cinzas) e de Laverny & Recio-Blanco (2013; triângulo aberto cinza) são mostrados; as linhas verticais pontilhadas conectam as estrelas em comum. Limites superiores de abundâncias de flúor para três estrelas analisadas em de Laverny & Recio Blanco (2013a) não são mostrados nesta figura, dadas as suas altas temperaturas efetivas ($T_{\text{eff}} > 4300$ K e $\log > 1,5$) e limites superiores de flúor muito mais elevados. Barras de erro típicas são mostradas; estas correspondem às incertezas internas estimadas nas temperaturas efetivas de Ivans et al. (1999) e uma incerteza nas gravidades superficiais de $\log g = 0,25$ dex.

Como pode ser visto da Tabela 3.3 do Capítulo 3 em que apresentamos as sensibilidades das abundâncias derivadas aos parâmetros estelares, a abundância de flúor derivada a partir de transições da molécula HF é mais sensível a prováveis erros na escala de temperatura efetiva quando comparado aos erros esperados nos valores de $\log g$.

Com o objetivo de se avaliar a possibilidade de haver um erro sistemático na escala de T_{eff} de Ivans et al. (1999), as abundâncias de sódio derivadas neste trabalho são plotadas contra a T_{eff} e $\log g$ nos painéis esquerdo e direito, respectivamente, da Figura 4.2. Os resultados são segregados como na Figura 4.1, separando mais uma vez as gigantes vermelhas em *CN-fortes* ou *CN-fracas*. Nota-se que existe uma grande dispersão nas abundâncias de Na em M4 que é real, com as estrelas *CN-fortes* e *CN-fracas* segregando em duas sequências separadas, como discutido em Ivans et al. (1999). Entretanto, não há uma tendência significativa da abundância de Na com a T_{eff} ou a gravidade superficial; fazendo-se um ajuste linear para as abundâncias de Na versus T_{eff} não encontramos uma

inclinação significativa, com uma variação de apenas 0,05 dex entre temperaturas efetivas 3750 K e 4650 K. Devemos ter em mente, entretanto, que as abundâncias de sódio são menos sensíveis tanto à temperatura efetiva quanto à gravidade superficial quando comparado com a sensibilidade a temperatura efetiva apresentada pelas abundâncias de flúor derivadas a partir das linhas de HF, portanto é possível haver ainda uma pequena tendência sistemática nas T_{eff} de Ivans et al. (1999) que produz uma tendência de $A(\text{F})$ com T_{eff} mas não em $A(\text{Na})$ versus T_{eff} .

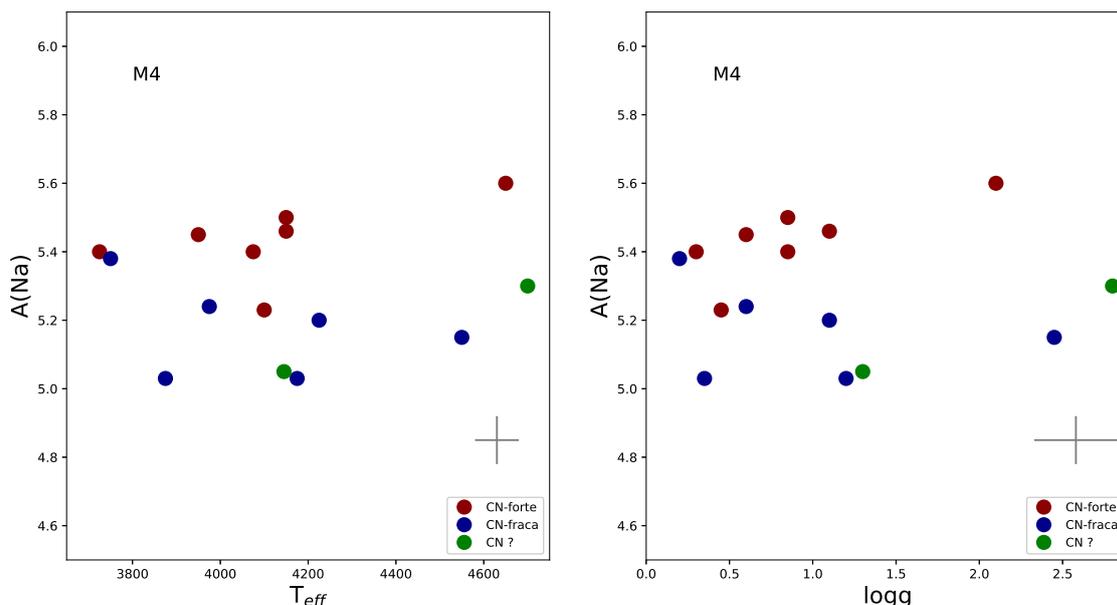


Figura 4.2: Abundâncias de sódio para gigantes vermelhas de M4 analisadas são apresentadas versus T_{eff} (painel esquerdo) e $\log g$ (painel direito). Os círculos azuis representam as estrelas *CN-fracas* e os círculos vermelhos representam as estrelas *CN-fortes*. Barras de erros típicas são mostradas nas figuras.

A fim de se verificar se uma escala de T_{eff} independente também produziria uma tendência significativa de $A(\text{F})$ com T_{eff} , derivamos um conjunto independente de temperaturas efetivas para as estrelas da amostra de M4 usando as cores ($J-K_s$) e calibrações fotométricas de González Henández & Bonifacio (2009) e Bessell, Castelli & Plez (1998).

Existe um avermelhamento interestelar não insignificante ao longo da linha de visada ao aglomerado globular M4, o que deve ser levado em consideração ao se obter temperaturas efetivas fotométricas (esta foi uma das razões que levou Ivans et al. (1999) a adotarem uma relação para derivar as temperaturas efetivas que era baseada em razões de profundidades de linhas espectrais). Ivans et al. (1999) mapearam o avermelhamento em M4 e encontraram uma variação média de $E(B-V) = 0,32 \pm 0,05$; Clayton & Mathis (1988) verificaram que $E(J-K) = 0,555 E(B-V)$. Corrigimos todos os valores observados de ($J-K_s$) para o avermelhamento usando dois métodos: em um primeiro caso, o valor médio de $E(J-K_s) = 0,18 \pm 0,03$ foi usado, enquanto no segundo, aplicamos os valores individuais de avermelhamento derivados por Ivans et al. (1999; Tabela 4 daquele artigo).

Uma comparação das temperaturas efetivas obtidas usando os valores individuais de avermelhamento para cada estrela com aqueles obtidos a partir de um avermelhamento médio do aglomerado, resulta em um pequeno desvio médio e uma dispersão de cerca de 60 K ($\Delta T_{\text{eff}} = -20 \text{ K} \pm 61 \text{ K}$, no sentido da T_{eff} derivada usando o avermelhamento ‘individual’ menos o avermelhamento ‘médio’). Vale notar que a dispersão de $\sim 60 \text{ K}$ para ΔT_{eff} obtida é consistente com o valor esperado dada uma dispersão de 0,03 em (J-K_s).

Uma vez que a diferença sistemática e a dispersão nos valores de T_{eff} derivados usando um avermelhamento médio ou usando valores individuais de avermelhamento são pequenos, as temperaturas efetivas fotométricas derivadas usando um avermelhamento médio para M4 podem ser então comparadas às de Ivans et al. (1999). Obtemos que as T_{eff} fotométricas derivadas a partir de (J-K_s) são mais frias do que aquelas derivadas a partir do método de profundidade de linhas de Ivans et al. (1999), com ΔT_{eff} (profundidade de linha - (J-K)) média = $+118 \pm 45 \text{ K}$, não havendo uma tendência nos valores de $\Delta T_{\text{eff}} - T_{\text{eff}}$. Portanto, podemos concluir que caso adotássemos esta escala de temperaturas, a tendência em A(F) vs. T_{eff} apresentada na Figura 4.1 não seria removida; a tendência observada entre A(F) e temperatura efetiva deve-se possivelmente a algum outro efeito que investigaremos a seguir. Vale notar, entretanto, que embora a adoção da escala fotométrica para temperaturas efetivas não elimine a tendência de A(F) com a T_{eff} , caso esta escala fotométrica fosse adotada as abundâncias absolutas de flúor diminuiriam sistematicamente em $\sim 0,2 \text{ dex}$.

Conforme mencionado na introdução, outros estudos derivaram abundâncias de flúor em gigantes vermelhas de aglomerados globulares, por exemplo, Yong et al. (2008) analisaram o aglomerado globular NGC 6712 e de Laverny & Recio-Blanco (2013a) analisaram o aglomerado globular 47 Tuc. Ambos os aglomerados globulares têm metalicidades que são menos pobres em metais, mas não extremamente diferentes da metalicidade de M4 (com 47 Tuc tendo $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0,75$ e NGC 6712 tendo $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1,0$). As abundâncias de flúor obtidas nestes trabalhos também revelam uma tendência da diminuição de A(F) com a diminuição de T_{eff} , havendo um declive semelhante ao encontrado pelos nossos resultados de M4. Tanto Yong et al. (2008) quanto de Laverny & Recio-Blanco (2013a) usaram seus próprios métodos, independentes, para derivarem as temperaturas efetivas, portanto, é improvável que a tendência na T_{eff} em todos os três estudos seja causada por uma escala incorreta de temperatura efetiva. Especulamos que esta tendência encontrada nas abundâncias de flúor derivadas a partir das linhas de HF, se deve a um efeito físico relacionado à análise espectroscópica de gigantes vermelhas de baixa metalicidade. Aparentemente, todas as abundâncias de flúor em estrelas de aglomerados globulares mostram esta tendência e o efeito causado pela inclinação com T_{eff} pode, em princípio, ser corrigida para que se possa comparar diretamente as abundâncias entre os aglomerados.

A tendência observada para $A(F)-T_{\text{eff}}$ pode ser decorrente do uso de modelos de atmosferas 1D estáticos, conforme discutido por Li et al. (2013) em sua análise de HF em gigantes vermelhas do campo pobres em metais. Li et al. (2013) testaram sínteses de perfis de HF usando modelos de atmosferas 3D convectivos da grade de Ludwig et al. (2009) e encontraram diferenças significativas entre a modelagem 1D estática e 3D hidrodinâmica da linha HF(1-0)R9. Estes autores apresentam correções para uma série de modelos de atmosferas de gigante vermelhas com metalicidades $[m/H] = -2,0$ e $[\alpha/m] = +0,4$; tais correções seguem uma tendência com T_{eff} similar àquela encontrada nos estudos de gigantes vermelhas em aglomerados globulares. Os resultados 3D de Li et al. (2013) sugerem que a tendência $A(F)-T_{\text{eff}}$ encontrada nas análises de gigantes vermelhas em aglomerados globulares que usam modelos de atmosferas 1D estáticos tais como Yong et al. (2008), de Laverny & Recio-Blanco (2013a) e este trabalho podem ser resultantes dos efeitos 3D hidrodinâmicos. Tais efeitos podem, em princípio, ser removidos empiricamente a partir de uma correção de primeira ordem (linear), que é plotada como uma linha reta no painel esquerdo da Figura 4.1 (no início desta seção). As abundâncias de flúor corrigidas (tendência com $A(F)$ vs. T_{eff} removida) são apresentadas na última coluna da Tabela 3.7 do Capítulo 3.

A Figura 4.3 mostra as abundâncias de carbono vs. magnitudes bolométricas (M_{bol}) para as estrelas de M4 da nossa amostra. Os valores de M_{bol} foram calculados através da expressão:

$$M_{\text{bol}} = M_{\text{bol},\odot} - 2,5 \log(L/L_{\odot}),$$

com $M_{\text{bol},\odot} = 4,74$ (Bessel et al. 1998), sendo que a luminosidade foi determinada usando a mesma expressão fundamental da Seção 3.1.1:

$$L/L_{\odot} = (M/M_{\odot})(g_{\odot}/g)(T_{\text{eff}}/T_{\text{eff},\odot})^4.$$

As gravidades (g) e massas (M) foram determinadas usando o código PARAM 1.3 (ver Seção 3.1.2). Mostramos os valores de M_{bol} das estrelas de M4 na Tabela 3.7. No geral, os resultados indicam uma tendência de decréscimo das abundâncias de ^{12}C com o aumento da luminosidade nas gigantes vermelhas (diminuição na M_{bol} implica em um aumento na luminosidade), ou T_{eff} mais baixas. Tal tendência também foi observada em estudos anteriores de M4 e de outros aglomerados globulares (p.e., Langer et al. 1986; Suntzeff & Smith 1991; Bellman et al. 2001; Smith et al 2005; Kirby et al. 2015). Conforme anteriormente, separamos nossa amostra de M4 em estrelas CN-fortes (estrelas pobres em carbono e ricas em nitrogênio; círculos vermelhos) e estrelas CN-fracas (estrelas com valores 'iniciais' de carbono e nitrogênio; círculos azuis). Duas sequências são mais ou menos definidas, dada a segregação em abundância de carbono das estrelas CN-fracas (mais ricas em carbono) e CN-fortes (mais pobres em carbono) e vemos o efeito da mistura interna que ocorre à medida que a estrela ascende o RGB. A diminuição observada

em ^{12}C enquanto as gigantes de baixa massa ascendem o RGB não é surpreendente, uma vez que modelos estelares recentes, que incluem mistura rotacional e *thermohaline*¹, prevêem tal tendência (Lagarde et al. 2012).

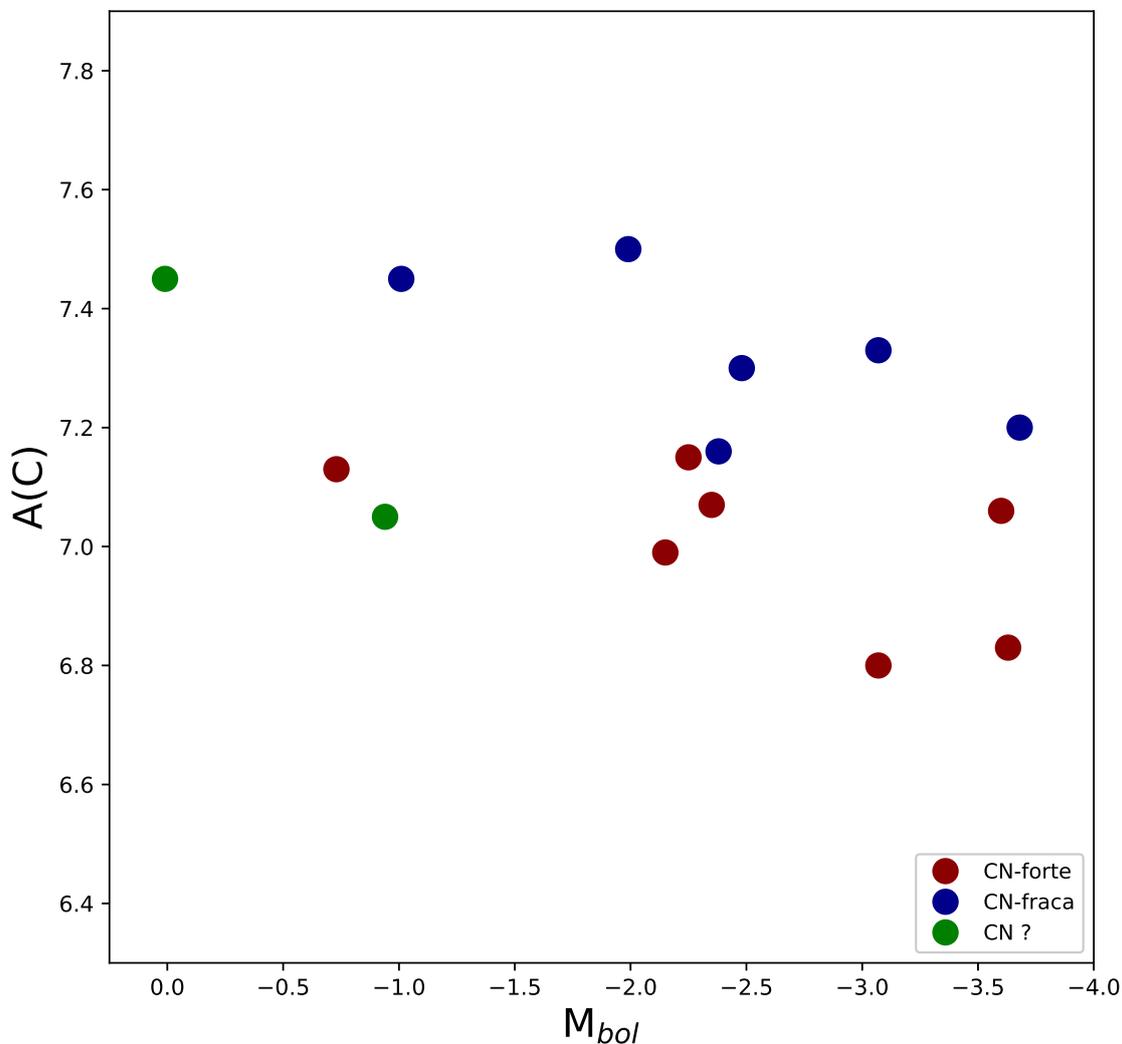


Figura 4.3: Abundâncias de carbono versus magnitudes bolométricas (M_{bol}) para as estrelas da amostra de M4. Há uma diminuição geral nas abundâncias de carbono com o aumento da luminosidade. Os círculos azuis cheios representam as estrelas CN-fracas e os círculos vermelhos cheios representam as estrelas CN-fortes. Os círculos verdes cheios representam as estrelas que não puderam ser classificadas.

4.1.2 Comparação com Abundâncias da Literatura

Um dos resultados de importância deste trabalho de tese é que as abundâncias de flúor derivadas para as estrelas de M4 são significativamente mais baixas do que aquelas obtidas nos estudos anteriores da literatura que adotaram valores inconsistentes para o potencial de excitação (χ) e a energia de dissociação para a transição HF(1–0)R9. As di-

¹Mistura *thermohaline* é um mecanismo que governa a composição fotosférica de gigantes brilhantes de baixa massa (Charbonnel & Zahn 2007).

ferências entre nossas abundâncias derivadas de flúor para M4 e as de Smith et al. (2005; mostradas como círculos abertos) e de Laverny & Recio-Blanco (2013a; mostrada como o triângulo aberto) podem ser vistas na Figura 4.1.

Várias estrelas de nossa amostra tiveram abundâncias determinadas em estudos anteriores da literatura. A Figura 4.4 (painel esquerdo) mostra uma comparação entre nossos resultados com as abundâncias de carbono da literatura. Nossos resultados apresentam um bom acordo (dentros das incertezas) com as abundâncias de carbono determinadas por Smith et al. (2005), correspondendo a uma diferença média de $\langle \delta A(C) \rangle = -0,10 \pm 0,11$. Notamos que as abundâncias de Smith et al. (2005) foram obtidas a partir de algumas linhas de $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ em $2,3 \mu\text{m}$, que são também analisadas neste trabalho (ver Tabela 3.4. Por outro lado, quando comparamos nossas abundâncias de carbono com os resultados de ^{12}C obtidos a partir da análise de espectros de baixa resolução em $2,2 \mu\text{m}$ por Suntzeff & Smith (1991), podemos ver que existe uma discrepância muito maior entre os resultados: na média nossa abundância de carbono é sistematicamente maior do que a deles: $\langle \delta A(C) \rangle = 0,56 \pm 0,28$. Tal diferença entre as abundâncias deve-se (pelo menos em parte) aos valores das velocidades de microturbulência inadequadas que foram adotados no trabalho anterior de Suntzeff & Smith (1991; tal fato é discutido em mais detalhes em Smith et al. 2005). Quando comparamos nossas abundâncias com aquelas obtidas no estudo no ótico em alta resolução de Norris & da Costa (1995) vemos que há uma diferença sistemática muito pequena na média, mas com uma dispersão maior ($\langle \delta A(C) \rangle = -0,03 \pm 0,25$); há também uma diferença significativa quando comparamos nossos resultados com as abundâncias de carbono obtidas a partir dos espectros de baixa resolução ($R = \lambda/\Delta\lambda = 600; 1200$) analisados por Stanford et al. (2010), apresentando uma diferença sistemática de $\langle \delta A(C) \rangle = 0,33 \pm 0,22$.

A Figura 4.4 (painel direito) mostra uma comparação entre as abundâncias derivadas de sódio com resultados da literatura. Para as estrelas do aglomerado globular M4, nossas abundâncias de sódio apresentam um bom acordo com os resultados do estudo no ótico em alta resolução de Ivans et al. (1999) ($\langle \delta A(\text{Na}) \rangle = -0,01 \pm 0,04$), com os resultados obtidos a partir de espectros no infravermelho analisados por de Laverny & Recio-Blanco (2013a): $\langle \delta A(\text{Na}) \rangle = +0,11 \pm 0,11$ e com os resultados de MacLean et al. (2018): $\langle \delta A(\text{Na}) \rangle = +0,04 \pm 0,13$. Nossas abundâncias de sódio para as estrelas de ω Centauri apresentam também um bom acordo com os resultados do estudo em alta resolução no ótico de Smith et al. (2000), havendo uma diferença média de $\langle \delta A(\text{Na}) \rangle = 0,03 \pm 0,06$. Por outro lado, outros trabalhos da literatura encontram valores de abundância de sódio para nossas estrelas que são sistematicamente mais altos do que os nossos, apresentando as seguintes diferenças médias e sigmas: $\langle \delta A(\text{Na}) \rangle = -0,38 \pm 0,18$ para Norris & da Costa (1995), $\langle \delta A(\text{Na}) \rangle = -0,22 \pm 0,06$ para Johnson & Pilachowski (2010), $\langle \delta A(\text{Na}) \rangle = -0,48 \pm 0,26$ para Stanford et al. (2010; $R = 600$ spectra) e $\langle \delta A(\text{Na}) \rangle = -0,27 \pm 0,42$ para Stanford et al. (2010; $R = 1.200$ spectra).

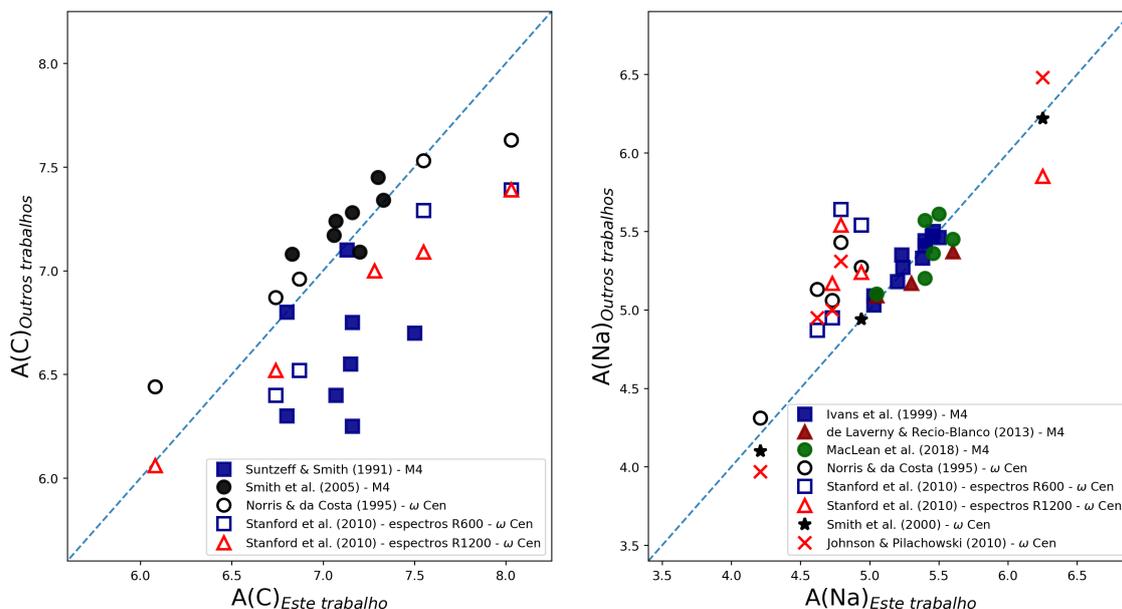


Figura 4.4: Comparação das abundâncias de carbono (painel esquerdo) e de sódio (painel direito) derivadas para as estrelas M4 e ω Centauri com resultados de outros estudos da literatura obtidos tanto a partir de espectros no ótico quanto no infravermelho próximo. As estrelas de ω Centauri são representadas por símbolos abertos e as estrelas de M4 por símbolos cheios.

4.2 Discussão

4.2.1 Padrões das Abundâncias de C, O e Na

Os aglomerados globulares Galácticos não são mais tidos como tendo populações estelares simples com apenas uma geração estelar (Gratton et al. 2012; Marino 2018). Conforme discutido no Capítulo 1), estrelas de diferentes gerações em um aglomerado globular apresentam um padrão distinto (não observado na população das estrelas do campo) de variação (depleção) nas abundâncias de C, O e Mg, que corresponde a um aumento nas abundâncias de N, Na e Al. Tais variações nas abundâncias dos elementos leves em aglomerados globulares, ou anticorrelações nas abundâncias de C–N, Na–O e Mg–Al, são os resultados da mudanças nas abundâncias químicas devido à queima de hidrogênio (capturas de prótons) que ocorrem nos ciclos CNO, NeNa e MgAl.

4.2.1.1 M4

O painel esquerdo da Figura 4.5 apresenta as abundâncias de $[Na/Fe]$ versus $[O/Fe]$ para as estrelas estudadas de M4. Nossos resultados confirmam a anticorrelação entre as abundâncias de O e Na que foi encontrada anteriormente para M4 por Ivans et al. (1999), Smith et al. (2005), Carretta et al. (2009) e Marino et al. (2011). Tal padrão de anticorrelação para M4 é consistente com resultados similares encontrados na literatura

para outros aglomerados globulares galácticos (p.e., Ramírez & Cohen 2002 para M71, Carretta et al. 2004 para 47 Tucanae, Carretta et al. 2009 para 17 aglomerados globulares e Carretta et al. 2014 para NGC 4833). De fato, o padrão de anticorrelação entre as abundâncias Na-O é observado em praticamente todos os aglomerados globulares da Via Láctea, e essa anticorrelação em abundâncias é inferida como a assinatura química que “marca” uma população de aglomerados globulares (Carretta et al. 2009; Marino 2018).

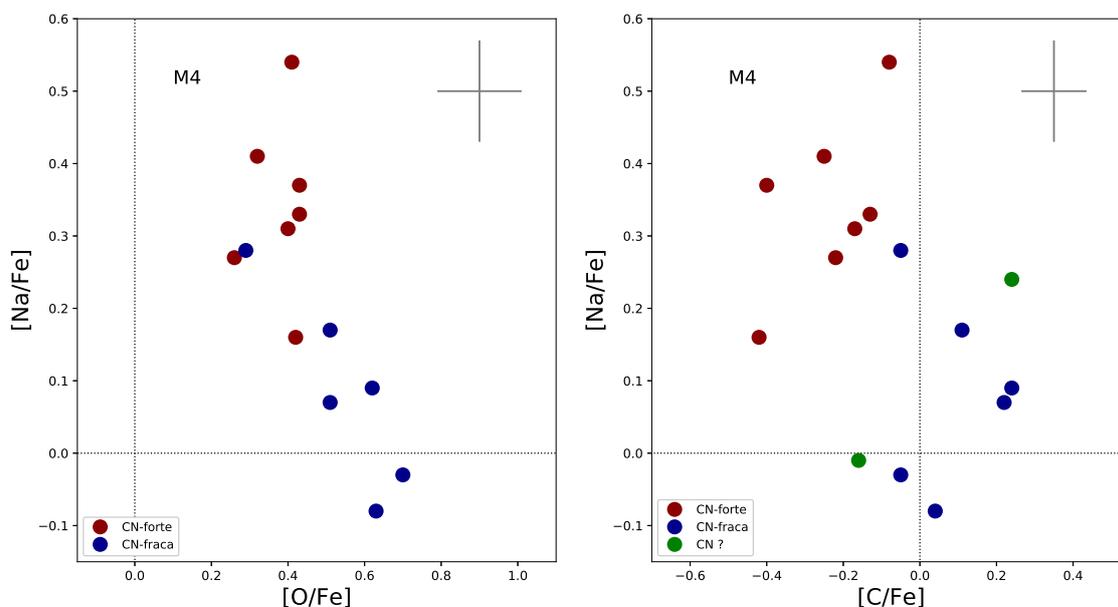


Figura 4.5: $[Na/Fe]$ versus $[O/Fe]$ (painel esquerdo) e $[Na/Fe]$ versus $[C/Fe]$ (painel direito) para as gigantes vermelhas estudadas de M4. As abundâncias mostram variações de aproximadamente 0,5 dex, exibindo um padrão de anticorrelação entre Na-O e Na-C. As abundâncias de oxigênio foram obtidas de Ivans et al. (1999). Os círculos azuis cheios representam as estrelas CN-fracas e os círculos vermelhos cheios representam as estrelas CN-fortes. Os círculos verdes cheios representam as estrelas que não puderam ser classificadas. Barras de erro típicas são mostradas nas figuras.

Uma anticorrelação entre as abundâncias de Na e C para M4 também é obtida neste estudo, e isso é mostrado no painel direito da Figura 4.5. A anticorrelação observada entre Na e C pode ser entendida como o resultado da diminuição da abundância de carbono devido ao ciclo CN (p.e., Sweigart & Mengel 1979; Marino et al. 2016) e o aumento nas abundâncias de Na como resultado do ciclo NeNa.

4.2.1.2 ω Centauri

As abundâncias $[O/Fe]$ e $[C/Fe]$ versus $[Na/Fe]$ obtidas para as estrelas estudadas de ω Centauri são apresentadas no painel superior e inferior da Figura 4.6, respectivamente. Também mostramos, para comparação, os resultados do ótico de Smith et al. (2000) e do estudo bastante extenso de Marino et al. (2012). Dada a complexidade em se investigar anticorrelações nas abundâncias dos elementos leves em um aglomerado

globular que apresenta uma variação extrema na metalicidade (abundâncias de ferro), tal como é observado em ω Centauri (p.e., Johnson & Pilachowski 2010), nós dividimos, como em Marino et al. (2012), as estrelas de nossa amostra nas diferentes populações estelares, correspondendo às seguintes faixas de metalicidades (cinco painéis na Figura 4.6): $[\text{Fe}/\text{H}] < -1,90$ dex; $-1,90 \text{ dex} \leq [\text{Fe}/\text{H}] < -1,65$ dex; $-1,65 \text{ dex} \leq [\text{Fe}/\text{H}] < -1,50$ dex; $-1,50 \text{ dex} \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -1,05$ dex e $[\text{Fe}/\text{H}] > -1,05$ dex.

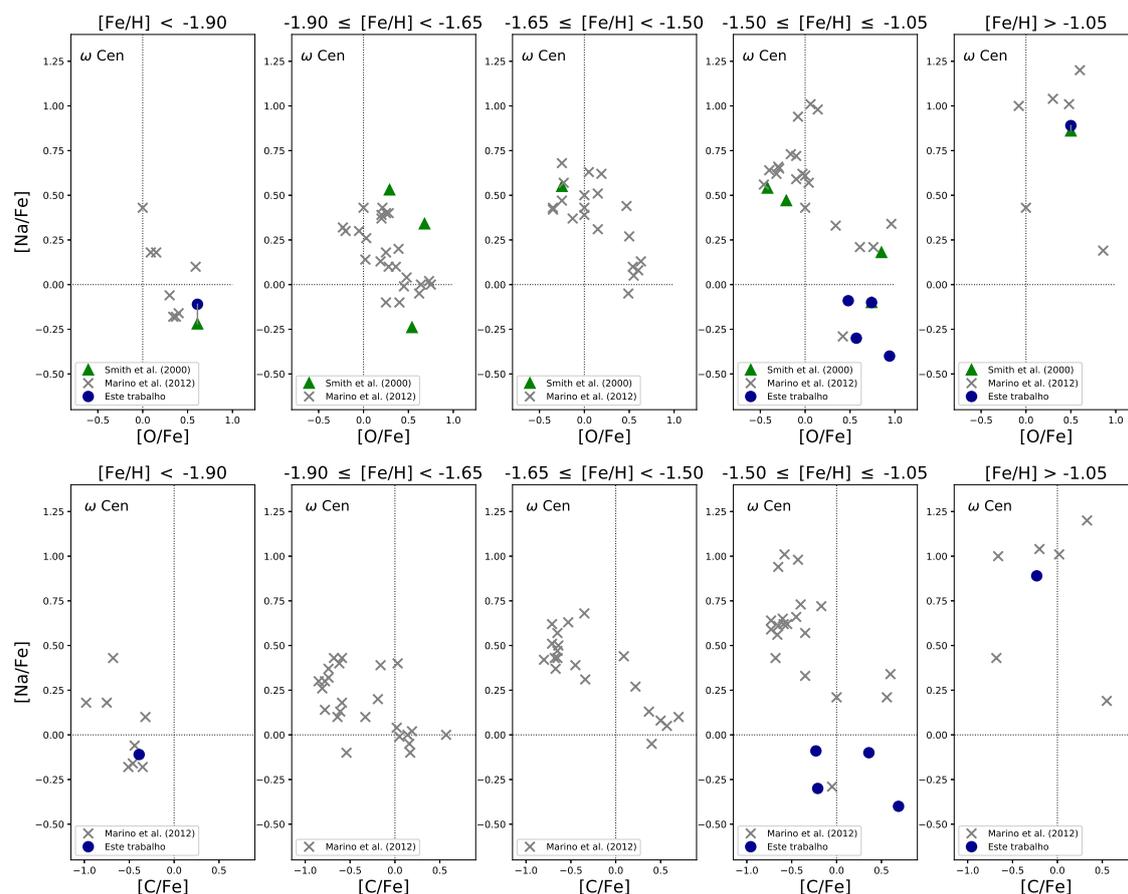


Figura 4.6: Razões de abundância $[\text{Na}/\text{Fe}]$ versus $[\text{O}/\text{Fe}]$ (painéis superiores) e $[\text{Na}/\text{Fe}]$ versus $[\text{C}/\text{Fe}]$ (painéis inferiores) para estrelas de ω Centauri; as estrelas estudadas são segregadas de acordo com suas metalicidades, em cinco intervalos de metalicidades representando as populações de ω Centauri como feito em Marino et al. (2012): $[\text{Fe}/\text{H}] < -1,90$, $-1,90 \leq [\text{Fe}/\text{H}] < -1,65$, $-1,65 \leq [\text{Fe}/\text{H}] < -1,50$, $-1,50 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -1,05$ e $[\text{Fe}/\text{H}] > -1,05$. Os seis alvos estudados neste trabalho de tese são representados por círculos azuis preenchidos. Também mostramos resultados de Smith et al. (2000).

Os resultados mostrados nos painéis superiores da Figura 4.6 indicam que o padrão global de anticorrelação Na-O é válido para ω Centauri, ou seja: as estrelas mais ricas em sódio tendem a ter menores abundâncias de oxigênio e vice-versa. Um resultado semelhante também pode ser observado para a razão $[\text{Na}/\text{Fe}]$ versus $[\text{C}/\text{Fe}]$ (painel inferior). O padrão observado nos diferentes painéis pode ser sugestivo de uma possível progressão na inclinação de anti-correlação, que parece ser progressivamente deslocada para valores mais altos de $[\text{O}/\text{Fe}]$ à medida que a metalicidade aumenta, até atingir a população mais rica em metais ($[\text{Fe}/\text{H}] > -1,05$ dex), que não apresenta um

padrão claro de anticorrelação Na-O ou Na-C, tendo estrelas com as maiores abundâncias de sódio e oxigênio, além de carbono. Os resultados para as poucas estrelas de ω Centauri neste trabalho (círculos azuis) junto com aqueles de Smith et al. (2000; triângulos verdes) seguem, no geral, o padrão global delineado pela amostra muito maior de Marino et al. (2012; representados por cruzes) para as diferentes populações de ω Centauri.

4.2.2 Padrões da Abundância de Flúor

Conforme discutido na seção anterior, nossos resultados indicam que as abundâncias dos elementos C, O e Na não são constantes no aglomerado globular M4, mas apresentam anticorrelações entre Na-O e Na-C, como seria esperado a partir dos ciclos CNO e Ne-Na, da queima de hidrogênio, operando na primeira geração estelar em M4, com uma segunda geração estelar formada a partir do gás que foi poluído pela primeira geração.

Nossos resultados também indicam que há uma anticorrelação entre F e Na em M4 (Figura 4.7, painel esquerdo); a tendência é semelhante à obtida anteriormente por Smith et al. (2005), embora os valores absolutos de $[F/Fe]$ deste trabalho de tese sejam significativamente mais baixos do que os previamente encontrados nos estudos anteriores, devido ao menor potencial de excitação da linha rotacional-vibracional R9 de HF.

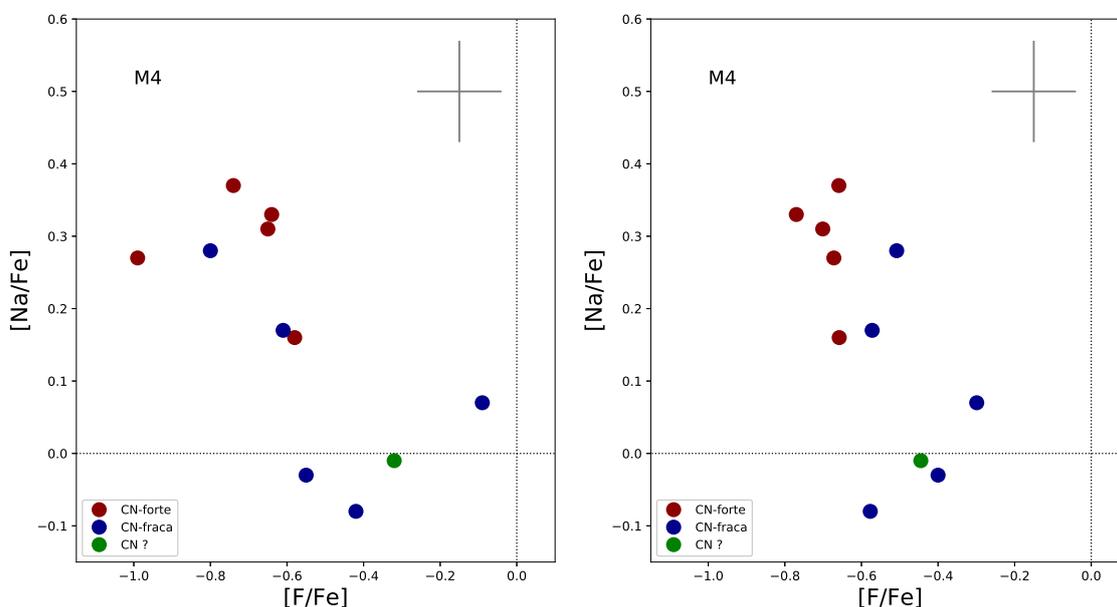


Figura 4.7: Anticorrelações entre abundâncias $[Na/Fe]$ e $[F/Fe]$ em M4 obtidas neste estudo. Os círculos azuis cheios representam as estrelas CN-fracas e os círculos vermelhos cheios representam as estrelas CN-fortes. Os círculos verdes cheios representam as estrelas que não puderam ser classificadas. Limites superiores de abundâncias de flúor não foram incluídos. As abundâncias de flúor derivadas são mostradas no painel esquerdo, enquanto as abundâncias de flúor calibradas corrigidas pela remoção empírica da tendência observada entre $A(F)$ e os parâmetros estelares (discutidos na Seção 4.1.1) são mostradas no painel direito. Barras de erro típicas são mostradas nas figuras.

A anticorrelação nas abundâncias de Na-F pode ser entendida de maneira simples, com uma população estelar primordial em M4 tendo destruído o flúor em estrelas que eram massivas o suficiente para atingirem temperaturas interiores altas o suficiente para que o ciclo NeNa ocorresse, como evidenciado pela anticorrelação observada entre Na e O em M4. Neste cenário simples, uma fração do ^{19}F inicial no material primordial do aglomerado foi consumida por reações (p,γ) e (p,α) , enquanto que ^{23}Na era sintetizado no ciclo NeNa; isto leva à anticorrelação entre $A(\text{F})$ e $A(\text{Na})$ entre as geração primordial (primeira geração) e a segunda geração de estrelas.

Na Seção 4.1.1 verificamos que havia uma tendência de diminuição nas abundância de flúor com o aumento da T_{eff} e discutimos que tal tendência pudesse ser compreendida como uma possível manifestação de inadequações da modelagem 1D adotada das linhas de HF; ajustamos uma linha reta aos resultados (mostrada como linha cheia no painel esquerdo da Figura 4.1) como uma ilustração desta tendência observada. Embora havendo uma tendência de $A(\text{F})$ com T_{eff} , pode-se notar da Figura 4.1 que as estrelas CN-fortes e CN-fracas segregam em ambos os lados desta linha, com as estrelas CN-fortes caindo sistematicamente abaixo da linha e as estrelas CN-fracas caindo acima da linha. Devido a essa diferença na abundância de flúor entre as duas famílias de estrelas, a anticorrelação Na-F da Figura 4.7 (painel esquerdo) ainda é aparente. A tendência $A(\text{F})$ - T_{eff} mostrada na Figura 4.1 pode ser removida das abundâncias de F medidas, e essas abundâncias de F “corrigidas” são usadas no painel direito da Figura 4.7. Neste caso, a anticorrelação Na-F se torna mais suave e exibe menos dispersão. O resultado deste teste fornece confiança de que existe uma verdadeira anticorrelação nas abundâncias de Na-F nas duas famílias estelares de M4.

Nossos resultados para ω Centauri são menos conclusivos dado o pequeno número de gigantes vermelhas analisadas e o fato de que os resultados flúor para a amostra de ω Centauri são, para a maior parte das estrelas, limites superiores de abundâncias de flúor. A única estrela de ω Centauri com uma medida de abundância de flúor é ROA 219 ($T_{\text{eff}} = 3900 \text{ K}$, $\log g = 0,70$). Esta estrela tem uma metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}] = -1,20$ e pertence à população de metalicidade intermediária em ω Centauri ($-1,50 \text{ dex} \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -1,05 \text{ dex}$).

Tendo uma metalicidade bastante próxima a de M4, esta estrela pode ser comparada com os resultados de M4 mostrados na Figura 4.7. As abundâncias de flúor e sódio derivadas para ROA 219 ($[\text{F}/\text{Fe}] \sim -0,4$, $[\text{Na}/\text{Fe}] \sim -0,1$) a colocam perto, ou apenas um pouco abaixo da estrela com a menor abundância de Na em nossa amostra de M4 (esta última pertence ao grupo “flúor alto” – “sódio baixo” em M4). Nossa amostra de ω Centauri possui outras três estrelas na mesma “caixa” de metalicidades e, curiosamente, apesar de todas terem limites superiores de abundância de flúor, eles também apresentam valores baixos de $A(\text{Na})$ (menores do que $[\text{Na}/\text{Fe}] \sim -0,6$), o que as tornariam parte da população primordial. Ao considerar suas abundâncias de C e O, suas baixas abun-

dâncias de flúor parecem ser consistentes com seus locais nos painéis Na-O e Na-C da Figura 4.6 (círculos azuis cheios), o que também indicaria uma origem primordial, pois suas abundâncias de oxigênio e carbono são altas.

Limites superiores de abundância de flúor são também derivados para duas estrelas ω Centauri adicionais, ROA 213 e ROA 324; estes limites superiores de abundância não fornecem restrições adicionais e não são relevantes.

4.2.3 Comparação das Abundâncias de Flúor e Sódio de M4 com Modelos Estelares

A Figura 4.8 fornece uma visão resumida e uma comparação das abundâncias de flúor e sódio derivadas para as gigantes vermelhas de M4 com as abundâncias previstas pelos modelos estelares de Lagarde et al. (2012) e Smith et al. (2005). Esta figura apresenta as abundâncias de Na versus F, com as gigantes vermelhas de M4 mostradas como círculos cheios e classificadas como CN-fracas (círculos azuis), CN-fortes (círculos vermelhos) ou sem classificação conhecida em termos de CN (círculo verde). Notamos que as abundâncias apresentadas nesta figura foram corrigidas para remover a tendência observada de $A(F)$ com T_{eff} discutida na Seção 4.1.1.

Estão incluídos na Figura 4.8 os resultados do modelo estelar apresentado em Smith et al. (2005) para estrelas AGB de $6,5 M_{\odot}$ durante a fase de HBB; este modelo é do mesmo tipo dos modelos descritos detalhadamente nos trabalhos de Fenner et al. (2004) e Campbell1 & Lattanzio (2008). O quadrado aberto na parte da figura com Na-alto e F-baixo corresponde ao ponto final deste modelo, enquanto que a curva contínua conecta este valor às abundâncias iniciais de F e Na da população primordial estelar de M4 (correspondendo a uma abundância alta de F e baixa de Na); mais especificamente, a curva em magenta conecta as abundâncias iniciais de F e Na no modelo com as abundâncias finais do HBB AGB através de diferentes frações de mistura das abundâncias iniciais e finais de F e Na. Todos os outros modelos apresentados na Figura 4.8 são de Lagarde et al. (2012) para massas entre $4,0$ e $6,0 M_{\odot}$, incluindo modelos com dragagem padrão (St²), juntamente com modelos que incluem mistura rotacional e *termohalina* (Rot-Th³). As abundâncias são as abundâncias superficiais que resultam dos vários episódios de mistura que ocorrem como resultado da evolução no RGB e AGB. No caso de Lagarde et al. (2012), os modelos são seguidos até o topo do AGB e terminam com o encerramento da queima de He, sendo que eles não incluem a remoção final do envelope estelar até o núcleo da anã branca remanescente.

A comparação entre os modelos apresentados de Lagarde et al. (2012) e Smith et al. (2005) mostrados na Figura 4.8 indica que os modelos de Lagarde et al. (2012)

²Modelos sem misturas em regiões convectivas externas.

³Modelos que incluem mistura rotacional e *termohalina*.

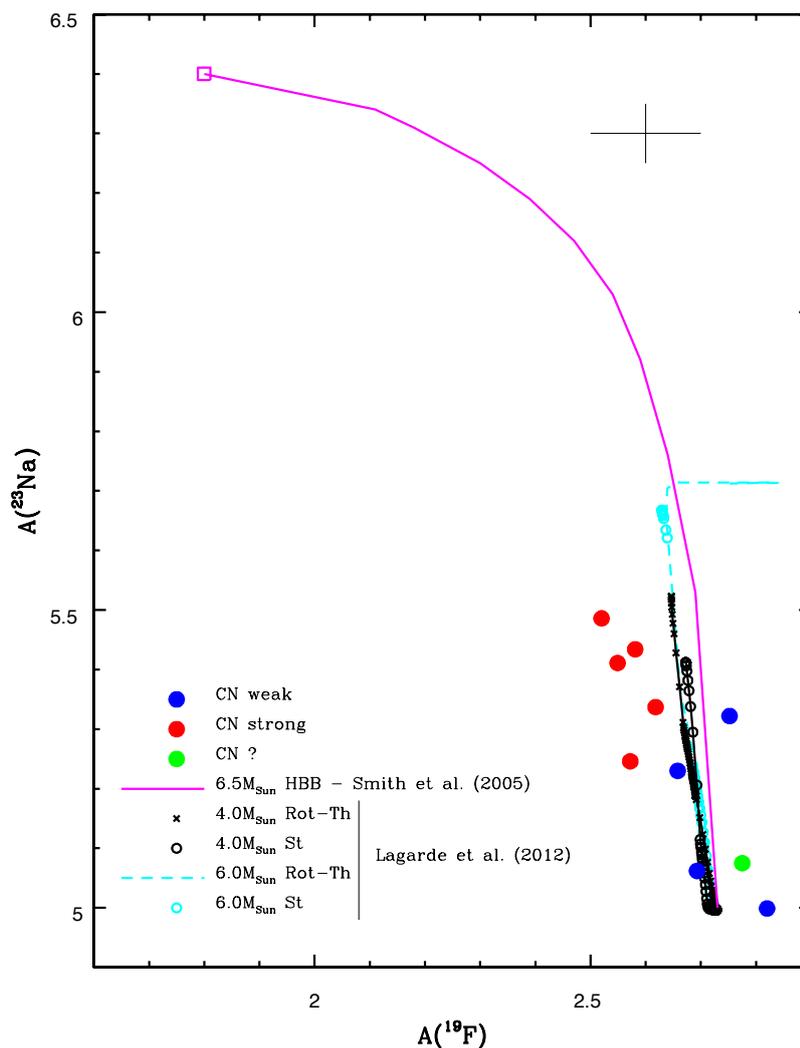


Figura 4.8: Abundâncias de sódio versus abundâncias de flúor corrigidas (discutido na Seção 4.1.1) em M4 comparadas com as abundâncias obtidas de modelos estelares apresentados em Smith et al. (2005) e Lagarde et al. (2012). O quadrado aberto no final da trajetória do modelo de Smith et al. (2005) representa as abundâncias finais de F e Na no final do HBB no AGB. As abundâncias iniciais para os modelos são consideradas correspondentes às abundâncias F e Na da primeira geração de estrelas de M 4 (as estrelas CN-fracas). Embora os modelos prevejam uma anticorrelação entre as abundâncias de F e Na, a inclinação da anticorrelação $A(\text{Na})-A(\text{F})$ é mais acentuada nas abundâncias observadas quando comparadas às abundâncias do modelo.

prevêm um pouco mais depleção de F para um determinado enriquecimento de Na do que os modelos apresentados em Smith et al. (2005). Vale notar que o modelo Lagarde et al. (2012) com $6,0 M_{\odot}$, que inclui mistura rotacional e termohalina (indicado como “Rot-Th” na figura), produz flúor ao longo da parte superior das AGB (onde a estrela se torna uma estrela carbonada), mas o modelo é interrompido antes de passar pela fase de HBB, o que destruiria o ^{19}F , sintetizaria ^{23}Na e converteria o ^{12}C em ^{14}N , movendo a razão

C/O para menos de 1,0 e transformando a estrela carbonada em uma estrela AGB tipo-S luminosa (Wood et al. 1983); são as estrelas AGB de baixa massa que são produtoras de flúor, já que estas não são suficientemente massivas para passarem pela fase de HBB, com apenas uma pequena depleção de F, até que o aumento de Na atinja $\sim +1$ dex antes da depleção do F ser significativa ($> -0,3$ dex).

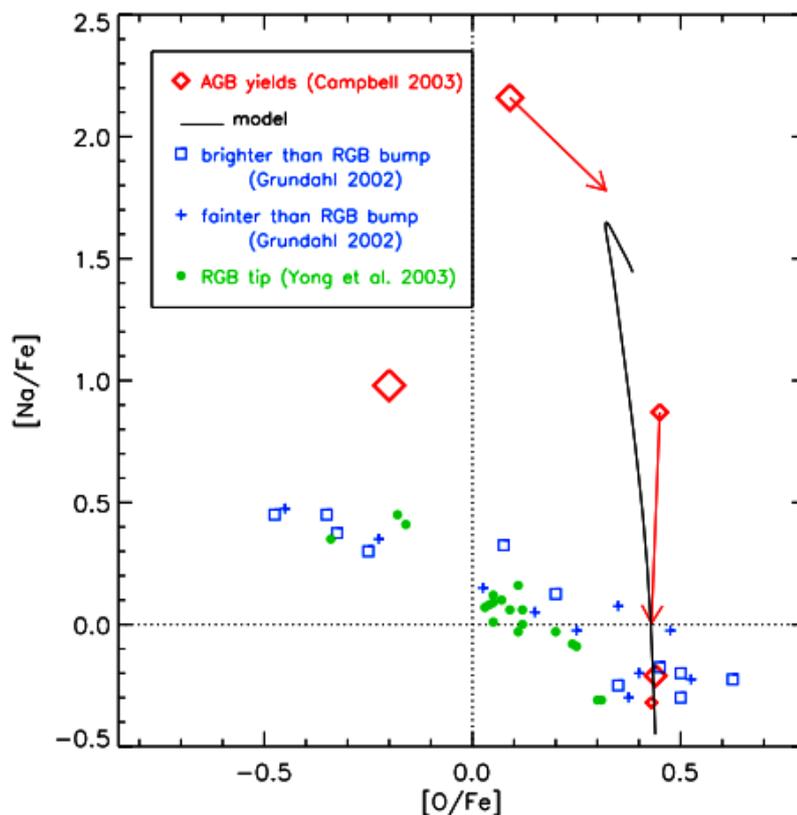


Figura 4.9: Painel superior da Figura 1 do trabalho de Fenner et al. (2004) onde é apresentado $[O/Fe]$ versus $[Na/Fe]$. A curva preta é a tendência prevista; os quadrados e cruzes são os dados observacionais de Grundahl et al. (2002) enquanto que os círculos são de Yong et al. (2003); todas os resultados são para o aglomerado globular NGC 6752. Os símbolos diamantes (em vermelho) correspondem aos modelos estelares de massa 1,25; 2,5; 3,5; 5,0 e 6,5 M_{\odot} de Campbell et al. (2005; ainda estava em preparação quando Fenner et al. 2004 foi publicado), onde o tamanho do símbolo indica a massa estelar. As setas indicam efeitos da mudança da lei de perda de massa para 2,5 e 5,0 M_{\odot} .

As abundâncias de F e Na obtidas neste trabalho sugerem uma depleção um pouco maior de F e um aumento modesto na abundância de Na: a abundância de flúor cai por cerca de 0,2 dex e há um aumento de +0,5 dex na $A(\text{Na})$, enquanto que os resultados dos modelos apresentados (para 4 e 6 M_{\odot}) prevêem uma depleção de flúor menor. Modelos estelares de menor massa produziram uma depleção de F ainda menor, de modo que a poluição do ambiente inicial do aglomerado globular M4 com estrelas de menor massa não é provável. Notamos que existia uma diferença similar entre os modelos de Fenner et al. (2004) e as observações para o comportamento das abundâncias de Na e O no aglomerado globular NGC 6752; Fenner et al. (2004) encontraram que a deple-

ção observada do oxigênio era maior dado um aumento da abundância de Na do que o previsto pelos modelos estelares, como podemos observar na Figura 4.9 (Figura 1 do trabalho de Fenner et al. 2004), onde além dos modelos são mostradas as abundâncias de Grundahl et al. (2002) e Yong et al. (2003). Para o aglomerado globular M4 não está claro o que estaria causando a discrepância entre as observações das abundâncias de Na e Fe os modelos de Smith et al. (2005) e Fenner et al. (2004), mas dadas as discrepâncias com os resultados de Na e O encontradas para o aglomerado globular NGC 6752 com os mesmos tipos de modelos supomos que o problema deve estar relacionado a uma deficiência nos modelos e não nas abundâncias determinadas.

Capítulo 5

A Abundância de Flúor no Disco Galáctico

Conforme discutido anteriormente, por conta dos desafios observacionais, a maioria dos estudos da evolução química do flúor determinou a abundância de flúor em estrelas de metalicidades aproximadamente solares e moderadamente subsolares, chegando a conclusões diversas: Recio-Blanco et al. (2012) a partir de uma análise de estrelas da seqüência principal com metalicidades entre $[Fe/H] \sim -0,4$ to $+0,1$, concluíram que o processo- ν em SN II parece ser o principal sítio de produção de F. Similarmente, os trabalhos de Nault & Pilachowski (2013) e Pilachowski & Pace(2015) de aglomerados abertos com metalicidades próximas a solar e de gigantes G e K do campo também concluíram que o processo- ν é uma importante fonte de F na Galáxia, mas talvez havendo alguma contribuição de estrelas AGB. Por outro lado, Jönsson et al. (2017) usando uma amostra de estrelas gigantes vermelhas G e K em uma faixa de metalicidade entre $[Fe/H] \sim -0,7$ e $+0,3$, encontraram que o flúor se comporta como um elemento secundário aos elementos Fe e O¹, e conclui que estrelas AGB são as fontes dominantes do F na Galáxia.

Estudar o comportamento da abundância de flúor em estrelas conbrido um intervalo maior de metalicidades, e em particular, em estrelas de mais baixa metalicidades (i.e., $[Fe/H]$ menor que $-0,7$ dex) é crítico para se tentar elucidar questões sobre quais são as origens do flúor; este é um dos principais objetivos deste trabalho de tese.

¹O aumento líquido na abundância “yield”, $\delta N(X)$, do elemento secundário X da sua estrela progenitora é proporcional à metalicidade inicial (p.e., $N(Fe)$) da estrela, então o “yield” final será proporcional à metalicidade ao quadrado ($N(X) \propto N(Fe)^2$). O “yield” estelar de um elemento primário, Y, é independente da metalicidade da estrela progenitora e aumentará linearmente com a metalicidade estelar. ($N(Y) \propto N(Fe)$).

5.1 Resultados

As abundâncias de F e Fe obtidas para as estrelas de nossa amostra do disco Galáctico são apresentadas nas Tabelas 3.5 e 3.6, respectivamente. Estes resultados são apresentados como função das temperaturas efetivas e $\log g$ na Figura 5.1; os círculos verdes cheios representam os resultados deste estudo e para comparação mostramos também, como triângulos cheios cinza, as abundâncias de F e Fe de Jönsson et al.(2017). Esta comparação demonstra primeiramente que o intervalo dos parâmetros estelares das estrelas neste estudo se estende a temperaturas efetivas muito mais frias e as gigantes vermelhas mais luminosas do que aquelas da amostra de Jönsson et al.(2017). Além disso, nossa amostra abrange uma faixa maior de metalicidade, que se estende até $\sim 1,2$ dex, correspondendo a um intervalo ainda maior em abundâncias de flúor. Os resultados mostrados na figura não mostram uma tendência significativa nas abundâncias de ferro com as T_{eff} ; uma tendência geral é observada com os valores de $\log g$, o que é esperado, dado que as gigantes vermelhas frias com menores metalicidades terão menores gravidades superficiais e maiores temperaturas efetivas. A tendência das abundâncias de flúor com $\log g$ é maior, basicamente apresentando dois grupos, um com menor abundância de F e outro com maior abundância de F.

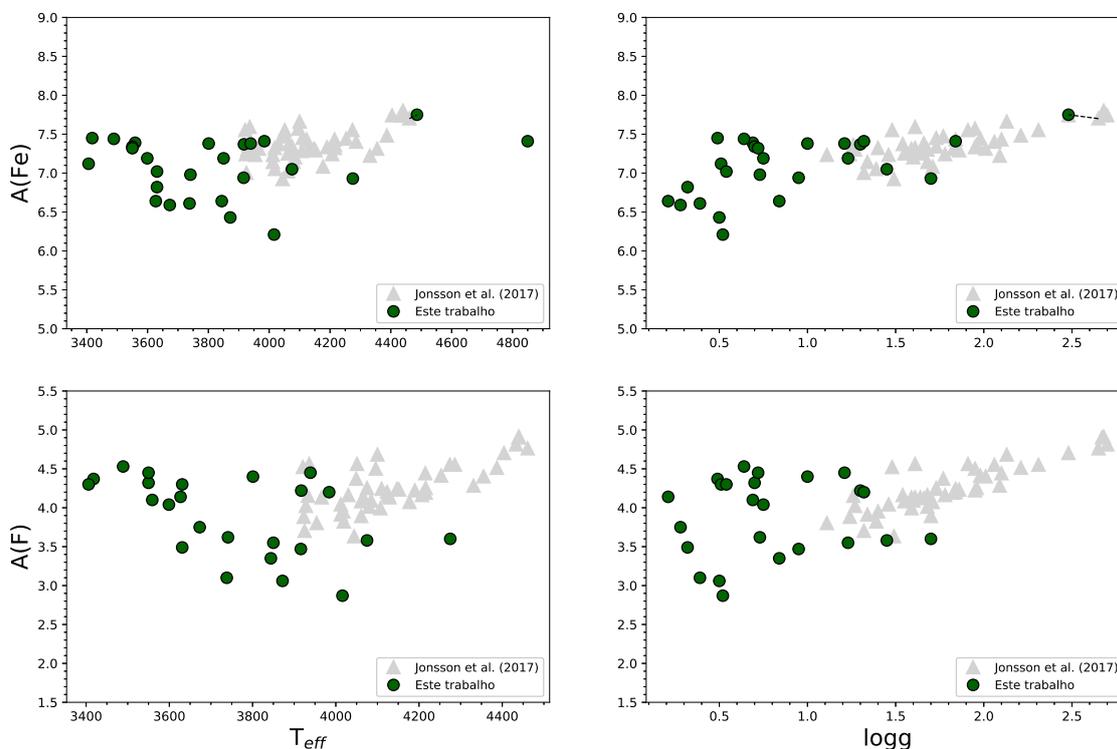


Figura 5.1: Abundâncias de F e Fe versus T_{eff} e gravidade superficial ($\log g$) deste trabalho e de Jönsson et al. (2017). Os resultados de abundâncias de Fe em μ Leo de cada estudo estão conectados por uma linha tracejada. Esta figura ilustra o fato que nossa amostra inclui uma fração maior de estrelas com menores gravidades superficiais, mais frias e mais pobres em metais quando comparadas aos estudos anteriores, por exemplo, de Jönsson et al. (2017).

Uma comparação das metalicidades obtidas para estrelas em comum com outros estudos da literatura é apresentada na Figura 5.2; as metalicidades dos outros trabalhos foram obtidas de espectros no ótico e infravermelho de baixa e alta resolução. A concordância entre as metalicidades é boa, mostrando uma dispersão razoável e apenas uma diferença sistemática marginal nos resultados é obtida: $\langle \delta([\text{Fe}/\text{H}])_{\text{Este estudo} - \text{Outros}} \rangle = 0,05 \pm 0,11$, $\text{rms} = 0,12$.

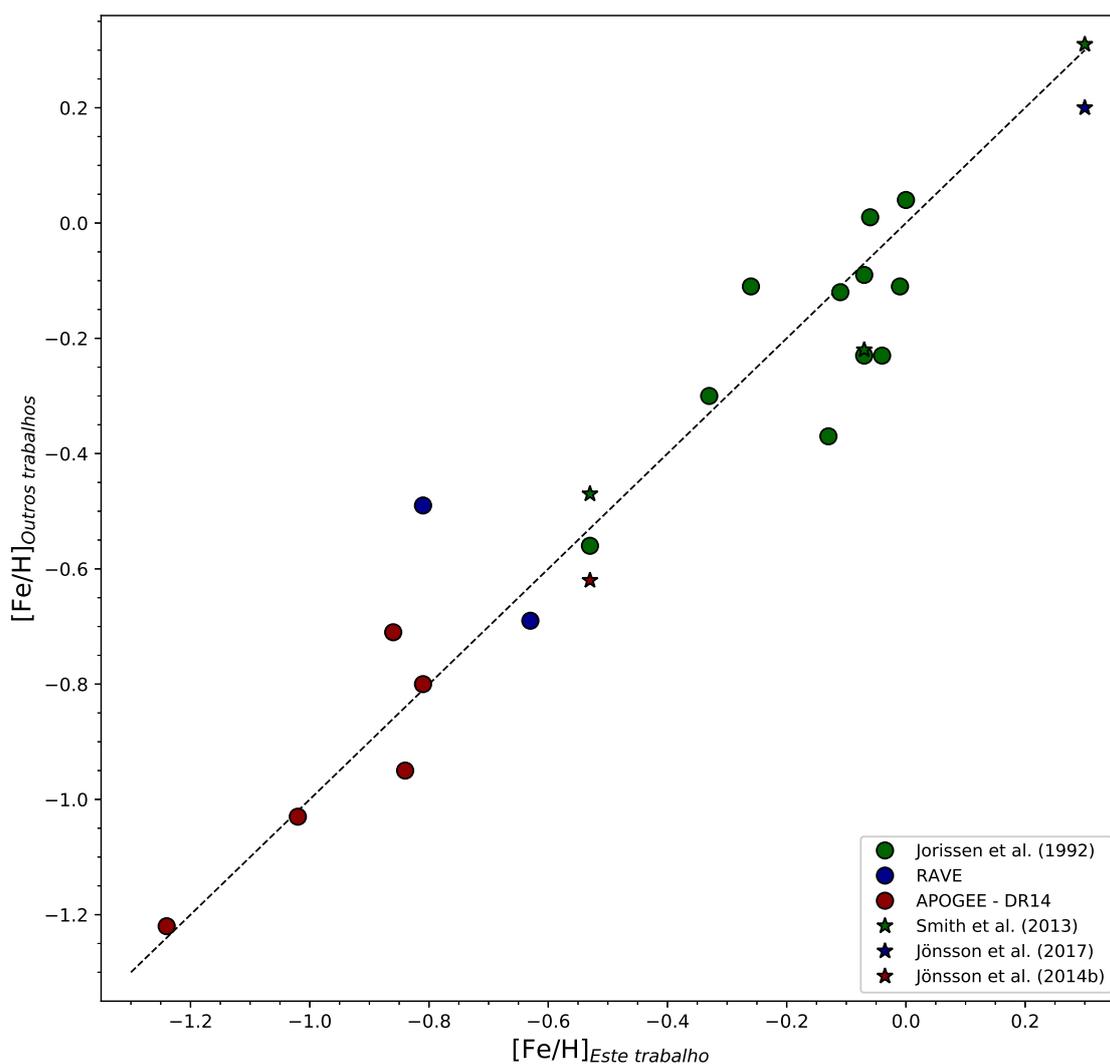


Figura 5.2: Uma comparação das metalicidades ($[\text{Fe}/\text{H}]$) derivadas neste trabalho de tese com resultados da literatura. As metalicidades de RAVE são de Kordopatis et al. (2013) e APOGEE DR14 (Holtzman et al. 2018). As incertezas típicas esperadas nos valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ são $\sim \pm 0,10$ dex. Não existem diferenças sistemáticas significativas entre as abundâncias de ferro aqui derivadas e as de estudos anteriores; existe apenas uma pequena diferença média e desvio padrão de $+0,05 \pm 0,11$ em $[\text{Fe}/\text{H}]$ deste estudo menos os outros trabalhos.

Além disso, é importante verificar se existem diferenças sistemáticas grandes e óbvias entre as diferentes escalas de metalicidade aqui derivadas/adotadas: uma primeira baseada nas linhas de Fe I em $\sim \lambda 2,3 \mu\text{m}$ (usada para a maioria das estrelas), uma

segunda baseada nas linhas de Fe I no ótico em $\sim \lambda 6.000\text{\AA}$ e uma terceira tirada diretamente dos dados públicos do APOGEE DR14, que é baseada em ajustes globais do modelos sintéticos aos espectros observados do APOGEE. A estrela padrão Arcturus é uma boa referência para se testar as diferentes escalas de metalicidade, inclusive porque esta estrela é também a gigante vermelha de referência para o levantamento APOGEE.

Arcturus é uma das estrelas incluídas na comparação apresentada na Figura 5.2: a metalicidade obtida neste trabalho para Arcturus $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -0,53 \pm 0,06$ (Tabela 3.6) foi derivada a partir da síntese espectral das linhas de Fe I em $\lambda 2,3\mu\text{m}$ usando o atlas espectral FTS de Arcturus (Hinkle, Wallace & Livingston 1995) como espectro observado. Nosso resultado para Arcturus se compara bem à metalicidade determinada por Jönsson et al (2014b; com $T_{\text{eff}} = 4226\text{ K}$ e $\log g = 1,67$) de $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -0,62$; esta última foi derivada a partir de uma análise de larguras equivalentes de linhas de Fe I óticas medidas a partir do arquivo de espectros NARVAL (Aurière 2003). A diferença nos resultados é de $\delta[\text{Fe}/\text{H}] = 0,09\text{ dex}$ é pequena e não representa um desvio sistemático significativo, dadas todas as incertezas inerentes à determinação das abundâncias. Uma comparação do nosso resultado com a metalicidade de Arcturus de Smith et al. (2013), que foi obtida usando a lista de linhas APOGEE em $1,5\mu\text{m}$ e analisando o mesmo espectro de FTS (Hinkle, Wallace & Livingston 1995), também indica uma boa concordância: $\delta[\text{Fe}/\text{H}]$ (Este estudo - Smith et al.) = $-0,06\text{ dex}$; lembrando que ambas as determinações (deste trabalho e de Smith et al. 2013) adotam os mesmos parâmetros estelares para Arcturus ($T_{\text{eff}} = 4275\text{ K}$; $\log g = 1,70$; $\xi = 1,85\text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$). Adicionalmente, vale notar que Arcturus é a gigante vermelha padrão do levantamento APOGEE e esta estrela, juntamente com o Sol, são as referências usadas para derivar valores gf astrofísicos para as transições atômicas na região espectral do APOGEE. A metalicidade de Arcturus adotada no cálculo dos valores gf astrofísicos para o APOGEE de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,52$ (Ramirez & Allende Prieto 2011) também encontra-se em bom acordo com a metalicidade derivada para Arcturus neste trabalho de tese.

Para se avaliar em maior detalhe se existem diferenças sistemáticas entre as escalas de metalicidades obtidas a partir de espectros no ótico e no infravermelho, analisamos também um espectro ótico da estrela “padrão” Arcturus. Realizamos dois cálculos: 1) adotando os mesmos modelos de atmosferas utilizados na análise das linhas de Fe I no infravermelho com parâmetros retirados de Smith et al. (2013) e derivando as abundâncias de Fe; e 2) iterando até se obter uma solução totalmente consistente para a temperatura efetiva, gravidade superficial (de PARAM 1.3) e velocidade de microturbulência, baseada nas medidas de larguras equivalentes das linhas de Fe I, de modo semelhante à metodologia que utilizamos para derivar as metalicidades das outras estrelas com espectros óticos neste trabalho. A metalicidade obtida para Arcturus no caso (1) foi $A(\text{Fe}) = 6,86 \pm 0,11$ ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0,59$) e os resultados obtidos com a iteração total foram: $A(\text{Fe}) = 6,95 \pm 0,09$ ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0,50$), $T_{\text{eff}} = 4280\text{ K}$, $\log g = 1,64$ e $\xi = 1,60\text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ (caso 2). Quando

comparada com a metalicidade obtida das linhas no infravermelho ($A(\text{Fe}) = 6,92 \pm 0,06$; $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,53$), a metalicidade obtida para a solução iterada a partir de espectros no ótico é muito semelhante, apresentando uma diferença de apenas 0,03 dex.

Dados todos estes testes de consistência entre as várias escalas de metalicidade, podemos considerar que para todos os efeitos, embora não homogêneas, as escalas de metalicidade neste trabalho de tese não apresentam diferenças sistemáticas significativas.

5.2 Discussão

5.2.1 Evolução Química e as Fontes Produtoras de Flúor

Embora as transições da molécula HF sejam melhor estudadas em gigantes vermelhas frias ($T_{\text{eff}} \leq 4000$ K), dado que as intensidades das linhas de HF decrescem rapidamente com o aumento das temperaturas efetivas, é um desafio se encontrar uma amostra de estrelas gigantes vermelhas adequadamente frias e com baixa metalicidade devido ao deslocamento no RGB para temperaturas mais altas em uma determinada luminosidade, com metalicidade decrescente. Os resultados de abundâncias apresentados na Tabela 3.5 mostram que as linhas de HF foram efetivamente detectadas, e que abundâncias de F foram derivadas em gigantes vermelhas abrangendo um intervalo de abundâncias de Fe que vai de aproximadamente solar até valores de $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1,2$. Ao longo deste intervalo de metalicidades, as abundâncias de F variam um fator de 25 aproximadamente; estas são as primeiras medidas de abundâncias de F que abrangem uma ampla gama de metalicidades e fornecem a visão mais detalhada, até o momento, de como as abundâncias de F mudam com a variação nas abundâncias de Fe.

5.2.1.1 O Comportamento Observado da Abundância de Flúor

A Figura 5.3 mostra a abundância de F versus Fe para as gigantes vermelhas aqui estudadas; incluímos também nesta figura o resultado de abundância de flúor de Li et al. (2013; quadrado preto) obtido para uma gigante vermelha de baixa metalicidade (Li et al. detectaram HF em uma segunda gigante vermelha de baixa metalicidade, que é uma estrela CH² que, portanto, provavelmente teve sua abundância de F primordial aumentada pela queima de He e pela captura de nêutrons (p.e., Jorissen et al. 1992), e em uma terceira estrela que exibia padrões de abundância de galáxias anãs esferoidais). A ‘nuvem’ de estrelas com resultados de $A(\text{F})$ agrupados aproximadamente em torno (um pouco abaixo e um pouco acima) da abundância solar corresponde às estrelas próximas e brilhantes de tipo espectral K tardios e M que foram observadas com o KPNO

²Estrelas de tipo espectral CH são carbonadas que apresentam linhas de absorção fortes da molécula CH. Possuem temperaturas entre 5000 e 4100 K.

4m/FTS, com o tamanho da ‘nuvem’ de resultados correspondendo, aproximadamente, às incertezas em nossas abundâncias. À medida que a abundância de ferro decresce do valor da vizinhança solar para $A(\text{Fe}) \sim 7,2$, a abundância de flúor diminui rapidamente de cerca de $\sim 0,5$ dex. Para abundâncias de Fe ainda menores ($A(\text{Fe}) < 7,0$), a maioria das gigantes vermelhas têm abundâncias de F que diminuem linearmente no plano logarítmico $A(\text{F})$ versus $A(\text{Fe})$, com uma inclinação de quase 1,0. Este tipo de evolução química demonstra que o F se comporta como um produto primário da nucleossíntese em relação ao Fe; a linha tracejada na Figura 5.3 é definida para passar aproximadamente através dos pontos de baixa metalicidade, demonstrando a evolução química primária do F com o Fe (notamos que esta reta não é um ajuste para os pontos). A linha pontilhada que se origina na abundância solar com abundância decrescente de F e Fe tem uma inclinação de 2,0 e é plotada para demonstrar como a evolução secundária de F com o Fe se comportaria. Embora para o regime de maiores metalicidades a evolução do F possa ser complexa, seu comportamento com a metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}] < -0,5$ dex apresenta um claro comportamento primário com o Fe.

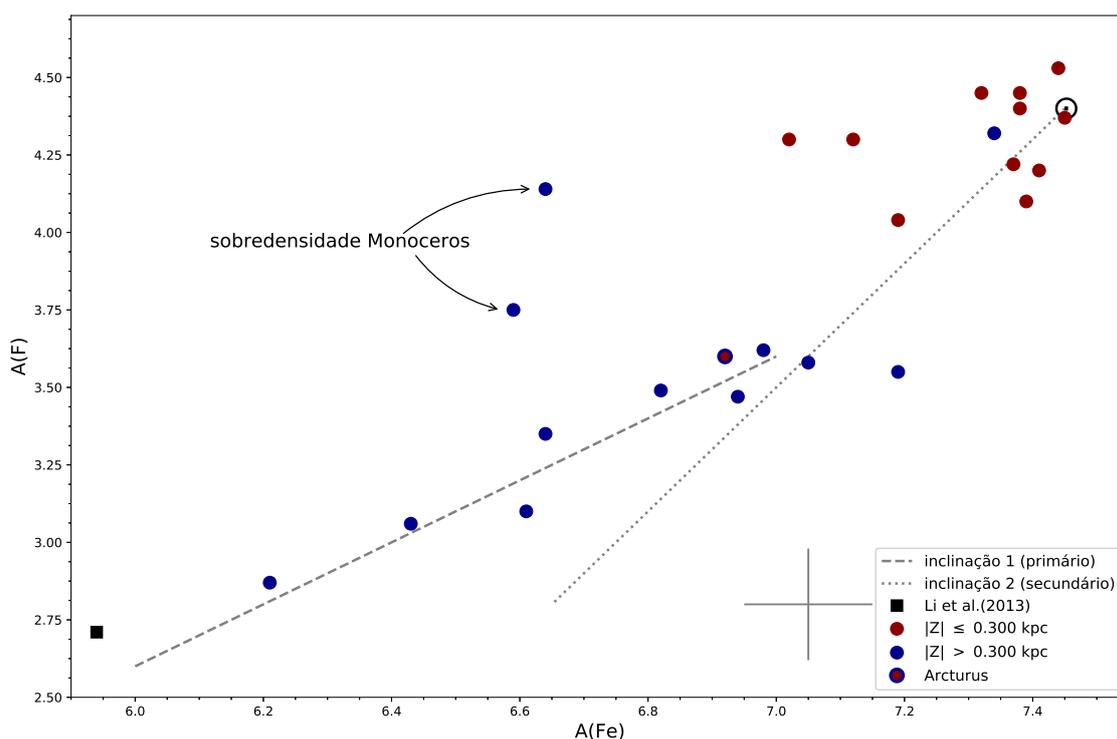


Figura 5.3: Comportamento da abundância de flúor com a metalicidade obtida para as estrelas estudadas neste trabalho de tese. As linhas tracejada e pontilhada representam comportamentos primário e secundário puros, respectivamente, para a variação da abundância de flúor com a metalicidade. As estrelas encontram-se segregadas de acordo com as suas distâncias Z ao plano médio Galáctico. Os círculos azuis correspondem às prováveis estrelas do disco espesso / halo e os círculos vermelhos correspondem às prováveis estrelas do disco fino. Duas estrelas são identificadas como prováveis membros da sobredensidade Monoceros. Uma barra de erro típica é mostrada.

Um outro item a ser observado na Figura 5.3 é a posição de duas gigantes ver-

melhas pobres em metais que caem bastante acima da linha A(F)-A(Fe) onde encontra-se a maioria das estrelas pobres em metais; estas duas gigantes vermelhas foram identificadas com base em suas posições Galácticas, movimento espacial e química peculiar, como sendo prováveis membros de um excesso de densidade chamado Monoceros (*Monoceros overdensity*); Monoceros é uma população da Galáxia que está provavelmente associada a uma estrutura de densidade no disco externo distante do plano Galáctico, ou, como proposto inicialmente por Newberg et al. (2002), é uma estrutura que poderia estar relacionada a uma galáxia anã acretada pela Via Láctea. Os membros estelares dessa estrutura exibem distribuições peculiares de abundância química (e.g., Chou et al. 2010) e, portanto, podem não exibir os mesmos padrões de abundância de F-Fe das populações Galácticas próximas da vizinhança solar (mais detalhes na Seção 5.2.1.3). Alternativamente, Monoceros pode ser uma estrutura do disco fino externo estendido (*flared thin disk*).

A Figura 5.4 é similar à Figura 5.3, porém usa dois painéis para comparar os valores derivados de [F/Fe] versus [Fe/H] neste trabalho (incluindo os resultados de Jönsson et al. 2014b, 2017, Pilachowski & Pace 2015 e Li et al. 2013) às previsões de uma variedade de modelos. O painel superior mostra as abundâncias de [F/Fe], enquanto que o painel inferior sobrepõe os vários modelos de evolução química às abundâncias observadas. Podemos notar que no regime de metalicidades próximas à solar, os vários resultados de abundância se sobrepõem, embora exibindo uma dispersão significativa, que pode, possivelmente, ser explicada pelos erros internos e sistemáticos nas determinações de abundâncias dos diferentes estudos (os valores [F/Fe] de Pilachowski & Pace 2015 podem ser ligeiramente maiores por $\sim 0,1$ dex), porém também é possível que parte da dispersão observada seja real.

Para valores de [Fe/H] $< -0,3$ dex, a razão de [F/Fe] exibe um valor bastante constante, dentro das incertezas, com o F se comportando como um produto primário relativo ao Fe (como notado na Figura 5.3). A linha tracejada plana no painel superior da Figura 5.4 é o valor médio de [F/Fe] para as gigantes vermelhas deste estudo com abundâncias de Fe menores que [Fe/H] $\sim -0,3$ e valores de [F/Fe] $< -0,2$: este valor médio é [F/Fe] = $-0,36 \pm 0,10$. A linha tracejada conectando o valor solar à linha horizontal (platô) tem uma inclinação de 1,0, ilustrando a produção secundária de F em relação ao Fe. Note que os resultados da amostra de Jönsson et al. (2017) para as estrelas um pouco pobres em metais se espalham em torno desta linha secundária. O comportamento observado dos valores derivados de [F/Fe] como função de [Fe/H] sugere uma produção primária de F em baixas metalicidades com um valor subsolar quase constante de [F/Fe] $\sim -0,36$, com uma fonte secundária possivelmente levando a um aumento significativo na abundância de F ao longo de um pequeno intervalo na abundância de Fe.

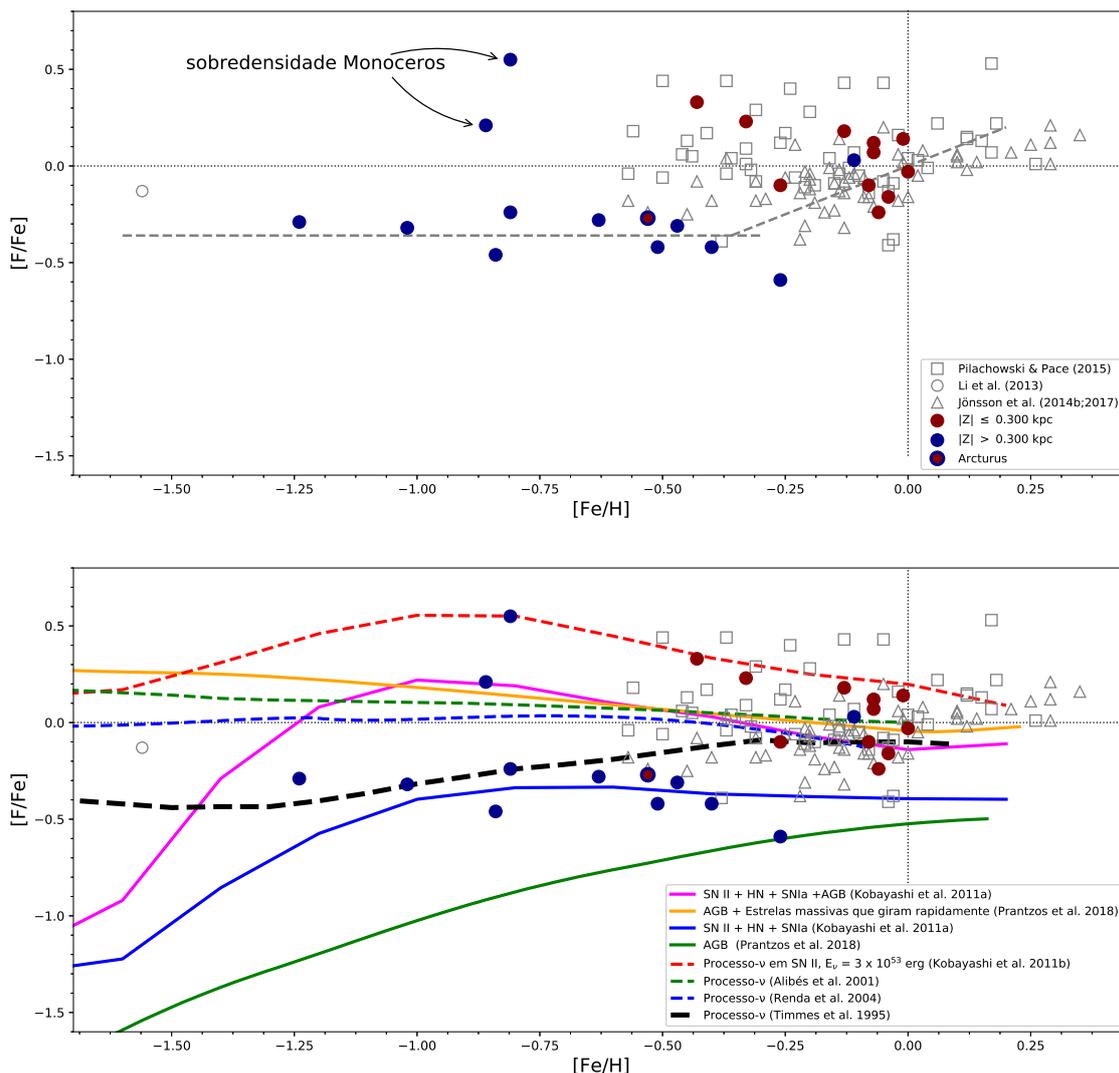


Figura 5.4: Evolução química do flúor apresentada como $[F/Fe]$ versus $[Fe/H]$. Os círculos azuis representam as estrelas com distâncias ao plano médio Galáctico de $|Z| > 300$ pc, correspondendo geometricamente ao disco espesso / halo, enquanto que os círculos vermelhos correspondem às estrelas do disco fino ($|Z| < 300$ pc). Resultados da literatura também mostrados como símbolos abertos. Modelos de evolução química do flúor são apresentados no painel inferior. São mostrados dois modelos de Kobayashi et al. (2011b) que consideram produção de flúor em SN II; o modelo representado pela linha azul contínua considera apenas a produção de flúor em SN II, enquanto que a linha magenta contínua acrescenta também a produção em AGB. Prantzos et al. (2018) apresentam dois modelos com produção de flúor: um que considera a produção em AGB; e outro que considera em AGB e em estrelas massivas pobres em metais que giram rapidamente. Temos também quatro modelos de evolução química que consideram a produção de flúor pelo processo- ν : Kobayashi et al. (2011b; linha vermelha tracejada); Alibés et al. (2001; linha verde tracejada); Renda et al. (2004; linha azul tracejada) e Timmes et al. (1995; linha preta tracejada).

5.2.1.2 Comparações com Modelos de Evolução Química

As abundâncias de F e Fe apresentadas na Figura 5.4 quando comparadas a previsões de modelos de evolução química da Galáxia podem ser usadas para se avaliar as possíveis fontes que contribuem para a nucleossíntese do ^{19}F . No painel inferior da Figura 5.4 mostramos os modelos de evolução química de Timmes et al. (1995), Alibés et al. (2001), Renda et al. (2004), Kobayashi et al. (2011a; 2011b) e Prantzos et al. (2018). Prováveis fontes a serem consideradas para produção do flúor são a nucleossíntese de neutrinos (ou “processo ν ” em SN II; Woosley et al. 1990, Timmes et al. 1995, Alibés et al. 2001, Kobayashi et al. 2011a, 2011b) e estrelas AGB (Jorissen et al. 1992, Forestiniet al. 1992, Abia et al. 2009, Cristallo et al. 2014). Adicionalmente, estrelas massivas também foram propostas como fonte significativa de flúor (p.e., Kobayahsi et al. 2011a), incluindo perda de massa em estrelas Wolf-Rayet (Meynet & Arnould 2000), bem como estrelas massivas pobres em metais que giram rapidamente (Prantzos et al. 2018). Todos estes possíveis processos para a nucleossíntese de flúor foram discutidos em detalhe na Seção 1.1.

Focando primeiramente nas previsões de $[\text{F}/\text{Fe}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ dos quatro modelos que incluem apenas nucleossíntese induzida por neutrinos em SN II de Timmes et al. (1995; linha tracejada preta), Alibés et al. (2001; linha tracejada verde), Renda et al. (2004; linha tracejada azul) e Kobayashi et al. (2011b; linha tracejada vermelha), podemos notar imediatamente que nem todos estes modelos apresentam bom acordo, alguns deles exibindo diferenças significativas; isto parece ser evidência que as incertezas nos dados de entrada dos modelos, tais como, como as taxas de reação, o espectro de neutrinos, ou detalhes da explosão da SN II (p.e., Heger et al. 2005, Sieverding et al. 2018, 2019) podem ser significativas. Notamos, entretanto que os modelos de Alibés et al. (2001) e Renda et al. (2004) encontram-se bastante próximos. Os modelos incluindo apenas o processo ν resultam, de um modo geral, em uma distribuição bastante plana de $[\text{F}/\text{Fe}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$, que descreve a tendência quase-primária observada nos resultados para as estrelas de baixa metalicidade. No entanto, fica claro dos resultados apresentados na figura que nenhum modelo único se ajusta completamente às abundâncias observadas, embora, no geral o modelo de Timmes et al. (1995) se descreva razoavelmente bem o “platô” em baixa metalicidade, bem como o aumento para os valores $[\text{F}/\text{Fe}]$ quase-solares na metalicidade solar.

O painel inferior da Figura 5.4 apresenta um outro modelo (linha cheia laranja) que também prevê um comportamento quase primário de $[\text{F}/\text{Fe}]$ com o $[\text{Fe}/\text{H}]$; este modelo inclui outra fonte de ^{19}F que seria proveniente da perda de massa pré-SN de estrelas massivas pobres em metais que giram rapidamente durante a queima de He, conforme modelado recentemente por Prantzos et al. (2018; Seção 1.1.4). O modelo de Prantzos et al. (2018) produz valores de $[\text{F}/\text{Fe}]$ que são aproximadamente constantes na

faixa de metalicidades abrangida na figura, de modo semelhante ao comportamento dos modelos que incluem apenas produção de flúor no processo ν de Alibés et al. (2001) e Renda et al. (2004). O conjunto de reações que ocorre nas estrelas massivas pobres em metais que giram rapidamente resulta em um comportamento quase primário de F com respeito ao Fe, onde o ^{14}N vem do ^{12}C produzido pela queima de He nas estrelas massivas, enquanto que em estrelas AGB o N é sintetizado apenas por captura de prótons a partir da abundância inicial de ^{12}C (o ciclo CN clássico), assim temos o comportamento secundário do F de uma fonte AGB. O modelo de Prantzos et al. (2018), assim como o de Alibés et al. (2001) e Renda et al. (2004), resultam em um valor quase solar (ou de disco fino) de $[\text{F}/\text{Fe}]$ em $[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0,0$, mas apresentam um excesso de produção de flúor para metalicidades abaixo de $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0,5$, quando comparado com as estrelas do disco espesso / halo. Prantzos et al. (2018), em particular, ressaltam que a eficiência da mistura induzida pela rotação não pode ser determinada sem calibração externa. O comportamento observado de $[\text{F}/\text{Fe}]$ a baixa metalicidade pode ajudar a melhorar as previsões do modelo a partir desse processo, embora um ajuste para baixo dos *yields* à baixa metalicidade possa levar à subprodução de flúor na metalicidade solar.

A Figura 5.4 (painel inferior) também inclui relações de $[\text{F}/\text{Fe}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ para dois modelos de evolução química de Kobayashi et al. (2011a) que consideram contribuições de flúor em SNII e hipernovas (HN) (linha cheia azul), bem como um modelo que adiciona produção de flúor em estrelas AGB além da produção em SN e HN (linha cheia magenta). Notamos que no modelo com síntese de ^{19}F em estrelas massivas a produção do flúor resulta da fase de queima de He na evolução estelar e que este modelo (linha cheia azul) também descreve razoavelmente bem o platô em $[\text{F}/\text{Fe}]$ em baixa metalicidade. Observamos também que, embora o rápido aumento na razão $[\text{F}/\text{Fe}]$ em estrelas AGB nos modelos Kobayashi et al. (2011a) em $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1,50$ ocorra em uma metalicidade menor do que a observada, este modelo específico indica que as estrelas AGB podem impulsionar o aumento das abundâncias de ^{19}F para valores quase solares de $[\text{F}/\text{Fe}]$ devido às várias cadeias de reação que levam à produção de ^{19}F , começando com capturas α para ^{14}N . Como comparação, o modelo de Prantzos et al. (2018) representado pela linha cheia verde na Figura 5.4 ilustra o comportamento da fonte AGB, o que resulta em menores 'yields' das AGB quando comparado aos adotados por Kobayashi et al. (2011a), devido também às diferenças nas taxas de reação.

Permanecem diferenças e incertezas nos modelos, porém a comparação das abundâncias derivadas de flúor com os modelos de evolução química da Galáxia sugere que os modelos não ajustam bem os dados e a maioria deles não descreve bem o comportamento do flúor com a metalicidade; vínculos mais restritivos para se distinguir entre as fontes potenciais de F serão fornecidas por observações de um número maior de estrelas pobres em metais, bem como o estudo das abundâncias de flúor em diferentes ambientes e populações Galácticas.

5.2.1.3 O Gradiente da Abundância de Flúor

Gradientes de metalicidade são uma característica comum em galáxias em geral e nossa Galáxia não é exceção; é fato bem conhecido que as metalicidades nos discos das galáxias diminuem com o aumento da distância ao centro Galáctico. Na Via Láctea gradientes de metalicidade radial são observados em várias populações estelares, tais como regiões H II (p.e., Esteban & García-Rojas 2018), estrelas B (p.e., Bragança et al. 2019; Daflon & Cunha 2004), Cefeidas (p.e., Genovali et al. 2014; Lemasle et al. 2008), aglomerados abertos (p.e., Yong et al. 2012; Magrini et al. 2017; Donor et al. 2018; Carrera et al. 2019) e nebulosas planetárias (p.e., Stanghellini & Haywood 2018). Além disso, resultados de levantamentos espectroscópicos recentes confirmam a existência de gradientes de abundância química para estrelas de baixa massa do campo, indicando que os gradientes também variam com a distância ao plano Galáctico (p.e., Cheng et al. 2012; Hayden et al. 2015) e a idade das populações (p.e., Bergemann et al. 2014; Anders et al. 2017), enquanto que a mistura radial, via aquecimento e / ou migração, afeta os gradientes de abundâncias radiais (Schönrich & Binney 2009; Minchev et al. 2013; Kubryk et al. 2015). Existe uma vasta literatura sobre gradientes radiais para vários elementos na Via Láctea, mas o gradiente de abundância de flúor ainda não foi caracterizado.

Neste trabalho de tese, temos a oportunidade de investigar a variação da razão de abundância $[F/Fe]$ em função da distância galactocêntrica (R_g). Nossa amostra contém estrelas com distâncias galactocêntricas aproximadamente entre $R_g \sim 8,7$ e 13 kpc (Tabela 5.1), tendo também uma estrela na região interna do disco em $R_g \sim 6$ kpc. Uma fração significativa de nossos alvos está na vizinhança solar, tendo distâncias galactocêntricas próximas ao valor solar ($R_{g\odot} = 8,33 \pm 0,35$ kpc; Gillessen et al. 2009). Dado o objetivo de se estudar o comportamento do flúor em baixas metalicidades, cerca da metade das estrelas foram selecionadas por serem gigantes vermelhas frias e pobres em metais, possivelmente pertencentes ao disco espesso ou ao halo. É importante notar que duas destas estrelas (2MASS 01051470+4958078 e 2MASS 22341156+4425220), encontram-se a uma distância $|Z| \sim 1,2$ kpc do plano Galáctico (na última coluna da Tabela 5.1 são mostrados os valores de Z para as estrelas do disco) que indicariam serem possíveis membros do halo, com velocidades de rotação $V_\phi = 0$ km·s⁻¹ (calculada usando GAIA DR2 combinado com velocidades radiais do APOGEE DR14); no entanto, estas estrelas são relativamente ricas em metais ($[Fe/H] \sim -1$) para serem do halo, sugerindo que elas poderiam ser membros do evento de acreção Gaia-Enceladus³ (ou Gaia-Sausage; Belokurov et al. 2018; Helmi et al. 2018). Examinando as abundâncias químicas do APOGEE DR14 (Holtzman et al. 2018) para estas estrelas, encontramos que elas têm baixos valores de $[X/Fe]$ para (C+N), Mg, Al e Ni, o que é compatível com o perfil de abundâncias químicas observado para esta população (Hayes et al. 2018).

³Gaia-Enceladus é uma galáxia anã que foi acretaada por nossa Galáxia.

Duas outras estrelas de nossa amostra são notáveis devido aos seus altos valores da razão $[F/Fe]$ (2MASS 02431985+5227501: $[F/Fe]= 0,21$; 2MASS 04224371+1729196: $[F/Fe]= 0,55$;) dadas as suas metalicidades relativamente baixas de $[Fe/H] \sim -0,8$ (ver Figuras 5.3 e 5.4). Estas duas estrelas encontram-se abaixo do plano da Via Láctea a uma distância de ~ 1 kpc e têm raios galactocêntricos $R_g \gtrsim 11$ kpc, porém estão girando na mesma direção do disco, com velocidades de rotação em torno de $V_\phi \sim 230 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$. Isto sugere que estas estrelas talvez possam ser membros da sobredensidade Monoceros, que foi relatada como sendo uma estrutura de superdensidade pobre em metal movendo-se com velocidades semelhantes as do disco, mas localizada abaixo do plano médio do disco nominal entre ~ 1 e 3 kpc para estes raios Galactocêntricos (Rocha-Pinto et al. 2003; Crane et al. 2003; Ibata et al. 2003; Morganson et al. 2016). Além disso, estas estrelas têm abundâncias de elementos α quase solares, consistentes com a química do Anel Monoceros (*Monoceros Ring*; Chou et al. 2010).

Na Figura 5.5 apresentamos os valores da razão $[F/Fe]$ versus R_g para a amostra de estrelas estudada. A maioria das estrelas têm distâncias Gaia DR2 com erros estimados da ordem de 0,3 a 0,4 kpc (Bailer-Jones et al. 2018; Tabela 5.1). Aqui, novamente nós separamos as estrelas da amostra com base em uma definição puramente geométrica do disco em fino ou espesso / halo: estrelas com $|Z| > 300$ pc como sendo prováveis membros da população do disco espesso / halo (círculos cheios azuis) e estrelas com $|Z| < 300$ pc como sendo prováveis estrelas do disco fino (círculos cheios vermelhos). Apesar de ter $|Z| < 300$ pc, a estrela Arcturus não foi incluída na amostra de disco fino, uma vez que esta é uma estrela conhecidamente de disco espesso (Ramirez et al. 2007). Fica claro que a amostra de estrelas do disco fino em nosso estudo não cobre um intervalo em distâncias galactocêntricas grande o suficiente para definir um gradiente. Para as estrelas da vizinhança solar, as abundâncias de $[F/Fe]$ se agrupam em torno do valor solar de $[F/Fe]$ com um valor médio de $\langle [F/Fe] \rangle = 0,01 \pm 0,15$. Apenas uma estrela que é membro provável do disco fino em nossa amostra (2MASS 07313775-2818395) encontra-se um pouco mais distante da vizinhança solar ($R_g \sim 10$ kpc) e esta apresenta uma razão $[F/Fe]$ elevada, quando comparada com a média solar para a vizinhança solar e ao comportamento das estrelas prováveis membros do disco espesso.

Concentrando-nos agora na amostra de estrelas que são membros prováveis do disco espesso / halo, o gradiente de $[F/Fe]$ para esta população tem uma inclinação de $0,02 \pm 0,03$ dex/kpc, e dado seu erro, esta tendência/inclinação é consistente com um comportamento plano para $[F/Fe]$ com R_g , para distâncias galactocêntricas entre ~ 6 e 13 kpc. Assim sendo, podemos considerar que as razões $[F/Fe]$ para todas as estrelas tendo $|Z| > 300$ pc (exceto Arcturus que está passando pelo disco fino) apresentam um quase-platô com um valor $[F/Fe]$ sub-solar ($[F/Fe] \sim -0,3$ dex). Conforme discutido na seção anterior, tal platô provavelmente corresponde à produção de flúor em SN II via nucleossíntese de neutrinos (Figura 5.4), enquanto que as estrelas do disco fino com R_g

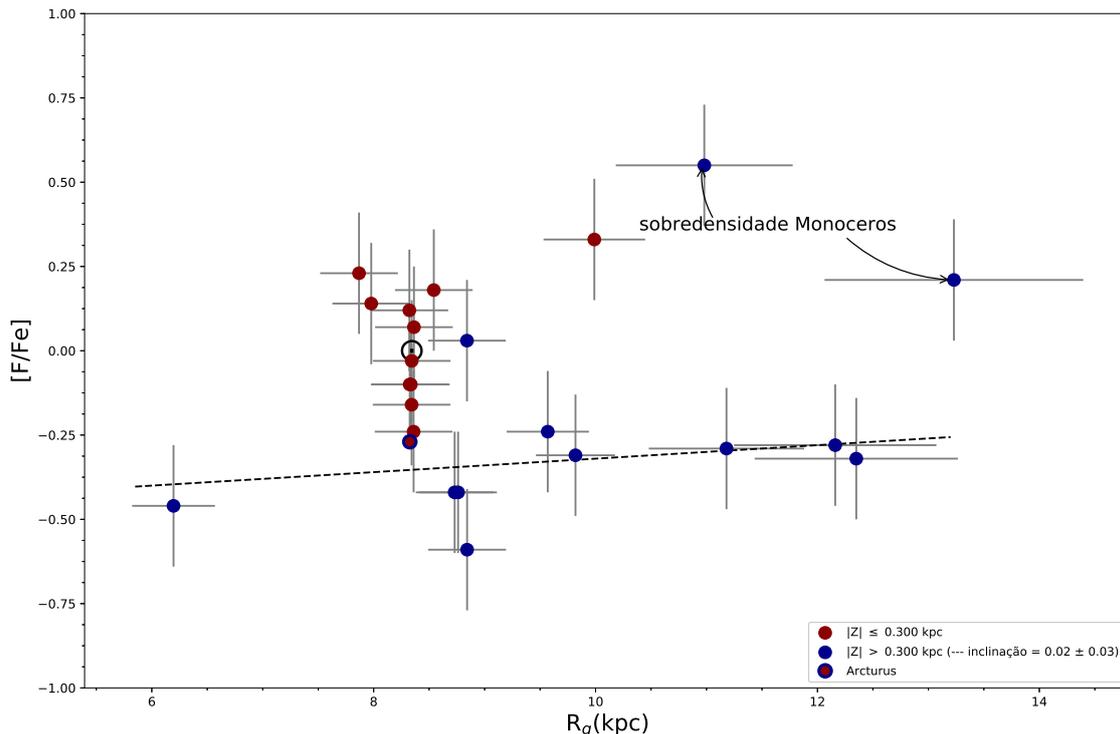


Figura 5.5: Abundâncias de $[F/Fe]$ versus R_g . Os círculos azuis representam prováveis estrelas do disco espesso / halo e os círculos vermelhos representam as estrelas do disco fino. A linha tracejada apresenta a melhor inclinação para as estrelas do disco espesso / halo, excluindo as duas estrelas que são identificadas como membros da Monoceros *over-density* (excesso de densidade). As distâncias e incertezas são baseadas no Gaia DR2 e foram determinadas por Bailer-Jones et al. (2018).

~ 8 e 10 kpc potencialmente seguem uma seqüência com uma inclinação positiva mais íngreme com R_g , que vai de valores de $[F/Fe]$ aproximadamente solares na vizinhança solar a valores de $[F/Fe] \sim +0,3$ dex a uma distância galactocêntrica de 10 kpc, embora devamos ter sempre em mente que tal tendência/inclinação baseia-se apenas na abundância obtida para uma única estrela do disco fino mais distante.

Puls (2018), em sua dissertação de mestrado, concluiu que não havia evidência de um gradiente de F entre a vizinhança solar e a região localizada entre 2 e 4 kpc do Sol. Entretanto, eles encontram uma razão de abundância de $[F/Fe]$ de $-0,26$ dex para uma estrela com distância galactocêntrica de $14,5$ kpc e sugerem que a evolução do flúor sobre ferro no disco externo é similar a da vizinhança solar e concluem que tal resultado vai estimular estudos de gradientes na região de $14,5$ kpc no futuro.

De um modo geral, a presença de um gradiente de abundâncias de flúor relativamente plano para o disco espesso encontra-se em bom acordo com resultados da literatura obtidos para outros elementos em populações de disco espesso (p.e., Boeche et al. 2013, Cheng et al. 2012; Mikolaitis et al. 2014; Hayden et al. 2015; Weinberg et al. 2019). Notamos, no entanto, as posições bastante discrepantes no plano $[F/Fe]$ versus R_g das estrelas marcadas na Figura 5.5 como sendo possíveis membros de sobredensidade

Monoceros. Estas duas estrelas têm abundâncias de flúor significativamente mais altas dadas as suas metalicidades; de fato, os valores de $[F/Fe]$ para estas duas estrelas estão entre os valores mais altos de $[F/Fe]$ encontrados para as estrelas de nossa amostra (um valor médio de $[F/Fe] = +0.38$ dex; ver também suas localizações nas Figuras 5.3 e 5.4). Comparadas às outras estrelas da amostra do disco externo, suas razões de $[F/Fe]$ são ~ 1 dex maiores do que as outras estrelas com R_g semelhantes. Tal discrepância está bem além das incertezas esperadas nas determinações das abundâncias, que foram determinadas homoganeamente neste trabalho. Dadas as claras e aparentes inconsistências nas abundâncias para estas duas estrelas de Monoceros, estas estrelas não foram incluídas na derivação dos gradientes radiais discutidos acima.

O comportamento muito distinto das abundâncias de flúor para as duas possíveis estrelas de Monoceros, quando comparado ao gradiente radial obtido para as estrelas de nossa amostra que se encontram distantes do plano médio da Galáxia ($|Z| > 300$ pc), se soma ao debate em curso sobre a origem da sobre-densidade Monoceros. Dado o alto teor de flúor das estrelas de Monoceros, e o fato de que o disco fino Galáctico se expande para altas distâncias do plano Galáctico (“flares”; Minchev et al. 2015, 2017; Bovy 2016; Mackereth et al. 2017) seria tentador especular (apenas com base na química) que o padrão de abundâncias nas estrelas de Monoceros poderia representar uma extensão do gradiente de flúor no disco fino da Galáxia. No entanto, dado o pequeno número de estrelas analisadas e a falta de estrelas do disco fino externo em nossa amostra, estas especulações devem ser vistas com extrema cautela. Fica claro, entretanto, que as abundâncias de flúor para as duas estrelas Monoceros não coincidem com as das estrelas do disco espesso / halo.

Tabela 5.1: Disco Galáctico: Distâncias

Star	d (pc)	R_g (kpc)	Z (kpc)
Arcturus	11,26±0,070 (b)	8,326±0,350	0,01
10 Dra	121,6±4,100 (a)	8,360±0,350	0,09
41 Com	116,3±5,400 (a)	8,325±0,350	0,12
β And	60,53±1,990 (b)	8,363±0,350	-0,03
β Peg	60,10±0,540 (b)	8,335±0,350	-0,03
β UMi	40,14±0,190 (b)	8,342±0,350	0,03
γ Dra	47,30±0,220 (b)	8,322±0,350	0,02
μ Leo	32,60±0,470 (a)	8,349±0,350	0,03
ω Vir	136,8±8,500 (a)	8,343±0,350	0,12
BD+06°2063	780,2±36,60 (a)	8,841±0,350	0,39
BD+16°3426	515,0±14,60 (a)	7,978±0,350	0,14
HD 96360	416,6±7,000 (a)	8,542±0,350	0,30
HD 189581	662,1±0,300 (a)	7,868±0,350	-0,17
TYC 5880-423-1	2375 ±234,9 (a)	9,569±0,371	-1,86
UCAC2 22625431	5232 ±1038 (a)	12,16±0,912	-1,26
2M06232713–3342412	2730 ±166,1 (a)	9,819±0,356	-0,94
2M07313775–2818395	2885 ±459,8 (a)	9,989±0,458	-0,23
HD 19697	653,5±24,70 (a)	8,842±0,351	-0,39
HD 20305	544,2±23,70 (a)	8,761±0,350	-0,32
HD 28085	384,9±6,160 (a)	8,688±0,350	-0,14
HD 90862	950,2±49,70 (a)	8,730±0,350	-0,79
2M01051470+4958078	5640 ±1052 (a)	12,35±0,916	-1,25
2M02431985+5227501	5768 ±1231 (a)	13,23±1,166	-0,68
2M04224371+1729196	2865 ±773,3 (a)	10,98±0,797	-1,08
2M20410375+0001223	4696 ±1003 (a)	6,196±0,373	-1,92
2M22341156+4425220	6448 ±963,1 (a)	11,18±0,700	-1,33

Notas: (a) Bailer-Jones et al. (2018); (b) Distâncias determinadas pela inversão das paralaxes de Hipparcos.

Capítulo 6

A Abundância de Flúor na Grande Nuvem de Magalhães

Neste capítulo discutiremos os resultados de abundâncias de flúor obtidos para as estrelas gigantes vermelhas da amostra pertencentes à galáxia Grande Nuvem de Magalhães. Na próxima seção apresentaremos uma breve descrição das características principais da Grande Nuvem de Magalhães e discutiremos brevemente os padrões de abundâncias das estrelas da LMC, para posteriormente na Seção 6.1.2 apresentarmos uma comparação dos resultados de flúor da LMC com aqueles das estrelas do disco Galáctico e com modelos de evolução química.

6.1 Discussão

6.1.1 A Grande Nuvem de Magalhães

A Grande Nuvem de Magalhães é uma das galáxias satélites da Via Láctea. Na Figura 6.1 mostramos a título de ilustração o mapa de densidade da Via Láctea obtido por Gaia DR2, onde a seta aponta para a Grande Nuvem de Magalhães e pode-se ver mais à esquerda e um pouco abaixo, a galáxia Pequena Nuvem de Magalhães. Sendo a LMC uma das galáxias mais próximas à Via Láctea, a uma distância $d \sim 49,97$ kpc (de Pietrzyński et al. 2013), esta galáxia representa um laboratório ideal para se testar a evolução química em populações estelares, inclusive porque as linhas de visada de grande parte da LMC têm pouca poeira, o que facilita a observação de suas populações.

A LMC é uma galáxia irregular com uma barra central e braço espiral, tendo massa da componente disco de $\sim 4,8 \cdot 10^9 M_{\odot}$ e massa da componente gasosa de $\sim 0,5 \cdot 10^9 M_{\odot}$ (Alves & Nelson 2000). Esta galáxia tem uma velocidade radial $\sim 262,2 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ (de McConnachie 2012). Sua curva de rotação a uma distância radial do seu centro de $R \sim$

4 kpc atinge uma velocidade circular máxima de $\sim 72 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ que começa a diminuir em regiões mais distantes ao centro da galáxia. No que concerne as populações estelares da LMC, os trabalhos de Hodge (1960, 1961) estudaram seus aglomerados estelares, descobrindo que na LMC enquanto 35 dos aglomerados eram semelhantes em idade à população de aglomerados globulares da Via Láctea, outros 23 aglomerados eram claramente muito mais jovens que qualquer outro aglomerado globular da nossa Galáxia. Estes resultados dos trabalhos de Hodge nos anos 1960 já sugeriam que a história de formação estelar da LMC é bastante diferente da Via Láctea.

A relação idade-metalicidade dos aglomerados estelares da LMC apresenta algumas características interessantes, como a falta de aglomerados com idades entre 5 e 12 Gyr (p.e., Olszewski et al. 1996; Piatti et al. 2002; Harris & Zaritsky 2009). Se observa também que os aglomerados mais jovens têm uma grande dispersão nas metalicidades; os aglomerados com idades entre $\sim 0,9$ e 2,0 Gyr apresentam uma variação de metalicidade de $\sim 0,5$ dex (p.e., Geisler et al. 2003). As estrelas do campo pertencentes à população da barra estelar da LMC também apresentam uma lacuna ou hiato (*gap*) na distribuição de metalicidades, dado que após uma formação estelar inicial a LMC experimentou uma época quiescente que durou vários giga-anos, apenas recomeçando sua formação estelar entre 4 e 5 Gyr atrás. Quanto ao disco da LMC ainda não existe um acordo se houve ou não um hiato na formação estelar (p.e., Dolphin 2000; Geha et al. 1998). Carrera et al. (2011) obtiveram relações entre a idade e a metalicidade para estrelas do disco de LMC em que estrelas com: idades < 2 Gyr têm $-0,25 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0,50$ dex; idades entre 2 e 6 Gyr têm $-0,75 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0,25$ dex; idades entre 6 e 10 Gyr têm $-1,50 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0,75$ dex; e idades > 10 Gyr têm $-3,5 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1,5$ dex.

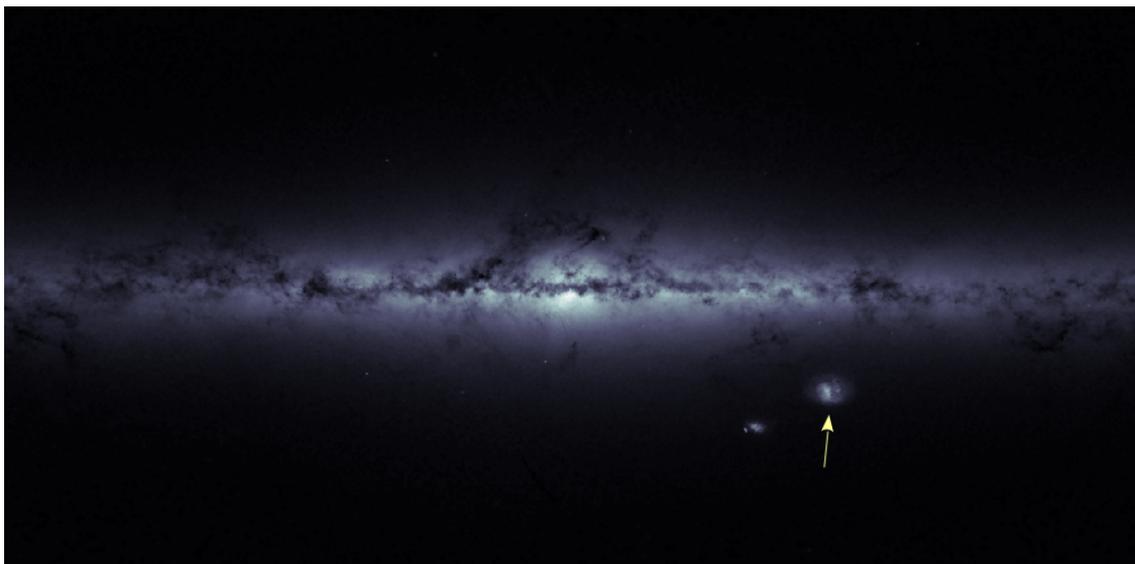


Figura 6.1: Mapa de densidade estelar da Via Láctea obtido por Gaia DR2. A seta aponta para a Grande Nuvem de Magalhães e à esquerda dela, um pouco abaixo, podemos ver a Pequena Nuvem de Magalhães.

Obtido do *Wikimedia Commons*, o repositório de mídia livre.

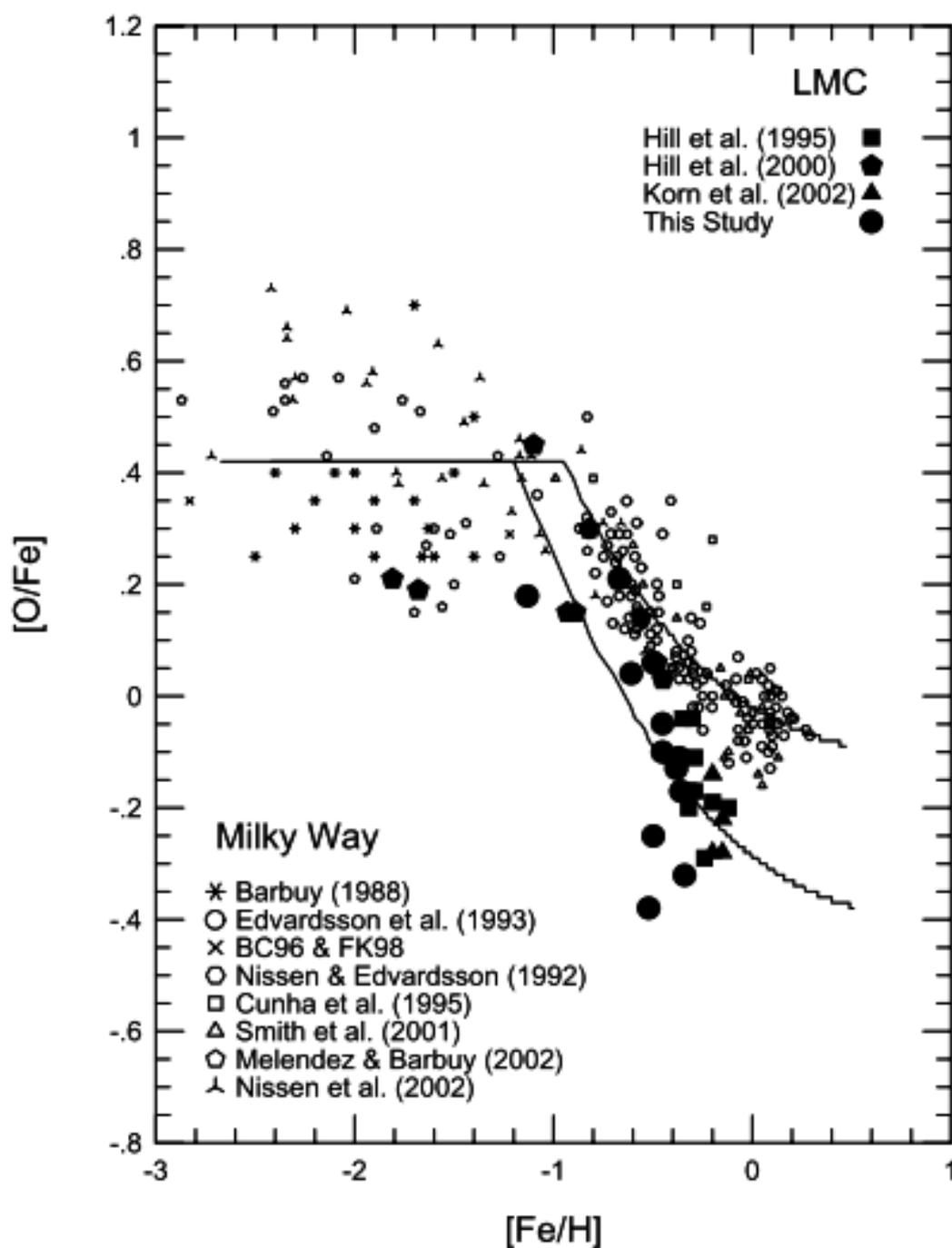


Figura 6.2: Valores de $[Fe/H]$ versus $[O/Fe]$ para estrelas da LMC (Hill et al. 1995; 2000; Korn et al. 2002; Smith et al. 2002) e da Via Láctea (Barbuy 1988; Edvardsson et al. 1993; Balachandran & Carney 1996 (BC96); Nissen & Edvardsson 1992; Cunha et al. 1995; Smith et al. 2001; Meléndez & Barbuy 2002; Nissen et al. 2002). As curvas sólidas são modelos simples de evolução química em que há produção de O e Fe em SNII e SNIa. *Figura tirada de Smith et al (2002).*

Smith et al. (2002) determinaram as abundâncias dos elementos C, N, O, Na, Sc, Ti e Fe em uma amostra de estrelas gigantes vermelhas da LMC. Na Figura 6.2 apresentamos a Figura 10 do trabalho de Smith et al. (2002). Nesta figura são plotados os resultados

de $[O/Fe]$ versus $[Fe/H]$ de estrelas pertencentes à LMC e como referência são também apresentados resultados para estrelas de nossa Galáxia. As estrelas da LMC representadas por símbolos cheios são dos trabalhos de Hill et al. (1995; quadrados representam supergigantes de tipo espectral F); Hill et al. (2000; pentágonos representam estrelas de aglomerados velhos e aglomerados globulares); Korn et al. (2002; triângulos representam estrelas de tipo espectral B da sequência principal), e Smith et al. (2002; círculos representam estrelas gigantes vermelhas), enquanto que as estrelas de campo da Via Láctea (representadas por símbolos abertos) são dos trabalhos de Barbuy (1988), Edvardsson et al. (1993), Balachandran & Carney (1996) (BC96), Nissen & Edvardsson (1992), Cunha et al. (1995), Smith et al. (2001), Meléndez & Barbuy (2002) e Nissen et al. (2002). As curvas sólidas representam esquematicamente a evolução da razão $[O/Fe]$ versus $[Fe/H]$ dados os *yields* das supernovas de Tipos II e Ia. A taxa na qual as abundâncias aumentam com o tempo depende da taxa de supernovas por unidade de massa do gás. Segundo Smith et al. (2002) a curva da LMC difere da curva da Via Láctea por ter uma taxa de formação de SNII três vezes menor e uma taxa de formação de SNIa duas vezes menor do que na nossa Galáxia. Trabalhos mais recentes que estudaram a composição química da LMC a partir de espectros de alta-resolução incluem: Pompéia et al. (2005; 2008); Van der Swaelmen et al. (2013; 2015).

Podemos ver da Figura 6.2 que no intervalo de metalicidades entre $-1,0 < [Fe/H] < -0,3$ dex, os valores de $[O/Fe]$ para as estrelas da LMC caem sistematicamente abaixo ($\sim -0,2$ dex) da tendência global delineada pelas estrelas da nossa Galáxia. Smith et al. (2002) concluíram a partir destes resultados que a diferença entre as razões $[Fe/H]$ versus $[O/Fe]$ da LMC e da Via Láctea era clara. Tal padrão de $[O/Fe]$ vs $[Fe/H]$ observado (valores baixos das razões $[\alpha/Fe]$ para um dado $[Fe/H]$ quando comparados às estrelas da nossa Galáxia em regime de metalicidades $[Fe/H] > -1$) é típico de galáxias anãs (p.e., Carlin et al. 2018); entretanto, dependendo das condições específicas de cada galáxia, tais como a taxa de formação estelar e a função de massa inicial, o valor da metalicidade do ‘joelho’ (definido como a metalicidade em que as SNIa começam a contribuir para o aumento da abundância de ferro, e diminuição da razão $[\alpha/Fe]$) varia. Para metalicidades menores que a do ‘joelho’, tanto as galáxias anãs quanto a Via Láctea tem, de um modo geral, valores relativamente altos e constantes das razões de $[\alpha/Fe]$, representativos dos valores típicos desta razão no halo.

6.1.2 O Padrão Observado das abundâncias de Flúor

Cunha et al. (2003) foram pioneiros no estudo de abundâncias de flúor fora de nossa Galáxia, tendo analisado a mesma amostra de gigantes vermelhas da LMC que havia sido originalmente estudada no trabalho de Smith et al. (2002). Conforme mencionado anteriormente, neste trabalho de tese reanalisamos os espectros Phoenix das gi-

gantes vermelhas da LMC estudadas em Cunha et al. (2003), desta vez adotando nos cálculos das abundâncias de flúor o potencial de excitação da linha rotacional-vibracional HF(1-0)R9 de Jönsson et al. (2014a) e Decin (2000) e a energia de dissociação de Sauval & Tatum (1984; Capítulo 1).

Uma comparação das abundâncias de flúor deste trabalho de tese com as abundâncias de flúor determinadas por Cunha et al. (2003) é mostrada na Figura 6.3. Fica claro que, embora ambos os trabalhos tenham adotado os mesmos parâmetros estelares de Smith et al. (2002), houve uma diminuição significativa nas abundâncias de flúor determinadas; isto porque, conforme discutido no Capítulo 1, o trabalho de Cunha et al. (2003), assim como outros trabalhos mais antigos da literatura, utilizaram listas de linhas que vieram da mesma fonte contendo potenciais de excitação inconsistentes das linhas da molécula HF quando comparados à energia de dissociação utilizada. A média da diferença e o desvio padrão entre as abundâncias de flúor deste trabalho e de Cunha et al. (2003) é: $\delta A(\text{F}) = -0,45 \pm 0,15$; tal diferença sistemática é significativa porque muda bastante o patamar das abundâncias de flúor para a LMC.

Dado que todos os cálculos dos trabalhos de Cunha, Smith e colaboradores se basearam na mesma lista de linhas original; Cunha et al. (2003) obtiveram resultados de abundância de flúor sistematicamente altos, tanto para as estrelas da LMC quanto para as estrelas de referência do disco Galáctico. Além das abundâncias de flúor serem sistematicamente altas, naquela época não haviam outros resultados de flúor para as estrelas de nossa Galáxia na literatura que cobrissem um intervalo de metalicidades, de forma que não se conhecia o comportamento nem aproximado de $[\text{F}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ ou vs. $[\text{O}/\text{H}]$ na Galáxia. (Este comportamento para estrelas do disco espesso e do disco fino Galácticos estão sendo definidos pela primeira vez neste trabalho de tese). Baseando-se nas poucas observações disponíveis na época, Cunha et al. (2003) notaram que existia um declínio moderado da razão F/O com o decréscimo da metalicidade para as estrelas estudadas na LMC, se comparado às estrelas da vizinhança solar (com metalicidades aproximadamente solares). Tal declínio de $[\text{F}/\text{O}]$ com a metalicidade era predito de forma geral pelos modelos de Timmes et al. (1995; que incluíam produção de flúor em SN II através da nucleossíntese induzida por neutrinos), embora o patamar das razões das abundâncias determinadas em Cunha et al. (2003) não correspondesse ao valor predito pelos modelos.

Antes de passarmos à discussão de nossos resultados de abundâncias de flúor em termos das metalicidades e abundâncias de oxigênio, é de interesse mencionar que esta população estelar foi estudada na amostra de Smith et al. (2002), Cunha et al. (2003), e finalmente neste trabalho de tese. Sete estrelas de nossa amostra são do campo e estas foram originalmente selecionadas do catálogo 2MASS e usando diagramas cor magnitude (K_s versus J-K); as estrelas observadas encontram-se centradas em dois campos localizados na região geral da barra da LMC: “Campo 1” centrado nas coordenadas aproximadas $\alpha = 5\text{h } 24\text{m}$ e $\delta = -69^\circ 45'$, e “Campo 2” centrado aproximadamente em $\alpha = 5\text{h}$

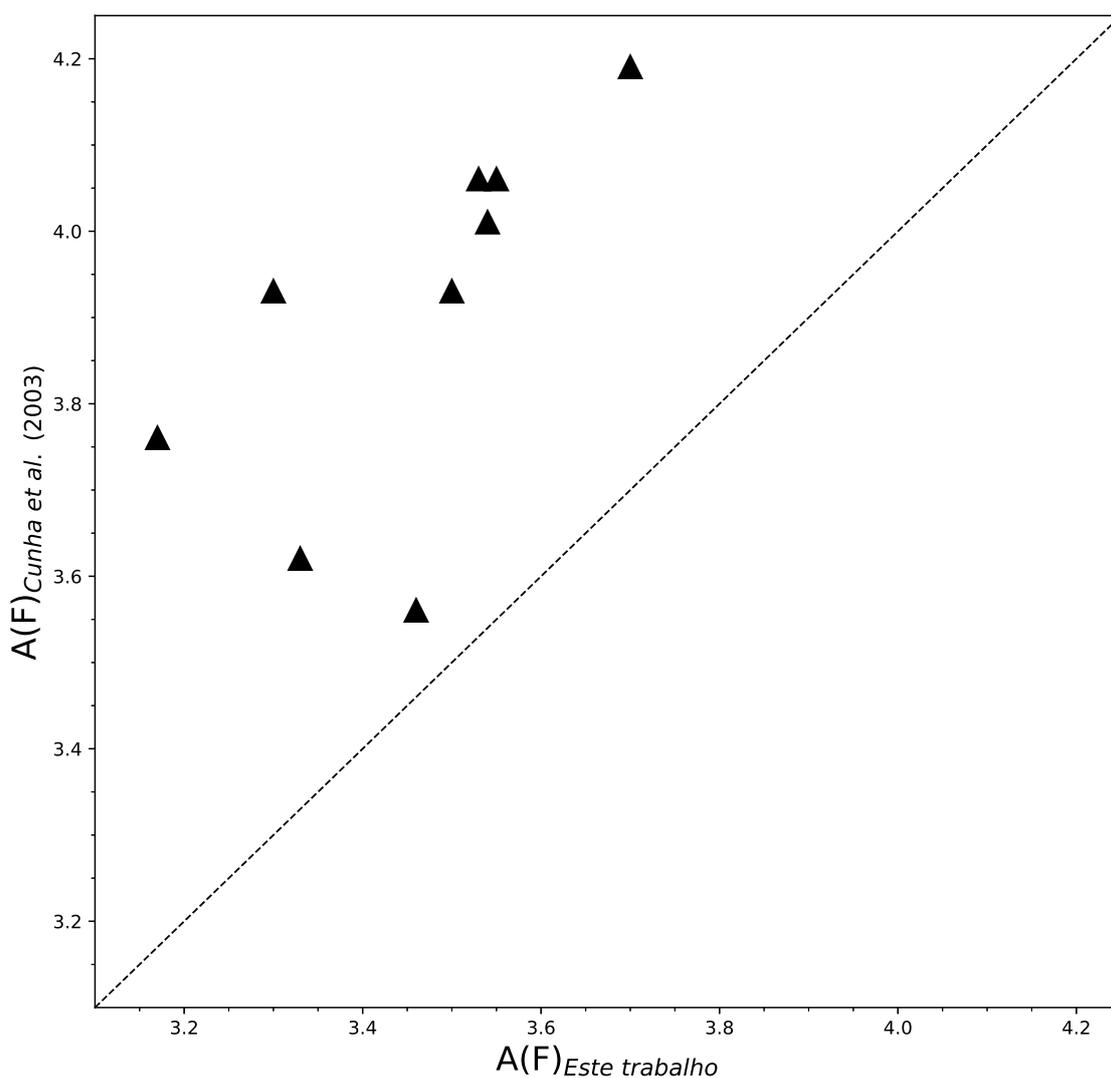


Figura 6.3: Comparação entre as abundâncias de flúor deste trabalho de tese com as abundâncias de flúor de Cunha et al. (2003). A média da diferença entre as abundâncias de flúor deste trabalho e de Cunha et al. (2003) é $-0,45 \pm 0,15$

30 min; e $\delta = -70^\circ 00'$ (ver posição aproximada na barra destes campos na Figura 6.4). Estas estrelas do campo da LMC, que foram selecionadas pela fotometria, foram confirmadas espectroscopicamente como pertencendo a LMC a partir das suas velocidades radiais medidas nos espectros Phoenix em Smith et al. (2002); tendo uma velocidade radial média de 257 Km/s para as estrelas do “Campo 1” e 249 km/s para as estrelas do “Campo 2”. Duas estrelas de nossa amostra pertencem ao aglomerado NGC 2203 (a posição deste aglomerado está indicada na Figura 6.4); estas estrelas foram selecionadas do estudo no infravermelho de aglomerados da LMC por Aaronson & Mould (1985). Como vimos na Figura 3.2 (Seção 3.1.3) as gigantes vermelhas estudadas neste trabalho de tese são bastante luminosas e localizadas na parte superior das RGB.

O intervalo de metalicidades coberto pelas estrelas do campo da LMC de nossa amostra varia entre $[Fe/H] = -0,45$ e $-0,29$ dex, enquanto as estrelas pertencentes ao aglo-

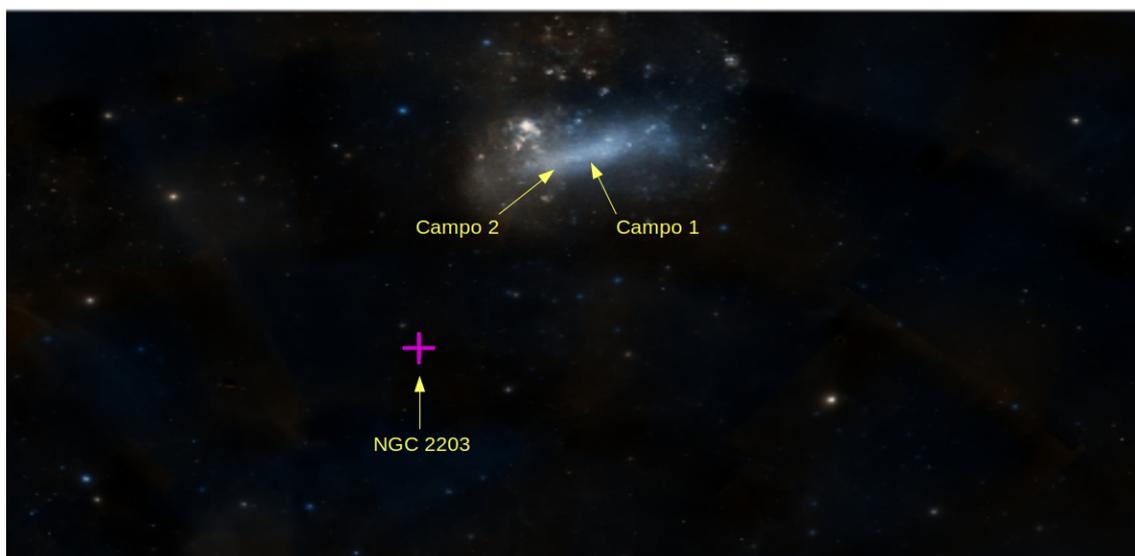


Figura 6.4: A galáxia Grande Nuvem de Magalhães onde o cursor de cor magenta indica a posição do aglomerado NGC 2203. A posição dos dois campos (“Campo 1” e “Campo 2”) da nossa amostra de estrelas do campo da LMC também estão indicados por setas nomeadas.

Imagem obtida do Digitized Sky Survey com o Simbad <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>.

merado NGC 2203 são um pouco mais pobres em metais com $[Fe/H] = -0,62$ e $-0,56$ dex (Tabela 3.1). Apresentamos na Figura 6.5 a mesma relação $A(Fe)$ versus $A(F)$ da Figura 5.3, que descreve a evolução química do flúor, porém desta vez acrescentando as nove estrelas da LMC estudadas aqui (triângulos pretos e vermelhos). As duas estrelas da LMC com as menores abundâncias de Fe caem próximas ou ligeiramente acima da linha tracejada, que representa um comportamento primário do flúor com a metalicidade; estas são as duas estrelas do aglomerado NGC 2203 (representadas por triângulos vermelhos). As abundâncias de flúor das estrelas do campo encontram-se abaixo da linha pontilhada que representa um comportamento secundário do flúor com a metalicidade, lembrando que estas linhas não são ajustes para os pontos. Podemos perceber também que as estrelas LMC do campo têm abundâncias de flúor mais baixas do que as estrelas Galácticas de nossa amostra (representadas por círculos cheios azuis).

A Figura 6.6 é similar à Figura 6.5, onde mostramos os valores derivados de $[F/Fe]$ como função da metalicidade. Lembrando que a linha tracejada plana mostrada na Figura 6.6 corresponde ao valor médio de $\langle [F/Fe] \rangle = -0,36 \pm 0,10$ obtido para as gigantes vermelhas do disco Galáctico deste estudo, tendo abundâncias de Fe menores que $[Fe/H] \sim -0,3$ e valores de $[F/Fe] < -0,2$. A linha tracejada conectando o valor solar à linha horizontal (platô) tem uma inclinação de 1,0, ilustrando a produção secundária de F em relação ao Fe. Mais uma vez as gigantes vermelhas da LMC são representadas pelos triângulos pretos e vermelhos cheios. Assim como observado na Figura 6.5 as estrelas da

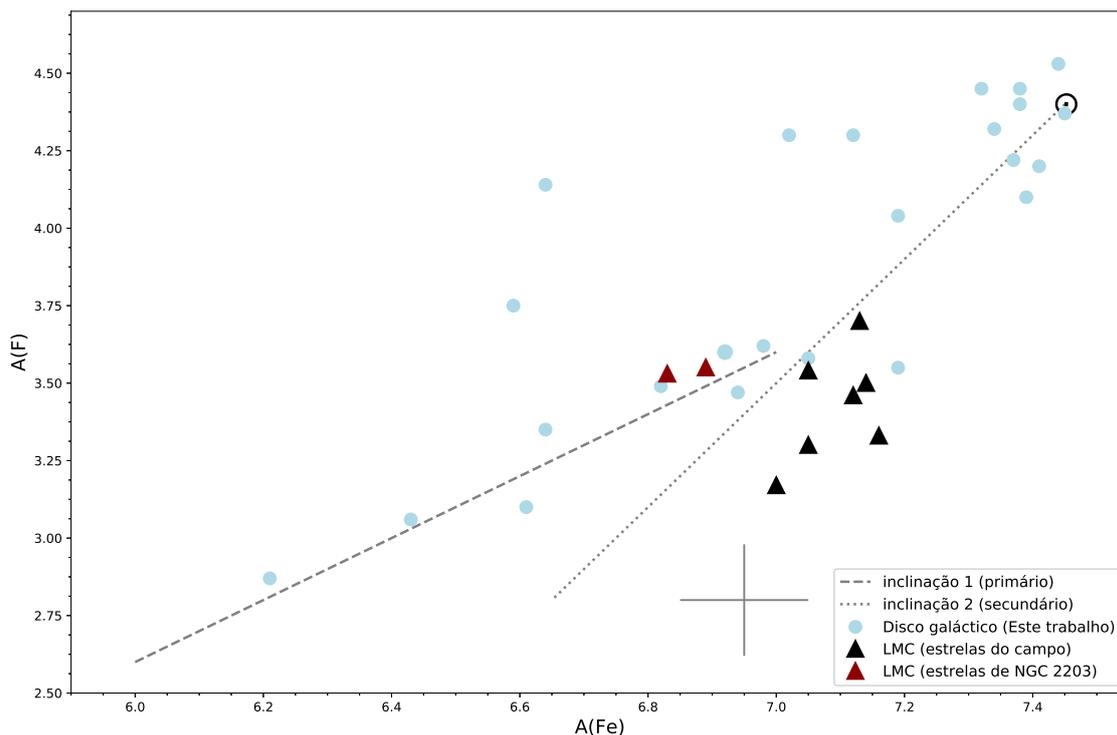


Figura 6.5: Comportamento do flúor com a metalicidade para as estrelas da LMC estudadas neste trabalho de tese. As linhas tracejada e pontilhada representam comportamentos primário e secundário puros para a mudança de flúor com a metalicidade. As estrelas do disco Galáctico deste trabalho de tese são representadas pelos círculos azuis cheios enquanto as estrelas pertencentes ao LMC são representadas por triângulos pretos e vermelhos. Uma barra de erro típica é mostrada.

LMC do campo têm valores $[F/Fe]$ mais baixos do que as estrelas do disco Galáctico. Entretanto, as duas estrelas LMC de mais baixa metalicidade, pertencentes ao aglomerado NGC 2203, parecem seguir a mesma tendência das estrelas do disco espesso / halo da nossa Galáxia.

Mais especificamente, o valor médio de $[F/Fe]$ para as estrelas do campo da LMC é $\langle [F/Fe] \rangle = -0,61 \pm 0,14$ (cobrindo um intervalo de metalicidades entre $[Fe/H] = -0,45$ e $-0,29$ dex), enquanto que as razões de $[F/Fe]$ das estrelas da Via Láctea neste mesmo intervalo de metalicidades da literatura (símbolos abertos) apresentam tipicamente valores muito mais altos de $[F/Fe]$ a grosso modo em torno do valor solar, embora com grande dispersão. As estrelas pertencentes ao aglomerado NGC 2203 ($[Fe/H] = -0,62$ e $-0,56$ dex; Tabela 3.1) apresentam razões de $[F/Fe] \sim -0,25$ e $-0,29$ dex, similares aos valores obtidos neste trabalho para as estrelas da amostra do disco espesso da Via Láctea. Podemos também notar que a dispersão em F/Fe para as estrelas do campo é bem maior do que a obtida para as duas estrelas do aglomerado NGC 2203.

A relação entre $[F/O]$ versus $[O/H]$ é apresentada na Figura 6.7, onde são mostrados os resultados obtidos para as estrelas LMC (triângulos pretos e vermelhos), sendo que as abundâncias de oxigênio para estas estrelas são do trabalho de Smith et al. (2002);

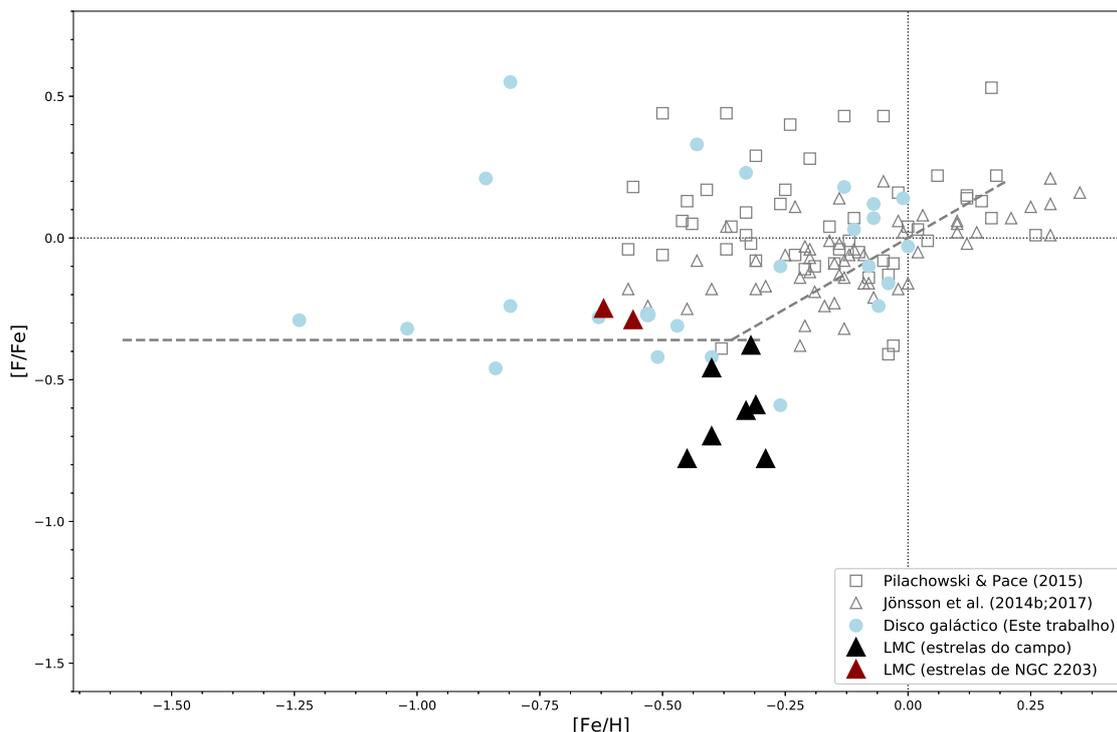


Figura 6.6: Relação $[Fe/H]$ versus $[F/Fe]$. As estrelas do disco Galáctico deste trabalho de tese são representadas pelos círculos azuis cheios. Estrelas pertencentes ao LMC estão representadas com triângulos pretos e vermelhos. Outros resultados, da literatura, são também mostrados com símbolos abertos.

apresentamos também (como símbolos abertos) os resultados de Jönsson et al. (2014b; 2017) obtidos para estrelas da vizinhança solar. (Não são apresentados resultados para as estrelas da Galáxia analisadas neste trabalho de tese (Capítulo 5) porque não temos abundâncias de oxigênio confiáveis para nossas estrelas na literatura.) Podemos notar da Figura 6.7 que não há região de sobreposição nos regimes de abundância de oxigênio das duas amostras: as estrelas da Via Láctea cobrem um intervalo de $[O/H]$ entre -0,25 e +0,25 dex, enquanto que as estrelas da LMC de aproximadamente -0,5 e -0,75 dex. Os nossos resultados para a LMC (juntamente com as estrelas da vizinhança solar dos trabalhos de Jönsson et al.) parecem seguir uma tendência, aproximadamente linear, de decréscimo moderado da razão $[F/O]$ com a abundância de oxigênio ($[O/H]$); esta tendência já havia sido percebida por Cunha et al. (2003).

Apesar da LMC ter uma história de formação estelar e evolução química bastante distinta da Via Láctea, uma comparação entre as abundâncias de flúor em estrelas da LMC com modelos de evolução química da Via Láctea poderia, em princípio, ajudar na compreensão geral de que fontes produzem de flúor, embora modelos de evolução química do flúor específicos para a LMC seriam mais recomendáveis, porém estes não existem na literatura. As curvas apresentadas na Figura 6.7 representam os mesmos modelos de evolução química discutidos no Capítulo 5. As curvas tracejadas correspondem aos modelos de Kobayashi et al. (2011b; linha vermelha tracejada) e Timmes et al. (1995;

linha preta tracejada) que consideram produção de flúor no processo induzido por neutrinos. Dois outros modelos de Kobayashi et al. (2011b) apresentam produção de flúor em SN II e hipernovas (HN), sendo que o modelo representado pela linha magenta contínua considera produção também em AGB, enquanto que aquele representado pela linha azul contínua considera apenas produção em SN II e HN. Os modelos com produção em SNII e HN apresentam menores valores de $[F/O]$ do que os modelos que consideram apenas produção em SNII porque a produção de oxigênio é maior em estrelas mais massivas (neste caso a HN). Os dois modelos de Prantzos et al. (2018) mostrados consideram produção de flúor em AGB, sendo que a linha laranja contínua leva também em conta a produção de flúor em estrelas massivas de baixa metalicidade que giram rapidamente, enquanto que a curva verde contínua leva em conta apenas a produção de flúor em estrelas AGB.

Os resultados de $[F/O]$ versus $[O/H]$ para a nossa Galáxia mostrados na Figura 6.7 apresentam uma tendência de aumento na razão $[F/O]$ com o aumento de $[O/H]$ que se estende para valores positivos de $[O/H]$ à medida que a abundância de oxigênio aumenta para valores acima do valor solar. Aparentemente estes resultados para a vizinhança solar da Galáxia não são exatamente reproduzidos por nenhum dos modelos de evolução química apresentados, exceto que há uma pequena tendência de subida no modelo laranja de Prantzos et al. (2018) próximo a valores de $[O/H]$ solares, porém este modelo tem $[F/O]$ aproximadamente constante no intervalo entre $[O/H] = -0,25$ e $0,25$, o que não é observado nos resultados de Jönsson et al. (2014b; 2017).

No que concerne a LMC, logo acima dos resultados para as estrelas estudadas se encontram os modelos que consideram a produção de flúor em SN II, HN e AGB (Kobayashi et al. 2011b; curva magenta), em AGB e estrelas massivas pobres em metais que giram rapidamente (Prantzos et al. 2018; curva laranja) e em SNII por processo- ν (Timmes et al. 1995; curva preta). Abaixo dos resultados para as estrelas da LMC (um pouco mais distantes) estão os modelos que consideram produção de flúor em SNII e HN (Kobayashi et al. 2011b; curva azul) e em AGB (Prantzos et al. 2018; curva verde). Vale notar, entretanto, que a tendência nas abundâncias de LMC é similar à tendência do modelo azul de Kobayashi et al. e preto tracejado de Timmes et al., ambos estes modelos consideram produção de flúor em SN II.

No que concerne a produção de flúor em estrelas AGB, Abia et al. (2011) determinaram abundâncias de flúor em estrelas AGB das galáxias da Pequena e da Grande Nuvem de Magalhães, além da galáxia anã esferoidal Carina. Este estudo concluiu que a nucleossíntese de F em estrelas AGB pobres em metais pode não ser tão grande quanto o esperado pelos modelos, ou talvez haja algum mecanismo que ainda não foi considerado nos modelos que resulte em destruição de flúor com maior eficiência. No entanto, este trabalho conclui que as estrelas AGB são produtoras de flúor.

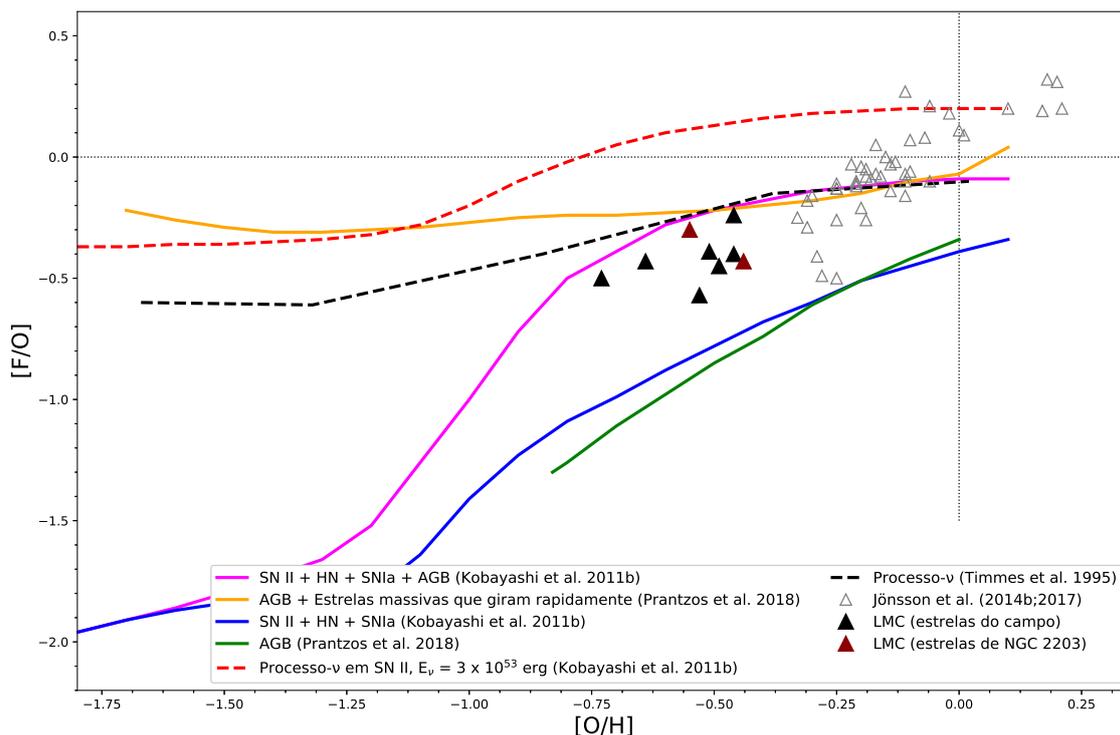


Figura 6.7: Evolução química do flúor apresentada como $[F/O]$ versus $[O/H]$. São mostrados dois modelos de Kobayashi et al. (2011b) que consideram produção de flúor em SN II e hipernova (HN); o modelo representado pela linha azul contínua considera apenas a produção de flúor em SN II e HN, enquanto que o modelo da linha magenta contínua acrescenta também a produção de flúor em AGB. Prantzos et al. (2018) apresentam dois modelos com produção de flúor: um que considera a produção em AGB; e outro que considera em AGB e em estrelas massivas pobres em metais que giram rapidamente. Temos também dois modelos de evolução química que consideram a produção de flúor por processo- ν em SNIa: Kobayashi et al. (2011b; com seu modelo para SN II com neutrinos de energia $E_\nu=3\cdot 10^{53}$ erg) e Timmes et al. 1995.

Capítulo 7

Conclusões

Abundâncias de flúor, sódio e carbono foram determinadas para uma amostra de estrelas gigantes vermelhas do aglomerado globular M4. As abundâncias de flúor foram determinadas usando valores atualizados e consistentes para o potencial de excitação e energia de dissociação para a transição HF(1-0)R9 em $2,3 \mu\text{m}$. Quando comparamos nossos resultados de abundâncias de flúor com os resultados de trabalhos anteriores da literatura fica evidente que houve uma diminuição significativa nas abundâncias de F de $\sim -0,4$ dex; esta é uma redução significativa do patamar das abundâncias de flúor para as estrelas de M4.

Adicionalmente, os resultados obtidos neste trabalho revelam uma anticorrelação das abundâncias de flúor com as abundâncias de sódio em M4, similar ao resultado obtido por Smith et al. (2005), porém com um patamar de abundâncias de flúor significativamente reduzido.

Uma comparação das abundâncias observadas de F e Na com os modelos estelares de Lagarde et al. (2012) e Fenner et al. (2004, cujas previsões para o flúor são apresentadas em Smith et al. 2005) sugere que o nível observado de depleção de F ($\sim 0,2$ dex) na segunda geração estelar de M4 é maior dado o aumento na abundância de Na do que o previsto pelos modelos. A diferença entre o nível de depleção de F observada para as estrelas de M4 versus as previsões dos modelos não é muito grande; bastaria um aumento na depleção de F de $\sim 0,1$ dex para se chegar a uma concordância mais razoável entre os modelos e as observações. Tal diferença poderia ser potencialmente reduzida tanto via diminuição das incertezas das abundâncias ou na modelagem; por exemplo, do ponto de vista das determinações das abundâncias, a análise de um número maior de linhas rotacionais-vibracionais da molécula HF para determinar abundâncias de flúor melhoraria a precisão interna das abundâncias; adicionalmente, seria importante investigar as anticorrelações em outros aglomerados globulares.

A comparação entre os modelos e as observações (abundâncias) indica que, de

um modo geral, as estrelas responsáveis pela anticorrelação entre as abundâncias de flúor e sódio observada em M4 são estrelas AGB mais massivas com massas $M \geq 6M_{\odot}$, já que modelos de baixa massa produzem ainda menos depleção de flúor. Caso tais estrelas massivas sejam as principais responsáveis pela evolução química em M4, isto sugere que o ambiente inicial de M4 foi poluído em uma escala de tempo $\leq 10^8$ anos (a escala de tempo de evolução de uma estrela de $\sim 6 M_{\odot}$).

Os resultados obtidos neste trabalho para a amostra de estrelas pertencentes ao aglomerado globular ω Centauri são menos conclusivos: não podemos dizer se existe ou não de uma possível anticorrelação entre F e Na nas diferentes populações deste aglomerado globular. Isto é decorrência tanto do pequeno número de estrelas analisadas quanto do fato que os resultados de flúor para a amostra de ω Centauri são, em sua maior parte, limites superiores de abundâncias.

Em uma segunda parte deste trabalho de tese, abundâncias de flúor e ferro foram determinadas em estrelas gigantes vermelhas do disco Galáctico; as estrelas da amostra analisada abrangem a maior faixa em metalicidades estudada até esta data ($[Fe/H] \sim -1,3$ a $+0,0$), o que permite mapear o comportamento de $[F/Fe]$ em função da metalicidade com o objetivo de fornecer vínculos sobre a nucleossíntese de ^{19}F .

Dois regimes no comportamento de $[F/Fe]$ foram encontrados: 1) nas baixas metalicidades ($-1,3 < [Fe/H] < -0,4$) as abundâncias de flúor se comportam como um elemento primário em relação ao ferro; 2) nas altas metalicidades ($-0,4 < [Fe/H] < 0,0$) as abundâncias de F são quase secundárias em relação ao Fe.

Nenhum modelo de evolução química da literatura descreve satisfatoriamente o comportamento observado das abundâncias de flúor em função da metalicidade. Um comportamento primário da abundância de flúor com a metalicidade entre $[Fe/H] \sim -1,5$ e $-0,4$ é previsto por modelos que incluem apenas a produção de flúor na nucleossíntese por neutrinos (e.g., Timmes et al. 1995; Alibés et al. 2001; Renda et al. 2004), bem como estrelas massivas de baixa metalicidade com rotação rápida (Prantzos et al. 2018), embora os valores quantitativos do platô de $[F/Fe]$ dos diferentes modelos permaneçam bastante díspares e incertos. De qualquer forma, o modelo que inclui a nucleossíntese de neutrinos de Timmes et al. (1995), descreve aproximadamente o platô de $[F/Fe]$ observado em baixa metalicidade, enquanto que o valor da razão de $[F/Fe]$ neste modelo cresce atingindo um valor aproximadamente solar para metalicidades maiores. Modelos incluindo AGBs como fontes de flúor (e.g., Prantzos et al. 2018 e Kobayashi et al. 2011a) mostram grandes discrepâncias devido a incertezas nas taxas de reação e principalmente nos *yields* das estrelas AGB.

Este é o primeiro estudo a medir gradientes de abundâncias de flúor na Via Láctea. O gradiente $[F/Fe]$ para estrelas de disco espesso / halo (definidas como aquelas com $|Z| > 300$ pc) é bastante plano com uma inclinação de $0,02 \pm 0,03$ dex/kpc entre R_g

~ 6 e 13 kpc. Para esta população, a razão $[F/Fe]$ é subsolar, enquanto que para estrelas de disco fino, na vizinhança solar ($R_g \sim 8$ kpc), a razão $[F/Fe]$ é aproximadamente solar. Nossa amostra contém apenas uma estrela do disco fino ($|Z| < 300$ pc) além da vizinhança solar ($R_g \sim 10$ kpc) que tem um valor maior de $[F/Fe] \sim +0,3$ dex.

Progressos adicionais na compreensão da evolução química do flúor na Galáxia virá a partir de medidas adicionais de abundâncias de flúor em amostras maiores de estrelas com baixas metalicidades, bem como medidas de abundâncias de flúor em regiões do disco externo da Via Láctea.

Em uma terceira parte deste trabalho de tese, determinamos abundâncias de flúor em uma amostra de estrelas gigantes vermelhas pertencentes a Grande Nuvem de Magalhães utilizando, assim como mencionado anteriormente, o potencial de excitação e energia de dissociação consistentes para a linha HF(1-0)R9. Como esperado, dada a mudança das constantes moleculares para a linha de HF estudada, houve uma diminuição significativa nas abundâncias de flúor determinadas neste trabalho quando comparadas com os resultados anteriores da literatura.

A amostra da LMC estudada contém tanto estrelas do campo quanto duas estrelas pertencentes ao aglomerado estelar NGC 2203. Ao compararmos $A(F)$ versus $A(Fe)$, ou $[F/Fe]$ versus $[Fe/H]$, das estrelas da LMC com aquelas da amostra estudada do disco Galáctico podemos notar que as estrelas do aglomerado NGC 2203 da LMC seguem aproximadamente o comportamento primário de flúor em relação ao ferro encontrado para as estrelas do disco espesso / halo Galácticos. As razões de $[F/Fe]$ obtidas para as estrelas do campo da LMC cobrem um intervalo de $\sim 0,5$ dex, enquanto que para as duas estrelas de NGC 2203 temos razões de $[F/Fe]$ versus $[Fe/H]$ similares. Outro resultado importante a ser ressaltado é que o valor de $[F/Fe]$ para as estrelas do campo da LMC é, em média, significativamente mais baixo ($\sim 0,6$ dex) do que aquela das estrelas da Galáxia no mesmo intervalo de metalicidade. Tal resultado encontra-se em acordo com resultados de outros elementos para galáxias anãs.

No que concerne a evolução do flúor com o oxigênio, os valores de $[F/O]$ versus $[O/H]$ das estrelas da LMC parecem potencialmente seguir uma tendência aproximadamente linear, havendo um decréscimo moderado da razão $[F/O]$ com a abundância de oxigênio; notamos que este comportamento é similar ao observado para a Galáxia entre metalicidades ($[Fe/H]$) $-0,25$ e $+0,25$. Ao compararmos os resultados obtidos para a LMC com modelos de evolução química construídos para a Via Láctea, percebemos que existe uma tendência de decréscimo moderado da razão $[F/O]$ com a abundância de oxigênio em modelos que envolvem produção de flúor em SNII. No entanto, modelos de evolução química do flúor computados exclusivamente para a galáxia LMC seriam necessários para que se possa compreender a evolução do flúor nesta galáxia.

Apêndice A

Espectros Reduzidos

Neste apêndice apresentamos os espectros reduzidos para todas as estrelas da amostra pertencentes aos aglomerados globulares M4, ω Centauri, ao disco Galáctico e a Grande Nuvem de Magalhães. Os espectros estão no intervalo entre λ 23297 e 23390 Å, onde encontra-se a linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF, além de linhas da molécula $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ e a linha dubleto do Na I, além da linha de Fe I (λ 23310Å) que é uma das linhas usadas para determinar a metalicidade nas estrelas do disco galáctico.

Os espectros das estrelas observadas com o espectrógrafo Phoenix são mostrados nas Figuras [A.1](#) (estrelas L1411, L1514, L2307, L2410, L3209 e L3413 de M4), [A.2](#) (estrelas L4611 e L4613 de M4; estrelas ROA 43, ROA 132, ROA 179 e ROA 213 de ω Centauri), [A.3](#) (estrelas ROA 219 e ROA 324 de ω Centauri; TYC 5880-423-1, UCAC2 22625431, 2MASS J06232713-3342412 e 2MASS J07313775-2818395 do disco galáctico), [A.4](#) (estrelas LMC 1.6, 1.27, 1.50, 2.1158, 2.3256 e 2.4525 da Grande Nuvem de Magalhães), [A.5](#) (estrelas LMC 2.5368, NGC 2203 AM1 e NGC 2203 AM2 da Grande Nuvem de Magalhães; HD 19697, HD 20305 e HD 90862 do disco galáctico) e [A.6](#) (primeiro painel: estrela HD 90862 do disco galáctico).

Os espectros das estrelas observadas com o espectrógrafo IGRINS são mostrados nas Figuras [A.6](#) (a partir do segundo painel: estrelas L1501, L1514, L2406, L3209 e L3624 de M4) e [A.7](#) (primeiro painel: estrela L4511 de M4).

Os espectros das estrelas observadas com o espectrógrafo CRIRES são mostrados na Figura [A.7](#) (segundo ao quarto painel: estrelas L 4401, L4404 e L4630 de M4).

Os espectros das estrelas observadas com o espectrógrafo FTS são mostrados nas Figuras [A.7](#) (dois últimos painéis: estrelas 10 Dra e 41 Com do disco Galáctico), [A.8](#) (estrelas β And, β Peg, β UMi, γ Dra, μ Leo e ω Vir do disco Galáctico) e [A.9](#) (os quatro primeiros painéis: estrelas BD+06°2063, BD+16°3426, HD 96360, HD 189581 do disco Galáctico).

Os espectros das estrelas observadas com o espectrógrafo iSHELL são mostra-

dos nas Figuras A.9 (dois últimos painéis: estrelas 2MASS J01051470+4958078 e 2MASS J02431985+5227501 do disco Galáctico) e A.10 (estrelas 2MASS J04224371+1729196, 2MASS J20410375+0001223 e 2MASS J22341156+4425220 do disco Galáctico).

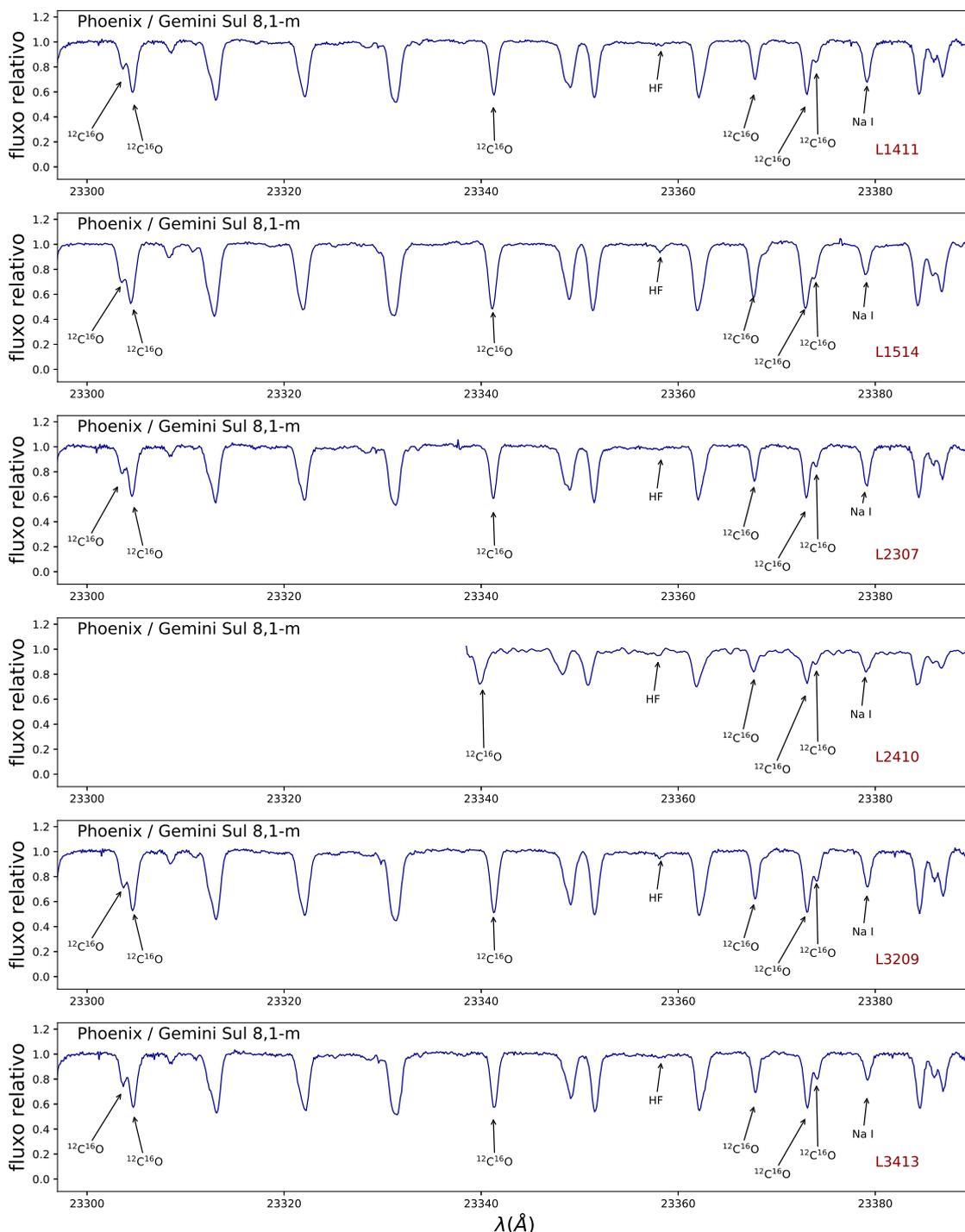


Figura A.1: Espectros reduzidos Phoenix / Gemini Sul. Do painel superior ao painel inferior temos os espectros das estrelas L1411, L1514, L2307, L2410, L3209 e L3413 pertencentes ao aglomerado globular M4.

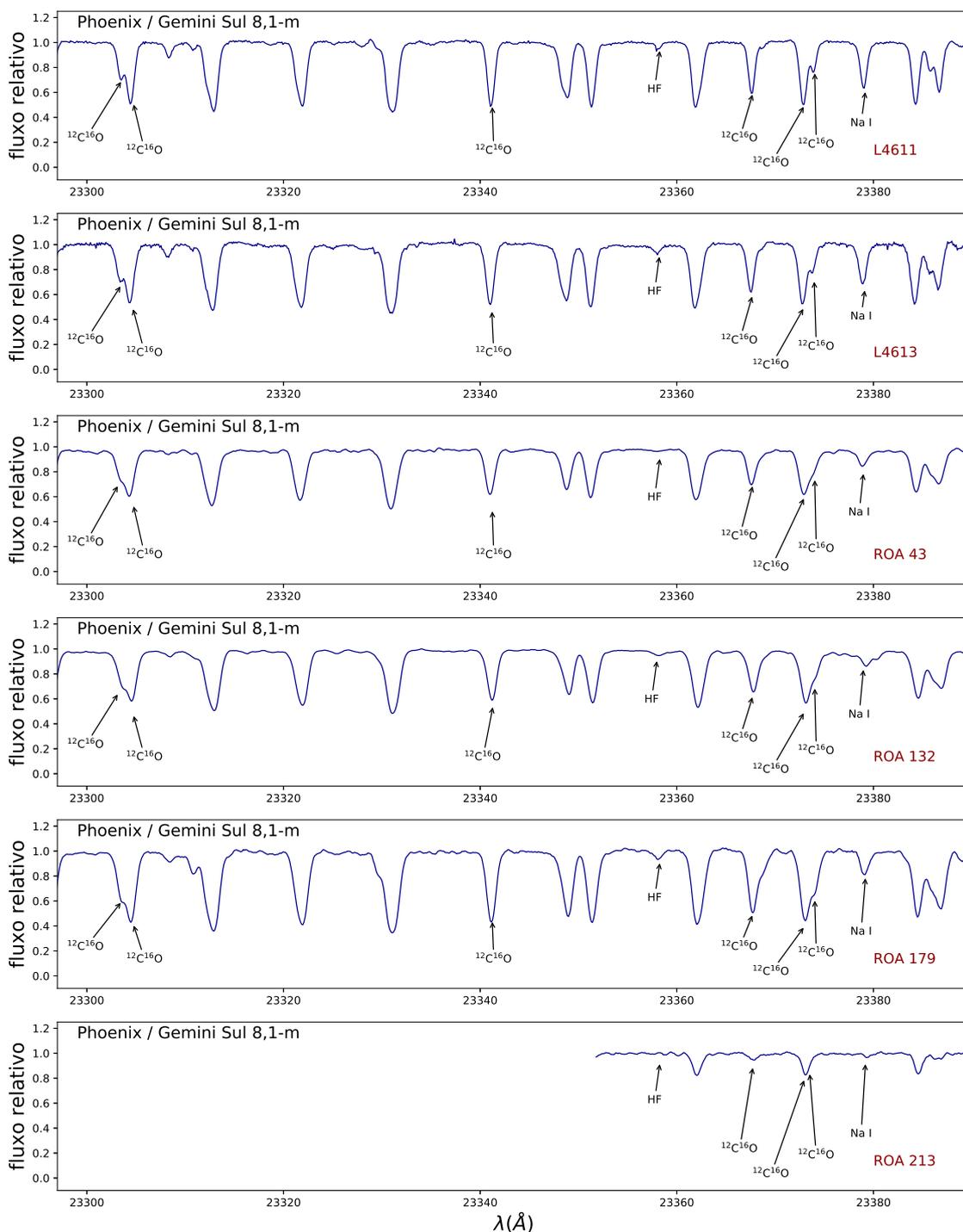


Figura A.2: Espectros reduzidos Phoenix / Gemini Sul. Do painel superior ao painel inferior temos os espectros das estrelas: L4611 e L4613 do aglomerado globular M4; ROA 43, ROA 132, ROA 179 e ROA 213 do aglomerado globular ω Centauri.

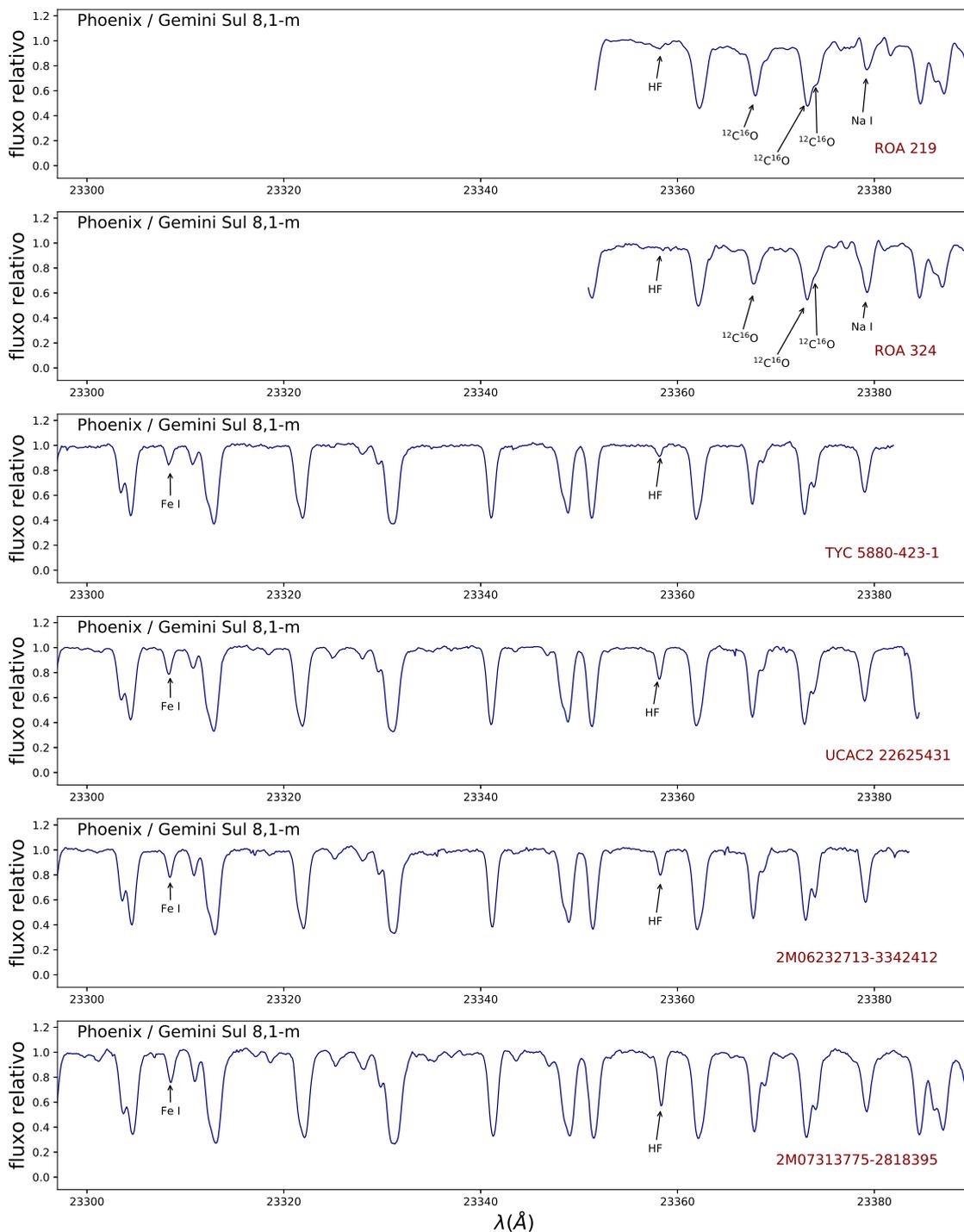


Figura A.3: Espectros reduzidos Phoenix / Gemini Sul. Do painel superior ao painel inferior temos os espectros das estrelas: ROA 219 e ROA 324 do aglomerado globular ω Centauri; TYC 5880-423-1, UCAC2 22625431, 2MASS 06232713-3342412 e 2MASS 07313775-2818395 do disco galáctico.

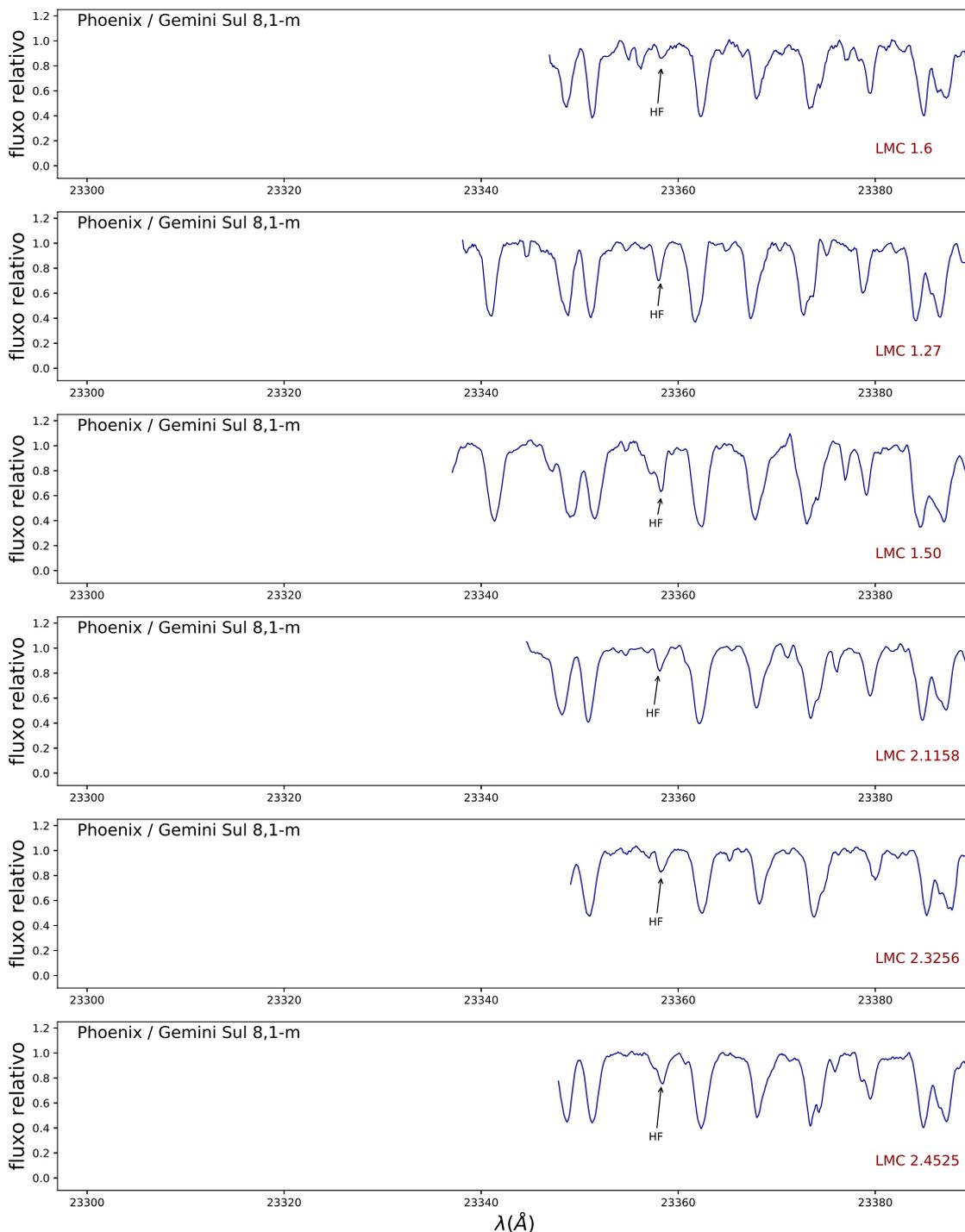


Figura A.4: Espectros reduzidos Phoenix / Gemini Sul. Do painel superior ao painel inferior temos os espectros das estrelas: LMC 1.6, 1.27, 1.50, 2.1158, 2.3256 e 2.4525 da Grande Nuvem de Magalhães.

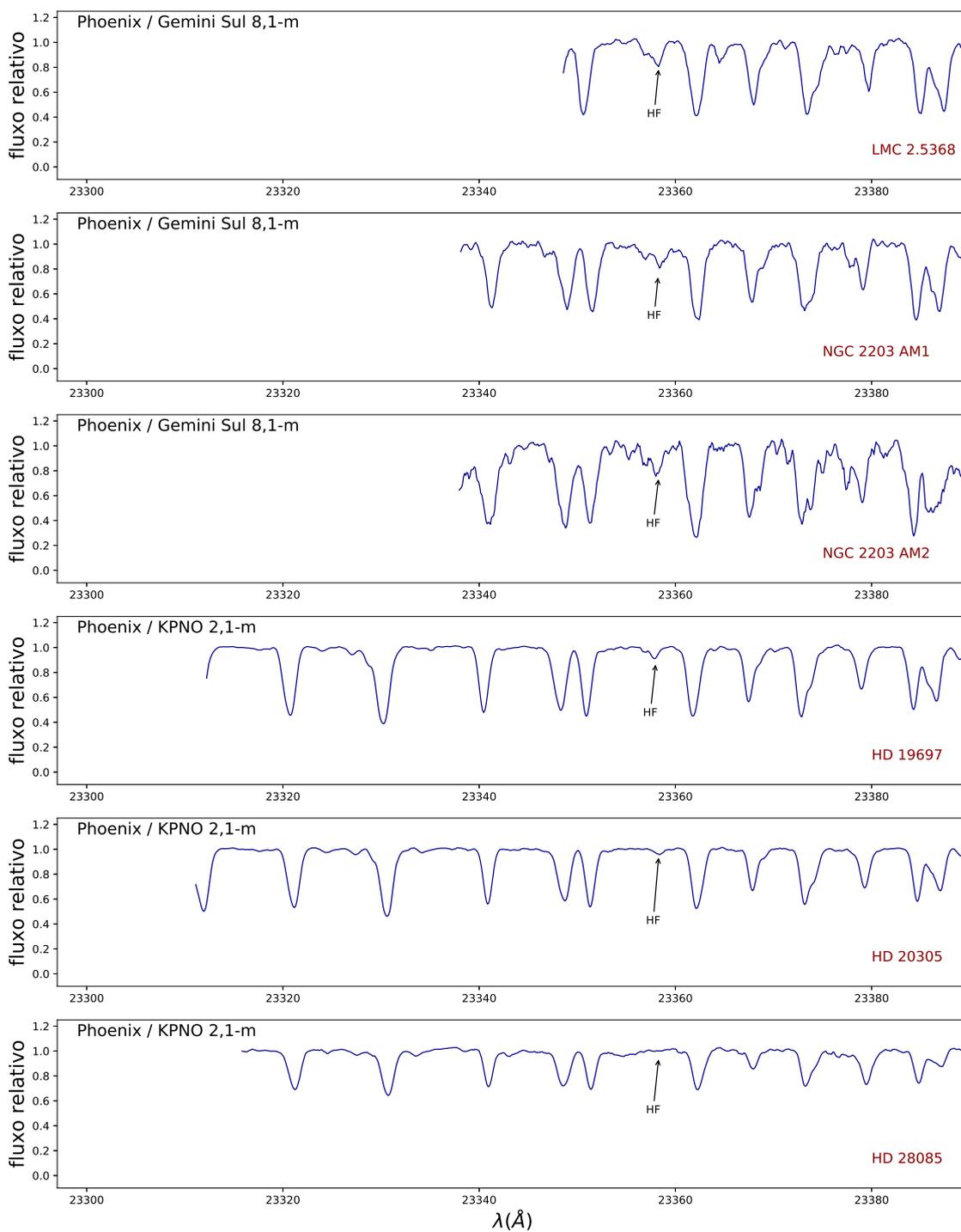


Figura A.5: Espectros reduzidos Phoenix / Gemini Sul e Phoenix / KPNO. Do painel superior ao painel inferior temos os espectros das estrelas: LMC 2.5368, NGC 2203 AM1 e NGC 2203 AM2 da Grande Nuvem de Magalhães; HD 19697, HD 20305 e HD 28085 do disco galáctico.

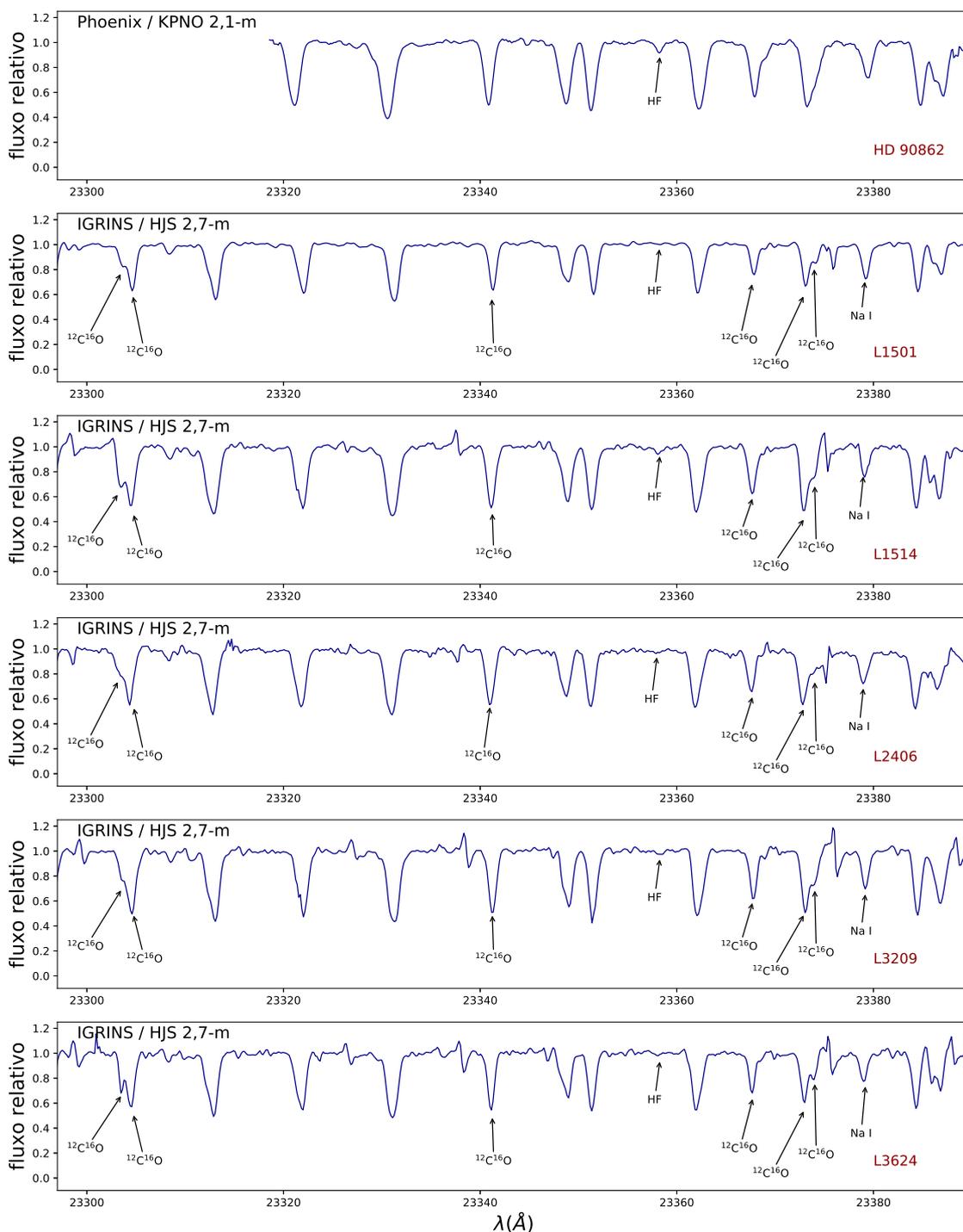


Figura A.6: Espectros reduzidos Phoenix / KPNO e IGRINS / HJS. Do painel superior ao painel inferior temos os espectros das estrelas: HD 90862 do disco galáctico; L1501, L1514, L2406, L3209 e L3624 do aglomerado globular M4.

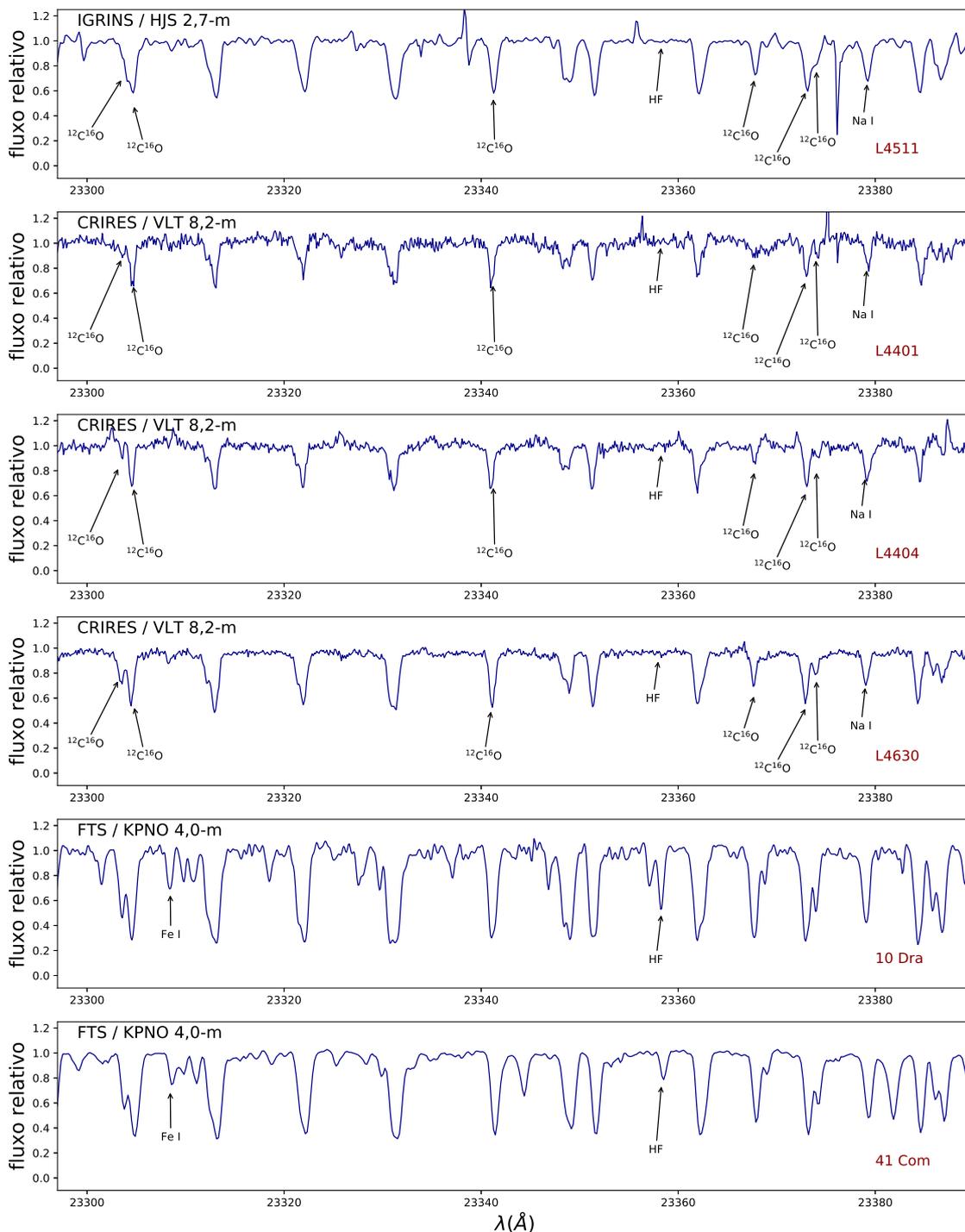


Figura A.7: Espectros reduzidos IGRINS / HJS, CRILES / VLT e FTS / KPNO. Do painel superior ao painel inferior temos os espectros das estrelas: L4511, L4401, L4404 e L4630 do aglomerado globular M4; 10 Dra e 41 Com do disco galáctico.

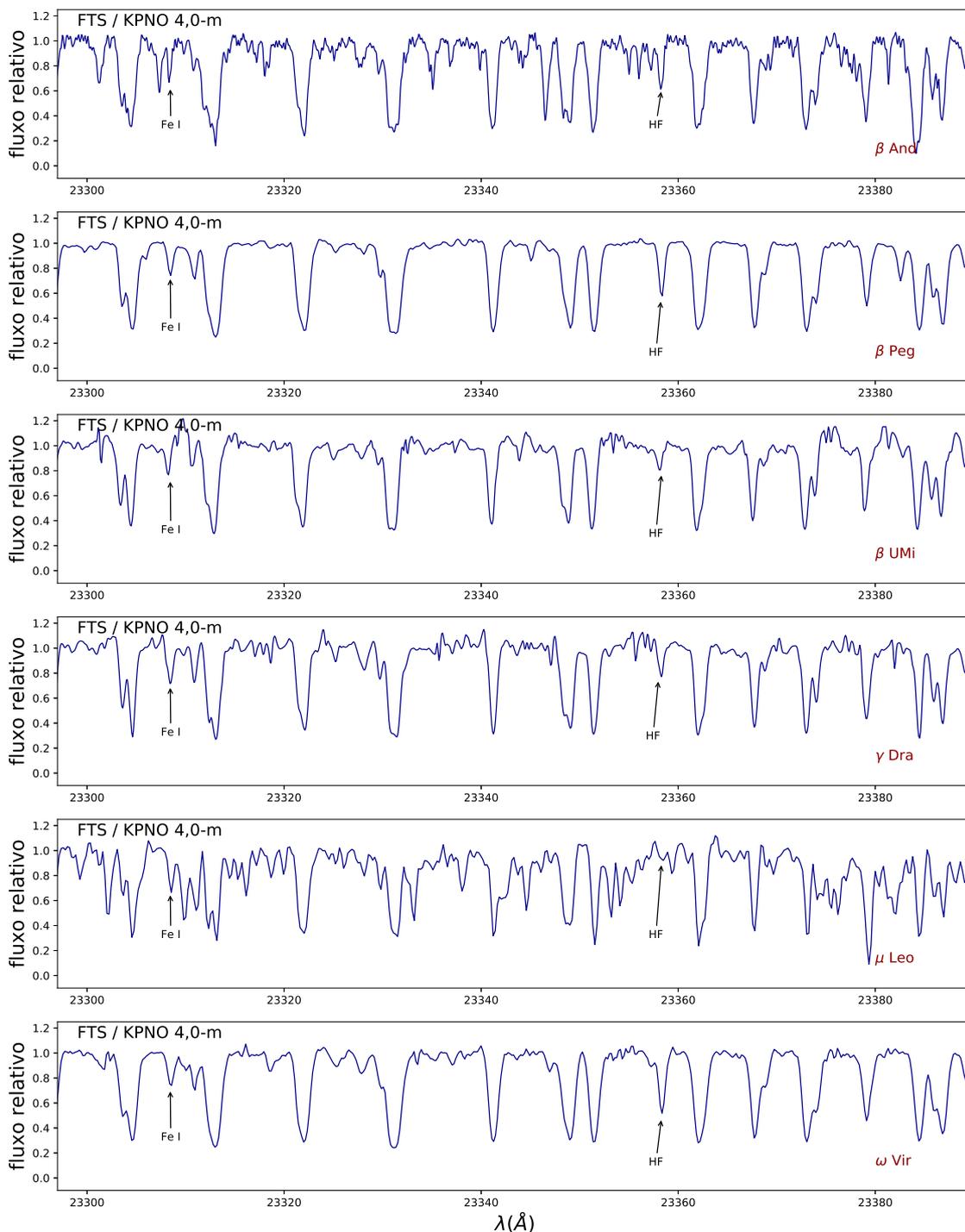


Figura A.8: Espectros reduzidos FTS / KPNO. Do painel superior ao painel inferior temos os espectros das estrelas: β And, β Peg, β UMi, γ Dra, μ Leo e ω Vir do disco galáctico.

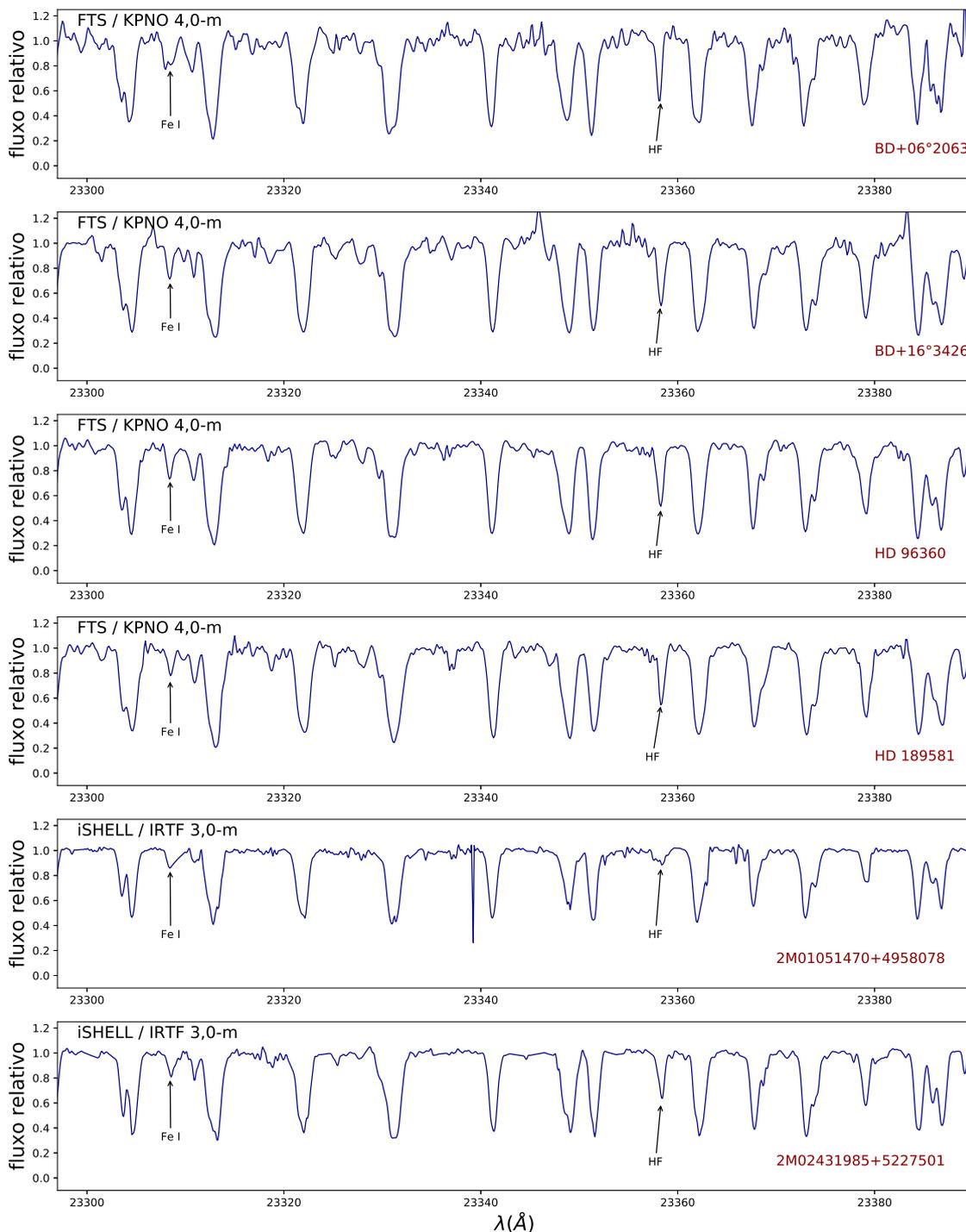


Figura A.9: Espectros reduzidos FTS / KPNO e iSHELL / IRTF. Do painel superior ao painel inferior temos os espectros das estrelas: BD+06°2063, BD+16°3426, HD 96360, HD 189581, 2MASS J01051470+4958078 e 2MASS J02431985+5227501 do disco galáctico.

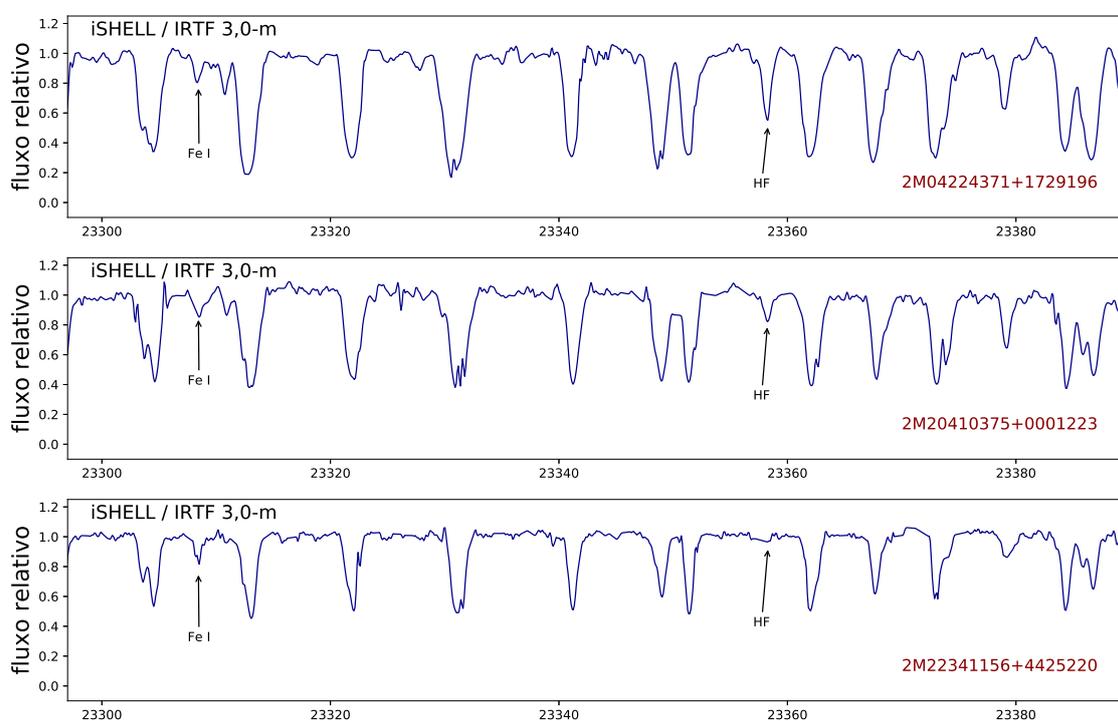


Figura A.10: Espectros reduzidos iSHELL / IRTF. Do painel superior ao painel inferior temos os espectros das estrelas: 2MASS J04224371+1729196, 2MASS J20410375+0001223 e 2MASS J22341156+4425220 do disco galáctico.

Apêndice B

Outras Transições nas Regiões das Linhas Rotacionais-Vibracionais da Molécula HF

Neste apêndice apresentamos a lista de linhas moléculas e atômicas mais importantes que se encontram nas regiões espectrais das linhas analisadas de HF R9, R13, R14, R15 e R16.

Tabela B.1: Lista de linhas – Linha R9 da molécula HF

λ (Air) (Å)	Elemento / Molécula	χ (eV)	log gf	D_0 (eV)
23.357,123	$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	1,862	-1,837	7,760
23.357,178	$^{12}\text{C}^{17}\text{O}$	0,151	-5,582	11,20
23.357,877	$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	2,448	-3,741	7,760
23.358,078	$^{12}\text{C}^{13}\text{C}$	0,839	-2,034	6,290
23.358,090	$^{12}\text{C}^{14}\text{N}$	1,849	-3,534	7,760
23.358,193	Ni I	6,785	-8,461	
23.358,246	$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	1,500	-2,203	7,760
23.358,291	Fe I	6,677	-3,012	
23358,329	HF(1-0)R9	0,227	-3,962	5,869
23.358,343	$^{12}\text{C}^{17}\text{O}$	5,830	-4,671	11,20
23.358,434	$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	3,606	-2,012	7,760
23.358,492	Co II	11,70	-0,443	
23.358,658	^{12}CH	2,560	-4,282	3,530
23.358,680	Fe I	6,874	-4,758	
23.358,695	Ti I	5,415	-1,642	
23.359,529	V I	5,201	-3,774	
23.359,607	Co I	5,446	-3,990	
23.359,824	Y II	10,25	-7,210	
23.359,875	$^{12}\text{C}^{14}\text{N}$	1,471	-3,499	7,760

Notas: Transições próximas à linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF.

Tabela B.2: Lista de linhas – Linha R13 da molécula HF

λ (Air) (Å)	Elemento / Molécula	χ (eV)	log gf	D_0 (eV)
22.957,429	Cr I	4,700	-3,601	
22.957,498	$^{13}\text{C}^{15}\text{N}$	1,450	-2,902	7,760
22.957,535	^{12}CH	1,330	-6,315	3,530
22.957,572	$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	1,510	-2,396	7,760
22.957,641	$^{14}\text{C}^{16}\text{O}$	5,140	-4,426	11,20
22.957,740	Ti I	5,480	-0,923	
22.957,855	$^{12}\text{C}^{13}\text{C}$	1,610	-0,081	6,290
22.957,862	$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	1,300	-3,210	7,760
22.957,899	$^{13}\text{C}^{15}\text{N}$	1,450	-2,702	7,760
22.957,938	HF(1-0)R13	0,455	-3,941	5,869
22.958,004	Si I	7,230	-1,220	
22.958,025	$^{12}\text{C}^{13}\text{C}$	2,640	-1,912	6,290
22.958,037	$^{12}\text{C}^{12}\text{C}$	1,610	-0,108	6,290
22.958,168	$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	1,500	-2,501	7,610
22.958,178	$^{12}\text{C}^{13}\text{C}$	1,750	-0,974	6,290
22.958,439	$^{12}\text{C}^{13}\text{C}$	2,210	-1,494	6,290
22.958,536	K I	3,740	-1,330	
22.958,609	$^{12}\text{C}^{13}\text{C}$	2,200	-1,486	6,290
22.958,684	$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	1,500	-2,912	7,760

Notas: Transições próximas à linha rotacional-vibracional R13 da molécula HF.

Tabela B.3: Lista de linhas – Linha R14 da molécula HF

λ (Air) (Å)	Elemento / Molécula	χ (eV)	log gf	D_0 (eV)
22.886,306	$^{13}\text{C}^{15}\text{N}$	1,70	-1,510	7,760
22.886,391	$^{14}\text{C}^{16}\text{O}$	6,890	-3,300	11,20
22.886,395	$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	1,350	-2,888	7,760
22.886,426	Fe II	13,42	-2,824	
22.886,427	$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	1,530	-2,363	7,760
22.886,484	$^{12}\text{C}^{14}\text{N}$	1,570	-1,813	7,760
22.886,584	^{12}CH	2,640	-6,197	3,530
22.886,605	$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	1,830	-1,765	7,760
22.886,636	Co I	6,270	-3,535	
22.886,733	HF(1-0)R14	0,524	-3,947	5,869
22.886,793	Fe II	12,75	-3,368	
22.886,804	Cl I	11,82	-3,250	
22.886,838	$^{12}\text{C}^{17}\text{O}$	5,440	-4,093	11,20
22.887,079	$^{13}\text{C}^{18}\text{O}$	6,810	-3,319	11,20
22.887,097	$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	1,530	-2,941	7,760
22.887,098	$^{12}\text{C}^{13}\text{C}$	3,160	-0,393	6,290
22.887,260	$^{13}\text{C}^{14}\text{N}$	1,350	-2,201	7,760
22.887,474	Sc I	4,500	-2,486	
22.887,545	$^{12}\text{C}^{12}\text{C}$	2,290	-0,572	6,290

Notas: Transições próximas à linha rotacional-vibracional R14 da molécula HF.

Tabela B.4: Lista de linhas – Linha R15 da molécula HF

λ (Air) (Å)	Elemento / Molécula	χ (eV)	$\log gf$	D_o (eV)
22.825,989	$^{13}\text{C}^{15}\text{N}$	1,620	-1,510	7,760
22.825,990	$^{13}\text{C}^{15}\text{N}$	1,930	-3,230	7,760
22.826,021	$^{13}\text{C}^{16}\text{O}$	5,520	-5,395	11,20
22.826,124	Fe I	6,130	-2,408	
22.826,239	$^{13}\text{C}^{15}\text{N}$	1,430	-2,984	7,760
22.826,298	$^{13}\text{C}^{17}\text{O}$	5,130	-4,292	11,20
22.826,317	$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	1,300	-1,985	7,760
22.826,474	$^{13}\text{C}^{15}\text{N}$	1,430	-3,030	7,760
22.826,621	$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	1,310	-2,290	7,760
22.826,862	HF(1-0)R15	0,597	-3,956	5,869
22.826,919	$^{12}\text{C}^{18}\text{O}$	5,360	-4,727	11,20
22.827,010	^{12}CH	2,890	-11,28	3,530
22.827,123	$^{13}\text{C}^{17}\text{O}$	6,800	-3,290	11,20
22.827,132	$^{12}\text{C}^{17}\text{O}$	7,140	-3,213	11,20
22.827,177	$^{13}\text{C}^{17}\text{O}$	5,360	-5,632	11,20
22.827,240	$^{13}\text{C}^{15}\text{N}$	1,960	-3,573	7,760
22.827,354	$^{12}\text{C}^{14}\text{N}$	1,420	-1,633	7,760
22.827,375	^{12}CH	2,700	-9,645	3,530
22.827,609	Cl I	11,88	-2,320	

Notas: Transições próximas à linha rotacional-vibracional R15 da molécula HF.

Tabela B.5: Listas de linhas – Linha R16 da molécula HF

λ (Air) (Å)	Elemento / Molécula	χ (eV)	$\log gf$	D_o (eV)
22.776,876	^{12}CH	1,440	-7,026	3,530
22.777,274	$^{12}\text{C}^{16}\text{O}$	7,790	-3,228	11,20
22.777,686	$^{13}\text{C}^{18}\text{O}$	5,000	-4,190	11,20
22.777,781	$^{12}\text{C}^{12}\text{C}$	2,590	-2,353	6,290
22.777,832	$^{12}\text{C}^{13}\text{C}$	1,920	0,253	6,290
22.778,053	$^{12}\text{C}^{13}\text{C}$	1,700	-0,983	6,290
22.778,121	^{12}CH	2,560	-5,626	3,530
22.778,183	$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	1,690	-3,431	7,760
22.778,202	$^{14}\text{C}^{16}\text{O}$	5,020	-4,371	11,20
22.778,249	HF(1-0)R16	0,674	-3,969	5,869
22.778,340	$^{12}\text{C}^{12}\text{C}$	2,340	-0,022	6,290
22.778,346	$^{13}\text{C}^{17}\text{O}$	6,900	-3,293	11,20
22.778,691	$^{12}\text{C}^{13}\text{C}$	4,160	-0,753	6,290
22.778,717	$^{12}\text{C}^{14}\text{N}$	1,930	-2,062	7,760
22.778,770	$^{13}\text{C}^{15}\text{N}$	1,460	-3,119	7,760
22.778,775	$^{12}\text{C}^{12}\text{C}$	2,920	0,226	6,290
22.778,813	$^{13}\text{C}^{15}\text{N}$	1,420	-3,543	7,760
22.779,014	$^{12}\text{C}^{15}\text{N}$	1,46	-3,298	7,760

Notas: Transições próximas à linha rotacional-vibracional R16 da molécula HF.

Apêndice C

Alguns Perfis Sintéticos e Sínteses Ajustadas às Linhas Espectrais da molécula HF

Neste apêndice apresentamos os perfis sintéticos ajustados e os espectros observados das linhas de HF analisadas.

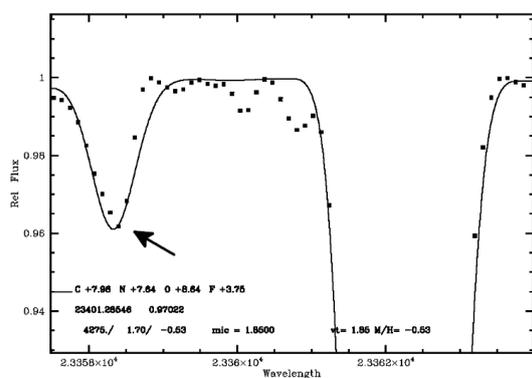


Figura C.1: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF para a estrela Arcturus.

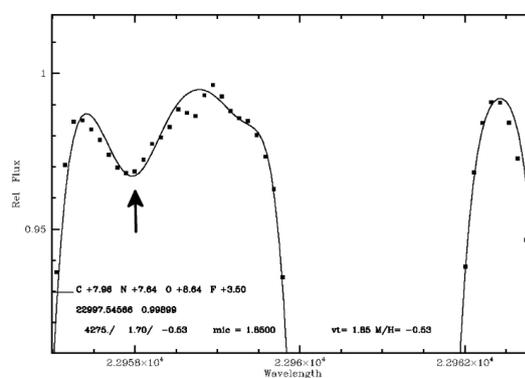


Figura C.2: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R13 da molécula HF para a estrela Arcturus.

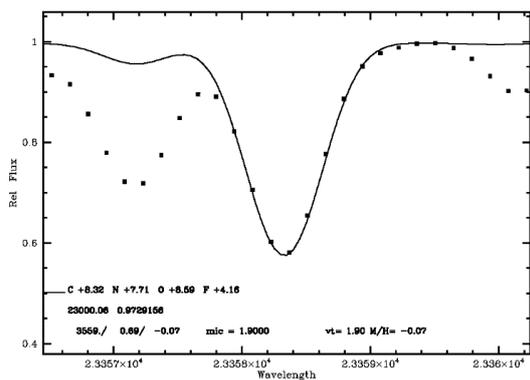


Figura C.3: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF para a estrela 10 Dra.

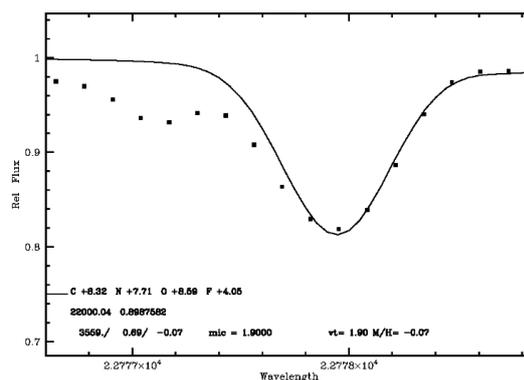


Figura C.6: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R16 da molécula HF para a estrela 10 Dra.

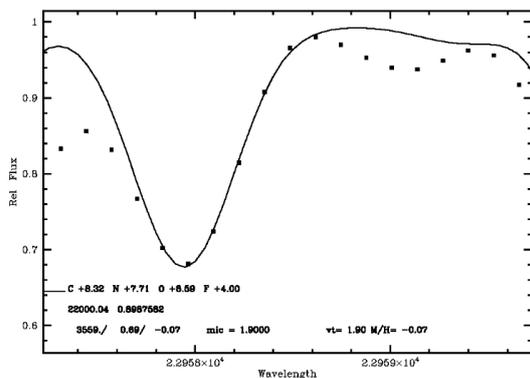


Figura C.4: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R13 da molécula HF para a estrela 10 Dra.

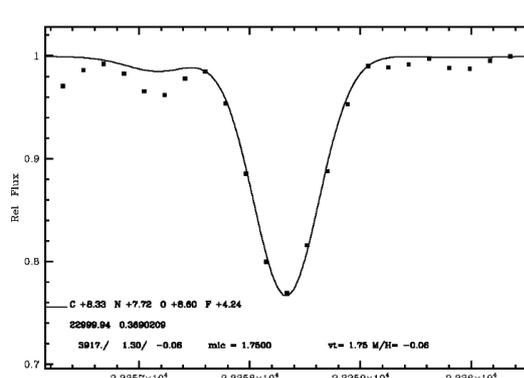


Figura C.7: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF para a estrela 41 Com.

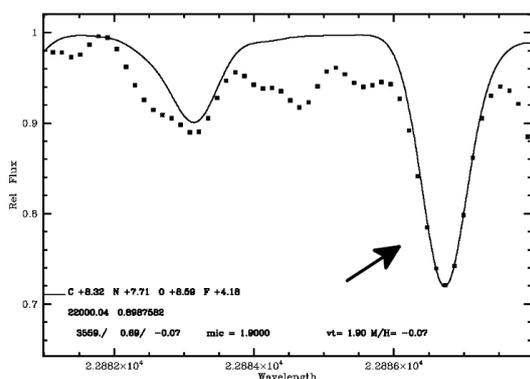


Figura C.5: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R14 da molécula HF para a estrela 10 Dra.

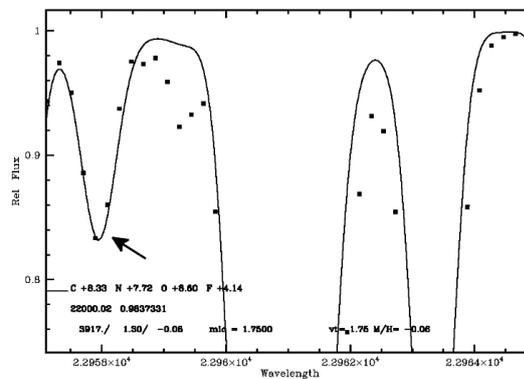


Figura C.8: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R13 da molécula HF para a estrela 41 Com.

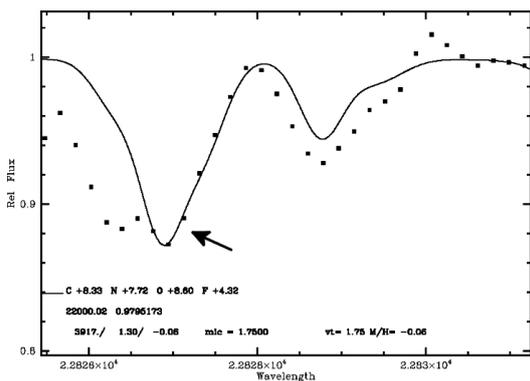


Figura C.9: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R15 da molécula HF para a estrela 41 Com.

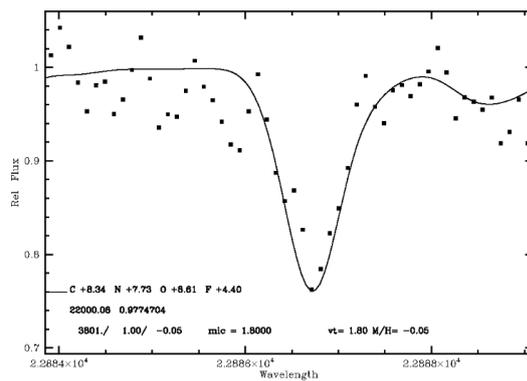


Figura C.12: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R14 da molécula HF para a estrela β And.

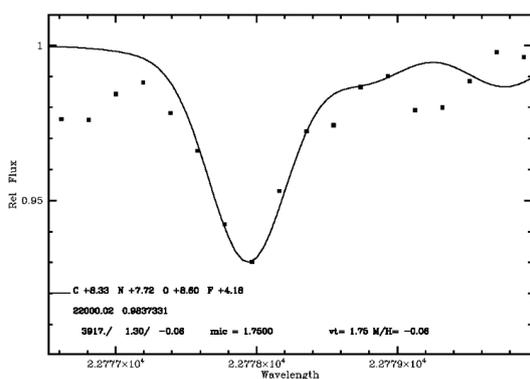


Figura C.10: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R16 da molécula HF para a estrela 41 Com.

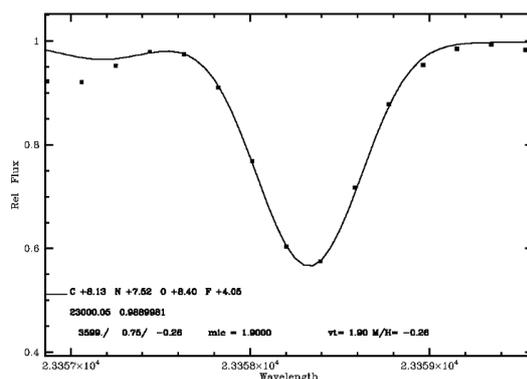


Figura C.13: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF para a estrela β Peg.

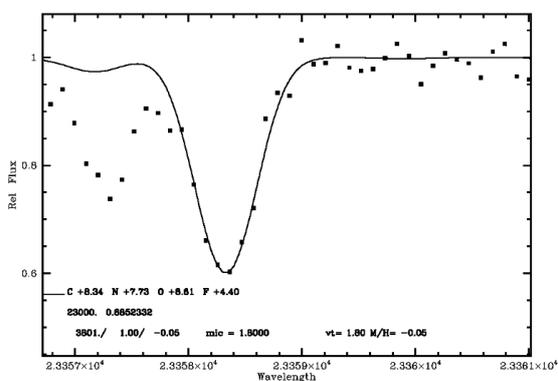


Figura C.11: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF para a estrela β And.

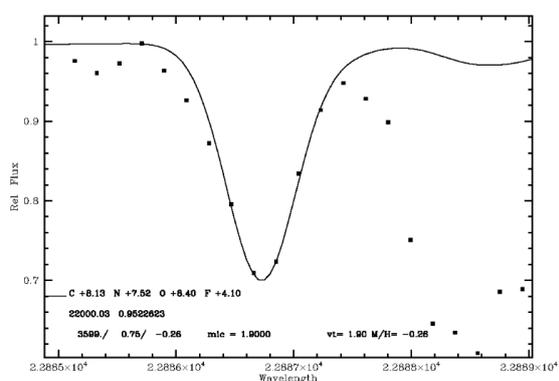


Figura C.14: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R14 da molécula HF para a estrela β Peg.

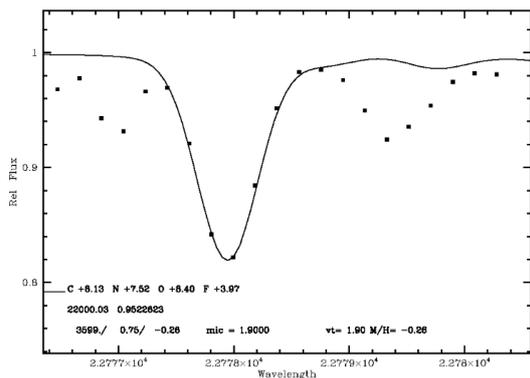


Figura C.15: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R16 da molécula HF para a estrela β Peg.

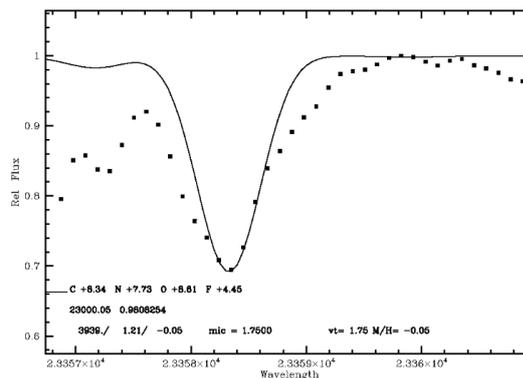


Figura C.18: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF para a estrela γ Dra.

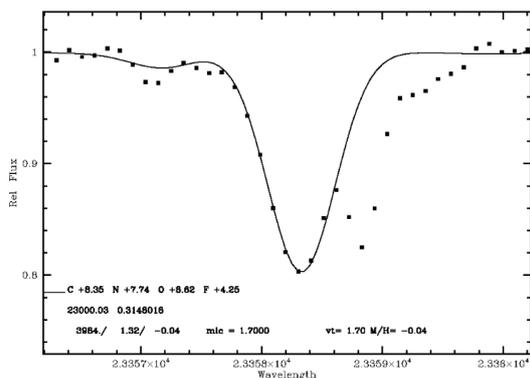


Figura C.16: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF para a estrela β UMi.

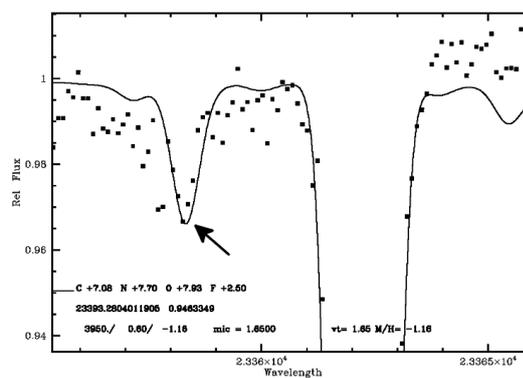


Figura C.19: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF para a estrela L1411.

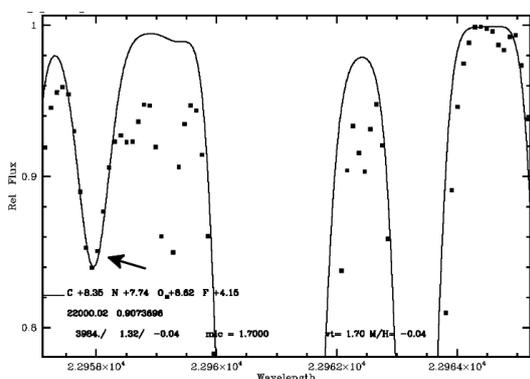


Figura C.17: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R13 da molécula HF para a estrela β UMi.

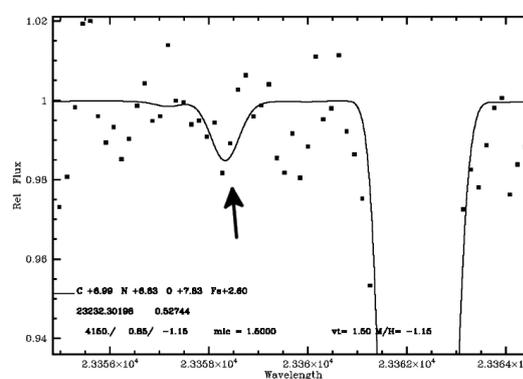


Figura C.20: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF para a estrela L1501.

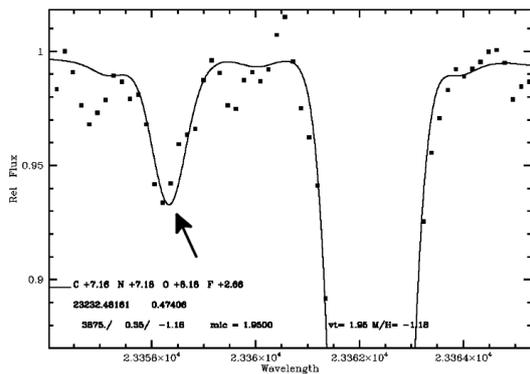


Figura C.21: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF para a estrela L1514.

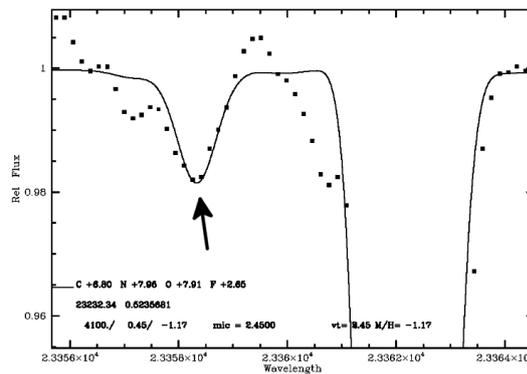


Figura C.23: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF para a estrela L2406.

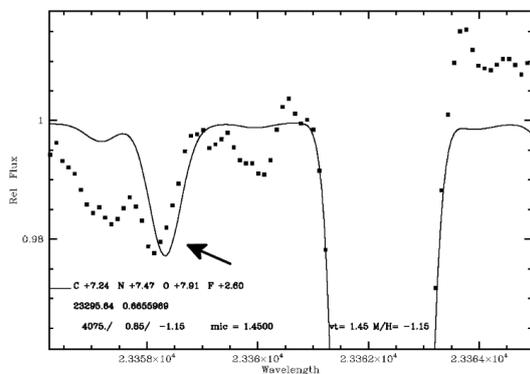


Figura C.22: Perfil sintético e síntese espectral ajustada à linha rotacional-vibracional R9 da molécula HF para a estrela L2307.

Lista de Figuras

1.1	Tabela Periódica	2
1.2	Abundâncias fotosféricas de elementos no Sol vs. número atômico.	5
1.3	Ciclos CNO, NeNa e MgAl	6
1.4	Diagrama de Grotrian do flúor neutro, F I	10
1.5	Representação esquemática da Molécula de Fluoreto de Hidrogênio	12
1.6	Morse potential - HF	14
1.7	Fe/H vs. F/Fe – Modelos de Evolução Química	21
2.1	Disco galáctico: Espectros Observados	29
2.2	Espectros FTS: linhas telúricas	31
2.3	M4: Espectros Observados	32
2.4	M4: Comparação de Espectros Observados	33
2.5	Espectros IGRINS: linhas telúricas	35
2.6	Espectro iShell – Correlação cruzada entre a lâmpada e o espectro de emissão criado pelo Spextool	37
2.7	Espectro iShell – Identificação das aberturas	38
2.8	Espectro iShell – Espectro extraído	38
2.9	Espectros iShell – Espectros multi-ordem a serem combinados.	39
2.10	Espectros iShell – Espectro da combinado.	40
3.1	Disco Galáctico: $\log(T_{\text{eff}})$ vs. $\log g$	43
3.2	LMC: $\log(T_{\text{eff}})$ vs. $\log g$	45
3.3	M4: Sínteses Espectrais	52
3.4	Disco Galáctico: Sínteses espectrais	53

3.5	Disco Galáctico: $\log gf$ – comparação com a literatura	54
3.6	Disco Galáctico: larguras equivalentes – comparação com a literatura	56
3.7	Disco Galáctico: $\log(EW/\lambda)$ e χ vs. A(Fe I) – estrela HD 19697	58
3.8	Disco Galáctico: $\log(EW/\lambda)$ e χ vs. A(Fe I) – estrela HD 20305	59
3.9	Disco Galáctico: $\log(EW/\lambda)$ e χ vs. A(Fe I) – estrela HD 28085	60
3.10	Disco Galáctico: $\log(EW/\lambda)$ e χ vs. A(Fe I) – estrela HD 90862	61
3.11	Disco Galáctico: $\log(EW/\lambda)$ e χ vs. A(Fe I) – estrela Arcturus	62
4.1	M4: T_{eff} vs. $\log g$	71
4.2	M4: T_{eff} e $\log g$ vs. A(Na)	72
4.3	M4: M_{bol} vs. A(C)	75
4.4	M4: A(C) e A(Na) – comparação com a literatura	77
4.5	M4: O/Fe e C/Fe vs. Na/Fe	78
4.6	ω Centauri: O/Fe e C/Fe vs. Na/Fe	79
4.7	M4: F/Fe vs. Na/Fe	80
4.8	M4: A(F) vs. A(Na)	83
4.9	M4: Figura O/Fe versus Na/Fe de Fenner et al. (2004)	84
5.1	Disco Galáctico: T_{eff} e $\log g$ vs. A(Fe) e A(F)	87
5.2	Disco Galáctico: Fe/H – comparação com a literatura	88
5.3	Disco Galáctico: A(Fe) vs. A(F)	91
5.4	Disco Galáctico: Fe/H vs. F/Fe	93
5.5	Disco Galáctico: R_g vs. F/Fe	98
6.1	Via Láctea e as Nuvens de Magalhães	102
6.2	LMC: Fe/H versus O/Fe da Figura 10 de Smith et al. (2002)	103
6.3	LMC: A(F) – comparação com a literatura	106
6.4	LMC: Localização do aglomerado NGC 2203	107
6.5	LMC: A(Fe) vs. A(F)	108
6.6	LMC: F/Fe vs. Fe/H	109
6.7	LMC: O/H vs. F/O	111

A.1	Espectros Reduzidos - estrelas L1411, L1514, L2307, L2410, L3209 e L3413	II
A.2	Espectros Reduzidos - estrelas L4611, L4613, ROA 43, ROA 132, ROA 179 e ROA 213	III
A.3	Espectros Reduzidos - estrelas ROA 219, ROA 324, TYC 5880-423-1, UCAC2 22625431, 2MASS 06232713-3342412 e 2MASS 07313775-2818395	IV
A.4	Espectros Reduzidos - estrelas LMC 1.6, 1.27, 1.50, 2.1158, 2.3256 e 2.4525 .	V
A.5	Espectros Reduzidos - estrelas LMC 2.5368, NGC 2203 AM1, NGC 2203 AM2, HD19697, HD 20305 e HD 28085	VI
A.6	Espectros Reduzidos - estrelas HD 90862, L1501, L1514, L2406, L3209 e L3624	VII
A.7	Espectros Reduzidos - estrelas L1511, L4401, L4404, L4630, 10 Dra e 41 Com	VIII
A.8	Espectros Reduzidos - estrelas β And, β Peg, β UMi, γ Dra, μ Leo e ω Vir .	IX
A.9	Espectros Reduzidos - estrelas BD+06°2063, BD+16°3426, HD 96360, HD 189581, 2MASS J01051470+4958078 e 2MASS J02431985+5227501	X
A.10	Espectros Reduzidos - estrelas 2MASS J04224371+1729196, 2MASS J20410375+0001223 e 2MASS J22341156+4425220	XI
C.1	Síntese Espectral – linha R9 – estrela Arcturus	XV
C.2	Síntese Espectral – linha R13 – estrela Arcturus	XV
C.3	Síntese Espectral – linha R9 – estrela 10 Dra	XVI
C.4	Síntese Espectral – linha R13 – estrela 10 Dra	XVI
C.5	Síntese Espectral – linha R14 – estrela 10 Dra	XVI
C.6	Síntese Espectral – linha R16 – estrela 10 Dra	XVI
C.7	Síntese Espectral – linha R9 – estrela 41 Com	XVI
C.8	Síntese Espectral – linha R13 – estrela 41 Com	XVI
C.9	Síntese Espectral – linha R15 – estrela 41 Com	XVII
C.10	Síntese Espectral – linha R16 – estrela 41 Com	XVII
C.11	Síntese Espectral – linha R9 – estrela β And	XVII
C.12	Síntese Espectral – linha R14 – estrela β And	XVII
C.13	Síntese Espectral – linha R9 – estrela β Peg	XVII
C.14	Síntese Espectral – linha R14 – estrela β Peg	XVII
C.15	Síntese Espectral – linha R16 – estrela β Peg	XVIII
C.16	Síntese Espectral – linha R9 – estrela β UMi	XVIII

C.17 Síntese Espectral – linha R13 – estrela β UMi	XVIII
C.18 Síntese Espectral – linha R9 – estrela γ Dra	XVIII
C.19 Síntese Espectral – linha R9 – estrela L1411	XVIII
C.20 Síntese Espectral – linha R9 – estrela L1501	XVIII
C.21 Síntese Espectral – linha R9 – estrela L1514	XIX
C.22 Síntese Espectral – linha R9 – estrela L2307	XIX
C.23 Síntese Espectral – linha R9 – estrela L2406	XIX

Lista de Tabelas

2.1	Observações	27
3.1	Parâmetros Atmosféricos Adotados para as Estrelas de M4 e ω Centauri	46
3.2	Espectrógrafos, Distâncias e Magnitudes para as Estrelas da Amostra do Disco Galáctico	47
3.3	Sensitividade das Abundâncias aos Parâmetros Estelares.	57
3.4	Lista de linhas no infravermelho.	63
3.5	Abundâncias de Flúor Individuais das Linhas de HF e Suas Médias Para a Amostra do Disco Galáctico	64
3.6	Abundâncias de Ferro e Metalicidades para Estrelas da Amostra do Disco Galáctico.	65
3.7	M4 e ω Centauri: Abundâncias de carbono, sódio e flúor determinadas.	66
3.8	Abundâncias individuais das linhas de Fe I no espectro infravermelho para Estrelas da Amostra do Disco Galáctico.	67
3.9	Linhas de Fe I no ótico e larguras equivalentes	68
3.10	Abundâncias de flúor determinadas para as estrelas da LMC	69
3.11	Abundâncias de oxigênio para as estrelas de M4 e ω Centauri	69
5.1	Disco Galáctico: Distâncias	100
B.1	Lista de linhas – Linha R9 da molécula HF	XII
B.2	Lista de linhas – Linha R13 da molécula HF	XIII
B.3	Lista de linhas – Linha R14 da molécula HF	XIII
B.4	Lista de linhas – Linha R15 da molécula HF	XIV
B.5	Listas de linhas – Linha R16 da molécula HF	XIV

Lista de Grandezas, Siglas e Abreviações

χ	Potencial de excitação
ξ	Velocidade de microturbulência
$1 M_{\odot}$	Uma massa solar
D_0	Energia de dissociação
EW	<i>Equivalent width</i> (Largura equivalente)
Gyr	<i>gigayear</i> (giga anos)
LTE	<i>Local Thermodynamic Equilibrium</i> (Equilíbrio Termodinâmico Local)
RGB	<i>Red-Giant Branch</i> (Ramo das Gigantes Vermelhas)
SNII	Super nova de Tipo II
T_{eff}	<i>Effective temperature</i> (Temperatura efetiva)

Referências

- Aaronson, M. & Mould, J. 1985, *ApJ*, 288, 551
- Abia, C., Recio-Blanco, A., de Laverny, P., Cristallo, S., Domínguez, I., & Straniero, O. 2009, *ApJ*, 694, 971
- 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., Cunha, K., Cristallo, S., de Laverny, P., Domínguez, I., Recio-Blanco, A., Smith, V. V. & Straniero, O 2011, *ApJ*, 737, L8
- Abia, C., Cunha, K., Cristallo, S. & de Laverny, P. 2015, *A&A* 581, A88
- Abia1, C., Cristallo, S., Cunha, K., de Laverny, P. & Smith, V. V. 2019, *A&A* 625, A40
- Alibés, A., Labay, J., Canal, R. 2001, *A&A*, 370, 1103
- Alvarez, R. & Plez, B. 1998, *A&A*, 330, 1109
- Alves, D. R. & Nelson, C. A. 2000, *ApJ*, 542, 789
- Alves-Brito, A., Meléndez, J., Asplund, M., Ramírez, I., & Yong, D. 2010, *A&A* 513, A35
- Alves-Brito, A., Karakas, A. I., Yong, D., Meléndez, J. & Vásquez, S. 2011, *A&A* 536, A40
- Alves-Brito, A., Yong, D., Meléndez, J., Vásquez, S. & Karakas, A. I. 2012, *A&A*, 540, A3
- Anders, F., Chiappini, C., Minchev, I., Miglio, A., et al. 2017, *A&A* 600, A70
- Arunan, E., Setser, D. W. & Ogilvie, J. F. 1992, *J. Chem. Phys.*, 97, 1734
- Asplund, M., Grevesse, N., & Sauval, A. J. 2005, in *ASP Conf. Ser. 336, Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, ed. T. G. Barnes III & F. N. Bash (San Francisco: ASP), 25
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, *ARA&A*, 47, 481
- Aurière, M. 2003, *EAS Publications Series*, 9, 105

- Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Fouesneau, M., Mantelet, G., & Andrae, R. 2018, *AJ*, 156, 58
- Balachandran, S. C. & Carney, B. W. 1996, *AJ*, 111, 946
- Barbuy, B. 1988, *A&A*, 191, 121
- Bellman, S., Briley, M. M., Smith, G. H. & Claver, C. F. 2001, *PASP*, 113, 324
- Belokurov, V., Erkal, D., Evans, N. W., et al. 2018, *MNRAS*, 478, 611
- Bergemann, M., Ruchti, G. R., Serenelli, A., Feltzing, S., et al. 2014, *A&A* 565, A89
- Bessell, M. S., Castelli, F. & Plez, B. 1998, *A&A*, 333, 231
- Bionta, R. M., Blewitt, G., Bratton, C. B., Casper, D., et al. 1987, *PhysRevLett*, 58, 1494
- Bizyaev, D., Smith, V. V., Arenas, J., et al. 2006, *AJ*, 131, 1784
- Boeche, C., Siebert, A., Piffl, T., Just, A., et al. 2013, *A&A*, 559, A59
- Boeltzig, A., Bruno, C. G., Cavanna, F., Cristallo, S., Davinson, T., Depalo, R., de Boer, R. J., DiLeva, A., Ferraro, F., Imbriani, G., Marigo, P., Terrasi, F. & Wiescher, M. 2006, *Eur. Phys. J. A*, 52, 75
- Bovy, J., Rix, H.-W., Schlafly, E. F., et al. 2016, *ApJ*, 823, 30
- Bragança, G. A., Daflon, S., Lanz, T., Cunha, K., et al. 2019, *A&A* 625, A120
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., et al. 2012, *MNRAS*, 427, 127
- Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., Fowler, W. A. & Hoyle, F. 1957, *Rev. Mod. Phys.*, 29, 547
- Cameron 1960, *ApJ*, 131, 521
- Cameron, A. G. W. & Fowler, W. A. 1971, *ApJ*, 164, 111
- Campbell, S. W. & Lattanzio, J. C. 2008, *A&A* 490, 769
- Carlin, J. L., Sheffield, A. A., Cunha, K. & Smith, V. V. 2018, *ApJ*, 859L, 10
- Carpenter, J. M. 2001, *AJ*, 121, 2851
- Carrera, R., Bragaglia, A., Cantat-Gaudin, T., Vallenari, A., et al. 2019, *A&A*, 623, A80
- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R. G., D'Orazi, V., Lucatello, S., Momany, Y., Sollima, A., Bellazzini, M., Catanzaro, G., & Leone, F. 2014, *A&A* 564, A60
- Carrera, r., Gallart, c., Aparicio, A. & Hardy, E. 2011, *AJ*, 142, 61
- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R., & Lucatello, S. 2009, *A&A* 505, 139

- Carretta, E., Gratton, R. G., Bragaglia, A., Bonifacio, P. & Pasquini, L. 2004, *A&A*, 416, 925
- Cayrel, R. 1988, in *IAU Symp. 132, The Impact of Very High S/N Spectroscopy on Stellar Physics*, ed. R. Cayrel, G. de Strobel, & M. Spite (Dordrecht: Kluwer), 354
- Chen, B., Vergely, J. L., Valette, B., & Carraro, G. 1998a, *A&A*, 336, 137
- Chen, P. S., Wang, X. H., & Xiong, G. Z. 1998b, *A&A*, 333, 613
- Cheng, J. Y., Rockosi, C. M., Morrison, H. L., Schönrich, R. A., et al. 2012, *ApJ*, 746, 149
- Chou, M.-Y., Majewski, S. R., Cunha, K., et al. 2010, *ApJ*, 720, L5
- Clayton, G. C. and Mathis, J. S. 1988, *ApJ*, 327, 911
- Coc, A. & Vangioni, E. 2017, *IJMPE*, 26, 8
- Crane, J. D., Majewski, S. R., Rocha-Pinto, H. J., et al. 2003, *ApJ*, 594, L119
- Cristallo, S., Di Leva, A., Imbriani, G., Piersanti, L., Abia, C., Gialanella, L. & Straniero, O. 2014, *A&A*, 570, A46
- Cristallo, S., Abia, C., Straniero, O. & Piersanti, L. 2015, *ApJ*, 801, 53
- Cunha, K & Lambert, D. L. 1994, *ApJ*, 426, 170
- Cunha, K., Smith, V. V. & Lambert, D. L. 1995, *ApJ*, 452, 634
- Cunha, K., Smith, V. V., Lambert, D. L. & Hinkle, K. H 2003, *AJ*, 126, 1305
- Cunha, K. & Smith, V. V. 2005, *ApJ*, 626, 425
- Cunha, K., Smith, V. V., Gibson, B. K. 2008, *ApJ*, 679, L17
- Cushing, M. C., Vacca, W. D. & Rayner, J. T. 2004, *PASP*, 116, 362
- da Silva, L., Girardi, L., Pasquini, L., Setiawan, J., von der Lühe, O., de Medeiros, J. R., Hatzes, A., Döllinger, M. P. & Weiss, A. 2006, *A&A* 458, 609
- Daflon, S., & Cunha, K. 2004, *ApJ*, 617, 1115
- Decin, L. 2000, Ph.D. Thesis, Catholique University of Leuven, 16
- de Laverny, P. & Recio-Blanco, A. 2013a, *A&A*, 555, A121
- de Laverny, P. & Recio-Blanco, A. 2013b, *A&A* 560, A74
- Dolphin, A. E. 2000, *MNRAS*, 313, 281
- Donor, J., Frinchaboy, P. M., Cunha, K., Thompson, B., et al. 2018, *AJ*, 156, 142

- D'Orazi, V., Lucatello, S., Lugaro, M., Gratton, R. G., Angelou, G., Bragaglia, A., Carretta, E., Alves-Brito, A. & Ivan, I. I. 2013, *ApJ*, 763, 22
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., Lambert, D. L., Nissen, P. E., & Tomkin, J. 1993, *A&A*, 275, 101
- Esteban, C., & García-Rojas, J. 2018, *MNRAS*, 478, 2315
- Federman, S. R., Sheffer, Yaron, Lambert, David L. & Smith, V. V. 2005, *ApJ*, 619, 884
- Fenner, Y., Campbell, S., Karakas, A. I., Lattanzio, J. C., & Gibson, B. K. 2004, *MNRAS*, 353, 789
- Forestini, M., Goriely, S., Jorissen, A., & Arnould, M. 1992, *A&A*, 261, 157
- Frogel, J. A., Persson, S. E., & Cohen, J. G. 1983, *ApJS*, 53, 713
- Frost, C. A. & Lattanzio, J. C. 1996, *ApJ*, 473, 383
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2018, *A&A* 616, A1
- García-Hernández, D. A., Zamora, O., Yagüe, A., Uttenthaler, S., Karakas, A. I., Lugaro, M., Ventura, P. & Lambert, D. L. 2013, *A&A* 555, L3
- García Pérez, A. E., Prieto, C. A., Holtzman, J. A., Shetrone, M., Mészáros, S., Bizyaev, D., Carrera, R., Cunha, K., García-Hernández, D. A., Johnson, J. A., Majewski, S. R., Nidever, D. L., Schiavon, R. P., Shane, N., Smith, V. V. & Sobek, J. 2016, *AJ*, 151, 144
- Geha, M. C., Holtzman, J. A., Mould, J. R., Gallagher, J. S., III, Watson, A. M., Cole, A. A., Grillmair, C. J., Stapelfeldt, K. R., Ballester, G. E., Burrows, C. J. et al. 1998, *AJ*, 115, 1045
- Geisler, D., Piatti, A. E., Bica, E. & Clariá, J. J. 2003, *MNRAS*, 341, 771
- Genovali, K., Lemasle, B., Bono, G., Romaniello, M., et al. 2014, *A&A*, 566, A37
- Ghezzi, L., Montet, B. T., & Johnson, J. A. 2018, *ApJ*, 860, 109
- Gillessen, S., Eisenhauer, F., Trippe, S., et al. 2009, *ApJ*, 692, 1075
- González Hernández, J. I. & Bonifacio, P. 2009, *A&A* 497, 497
- Goorvitch, D. 1994, *ApJS*, 95, 535
- Goriely S., Jorissen A., Arnould M., 1990, in Hillebrandt W., Müller E., eds, Nuclear Astrophysics 5th Workshop. Max Planck Institut für Astrophysik, Ringberg Castle, Germany, p. 60
- Goriely, S. & Mowlavi, N. 2000, *A&A*, 362, 599
- Gratton, R. G., Carretta, E. & Bragaglia, A. 2012, *A&AR*, 20, 50

- Gray, D. F. 1994, *PASP*, 106, 1248
- Green, G. M., Schlafly, E. F., Finkbeiner, D., et al. 2018, *MNRAS*, 478, 651
- Guerço, R., Cunha, K., Smith, V. V., Pereira, C. B., Abia, C., Lambert, D. L., de Laverny, P., Recio-Blanco, A. & Jönsson, H. 2019, *ApJ*, 876, 43
- Guerço, R., Cunha, K., Smith, V. V., Hayes, C. R., Abia, C., Lambert, D. L., Jönsson, H. & Ryde, N. 2019, arXiv190908655G
- Gustafsson, B., Edvardsson, B., Eriksson, K., Jørgensen, U. G., Nordlund, Å & Plez, B. 2008, *A&A* 486, 951
- Hall, D. N. B. & Noyes, R. W. 1969, *ApL*, 4, 143H
- Hall, D. N. B., Ridgway, S. T., Bell, E. A., & Yarborough, J. M. 1979, *Proc. SPIE*, 172, 121
- Harris, W. E. 1996, *AJ*, 112, 1487
- Harris, J. & Zaritsky, D. 2009, *AJ*, 138, 1243
- Hayes, C. R., Majewski, S. R., Shetrone, M., et al. 2018, *ApJ*, 852, 49
- Hayden, M. R., Bovy, J., Holtzman, J. A., Nidever, D. L., et al. 2015, *ApJ*, 808, 132
- Heger, A., Kolbe, E., Haxton, W. C., Langanke, K., Martinez-Pinedo, G., Woosley, S. E. 2005, *PhLB*, 606, 258
- Helmi, A., Babusiaux, C., Koppelman, H. H., et al. 2018, *Nature*, 563, 85
- Hill, V., Andrievsky, S. & Spite, M. 1995, *A&A*, 293, 347
- Hill, V., François, P., Spite, M., Primas, F. & Spite, F. 2000, *A&A*, 364, L19
- Hinkle, K., Wallace, L. & Livingston, W 1995, *PASP*, 107, 1042)
- Hinkle, K., Wallace, L., Valenti, J. & Harmer, D. 2000, *Astronomical Society of the Pacific Monograph Publication*, “Visible and Near Infrared Atlas of the Arcturus Spectrum”, vol. 2 (http://aspmonographs.org/a/volumes/table_of_contents/?book_id=5)
- Hinkle, K. H., Blum, R. D., Joyce, R. R., Sharp, N., Ridgway, S. T., van der Bliik, N. S., Rogers, B., Smith, V. & Valenti, J. 2003, *SPIE*, 4834, 353
- Hodge, P. W. 1960, *ApJ*, 131, 351
- Hodge, P. W. 1961, *ApJ*, 133, 413
- Holtzman, J. A., Hasselquist, S., Shetrone, M., et al. 2018, *AJ*, 156, 125
- Ibata, R. A., Irwin, M. J., Lewis, G. F., et al. 2003, *MNRAS*, 340, L21

- Ivans, I. I., Sneden, C., Kraft, R. P., Suntzeff, N. B., Smith, V. V., Langer, G. E. & Fulbright, J. P. 1999, *AJ*, 118, 1273
- Johnson, C. I., & Pilachowski, C. A. 2010, *ApJ*, 722, 1373
- Johnson, J. A. 2019, *Science*, 363, 6426
- Jönsson, H., Ryde, N., Harper, G. M., Cunha, K., Schultheis, M., Eriksson, K., Kobayashi, C., Smith, V. V., & Zoccali, M. 2014a, *A&A*, 564, A122
- Jönsson, H., Ryde, N., Harper, G. M., Richter, M. J. & Hinkle, K., H. 2014b, *ApJ*, 789, L41
- Jönsson, H. 2015, Ph.D. Thesis, Lund Observatory, Suécia
- Jönsson, H., Ryde, N., Spitoni, E., et al. 2017, *ApJ*, 835, 50
- Jorissen, A., Smith, V. V. & Lambert, D. L. 1992, *A&A*, 261, 164
- Karakas, A. I., Lugaro, M., Ugalde, C., Wiescher, M. & Görres, J. 2006, *New Astron. Rev.* 50, 500
- Karakas, A. & Lattanzio, John C. 2007, *PASA*, 24, 103
- Karakas, A. I. 2010, *MNRAS*, 403, 1413
- Käufl, H. U, Ballester, P., Biereichel, P., Delabre, B., Donaldson, R., Dorn, R., Fedrigo, E., Finger, G., Fischer, G., Franza, F., Gojak, D., Huster, G., Jung, Y., Lizon, J., Mehrgan, L., Meyer, M., Moorwood, A. Pirard, J., Paufigue, J., Pozna, E., Siebenmorgen, R., Silber, A., Stegmeier, J. & Wegerer, S. 2004, *SPIE*, 5492, 1218
- Kirby, E. N., Guo, M., Zhang, A. J., Deng, M., Cohen, J. G., Guhathakurta, P., Shetrone, M. D., Lee, Y. S. & Rizzi, L. 2015, *ApJ*, 801, 125
- Kobayashi, C., Umeda, H., Nomoto, K., Tominaga, N., & Ohkubo, T. 2006, *ApJ*, 653, 1145
- Kobayashi, C., Karakas, A. I. & Umeda, H. 2011a, *MNRAS*, 414, 3231
- Kobayashi, C., Izutani, N., Karakas, A. I., Yoshida, T., Yong, D. & Umeda, H. 2011b, *ApJL*, 739, L57
- Kordopatis, G., Gilmore, G. & Steinmetz, M. 2013, *AJ*, 146, 134
- Korn, A. J., Keller, S. C., Kaufer, A., Langer, N., Przybilla, N., Stahl, O. & Wolf, B. 2002, *A&A*, 385, 143
- Kubryk, M. Prantzos, N., & Athanassoula, E. 2015, *A&A* 580, A127
- kundo2002 Kundu, A., Majewski, S. R., Rhee, J., et al. 2002, *ApJ*, 576, L125

- Kurucz, R. L. 1994, Atomic Data for Fe and Ni, Kurucz CD-ROM No. 22. Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophysical Observatory
- Kurucz, R. L. 2014, Robert L. Kurucz on-line database of observed and predicted atomic transitions
- Lagarde, N., Decressin, T., Charbonnel, C., Eggenberger, P., Ekström, S., & Palacios, A. 2012, *A&A*, 543, A108
- Langer, G. E., Kraft, R. P., Carbon, D. F., Friel, E. & Oke, J. B. 1986, *PASP*, 98, 473
- Leblanc, R. B., White, J. B. & Bernath, P. F. 1994, *JMoSp*, 164, 574
- Lemasle, B., François, P., Piersimoni, A., Pedicelli, S, et al. 2008, *A&A*, 490, 613
- Li, H. N., Ludwig, H.-G., Caffau, E., Christlieb, N. & Zhao, G. 2013, *ApJ*, 765, 51
- Lucatello, S., Masseron, T., Johnsonm J. A., Pignatari, M. & Herwig, F. 2011, *ApJ*, 729, 40
- Ludwig, H.-G., Caffau, E., Steffen, M., Freytag, B., Bonifacio, P. & Kučinskas, A. 2009, *MnSAI*, 80, 711
- Lugaro, M., Ugalde, C., Karakas, A. I., Görres, J., Wiescher, M., Lattanzio, J. C. & Cannon, R. C. 2004, *ApJ*, 615, 934
- Luo, Y. R. 2007, from “Comprehensive Handbook of Chemical Bond Energies” (CRC Press: Boca Raton, Florida USA)
- Mackereth, J. T., Bovy, J., Schiavon, R. P., et al. 2017, *MNRAS*, 471, 3057
- MacLean, B. T., Campbell, S. W., Amarsi, A. M., Nordlander, T., Cottrell, P. L., De Silva, G. M., Lattanzio, J., Constantino, T., D’Orazi, V. & Casagrande, L. 2018, *MNRAS*, 481, 373
- Magrini, L., Randich, S., Kordopatis, G., Prantzos, N., et al. 2017, *A&A*, 603, A2
- Maiorca, E., Uitenbroek, H., Uttenthaler, S., Randich, S., Busso, M. & Magrini, L. 2014, *ApJ*, 788, 149
- Majewski, S. R., Schiavon, R. P., Frinchaboy, P. M., et al. 2017, *AJ*, 154, 9
- Marino, A. F. 2018, *MmSAI*, 89, 69
- Marino, A. F., Milone, A. P., Casagrande, L., Collet, R., & Dotter, A., Johnson, C. I., Lind, K., Bedin, L. R., Jerjen, H., Aparicio, A., & Sbordone, L. 2016, *MNRAS*, 459, 610
- Marino, A. F., Milone, A. P., Piotto, G., Cassisi, S., D’Antona, F., Anderson, J., Aparicio, A., Bedin, L. R., Renzini, A., & Villanova, S. 2012, *ApJ*, 746, 14

- Marino, A. F., Villanova, S., Milone, A. P. Piotto, G., Lind, K. Geisler, D. & Stetson, P. B. 2011, *ApJ*, 730, L16
- Mathews, G. J., & Ward, R. A. 1985, *Rep. Prog. Phys.*, 48, 1371
- Meléndez, J., & Barbuy, B. 2002, *ApJ*, 575, 474
- McCall, M. L. 2004, *AJ*, 128, 2144
- McConnachie, A. W. 2012, *AJ*, 144, 4
- McWilliam, A. 1997, *ARA&A*, 35, 503
- Meynet, G. & Arnould, M. (2000), *A&A*, 355, 176
- Minchev, I., Chiappini, C., & Martig, M. 2013, *A&A* 558, A9
- Minchev, I., Martig, M., Streich, D., et al. 2015, *ApJL*, 804, L9
- Minchev, I., Steinmetz, M., Chiappini, C., Martig, M., et al. 2017, *ApJ*, 834, 27
- Moos, H. W., Cash, W. C., Cowie, L. L., Davidsen, A. F., et al. 2000, *ApJ*, 538, L1
- Morganson, E., Conn, B., Rix, H.-W., et al. 2016, *ApJ*, 825, 140
- Munari, U., Henden, A., Frigo, A., Zwitter, T., et al. 2014, *AJ*, 148, 81
- Nault, K. A., & Pilachowski, C. A. 2013, *AJ*, 146, 153
- Newberg, H. J., Yanny, B., & Rockosi, C. 2002, *ApJ*, 569, 245
- Nieva, M.-F. & Simón-Díaz, S. 2011, *A&A*, 532, A2
- Nissen, P. E., & Edvardsson, B. 1992, *A&A*, 261, 255
- Nissen, P. E., Primas, F., Asplund, M., & Lambert, D. L. 2002, *A&A*, 390,
- Norris, J. E. & Da Costa, G. S. 1995, *ApJ*, 447, 680
- Olszewski, E. W., Suntzeff, N. B. & Mateo, M. 1996, *ARA&A*, 34, 511
- Pandey, G., Lambert, D. L. & Kameswara Rao, N. 2008, *ApJ*, 674, 1068
- Park, C., Jaffe, D. T., Yuk, I., Chun, M., Pak, S., Kim, K., Pavel, M., Lee, H., Oh, H., Jeong, U., Sim, C. K., Lee, H, Le, H. A. N., Strubhar, J., Gully-Santiago, M., Oh, j. S., Cha, S., Moon, B., Park, K., Brooks, C., Ko, K., Han, J., Nah, J., Hill, P. C., Lee, S., Barnes, S., Yu, Y. S., Kaplan, K., Mace, G., Kim, H., Lee, J., Hwang, N. & Park, B. 2014, *SPIE*, 9147 91471D-1
- Persson, S. E., Frogel, J. A., Cohen, J. G., Aaronson, M. & Matthews, K. 1980, *ApJ*, 235, 452
- Piatti, Andrés E., Sarajedini, A., Geisler, D., Bica, E. & Clariá, J. J. 2002, *MNRAS*, 329, 556

- Pietrzyński, G., Graczyk, D., Gieren, W., Thompson, I. B., et al. 2013, *Nature*, 495, 76
- Pilachowski, C. A., Sneden, C. & Kraft, R. P. 1996, *AJ*, 111, 1689
- Pilachowski, C. A., Hinkle, K. H., Young, M. D., et al. 2017, *PASP*, 129, 972
- Pilachowski, C. A. & Pace, C. 2015, *AJ*, 150, 66
- Plez, B. 2012, *Turbospectrum: Code for spectral synthesis*, Astrophysics Source Code Library, record ascl:1205.004
- Pompéia, L., Hill, V. & Spite, M. 2005, *NuPhA*, 758, 242
- Pompéia, L., Hill, V., Spite, M., Cole, A., Primas, F., Romaniello, M., Pasquini, L., Cioni, M. -R. & Smecker Hane, T. 2008, *A&A*, 480, 379
- Prantzos, N., Abia, C., Limongi, M., Chieffi, A. & Cristallo, S. 2018, *MNRAS*, 476, 3432
- Puls, A. A. 2018, dissertação de mestrado, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Brasil, https://sucupira.capes.gov.br/sucupira/public/consultas/coleta/trabalhoConclusao/viewTrabalhoConclusao.jsf?popup=true&id_trabalho=7470177
- Ralchenko, Yu, Kramida, A. E., Reader, J. & NIST ADS Team 2010, NIST Atomic Spectra Database (ver. 4.0.0), National Institute of Standards and Technology, Gaithersburg, MD
- Ramírez, S. V., & Cohen, J. G. 2002, *AJ*, 123, 3277
- Ramírez & Meléndez 2005, *ApJ*, 626, 446
- Rayner, J., Tokunaga, A., Jaffe, D., Bonnet, M., et al. 2016, *Proc. SPIE*, 9908, 990884
- Recio-Blanco, A., de Laverny, P., Worley, C., Santos, N. C. Melo, C. & Israelian, G. 2012, *A&A* 538, A117
- 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
- Ridgway, S. T., Joyce, R. R., White, N. M., Wing, R. F. 1980, *ApJ*, 235, 126
- Rocha-Pinto, H. J., Majewski, S. R., Skrutskie, M. F., et al. 2003, *ApJ*, 594, L115
- Rodrigues, T. S., Girardi, L., Miglio, A., Bossini, D., Bovy, J., Epstein, C., Pinsonneault, M. H., Stello, D., Zasowski, G., Prieto, C. A., Chaplin, W. J., Hekker, S., Johnson, J. A., Mészáros, S. Mosser, B., Anders, F., Basu, S., Beers, T. C., Chiappini, C., da Costa, L. A. N., Elsworth, Y., García, R. A., García Pérez, A. E., Hearty, F. R., Maia, M. A. G, Majewski, S. R., Mathur, S., Montalbán, J., Nidever, D. L., Santiago, B., Schultheis, M., Serenelli, A. & Shetrone 2014, *MNRAS*, 445, 2758

- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Sauval, A. J. & Tatum, J. B. 1984, *ApJS*, 56, 193
- Schmidt, M. 1959, *ApJ*, 129, 243
- Schmidt, M. 1963, *ApJ*, 137, 758
- Schönrich, R., & Binney, J. 2009, 396, 203
- Schuler, S. C., Cunha, K., Smith, V. V., Sivarani, T., Beers, T. C. & Lee, Y. S. 2007, *ApJ*, 667L, 81S
- Schuler, S., Cunha, K., Smith, V. V., Sivarani, T. & Beers, T. C. 2008, *nuco.confE..76S*
- Sieverding, A., Martinez-Pinedo, G., Huther, L., Langanke, K., Heger, A. 2018, *ApJ*, 865, 143
- Sieverding, A., Langanke, K., Martinez-Pinedo, G., Bollig, R., Janka, H.-T., Heger, A. 2019, *ApJ*, 876, 151
- Smith, V. V., Suntzeff, N. B, Cunha, K, Gallino, R., Busso, M., Lambert, D. L. & Straniero, O 2000, *AJ*, 119, 1239
- Smith, V. V., Cunha, K., & King, J. R. 2001, *AJ*, 122, 370
- Smith, V. V., Hinkle, K. H., Cunha, K, Plez, B., Lambert, D. L., Pilachowski, C. A., Barbuy, B., Meléndez, J., Balachandran, S., Bessell, M. S., Geisler, D. P., Hesser, J. E. & Winge, C. 2002, *AJ*, 124, 3241
- Smith, V. V., Cunha, K., Ivans, I. I., Lattanzio, J. C., Campbell, S. & Hinkle, K. H. 2005, *ApJ*, 633, 392
- Smith, V. V., Cunha, K., Shetrone, M. D., Meszaros, S., Prieto, C. A., Bizyaev, D., Pèrez, A. G., Majewski, S. R., Schiavon, R., Holtzman, J., & Johnson, J. A. 2013, *ApJ*, 765, 16
- Smith, V. V. & Lambert, D. L. 1985, *ApJ*, 294, 326
- Smith, V. V. & Lambert, D. L. 1986, *ApJ*, 311, 843
- Smith, V. V., & Lambert, D. L. 1990, *ApJS*, 72, 387
- Snedden, C. 1973, *ApJ*, 184, 839
- Snedden, C., Bean, J., Ivans, I., Lucatello, S. & Sobek, J. 2012, *Astrophysics Source Code Library*, record ascl:1202.009
- Spitoni, E., Matteucci, F., Jönsson, H., Ryde, N., & Romano, D. *A&A* 612, A16
- Stanford, L. M., Da Costa, G. S. & Norris, J. E 2010, *ApJ*, 714, 1001

- Stanghellini, L., & Haywood, M. 2018, *ApJ*, 862, 45
- Suntzeff, N. B. & Smith, V. V. 1991, *ApJ*, 381, 160
- Sweigart, A. V. & Mengel, 1979, *ApJ*, 229, 624
- Timmes F. X., Woosley S. E., Weaver T. A., 1995, *ApJS*, 98, 617
- Thorsbro, B. 2016, Master thesis, In Lund Observatory Examensarbeten ASTM31 20161
- Tody, D. 1986 *Proc. SPIE*, 0627, Instrumentation in Astronomy VI
- Tody, D. 1993, in *ASP Conf. Ser. 52, Astronomical Data Analysis Software and Systems II*, ed. R. J. Hanisch, R. J. V. Brissenden, & J. Barnes (San Francisco, CA: ASP), 173
- Uttenhaller, S., Aringer, B., Lebzelter, T., et al. 2008, *ApJ*, 682, 509
- Valenti, J. A. & Piskunov, N. 1996, *A&AS*, 118, 595
- Van der Swaelmen, M., Hill, V., Primas, F. & Cole, A. A. 2013, *A&A*, 560, 44
- Van der Swaelmen, M., Hill, V. & Primas, F. 2015, *MmSAI*, 86, 268
- van Hoof, P. A. M. 2018, *Galaxies*, vol. 6, issue 2, p. 63
- van Leeuwen, F. 2007, *A&A*, 474, 653
- Weinberg, D. H., Holtzman, J. A., Hasselquist, S., et al. 2019, *ApJ*, 874, 102
- Werner, K., Dreizler, S., Heber, U., Rauch, T., Fleming, T. A., Sion, E. M. & Vauclair, G. 1996, *A&A*, 307, 860
- Werner, K., Rauch, T., & Kruk, J. W. 2005, *A&A*, 2005, 433, 641
- Wood, P. R., Bessell, M. S., & Fox, M. W. 1983, *ApJ*, 272, 99
- Woosley, S. E. & Haxton, W. C. 1988, *Nature*, 334, 45
- Woosley, S. E. & Weaver, T. A. 1995, *ApJ*, 101, 181
- Woosley, S. E., Hartmann, D.H., Hoffman, R. D. & Haxton, W.C. 1990, 356, 272
- Yong, D., Meléndez, J., Cunha, K., Karakas, A. I., Norris, J. E. & Smith, V. V. 2008, *ApJ*, 689, 1020
- Yong, D., Carney, B. W., & Friel, E. D. 2012, *AJ*, 144, 95
- Yuk, I., Jaffe, D. T., Barnes, S., Chun, M., Park, C., Lee, S., Lee, H., Wang, W., Park, K., Pak, S., Strubhar, J., Deen, C., Oh, H., Seo, H., Pyo, T., Park, W., Lacy, J., Goertz, J., Rand, J. & Gully-Santiago, M. 2010, *Proc. SPIE*, 7735, 77351M

-
- Zacharias, N., Finch, C. T., Girard, T. M., et al. 2012, VizieR On-line Data Catalog: I/322A.
Originally published in: 2012yCat.1322....0Z; 2013AJ....145...44Z
- Zhang, Y. & Liu, X.-W. 2005, ApJ, 631, L61