

ESTUDO ESPECTROSCÓPICO DE ESTRELAS CANDIDATAS A ESTRELAS  
CARBONADAS QUENTES

Raphaela Fernandes de Melo

Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório Nacional/MCTIC, como parte dos requisitos necessários à obtenção do Grau de Mestre em Astronomia.

Orientador: Claudio Bastos Pereira

Rio de Janeiro  
Dezembro de 2021

ESTUDO ESPECTROSCÓPICO DE ESTRELAS CANDIDATAS A ESTRELAS  
CARBONADAS QUENTES

Raphaela Fernandes de Melo

DISSERTAÇÃO SUBMETIDA AO PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM  
ASTRONOMIA DO OBSERVATÓRIO NACIONAL/MCTIC COMO PARTE DOS  
REQUISITOS NECESSÁRIOS PARA A OBTENÇÃO DO GRAU DE MESTRE  
EM ASTRONOMIA.

Examinada por:

---

Prof. Nome do Primeiro Examinador Sobrenome, D.Sc.

---

Prof. Nome da Segunda Examinadora Sobrenome, Ph.D.

---

Dr. Nome da Terceira Examinadora Sobrenome, D.Sc.

---

Prof. Nome do Quarto Examinador Sobrenome, Ph.D.

---

Prof. Nome do Quinto Examinador Sobrenome, Ph.D.

RIO DE JANEIRO, RJ – BRASIL  
DEZEMBRO DE 2021

Fernandes de Melo, Raphaela

Estudo espectroscópico de estrelas candidatas a estrelas carbonadas quentes/Raphaela Fernandes de Melo. – Rio de Janeiro: ON/MCTIC, 2021.

XXII, 100 p.: il.; 29,7cm.

Orientador: Claudio Bastos Pereira

Dissertação (mestrado) – ON/MCTIC/Programa de Pós-graduação em Astronomia, 2021.

Referências Bibliográficas: p. 81 – 89.

1. Primeira palavra-chave. 2. Segunda palavra-chave. 3. Terceira palavra-chave. I. , . II. Observatório Nacional/MCTIC, Programa de Pós-graduação em Astronomia. III. Título.

*“Não tenho certeza de nada,  
mas a visão das estrelas  
me faz sonhar”  
(Vincent Van Gogh)*

*Dedico esta dissertação a meus pais,  
**Rosemere Fernandes e Anderson Melo,**  
que sempre acreditaram no meu potencial e  
me apoiaram de forma incondicional*

# Agradecimentos

Agradeço a todas as pessoas com quem cruzei e que compartilharam uma parte de seus conhecimentos comigo, em especial quero agradecer:

Ao Doutor Claudio Bastos Pereira pelo tempo dedicado na orientação desta dissertação, pelos ensinamentos e também pela paciência e compreensão nestes seis anos que estamos trabalhando juntos;

Aos professores Fernando Roig, Roberto Mahon (UERJ), Simone Daflon, Roderick Orzevier, Silvio P. Sorella (UERJ) e Marcelo Borges, que participaram diretamente da minha formação, pela competência e pelo conhecimento compartilhado;

A Nacizo Holanda, Michelle Roriz e Matias Garcia, amigos do Observatório Nacional que me ajudaram durante a caminhada da pós graduação.

Ao Observatório Nacional pela oportunidade concedida para a realização deste trabalho, bem como a todos os funcionários da instituição;

À CAPES pelo auxílio financeiro que permitiu que eu me dedicasse exclusivamente a este trabalho;

Além desses, quero agradecer também àqueles que me ajudaram indiretamente nessa caminhada ao compartilharmos bons momentos juntos:

À minha mãe, Rosemere Fernandes, e a meu pai, Anderson Melo, deixo um agradecimento especial por toda dedicação e esforço direcionados à minha educação, pelo amor incondicional, cuidado e lições de toda uma vida e, também, pelos nossos momentos de descontração;

A meus irmãos Pedro Henrique e Raphael Melo, pelo amor, cuidado e preocupação comigo. Meus cunhados Natasha Loiola e Gil Lira pela presença e carinho.

Também ao meu pequeno presente, meu afilhado, Vicente Melo, que chegou pra trazer ainda mais alegria para nossa vida e unir toda a família;

A meu padrinho, que também posso considerar um segundo pai, Alessandro Saraiva por se fazer sempre presente em minha vida, me apoiar e me inspirar a ser cada dia melhor. Espero poder fazer pelos meus afilhados tanto quanto faz por mim;

À minha querida afilhada Emanuelle Fernandes por encher meu coração de alegria e orgulho e por me mostrar, através de sua genialidade, que existem soluções muito simples para a maioria dos nossos problemas;

Aos queridos amigos Thaiane Diirr, Thamiris Ferreira, Bianca Gonçalves, Luiz Carlos Guimarães, Victor Araújo, Lucas Victor, Bruna Natal, Andreia Rodrigues, Julia Freitas, Lorena Carpes, Monique Vianna e Matheus Bernini que, mesmo diante deste cenário de pandemia com isolamento social, nunca soltaram minha mão e se fizeram sempre presentes, ainda que distantes fisicamente;

Resumo da Dissertação apresentada ao Programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório Nacional/MCTIC como parte dos requisitos necessários para a obtenção do grau de Mestre em Astronomia (M.Sc.)

## ESTUDO ESPECTROSCÓPICO DE ESTRELAS CANDIDATAS A ESTRELAS CARBONADAS QUENTES

Raphaela Fernandes de Melo

Dezembro/2021

Orientador: Claudio Bastos Pereira

Programa: Astronomia

Estrelas carbonadas constituem uma vasta e interessante classe de estrelas quimicamente peculiares que apresentam sobreabundância de carbono com relação à abundância de oxigênio. Essa classe de estrelas foi identificada primeiramente por Secchi (1868) e tem como característica a presença de bandas moleculares de  $C_2$ , CH e CN. O estudo da composição química para essas estrelas é interessante, pois pode ajudar à compreender a evolução química da Galáxia e na modelagem matemática utilizada para os cálculos teóricos de evolução estelar, bem como trazer informações sobre como estes objetos poderão contribuir para o enriquecimento do meio interestelar e a composição das próximas gerações de estrelas.

Neste trabalho realizamos um estudo utilizando espectroscopia de alta resolução para uma amostra de quatro estrelas candidatas a estrelas carbonadas. Estas estrelas são: HD 36598, uma estrela candidata à estrela CH, e HD 95405, HD 29154 e BD-16 1217, candidatas a estrelas C-R. O objetivo deste trabalho é o de analisar o padrão de abundância químico para os diversos elementos presentes na atmosfera dessas estrelas. Para isso, determinamos os parâmetros atmosféricos para as estrelas da amostra utilizando modelos de atmosfera de Kurucz (1993) e o código de síntese espectral MOOG. Os parâmetros atmosféricos encontrados variam nos intervalos  $4660K \leq T_{eff} \leq 4770K$ ,  $2.1 \leq \log g \leq 2.5$ ,  $1.3kms^{-1} \leq \xi \leq 1.5kms^{-1}$  e a metalicidade varia entre  $-0.34 \leq [Fe/H] \leq +0.08$ . Com isso, determinamos as abundâncias utilizando dois métodos: medidas de largura equivalente, para os

elementos Na, Mg, Al, Si, Ca, Ti, Cr, Ni, Sr, Y, Zr, Ce, Nd e Sm, e síntese espectral, para CNO (incluindo a razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ), Li, Rb, Eu e Nb. Além disso, também determinamos as massas estelares e as luminosidades para as estrelas da amostra. Os resultados encontrados indicam que todas essas estrelas apresentam luminosidades semelhantes à de estrelas localizadas no ramo das gigantes. De acordo com as abundâncias derivadas, apenas a estrela HD 36598 apresenta uma razão C/O > 1. Esta estrela também apresenta sobreabundância de elementos gerados pelo processo-s, sendo classificada como uma estrela CH, e é, portanto, a única que concorda com a classificação da literatura. As estrelas HD 29154 e BD-16 1217 foram classificadas como *strong-CN*, que são estrelas que apresentam abundâncias (C + N) superior à solar. Quanto à estrela HD 95405, esta pode ser um *merger* entre uma gigante normal e uma anã de carbono ou uma gigante oxigenada em transição para carbonada, no entanto, sua classificação permanece uma incógnita.

**Palavras-Chave:** Estrelas carbonadas; Estrelas quimicamente peculiares; Strong-CN; Espectroscopia de alta resolução; Abundâncias químicas; Síntese espectral.

Abstract of Dissertation presented to Observatório Nacional/MCTIC as a partial fulfillment of the requirements for the degree of Master of Astronomy (M.Sc.)

## SPECTROSCOPIC ANALYSIS OF HOT CARBON STARS CANDIDATES

Raphaela Fernandes de Melo

December/2021

Advisor: Claudio Bastos Pereira

Department: Astronomy

### Abstract

Carbon stars constitute a vast and interesting class of chemically peculiar stars which has carbon overabundance relative to oxygen. This class of stars was first identified by Secchi (1868) and is characterized by the presence of the molecular bands C2, CH, and CN. The study of the chemical composition for these stars is interesting because it can help to understand the chemical evolution of the Galaxy and also for the mathematical modelling used in stellar evolution theory, as well as to give information about how these objects can contribute to the interstellar medium enrichment and the composition of the next generations of stars.

In this work, we conducted a study using high resolution spectroscopy for a sample of four carbon stars candidates. These stars are: HD 36598, a CH star candidate, and HD 95405, HD 29154 and BD-16 1217, C-R stars candidates. This work aims to analyze the abundance pattern of the stars above mentioned. Therefore, we first determined the atmospheric parameters for the stars of the sample using atmosphere models from Kurucz (1993) and the spectral synthesis MOOG code. The atmospheric parameters found are between  $4660\text{K} \leq T_{eff} \leq 4770\text{K}$ ,  $2.1 \leq \log g \leq 2.5$ ,  $1.3\text{kms}^1 \leq \xi \leq 1.5\text{kms}^1$ , and the metallicity is between  $0.34 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.08$ . Thus, we determined the chemical abundances using two methods: equivalent width measurements, for the elements Na, Mg, Al, Si, Ca, Ti, Cr, Ni, Sr, Y, Zr, Ce, Nd, and Sm, and spectral synthesis, for CNO contents (including the  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  isotope ratios), Li, Rb, Eu, and Nb. Moreover, we also determined the masses and luminosities for the stars in the sample. The results indicate that all these stars have luminosities similar to giant stars. With regarding the derived abundances,

only the HD 36598 star has a C/O ratio higher than the unit. This star also has an overabundance of s-process elements, being classified as a CH star. Therefore, HD 36598 is the only star in the sample that agrees with the classification in the literature. The HD 29154 and BD-16 1217 stars were classified as strong-CN, which are stars that show an abundance (C + N) greater than in the Sun. Finally, from the results for HD95405 star, we suggest that could be a merger between a normal giant and a carbon white-dwarf or even an oxygen giant in transition to a carbon star, however, its classification remains an unknown.

**Keywords:** Carbon stars; Chemically peculiar stars; Strong-CN; High resolution spectroscopy; Chemical abundances; Spectral synthesis

# Sumário

<b>Lista de Figuras</b>	<b>xiv</b>
<b>Lista de Tabelas</b>	<b>xxi</b>
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
1.1 Evolução das estrelas carbonadas . . . . .	3
1.2 Classificação Espectral . . . . .	5
1.2.1 Estrelas de Classe C-R . . . . .	6
1.2.2 Estrelas de Classe CH . . . . .	8
1.2.3 Estrelas de Classe C-N . . . . .	8
1.2.4 Estrelas de Classe C-J . . . . .	8
1.2.5 Estrelas Carbonadas Deficientes em Hidrogênio . . . . .	9
1.3 CN-strong . . . . .	9
<b>2 Seleção da amostra e observações</b>	<b>11</b>
2.1 HD 95405 . . . . .	12
2.2 HD 29154 . . . . .	17
2.3 BD-16 1217 . . . . .	17
2.4 HD 36598 . . . . .	18
2.5 HD 26 . . . . .	18
<b>3 Determinação dos Parâmetros Atmosféricos</b>	<b>20</b>
3.1 Medidas de Largura Equivalente . . . . .	20
3.2 Parâmetros Atmosféricos . . . . .	23
3.2.1 Temperatura Efetiva . . . . .	24
3.2.2 Gravidade superficial . . . . .	25
3.2.3 Velocidade de Microturbulência . . . . .	26
3.2.4 Metalicidade . . . . .	27
3.2.5 Incerteza nos Parâmetros Atmosféricos . . . . .	28
<b>4 Massas e luminosidades para as estrelas da amostra</b>	<b>30</b>
4.1 Diagrama $\log g - T_{eff}$ . . . . .	30

4.2	Luminosidade . . . . .	30
<b>5</b>	<b>Determinação da composição química das estrelas estudadas</b>	<b>36</b>
5.1	Abundâncias obtidas com as medidas de largura equivalente . . . . .	36
5.2	Abundâncias obtidas por síntese espectral . . . . .	37
5.3	Incerteza nas Abundâncias Químicas . . . . .	46
<b>6</b>	<b>Discussão</b>	<b>55</b>
6.1	Abundâncias Químicas . . . . .	55
6.1.1	Carbono, nitrogênio e oxigênio . . . . .	56
6.1.2	Razão Isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . . . . .	57
6.1.3	Lítio . . . . .	57
6.1.4	Sódio e alumínio . . . . .	63
6.1.5	Elementos $\alpha$ : magnésio, silício, cálcio e titânio . . . . .	65
6.1.6	Elementos do pico do ferro: cromo e níquel . . . . .	65
6.1.7	Elementos pesados . . . . .	67
6.2	Discussão individual sobre as estrelas . . . . .	75
6.2.1	HD 36598 e HD 26 . . . . .	75
6.2.2	HD 95405 . . . . .	75
6.2.3	BD-16 1217 e HD 29154 . . . . .	77
<b>7</b>	<b>Conclusões e perspectivas</b>	<b>78</b>
	<b>Referências Bibliográficas</b>	<b>81</b>
<b>A</b>		<b>90</b>

# Lista de Figuras

2.1	Diagrama cor-cor observado para estrelas carbonadas na região entre $-0.2 \leq (J - H) \leq 2.5$ e $-0.2 \leq (H - K) \leq 2.5$ . As cruces na cor ciano representam as estrelas carbonadas clássicas. Os quadrados azuis representam as estrelas de classe CH. As cruces azuis representam as estrelas de classe C-R, em verde estão representadas as estrelas R Corona Borealis. As estrelas classificadas como carbonadas quentes por Bergeat (1999) estão representadas por estrelas vermelhas. . . . .	13
2.2	Diagrama cor-cor observado para estrelas carbonadas na região entre $-0.2 \leq (J - H) \leq 1.0$ e $0.0 \leq (H - K) \leq 0.4$ . As cores são as mesmas da Figura 2.1. . . . .	14
2.3	Diagrama cor-cor observado para estrelas carbonadas e para as estrelas BD-16 1217 (1), HD 29154 (2), HD 36598 (3), HD 95405 (4) e HD 26 (5) na região entre $-0.2 \leq (J - H) \leq 1.0$ e $0.0 \leq (H - K) \leq 0.2$ . As cores são as mesmas da Figura 2.1. . . . .	15
2.4	Diagrama cor-cor observado a partir das calibrações empíricas de Alonso et al. (1999) para metalicidades $[Fe/H] = +0.2, 0.0, -1.0, -2.0$ e $-3.0$ . . . . .	16
3.1	Definição geométrica de largura equivalente. $R \equiv (F_c - F_\lambda)$ . . . . .	21
3.2	Diagrama que mostra o comportamento da abundância de Fe I em relação ao potencial de excitação para a estrela HD 29154. A linha contínua representa um ajuste com coeficiente angular nulo e com uma abundância média de $\sim 7.59$ para a absorção de Fe I, enquanto que a linha tracejada representa o ajuste obtido a partir dos resultados. Os quadrados pretos correspondem às abundâncias fornecidas pelas linhas de absorção Fe I utilizadas. . . . .	25

- 3.3 Diagrama que mostra o comportamento da abundância de FeI em relação a largura equivalente reduzida, ambos em base logarítmica, para a estrela HD 29154. A linha contínua representa um ajuste com coeficiente angular nulo e com uma abundância média de  $\sim 7.59$  para a abundância de Fe I, enquanto que a linha tracejada representa o ajuste obtido a partir dos resultados. Os quadrados pretos correspondem às abundâncias fornecidas pelas linhas de absorção de FeI utilizadas. . . . . 27
- 3.4 Gráfico que relaciona os coeficientes  $\phi_1$  (coeficiente angular do ajuste linear para o gráfico que relaciona a abundância de FeI, em base logarítmica, e o potencial de excitação  $\chi$ (eV)) e  $\phi_2$  (coeficiente angular do ajuste linear para o gráfico que relaciona a abundância de FeI, em base logarítmica, e o logaritmo da largura equivalente reduzida ( $R_W$ )) para a estrela HD 29154. Os valores fixados neste gráfico para metalicidade e gravidade superficial são, respectivamente,  $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.10$  e  $\log g = 2.1$  e os valores para a velocidade de microturbulência, correspondente a cada ponto, da esquerda para a direita, são 1.6, 1.5 e 1.4 km/s. As abundâncias obtidas para as espécies do ferro são FeI = 7.58 e Fe II = 7.59. A solução que fornece os parâmetros atmosféricos da estrela é  $\phi_1 = -0.003$  e  $\phi_2 = -0.007$ . . . . . 28
- 4.1 Posição da estrela HD 36598 no diagrama  $\log g - \log T_{eff}$ . A estrela HD 36598(A) está indicada no diagrama com os respectivos erros nas medidas de  $\log g$  e  $\log T_{eff}$ . As trajetórias evolutivas correspondem a de estrelas com metalicidade  $Z = 0.008$ . Cada uma das trajetórias no diagrama corresponde a diferentes massas, em unidade de massas solares, conforme indicado na figura. . . . . 31
- 4.2 Posição das estrelas da amostra no diagrama  $\log g - \log T_{eff}$ . As estrelas BD-16 1217(B), HD 29154(C) e HD 95405(D) estão indicadas no diagrama com os respectivos erros nas medidas de  $\log g$  e  $\log T_{eff}$ . As trajetórias evolutivas correspondem a de estrelas com metalicidade  $Z = 0.02$ . As massas correspondentes à cada uma das trajetórias no diagrama estão indicadas na figura. . . . . 32
- 4.3 Posição da estrela HD 26 no diagrama  $\log g - \log T_{eff}$ . A estrela HD 26 (E) está indicada no diagrama com o respectivo erro nas medidas de  $\log g$  e  $\log T_{eff}$ . As trajetórias evolutivas correspondem a de estrelas com metalicidade  $Z = 0.004$ . As massas correspondentes à cada uma das trajetórias no diagrama estão indicadas na figura. . . . 33

- 5.1 Espectro observado (círculos vermelhos) e espectros sintéticos (linhas cheias) das estrelas HD 36598, HD 26 e HD 95405 em torno da banda molecular de  $C_2$  entre  $5157\text{\AA}$  e  $5168\text{\AA}$ . As linhas sólidas azuis representam o espectro sintético calculado para solução adotada e para  $\Delta \log \epsilon(C) = \pm 0.2$  em torno da solução adotada (linha do meio). Para HD 36598, o melhor ajuste para o espectro sintético foi obtido para  $\log \epsilon(C) = 8.42$ , enquanto que para as estrelas HD 26 e HD 95405 os melhores ajustes para os espectros sintéticos foram obtidos para  $\log \epsilon(C) = 8.34$  e  $8.46$  respectivamente. Finalmente, a linha cheia em ciano representa a síntese espectral sem contribuição significativa das linhas de  $C_2$ . . . . . 39
- 5.2 Espectro observado (círculos vermelhos) e espectros sintéticos (linhas cheias) das estrelas BD-16 1217 e HD 29154 na região da banda molecular de CH entre  $4362\text{\AA}$  e  $4368.5\text{\AA}$ . As linhas sólidas azuis representam o espectro sintético calculado para solução adotada e para  $\Delta \log \epsilon(C) = \pm 0.3$  em torno da solução adotada (linha do meio). Para BD-16 1217, o melhor ajuste para o espectro sintético foi obtido para  $\log \epsilon(C) = 8.30$ , enquanto que para a estrela HD 29154 o melhor ajuste para o espectro sintético foi obtido para  $\log \epsilon(C) = 7.92$ . Finalmente, a linha cheia em ciano representa a síntese espectral sem contribuição significativa das linhas de CH. . . . . 40
- 5.3 Espectros observados normalizados da região da banda  $C_2$   $5165\text{\AA}$  para HD 36598, BD-16 1217, HD 29154 e HD 95405. Em HD 36598 e HD 95405 a banda de  $C_2$  é mais forte do que em BD-16 1217 e em HD 29154 a banda está ausente ou então muito fraca (veja Figura 5.4). 41
- 5.4 Espectros observados normalizados da região da banda  $C_2$   $5165\text{\AA}$  para HD 36598 (vermelho), HD 95405 (preto), BD-16 1217 (azul) e HD 29154 (verde). Em HD 36598 e HD 95405 a banda de  $C_2$  é mais forte do que em BD-16 1217 e em HD 29154 a banda está ausente ou então muito fraca. De fato, a razão dos fluxos entre  $5165.75$  e  $5165.00$  ( $R(F_{5165.8}/F_{5165.0})$ ) para HD 36598, HD 95405, BD-16 1217 e HD 29154 é, respectivamente, 2.81, 2.19, 1.94 e 1.33. Maior a razão, maior será a profundidade da banda de  $C_2$ . . . . . 42

- 5.5 Espectro observado (círculos vermelhos) e espectros sintéticos (linhas cheias) das estrelas HD 36598, HD 26, BD-16 1217, HD 29154 e HD 95405 em torno da banda molecular de CN entre 8002Å e 8005Å. As linhas sólidas azuis representam o espectro sintético calculado para solução adotada e para  $\Delta \log \epsilon(N) = \pm 0.5$  em torno da solução adotada (linha do meio). Para HD 36598, o melhor ajuste para o espectro sintético foi obtido para  $\log \epsilon(N) = 8.12$ , enquanto para as estrelas HD 26, BD-16 1217, HD 29154 e HD 95405 o melhor ajuste para os espectros sintéticos foram obtidos para  $\log \epsilon(N) = 7.78, 8.75, 9.02$  e  $8.57$ , respectivamente. Finalmente, a linha cheia em azul claro representa a síntese espectral sem contribuição significativa das linhas de CN. . . . . 43
- 5.6 Espectro observado (círculos vermelhos) e espectros sintéticos (linhas cheias) das estrelas HD 36598, HD 26, BD-16 1217, HD 29154 e HD 95405 em torno da banda molecular de CN entre 8002Å e 8005Å e entre 8004Å e 8005Å na região de  $^{13}\text{CN}$ . As linhas sólidas azuis, de cima para baixo, representam os espectros sintéticos calculados para as razões isotópicas  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 32.0, 16.0, 8.0$  e  $4.0$ . Para HD 36598 o melhor ajuste para o espectro sintético foi obtido para a razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 32.0$ . Para HD 26 entre 8 e 16, enquanto para as estrelas BD-16 1217, HD 29154 e HD 95405 os melhores ajustes foram obtidos para as razões isotópicas  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 8.0, 4.0$  e  $32$ , respectivamente. . . . . 44
- 5.7 Espectro observado (círculos vermelhos) e espectros sintéticos (linhas cheias) das estrelas HD 36598, HD 26, BD-16 1217, HD 29154 e HD 95405 em torno da linha do rubídio em 7800Å. As linhas sólidas azuis representam o espectro sintético calculado para solução adotada e para  $\Delta \log \epsilon(\text{Rb}) = \pm 0.2$  em torno da solução adotada (linhado meio). Para HD 36598, o melhor ajuste para o espectro sintético foi obtido para  $\log \epsilon(\text{Rb}) = 2.55$ , enquanto para a estrela HD 26 o melhor ajuste para o espectro sintético foi obtido para  $\log \epsilon(\text{Rb}) = 2.1$ . Para as estrelas BD-16 1217 e HD 95405, o melhor ajuste obtido foi de 2.50 para ambas as estrelas, enquanto que para as estrelas HD 29154, o melhor ajuste foi obtido para abundância de 2.45. Finalmente, a linha cheia em azul claro representa a síntese espectral sem contribuição significativa das linhas de Rb. . . . . 45

6.1	Razão de $[C/Fe]$ versus metalicidade ( $[Fe/H]$ ) para estrelas do campo (cruzes pretas), estrelas de bario (quadrados verdes abertos), estrelas CH (poligonos azuis), estrelas M (quadrados verdes cheios), estrelas simbióticas (quadrados azuis) e estrelas carbonadas tipo-R (quadrados magentas). HD 36598 (A), BD-16 1217 (B), HD 29154 (C), HD 95405 (D) e HD 26 (E) estão representados por estrelas vermelhas. Para estrelas do campo as razões $[C/Fe]$ e metalicidade foram tiradas de: Luck & Heiter (2007), Mishenina et al. (2006), Tautvaisiene et al. (2010, 2013), Gratton et al. (2000), Katime-Santrich et al. (2013), Carretta et al. (2000). Para as estrelas de bario, estrelas M, estrelas CH, estrelas simbióticas e estrelas carbonadas tipo-R, as razões $[C/Fe]$ e metalicidade foram tiradas de: Allen & Barbuy (2006), Pereira & Drake (2009), Karinkuzhi et al. (2018), Shejeelammal et al. (2020), Purandardas et al. (2019), Smith & Lambert (1985), Vanture (1992), Galan et al. (2016, 2017), Zamora et al. (2009) e Dominy (1984) . . .	58
6.2	Razão de $[N/Fe]$ versus metalicidade ( $[Fe/H]$ ). Símbolos são os mesmos para Figura 6.1. As referências da literatura são as mesmas que foram utilizadas para obtenção das razões $[C/Fe]$ . . . . .	59
6.3	Diagrama log C/N versus log O/N para estrelas gigantes quimicamente peculiares e estrelas gigantes do campo. Símbolos são os mesmos da Figura 6.1 com exceção para estrelas carbonadas clássicas (triângulos abertos azuis) e estrelas pós-AGBs (triângulos fechados pretos). As abundâncias para as estrelas carbonadas clássicas foram retiradas de Lambert et al. (1986) e, para as pós-AGBs, as abundâncias foram retiradas de Van Winckel & Reyniers (2000). . . . .	60
6.4	Diagrama que relaciona a razão isotópica $^{12}C/^{13}C$ e a metalicidade da estrela para estrelas gigantes vermelhas do clump de Tautvaisiene et al., (2010) (cruzes azuis) e de Takeda et al., (2019) (cruzes verdes) e para as estrelas da amostra (estrelas vermelhas). . . . .	61
6.5	Diagrama que relaciona a razão isotópica $^{12}C/^{13}C$ e a razão $[C/Fe]$ da estrela. Símbolos são os mesmos da Figura 6.4. . . . .	61
6.6	Diagrama que relaciona a razão isotópica $^{12}C/^{13}C$ e a razão $[N/Fe]$ da estrela. Símbolos são os mesmos da Figura 6.4. . . . .	62
6.7	Diagrama que relaciona a razão isotópica $^{12}C/^{13}C$ e a razão $[C/N]$ da estrela. Símbolos são os mesmos da Figura 6.4. . . . .	62

6.8	Diagrama que relaciona as razões de abundância $[X/Fe]$ do sódio, magnésio, alumínio e silício versus metalicidade para as cinco estrelas analisadas neste trabalho (estrelas vermelhas) em comparação com os resultados da literatura. As cruces na cor azul representam as estrelas gigantes de bário (de Castro et al., 2016) e as cruces verdes representam as estrelas gigantes normais do campo (Gratton & Sneden, 1994; Jehin et al., 1999; Fulbright, 2000; Mishenina & Kovtyukh, 2001; Johnson, 2002; Luck & Heiter, 2007; Zhang et al., 2009; Alves-Brito et al., 2010; Ishigaki et al., 2013.) . . . . .	64
6.9	Diagrama que relaciona as razões de abundância $[X/Fe]$ do cálcio, titânio, cromo e níquel versus metalicidade para as cinco estrelas analisadas neste trabalho (estrelas vermelhas) em comparação com os resultados da literatura. Os símbolos e as referências são os mesmos da Figura 6.8. . . . .	66
6.10	Diagrama que relaciona as razões de abundâncias $[X/Fe]$ do rubídio, estrôncio, ítrio e zircônio versus metalicidade para as cinco estrelas analisadas neste trabalho (estrelas vermelhas) em comparação com os resultados da literatura. Os símbolos e as referências são os mesmos da Figura 6.8. . . . .	69
6.11	Diagrama que relaciona as razões de abundâncias $[X/Fe]$ do nióbio, molibdênio, rutênio e lantânio versus metalicidade para as cinco estrelas analisadas neste trabalho (estrelas vermelhas) em comparação com os resultados da literatura. Os símbolos e as referências são os mesmos da Figura 6.8. . . . .	70
6.12	Diagrama que relaciona as razões de abundâncias $[X/Fe]$ do cério, neodímio, samário e európio versus metalicidade para as cinco estrelas analisadas neste trabalho (estrelas vermelhas) em comparação com os resultados da literatura. Os símbolos e as referências são os mesmos da Figura 6.8. . . . .	71
6.13	Diagrama que relaciona a razão $[hs/ls]$ versus metalicidade para as estrelas HD 36598 e HD 26 (símbolos vermelhos) em comparação com os resultados da literatura. As cruces na cor azul indicam estrelas gigantes de bário (de Castro, 2016). . . . .	72
6.14	Diagrama que relaciona a razão $[s/Fe]$ versus metalicidade para as estrelas da amostra (símbolos vermelhos) em comparação com os resultados da literatura. As cruces na cor azul indicam estrelas gigantes de bário (de Castro, 2016) e as cruces verdes representam estrelas gigantes do clump (Tautvaisiene, 2010; Takeda, 2019). . . . .	73

6.15	Diagrama que relaciona a razão $[Rb/Zr]$ versus metalicidade para as estrelas HD 36598 e HD 26 (símbolos vermelhos) em comparação com os resultados da literatura. As cruces na cor azul indicam estrelas gigantes de bário (de Castro, 2016). . . . .	74
6.16	Comparação entre o padrão de abundância das estrelas HD 36598 e HD 26. . . . .	76

# Lista de Tabelas

1.1	Atual sistema de classificação para estrelas carbonadas e a correspondência com estrelas oxigenadas em termos de temperatura. . . . .	6
2.1	Dados da amostra. Os valores de ascensão reta (AR) e declinação (Dec) para as estrelas estão no sistema de coordenadas J2000 . . . . .	12
3.1	Parâmetros atmosféricos derivados com os respectivos erros para as estrelas da amostra. . . . .	29
4.1	Luminosidade obtidas para as estrelas da amostra. A segunda coluna refere-se às distâncias obtidas a partir do satélite Gaia. Da terceira à sexta coluna tem-se, respectivamente, a absorção interestelar, a correção bolométrica, magnitude visual absoluta e a magnitude bolométrica. Na sétima coluna está a luminosidade obtida a partir da equação (4.1), utilizando a temperatura efetiva e o log da gravidade superficial determinados para as estrelas. Na oitava coluna estão as luminosidades obtidas a partir da equação (4.2) e para a qual utilizamos a distância do satélite Gaia. Na nona coluna, estão as magnitudes absolutas. Na última coluna estão as massas determinadas para as estrelas em unidades de massas solares. . . . .	35
5.1	Abundâncias obtidas para a estrela HD 95405. A segunda coluna fornece as abundâncias solares. A terceira coluna informa se as abundâncias foram determinadas usando síntese espectral (sin) ou obtidas a partir das medidas de larguras equivalentes. Neste último caso, fornecemos o número de linhas (n) usado para a determinação da abundância. A quarta e quinta colunas fornecem, respectivamente, a abundância na escala $\log \varepsilon(\text{H}) = 12.0$ com suas respectivas dispersões para os elementos com mais de três linhas medidas. A sexta e a sétima colunas fornecem as abundâncias nas notações $[\text{X}/\text{H}]$ e $[\text{X}/\text{Fe}]$ . A razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ é dada na última linha da Tabela 48	48
5.2	Abundâncias obtidas para a estrela HD 29154. As colunas são as mesmas da Tabela 5.1. . . . .	49

5.3	Abundâncias obtidas para as estrelas BD-16 1217. As colunas são as mesmas da Tabela 5.1. . . . .	50
5.4	Abundâncias obtidas para as estrelas HD 36598. As colunas são as mesmas da Tabela 5.1. . . . .	51
5.5	Abundâncias obtidas para as estrelas HD 26. As colunas são as mesmas da Tabela 5.1. . . . .	52
5.6	Incertezas nas abundâncias para a estrela HD 29154. A segunda coluna fornece $\sigma_{\log\epsilon} = \sigma_{\text{obs}}/\sqrt{n}$ onde $n$ significa o número de linhas de absorção usadas para a determinação da abundância. Veja a quinta coluna da Tabela 5.2 para os valores de $\sigma_{\text{obs}}$ . Da terceira à sétima coluna são fornecidas as variações das abundâncias causadas pela variação em $T_{\text{eff}}$ , $\log g$ , $\xi$ , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e as medidas de largura equivalente ( $W_\lambda$ ), respectivamente. A oitava coluna fornece a incerteza total devido a todas as incertezas combinadas quadraticamente da terceira à sétima colunas. A última coluna fornece a dispersão da abundância observada entre as linhas para aqueles elementos com três de mais linhas de absorção disponíveis, conforme já mostrado na Tabela 3.2. . . . .	53
5.7	Incerteza nas abundâncias do carbono, nitrogênio e oxigênio para HD 29154.	53
5.8	Incertezas nas abundâncias para a estrela HD 36598. As colunas são as mesmas da Tabela 3.5. Veja a quinta coluna da Tabela 5.4 para os valores de $\sigma_{\text{obs}}$ . . . . .	54
5.9	Incerteza nas abundâncias do carbono, nitrogênio e oxigênio para HD 36598.	54
A.1	Larguras equivalentes das linhas de Fe I e Fe II observadas para as estrelas da amostra. . . . .	90
A.2	Larguras equivalentes de outras linhas estudadas para as estrelas da amostra. . . . .	93

# Capítulo 1

## Introdução

Estrelas carbonadas constituem uma classe de estrelas quimicamente peculiares de grande importância para a compreensão da evolução química da Galáxia. Isto porque grande parte dos elementos que são formados nos interiores estelares, assim como as moléculas presentes na atmosfera desses objetos, são adicionados ao meio interestelar, ficando disponíveis para a formação de novas estrelas e planetas. O caráter peculiar atribuído às estrelas carbonadas reside no fato de que estes objetos apresentam, em sua atmosfera, uma abundância de carbono superior à abundância de oxigênio, tendo uma razão  $C/O \geq 1$ . Essa razão é inesperada, visto que no meio interestelar o oxigênio é um elemento mais abundante que o carbono e, portanto, a maioria das estrelas são formadas com uma razão  $C/O$  menor que uma unidade.

Secchi (1868) foi quem primeiro identificou as estrelas carbonadas ao se deparar com um grupo de estrelas, até então listadas como estrelas vermelhas (Schjellerup 1866), que apresentavam em seus espectros largas faixas escuras que cobriam extensas regiões espectrais. A presença dessas bandas representavam características particulares em relação às demais estrelas vermelhas presentes na mesma lista e, por esse motivo, Secchi suspeitou tratar-se de uma nova classe de estrelas a qual ele se referiu como estrelas de tipo IV<sup>1</sup>. As estrelas de tipo IV, portanto, eram aquelas cujos espectros apresentavam largas raias escuras separando as regiões do azul, verde e vermelho, analogamente ao que era observado no espectro de carbono.

Inicialmente, acreditava-se que as estrelas carbonadas, apesar de se mostrarem objetos interessantes, representavam apenas uma pequena fração de gigantes vermelhas. Até a década de 1950, pouco se conhecia sobre esses objetos e não havia nenhuma teoria evolutiva sobre essa classe de estrelas, apenas o conhecimento de que estrelas de baixa massa tornavam-se gigantes vermelhas luminosas (Hoyle & Schwarzschild, 1955) e que a reação  $3\alpha$  poderia produzir  $^{12}\text{C}$  em larga escala no

---

<sup>1</sup>Na época, os tipos espectrais definidos eram: I - Sirius e  $\alpha$  Liræ; II - Polux e o Sol; III -  $\alpha$  Orionis (Betelgeuse) e  $\alpha$  Herculis.

interior das gigantes vermelhas (Opik, 1951; Salpeter, 1952). Além disso, a classificação para estrelas do ramo assintótico das gigantes (Asymptotic Giant Branch - AGB) ainda não havia sido introduzida. As estrelas carbonadas, portanto, representavam um enigma para a astrofísica (Bidelman, 1956) e todo o conhecimento que se tinha sobre esses objetos era limitado a algumas descrições detalhadas sobre seu espectro, ao tipo espectral, velocidade radial e algumas propriedades incertas sobre seu movimento.

Além da identificação de bandas moleculares de carbono, como o  $C_2$ , CN e CH, foram observados no espectro das estrelas carbonadas o isótopo  $^{13}C$  e intensas linhas de elementos pesados, entre eles, espécies instáveis, como lítio (McKellar, 1940). O isótopo  $^6Li$  é rapidamente destruído pela captura de prótons a temperaturas próximas de  $2 \times 10^6$  K. Esse é um tempo muito curto para que essa espécie tenha sido originada no Big Bang ou mesmo nas primeiras gerações de estrelas (Cameron, 1955). Portanto, a presença dessa espécie na atmosfera das estrelas carbonadas era um importante indicativo de que a nucleossíntese ainda estava ocorrendo no interior destes objetos.

As estrelas carbonadas são também conhecidas por popular o halo da Galáxia (Wallerstein & Knapp, 1998; Evans, 2010), sendo as de classe N mais concentradas na região do plano galáctico (Lee et al., 1947). Apenas em 1991, Azzopardi et al. (1991) identificaram estrelas carbonadas também no bojo da galáxia. Estrelas carbonadas também foram encontradas nas regiões norte e sul do polo galáctico, com latitudes galácticas  $\geq 40^\circ$  (Bothun, 1991). Muitas das mais brilhantes e avermelhadas estrelas carbonadas no céu foram descobertas por observadores que estudavam visualmente o espectro da classe das estrelas vermelhas. Enquanto que, a maioria das estrelas C-R e C-N no catálogo Henry Draper, foram encontradas a partir da análise da região espectral azul cobrindo as bandas de Swan na região do  $C_2$  e das bandas CN no violeta.

A busca por estrelas carbonadas em outras Galáxias foi iniciada com as pesquisas de Sanduleak & Philip (1977) e de Westerlund et al. (1978) que encontraram 302 estrelas carbonadas na Grande Nuvem de Magalhães. Hartwick & Cowley (1988), Cowley & Hartwick (1991) e Kontizas et al. (2001) também encontraram diversas estrelas carbonadas nesta mesma galáxia, criando um catálogo com mais de 7 mil desses objetos, enquanto Rebeiro (1993) e Morgan & Hatzidimitriou (1995) identificaram diversas estrelas carbonadas na Pequena Nuvem de Magalhães.

Blanco (1980) identificou 302 estrelas carbonadas nas Nuvens de Magalhães. Além disso, ele encontrou que a razão entre as estrelas carbonadas e as estrelas oxigenadas de tipo M aumenta quando se vai do bojo da galáxia em direção às Nuvens de Magalhães. Essa tendência no aumento da razão entre estrelas carbonadas e oxigenadas à medida que a metalicidade decresce indica que um menor enriquecimento

de  $^{12}\text{C}$  para converter uma estrela oxigenada em uma estrela carbonada é necessário para metalicidades mais baixas.

A presença de estrelas carbonadas no disco da Galáxia indica que essas estrelas derivam de progenitoras com massas entre  $1M_{\odot}$  e  $3M_{\odot}$  (Wallerstein & Knapp, 1998). No entanto, o estudo da cinemática de estrelas no polo galático realizado por Bothun (1991) indica que estrelas pobres em metais com massas de  $0.8M_{\odot}$  também podem se tornar estrelas ricas em carbono. Quanto ao limite superior, Kastner et al. (1993) analisaram uma amostra contendo 40 estrelas carbonadas localizadas no plano galático e, considerando o caminho evolutivo teórico das estrelas, estrelas carbonadas também podem derivar de progenitoras com massa no intervalo de  $5M_{\odot}$  a  $8M_{\odot}$ . Esse mesmo intervalo de massa encontrado por Kastner (1993) já havia sido estimado por Barnbaum et al. (1991).

O estudo da composição química em estrelas carbonadas, além de ser importante para compreender a evolução química da Galáxia, é interessante por fornecer diversas aplicações da astrofísica. Entre elas, está a necessidade da complexa aplicação de fenômenos na atmosfera estelar, em especial a transferência radiativa e o transporte convectivo, assim como física atômica e molecular. Além disso, a origem das peculiaridades químicas e isotópicas observadas em estrelas carbonadas exigem um conjunto completo de modelos de evolução estelar com aplicações de taxas de reações nucleares e teoria convectiva.

Para o estudo realizado neste trabalho, foram selecionadas três estrelas candidatas a estrelas carbonadas, HD 29154, BD-16 1217 e HD 95405, e a estrela HD 36598, uma estrela candidata à estrela CH que também aparece classificada como estrela de bário em diversos trabalhos. A fim de se estabelecer um vínculo comparativo para a estrela HD 36598, foi também investigada a composição química da estrela HD 26, pertencente à classe de estrelas carbonadas CH.

## 1.1 Evolução das estrelas carbonadas

O processo que leva uma estrela oxigenada a dragar carbono e elementos do processo-s, sintetizados em seu interior, e se tornar uma estrela S e finalmente uma estrela carbonada, foi estabelecido por Cameron (1955). A teoria em detalhe foi descrita por Renzini & Voli (1981) e por Iben & Renzini (1982). Bessell et al. (1983) obtiveram uma prova observacional da sequência M - S - C a partir do estudo de aglomerados de idade intermediária nas Nuvens de Magalhães. Trabalhos subsequentes mostraram que esta sequência ocorre para altas luminosidades em aglomerados jovens (Lloyd Evans 1983, 1984; Westerlund et al. 1991).

Apenas objetos com massas maiores que  $0.08M_{\odot}$  formarão estrelas. Todas as estrelas iniciam suas vidas fundindo hidrogênio em hélio na sequência principal.

Essa é uma fase homogênea da estrela e dura em torno de 90% de sua vida. A fusão do hidrogênio em hélio pode ocorrer no interior dessas estrelas por meio da cadeia p-p ou do ciclo CNO, dependendo de alguns fatores, entre eles, a massa e metalicidade da estrela. Entre estrelas com metalicidades  $Z = 0.02$ , por exemplo, aquelas que possuem massas  $M \leq 1.5M_{\odot}$  fundem hidrogênio em hélio através da cadeia p-p, enquanto que estrelas com massas  $M \geq 2M_{\odot}$  realizam essa queima por meio do ciclo CNO (Karakas & Lattanzio, 2014). Neste estágio evolutivo, no entanto, a superfície da estrela ainda não foi enriquecida com os elementos provenientes de seu interior e a abundância química observada em sua superfície é próxima à solar.

Quando ocorre a exaustão do hidrogênio, o núcleo se contrai para equilibrar com a deficiência de geração de energia. Essa contração, aquece o núcleo de hélio, assim como as camadas acima do núcleo, fazendo o hidrogênio queimar em uma camada externa e, então, aumentando a massa do núcleo. Quando o núcleo atinge uma massa de 10% da massa total da estrela (limite de Schönberg-Chandrasekhar), ele sofre uma forte contração e um aumento na temperatura. Parte da energia que foi gerada, é utilizada na expansão do envelope, tornando a estrela mais fria e caracterizando a fase de sub-gigante, que ocorre rapidamente dando origem ao Hertzsprung-gap. Com o esfriamento das camadas exteriores, o envelope convectivo irá se expandir e a estrela, então, alcança a base do ramo das gigantes vermelhas no diagrama HR.

Em estrelas de massa baixa ou intermediária, isto é, estrelas com massa entre  $0.8M_{\odot}$  e  $8M_{\odot}$ , a nucleossíntese mais importante ocorre quando a estrela alcança o ramo das gigantes. A primeira entre essas fases é o ramo das gigantes vermelhas (Red Giant Branch - RGB). Essa fase, que sucede a fase de sequência principal, é caracterizada pelo crescimento da região convectiva que penetra regiões mais internas da estrela, dragando o material que foi processado quando a estrela ainda estava na fase de sequência principal. Este processo é conhecido como primeira dragagem e é responsável por enriquecer a superfície da estrela com  $^4\text{He}$  e  $^3\text{He}$  (produzido pelo ciclo p-p) e com  $^{13}\text{C}$  e  $^{14}\text{N}$  (produzido pelo ciclo CNO).

As estrelas mais massivas dentro desse intervalo de massa considerado também experimentam a segunda dragagem, que ocorre após a exaustão do hélio. Este evento ocorre quando a estrela começa a ascender ao ramo das gigantes pela segunda vez, agora o chamado ramo assintótico das gigantes, onde ocorrem as maiores mudanças na composição da superfície da estrela. A fase AGB é dirigida por uma complexa interação de nucleossíntese e mistura. A nucleossíntese é dirigida por instabilidades térmicas na camada de hélio, conhecida como flash do hélio. Os produtos desta fusão, cuja maior parte é o carbono, deverão ser misturados à superfície estelar por episódios recorrentes de mistura convectiva que podem ocorrer após cada flash de hélio e são conhecidos como eventos de terceira dragagem.

Dependendo da metalicidade da estrela, assim como da quantidade de episódios de terceira dragagem na fase de pulsos térmicos no AGB, é possível que uma quantidade de carbono suficiente seja adicionada à superfície da estrela para que ela se torne uma estrela carbonada. Além do carbono, a terceira dragagem também é responsável por misturar à superfície elementos pesados que são produzidos pelos processos de captura lenta de nêutrons, como o bário e o lantânio.

Próximo ao fim de sua fase no AGB, essas estrelas de massa baixa ou intermediária sofrem uma grande perda de massa, cercado-se de poeira, material circunstelar opaco numa fase conhecida como nebulosa planetária. Considerando-se as estrelas carbonadas intrínsecas, o limite de massa mínimo para que uma estrela oxigenada evolua para a fase rica em carbono, depende da composição inicial da estrela, ou seja, quanto mais oxigênio há em seu envelope, mais carbono precisa ser adicionado para se chegar à razão  $C/O \geq 1$ . Marigo et al. (2007) encontraram uma massa mínima de  $2.0M_{\odot}$  para  $Z = 0.019$  e de  $0.8M_{\odot}$  para  $Z = 0.001$ .

Estrelas carbonadas podem ser intrínsecas, isto é, são resultantes da evolução interna, ou extrínsecas. No caso de carbonadas extrínsecas, são sistemas binários cujo enriquecimento de carbono observado em suas superfícies é resultado de processos de transferência de massa entre a atual estrela carbonada e sua companheira que evoluiu mais rapidamente e passou pela fase do AGB. As estrelas carbonadas de classe N são exemplos de estrelas carbonadas intrínsecas e, do ponto de vista evolutivo, estas estrelas foram as primeiras a serem compreendidas.

## 1.2 Classificação Espectral

Rufus (1916) foi quem primeiro realizou uma divisão para as estrelas carbonadas em uma sequência indo desde estrelas de tipo solar até a classe N, passando pelas estrelas de classe R. Ele também notou que não havia um aumento progressivo de carbono entre as duas classes, mas sim duas sequências paralelas, uma na classe R e outra na classe N. Mais tarde, Cannon & Pickering (1918) agruparam essas estrelas no primeiro volume do catálogo Henry Draper, desenvolvido em Harvard. Nessa classificação, as estrelas de tipo R estavam subdivididas em R0, R3, R5 e R8 em ordem decrescente de acordo com a extensão do espectro em direção ao violeta. Por sua vez, as estrelas de tipo N, estavam subdivididas em Na, Nb e Nc em ordem crescente de acordo com a extensão do espectro em direção ao vermelho. Enquanto a classificação para as estrelas C-R relacionava-se com a temperatura, a classificação para as C-N relacionava-se com a sobreabundância de carbono em relação ao oxigênio que produzem as bandas moleculares responsável pela forte opacidade na região azul do espectro eletromagnético. Essa classificação foi revista por Shane (1928) que estendeu a classificação a partir de características espectrais.

Estrelas oxigenadas tipos equivalentes	Sequência R	Sequência N	Sequência CH
G4-G6	C-R0		C-H0
G7-G8	C-R1	C-N1	C-H1
G9-K0	C-R2	C-N2	C-H2
K1-K2	C-R3	C-N3	C-H3
K3-K4	C-R4	C-N4	C-H4
K5-M0	C-R5	C-N5	C-H5
M1-M2	C-R6	C-N6	C-H6
M3-M4		C-N7	
M5-M6		C-N8	
M7-M8		C-N9	

Tabela 1.1: Atual sistema de classificação para estrelas carbonadas e a correspondência com estrelas oxigenadas em termos de temperatura.

O atual sistema de classificação para as estrelas carbonadas é o de Keenan (1993) que revisou o sistema de classificação MK (Morgan & Keenan, 1941) que baseava apenas na progressão da temperatura dessas estrelas, sem considerar a dicotomia entre os dois tipos. Nessa classificação, além das já conhecidas C-R e C-N, Keenan inclui também a classe CH para identificar estrelas R peculiares. Portanto, tem-se três sequências, sendo elas C-R, C-N e CH, com “C” identificando as estrelas carbonadas, “R”, “N” e “H” indicando a população e com subclasses variando de acordo com a temperatura como indicado na Tabela 1.1. Neste mesmo artigo, Keenan também traz discussões sobre outras classes de estrelas carbonadas pouco conhecidas, como as C-J, que apresentam uma intensidade anormal nas bandas isotópicas, e as C-Hd que são carbonadas deficientes em hidrogênio. Uma descrição mais detalhada baseada na classificação de Keenan (1993) para as subclasses de estrelas carbonadas é dada a seguir.

### 1.2.1 Estrelas de Classe C-R

As estrelas de classe C-R são as mais quentes entre as estrelas carbonadas. Seguindo a classificação de Keenan (1993), essas estrelas variam em uma faixa de temperatura equivalente às oxigenadas de classes G4 a M2 (Tabela 1.1). Parte das estrelas de tipo 4 ou mais frias desta classe são espectroscopicamente indistinguíveis das estrelas mais quentes pertencentes à classe N pelo fato de apresentarem bandas de  $C_2$  e CN tão intensas que a maioria das linhas atômicas não podem ser observadas. Com relação à composição, estas estrelas apresentam abundância de elementos do processo-s próxima à solar.

As estrelas desta classe podem ser consideradas as mais misteriosas pelo fato de apresentarem uma luminosidade que não permite identificá-las como estrelas do

AGB. Tal característica foi apresentada por Vandervort (1958) que, considerando o sistema de classificação MK de 1941, encontrou um valor médio de  $\bar{M}_v = 0.44 \pm 0.29$  para a magnitude visual absoluta para as estrelas C-R mais quentes (R0 e R2) e de  $M_v = -1.10 \pm 0.49$  para as estrelas C-R mais frias (R5 e R8), indicando que essas estrelas, na verdade, pertencem às classes de subgigantes e gigantes vermelhas normais, respectivamente. Portanto, considerando o padrão de evolução estelar, as estrelas de classe C-R não são evoluídas o suficiente para produzirem em seu interior a sobreabundância de carbono observada em sua superfície. Tal enriquecimento deveria ser observado em estrelas do AGB que atravessaram a fase de pulsos térmicos.

Além de não serem capazes de se autoenriquecerem com carbono, resultados obtidos por McClure (1997) apontam que estas estrelas também não são parte de sistemas binários com transferência de massa. A hipótese levantada pelo autor é de que estrelas de classe C-R possam ter sido binárias em algum momento e coalesceram durante ou após o flash do núcleo de He, que é responsável por produzir  $^{12}\text{C}$ , causando um “mixing” responsável por trazer à superfície um excesso de carbono. Um ponto limitante para essa hipótese está associado à rotação desses objetos, isto porque, a estrela resultante deveria ganhar momento angular devido à energia orbital da companheira espiralando e isso teria um impacto em sua rotação, no entanto, em uma comparação com duas estrelas gigantes de tipo K, os perfis de linhas das estrelas R não apresentam perfis alargados. Desse modo, para que esta hipótese seja viável, o momento angular obtido deveria ter sido dissipado ou transferido para o interior da estrela.

Dominy (1984) derivou parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas para uma amostra de 11 estrelas carbonadas de tipo R. As temperaturas encontradas variam entre 4200K e 5000K, que corresponde às classes G8 a K2 entre as estrelas oxigenadas, e logaritmo da gravidade superficial ( $\log g$ ) em torno de 2.0, característico de estrelas gigantes. Quanto à razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ , o valor varia entre 4 e 9. No entanto, a estrela HD 113801, com uma razão C/O  $\sim 1.0$ , apresenta uma razão isotópica de 15. Esses valores para razão isotópica são similares aos obtidos por Lambert et al. (1986) para estrelas de tipo C-J. Resultados similares foram obtidos por Zamora et al. (2009) para uma amostra de 23 estrelas C-R, divididas em dois grupos de acordo com a temperatura. Para as estrelas mais frias, as temperaturas obtidas variam entre 2500K e 3300K, a gravidade superficial foi 0.0 e a razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  varia entre 23 e 90. Para as estrelas mais quentes da amostra, Zamora (2009) derivou temperaturas entre 3950K e 4800K, gravidade superficial em torno de 2.0 e razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  variando entre 5 e 24, com uma estrela fora desse intervalo, apresentando um valor de 70 para a razão isotópica para o carbono.

## 1.2.2 Estrelas de Classe CH

Todas as estrelas de classe CH são carbonadas extrínsecas, ou seja, são parte de um sistema binário. Esta classe de estrelas, reconhecida por Keenan (1942), é composta por estrelas que apresentam intensas bandas da molécula CH e enriquecimento de elementos do processo-s com relação gigantes normais de tipo K. Além disso, estas estrelas são pobres em metais, o que facilita uma análise espectral. Entretanto, estrelas mais frias dessa classe, como a V Ari, apresentam intensas bandas moleculares no intervalo de 4000Å a 9000Å (Wallerstein, 1998). Estas estrelas são conhecidas por popular o halo da Galáxia e apresentam alta velocidade radial.

Para as estrelas CH, a formação das fortes bandas de CH ocorre por meio de ventos estelares. Para as que apresentam uma banda de CH mais fraca, a acreção de matéria também se torna importante junto com a exposição a ventos (Han et al., 1995). Todas as estrelas desta classe são ricas em elementos gerados através do processo de captura lenta de nêutrons. Quanto à presença do isótopo  $^{13}\text{C}$ , algumas estrelas CH são ricas em  $^{13}\text{C}$ ; outras, não (Wallerstein, 1998). Para estrelas pobres em metais, Iben & Renzini (1982 e 1982b) e Hollowell & Iben (1989) mostraram que a semiconvecção pode misturar o isótopo  $^{12}\text{C}$  com o hidrogênio, produzindo  $^{13}\text{C}$ . Esse isótopo resultante deve ser levado à superfície ou servir como fonte de nêutrons via reação  $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ . No entanto, estrelas carbonadas ricas em  $^{13}\text{C}$  são raras, e isso indica que este processo não deve ser dominante (Lambert et al., 1986).

## 1.2.3 Estrelas de Classe C-N

As estrelas carbonadas da classe C-N, também conhecidas como estrelas carbonadas clássicas, são as que apresentam temperaturas fotosféricas mais baixas entre as estrelas ricas em carbono. Por esse motivo, a formação de intensas bandas moleculares é favorecida e, conseqüentemente, a análise espectroscópica quantitativa é dificultada para esta classe de estrelas. Até 1986, a razão C/O exata era desconhecida devido a opacidade resultante da presença dessas bandas moleculares sendo, estas estrelas, classificadas como carbonadas devido a intensidade das bandas moleculares de CN,  $\text{C}_2$  e CH (Wallerstein & Knapp, 1998). A razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  para a maioria destas estrelas varia entre 30 e 100 (Lambert et al., 1986).

## 1.2.4 Estrelas de Classe C-J

A classe de estrelas carbonadas C-J ainda é pouco estudada devido ao baixo número de estrelas conhecidas. Além disso, estrelas dessa classe são encontradas em diferentes estágios evolutivos, podendo ser tanto estrelas carbonadas intrínsecas quanto carbonadas extrínsecas (Abia & Isern, 2000). A posição dessas estrelas no di-

agrama HR, sugere que estas estrelas são uma transição entre as estrelas C-R e C-N. Essa possibilidade é reforçada pelo fato de que a maioria dessas estrelas são variáveis irregulares ou semi-irregulares com curtos períodos de pulsação, o que é uma característica das carbonadas menos evoluídas. Além disso, o fino envelope dessas estrelas sugere que elas estão nos estágios iniciais de evolução (Lorenz-Martins, 1996). Essas estrelas podem ser identificadas pela presença incomum de razões isotópicas  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  fortes, com valores inferiores a 15 (Lambert et al. 1986; Abia & Isern 1997; Ohnaka Tsuji 1999). Quanto à presença de elementos pesados, a abundância encontrada para estrelas da classe C-J é próxima à solar (Abia & Isern, 2000).

### 1.2.5 Estrelas Carbonadas Deficientes em Hidrogênio

Inicialmente identificadas por Keenan (1953), as estrelas carbonadas deficientes em hidrogênio (C-Hd) são objetos extremamente raros e estão localizadas próximo ao centro galáctico (Warner, 1967). As estrelas C-Hd são estrelas luminosas com  $M_v$  na ordem de -4.0 (Richer, 1975) e ocupam a posição das estrelas supergigantes no diagrama HR. Espectroscopicamente, assemelham-se à classe de estrelas carbonadas variáveis R Corona Borealis (R-CB), distinguindo-se das R-CB apenas pela variabilidade em larga escala e pelo excesso no infravermelho. Estas estrelas apresentam características espectrais das supergigantes mais frias de tipo G, exceto pela presença das bandas moleculares de  $\text{C}_2$  e  $\text{CN}$  e a ausência da banda  $\text{CH}$  e outras linhas de hidrogênio. Com relação à temperatura, as C-Hd assemelham-se às estrelas de classe C-R mais quentes. Nenhuma dessas estrelas são conhecidas como binárias (Warner, 1967). A abundância do isótopo  $^{13}\text{C}$  é muito baixa, de modo que a razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  é alta.

## 1.3 CN-strong

As bandas de cianogênio em  $\lambda 4216$  e  $\lambda 3889$  para estrelas mais frias aumentam em intensidade de acordo com a luminosidade (Lindblad, 1922). Em um estudo independente sobre a intensidade dessas bandas no espectro estelar, Roman (1952) notou que algumas das estrelas apresentam uma intensidade anormal, dada a classe espectral e a luminosidade dessas estrelas, nomeando-as como “Estrelas 4150”. Schmitt (1971) foi quem nomeou estas estrelas como “strong-CN”. As estrelas “strong-CN” representam um grupo de estrelas ricas em metais e com fortes bandas de cianogênio em relação às estrelas de mesmo tipo espectral e mesma classe de luminosidade. Tal peculiaridade permite classificá-las como um grupo distinto dentro da classe de estrelas super ricas em metais (Super Metal Rich - SMR) definido por Spinrad & Taylor (1969). Outra característica presente nestas estrelas é que elas apresentam

um excesso de C + N com relação ao Sol. Além disso, a intensidade na banda de CN, muitas vezes, permite denominar estas estrelas como estrelas carbonadas marginais.

Estas estrelas assemelham-se às estrelas carbonadas de tipo R pelo fato de ocuparem a mesma posição no diagrama HR, por terem uma distribuição similar no disco espesso e por não apresentarem enriquecimento de elementos gerados pelo processo-s. A maior diferença entre ambas as classes de estrelas é que as “strong-CN” são estrelas ricas em metais, enquanto que as estrelas C-R têm metalicidades próximas à solar.

Para o estudo realizado neste trabalho, foram utilizados espectros de alta resolução de quatro estrelas candidatas a quimicamente peculiares que encontram-se na fase de gigante vermelha, HD 29154, HD 36598, BD-16 1217 e HD 95405. O objetivo é o de realizar uma análise espectroscópica quantitativa e investigar o padrão de abundância dos diversos elementos presentes na atmosfera dessas quatro estrelas, incluindo o carbono e os elementos gerados pelo processo de captura lenta de nêutrons. A fim de se estabelecer mais um vínculo comparativo, inserimos também os parâmetros atmosféricos e as abundâncias químicas para a estrela HD 26, que é uma estrela CH de mais alta metalicidade conhecida,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8$ .

Selecionamos a amostra a partir do artigo de Bergeat et al. (1999) e utilizando o diagrama do 2MASS para selecionar as estrelas mais quentes dentro dessa amostra (capítulo 2). Com isso, determinamos, para cada uma das estrelas que compõem a amostra, os parâmetros atmosféricos que são temperatura efetiva, gravidade superficial, velocidade de microturbulência e metalicidade (capítulo 3). Utilizando estes resultados, derivamos as luminosidades para as estrelas, onde consideramos, tanto os parâmetros atmosféricos e as massas derivados espectroscopicamente, quanto as paralaxes obtidas a partir do satélite Gaia (capítulo 4). Finalmente, determinamos as abundâncias químicas dos elementos presentes na atmosfera das estrelas da amostra, empregando dois métodos diferentes: medidas de largura equivalente para os elementos do Na ao Sm e síntese espectral para o CNO,  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ , Li, Rb, Nb e Eu (capítulo 5). No capítulo 6, discutimos os resultados obtidos e comparamos com resultados da literatura. Finalmente, no capítulo 7, apresentamos as conclusões deste trabalho e as perspectivas futuras.

# Capítulo 2

## Seleção da amostra e observações

A análise da composição química em estrelas carbonadas é dificultada devido à opacidade gerada pelas bandas moleculares de CH, C<sub>2</sub> e CN e que domina grande parte da região visível do espectro eletromagnético. A contribuição do <sup>13</sup>C para a opacidade via banda molecular também é importante. Por esse motivo, análises quantitativas da atmosfera de estrelas carbonadas são restritas a regiões espectrais onde a opacidade molecular é menos severa, de modo que as linhas atômicas possam ser melhor investigadas. Outras possibilidades são estudar estrelas carbonadas mais quentes ou de mais baixa metalicidade, assim, é possível analisar espectros cuja opacidade devido à presença das bandas moleculares possivelmente não será tão intensa. Neste capítulo descreveremos sobre a seleção da amostra e a coleta de dados.

As estrelas utilizadas neste trabalho foram selecionadas a partir do trabalho de Bergeat (1999), onde aparecem classificadas pelo autor como estrelas carbonadas quentes. A classificação foi introduzida no referido artigo a fim de se associar um grupo de estrelas ricas em carbono que apresentam uma distribuição de energia espectral deslocada em direção ao azul quando comparada com a distribuição de energia espectral observada em estrelas carbonadas clássicas. Como mencionado na introdução, também analisamos a estrela HD 26 cuja posição no diagrama do 2MASS,  $(J - H)$  versus  $(H - K)$ , indica que esta é uma estrela carbonada quente.

O comportamento, com relação à temperatura, para as diferentes classes de estrelas carbonadas também pode ser observado utilizando o diagrama cor-cor construído a partir dos dados fotométricos do 2MASS (Figuras 2.1, 2.2 e 2.3). A Figura 2.1 apresenta um diagrama com a distribuição de estrelas carbonadas. As estrelas classificadas por Bergeat (1999) como carbonadas quentes e outras estrelas carbonadas de classes C-R e CH encontram-se distribuídas em torno da região  $(H-K) = 0.2$  e  $(J-H) = 0.5$ , enquanto que as estrelas variáveis R-CrB e as carbonadas clássicas encontram-se mais afastadas desta região. Aproximando a região em torno de  $(H-K) = 0.2$  e  $(J-H) = 0.5$  (Figuras 2.2 e 2.3), é possível observar como as estrelas da

amostra estão distribuídas. A linha vertical indica objetos com temperatura efetiva superior a cerca de 4000K, considerando-se a cor observada, conforme visto nas calibrações empíricas de Alonso et al. (1999) que relaciona temperatura efetiva e índice de cor para diferentes metalicidades (ver Figura 2.4).

Os espectros utilizados na análise foram obtidos com os telescópios de 2.2m do Max Planck Institute, utilizando o espectrógrafo FEROS, e VLT (8.2m), utilizando o espectrógrafo UVES. Ambos os telescópios pertencem ao European Southern Observatory (ESO) e estão localizados, respectivamente, em La Silla e no deserto do Atacama, no Chile. O espectrógrafo FEROS tem uma resolução espectral de  $R = 48000$  e o UVES tem uma resolução espectral de  $R = 40000$ . Os espectros foram reduzidos utilizando o Munich Image Data Analysis (MIDAS), que é um pacote de processamento de imagem e redução de dados do ESO com ênfase em aplicações astronômicas, seguindo os passos: (i) subtração de bias e luz espalhada no CCD; (ii) divisão pelo espectro da lâmpada de flatfield; (iii) extração das ordens; (iv) calibração do comprimento de onda através do espectro de uma lâmpada de Tório e Argônio; e (v) correção baricêntrica. A faixa de comprimentos de onda compreendida pelos espectros e mais informações sobre os espectros analisados estão dispostos na tabela 2.1.

Tabela 2.1: Dados da amostra. Os valores de ascensão reta (AR) e declinação (Dec) para as estrelas estão no sistema de coordenadas J2000

Estrela	AR	Dec	Região ( $\lambda$ , Å)	Inst	$T_{exp}$ (s)	Data
HD 29154	4h30min49.23s	-65°59'12.16"	3565-9216	FEROS	1200	02 Dez 2015
HD 36598	5h26min28.43s	-70°03'02.23"	3565-9216	FEROS	720	21 Ago 2019
BD-16 1217	5h42min57.05s	-16°46'10.45"	3565-9216	FEROS	1200	03 Dez 2015
HD 95405	11h00min34.28s	-25°51'24.91"	3740-8543	UVES	525	19 Fev 2003
HD 26	00h05min22.21s	+08°47'16.10"	3565-9216	FEROS	1500	26 Ago 2007

## 2.1 HD 95405

A estrela HD 95405 de tipo espectral K5 aparece classificada como uma estrela de carbono (K5R), pela primeira vez, por Sanford (1944). No artigo em questão, o autor obtém a velocidade radial para 283 estrelas de classes R e N. Baseado nessa classificação de Sanford, Vandervort (1958) também inclui HD 95405 como uma estrela Kp de classe R em sua análise sobre magnitudes, cores e movimentos de estrelas de classe espectral R.

Warner (1963), baseado no sistema de classificação MK de 1941, classifica essa estrela como uma carbonada do tipo C2<sub>1</sub>, onde C2 indica a sequência espectral da estrela carbonada, equivalente a estrelas de tipo G9 a K0, correspondendo a uma

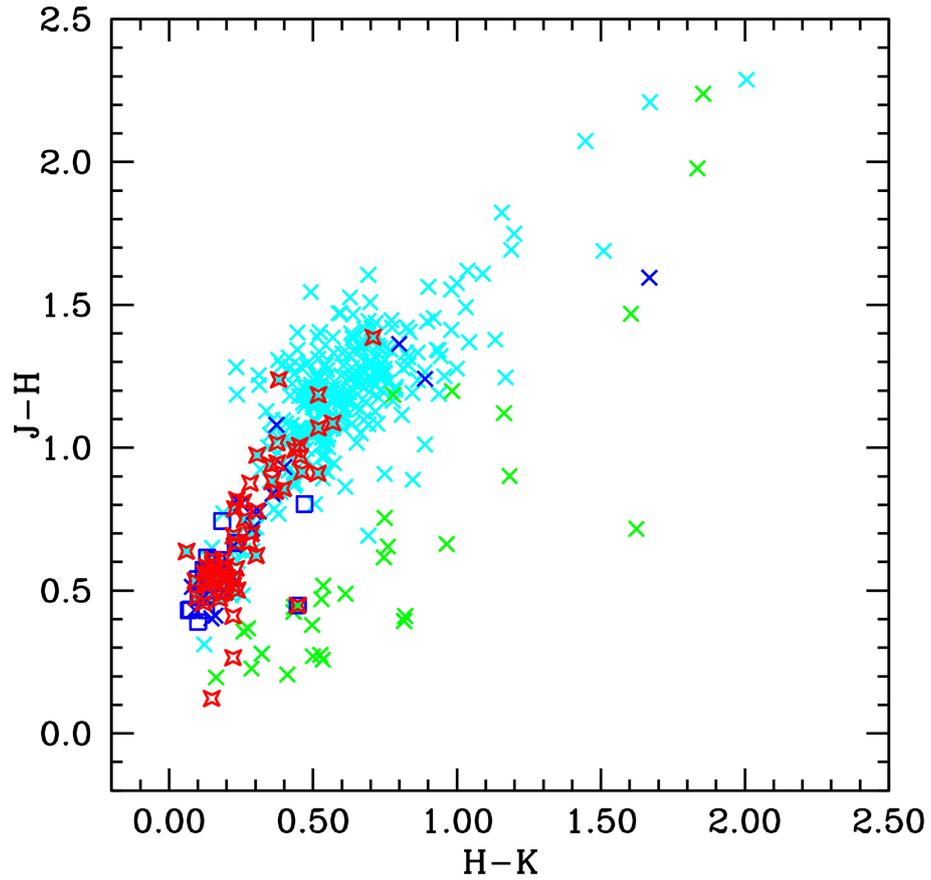


Figura 2.1: Diagrama cor-cor observado para estrelas carbonadas na região entre  $-0.2 \leq (J - H) \leq 2.5$  e  $-0.2 \leq (H - K) \leq 2.5$ . As cruces na cor ciano representam as estrelas carbonadas clássicas. Os quadrados azuis representam as estrelas de classe CH. As cruces azuis representam as estrelas de classe C-R, em verde estão representadas as estrelas R Corona Borealis. As estrelas classificadas como carbonadas quentes por Bergeat (1999) estão representadas por estrelas vermelhas.

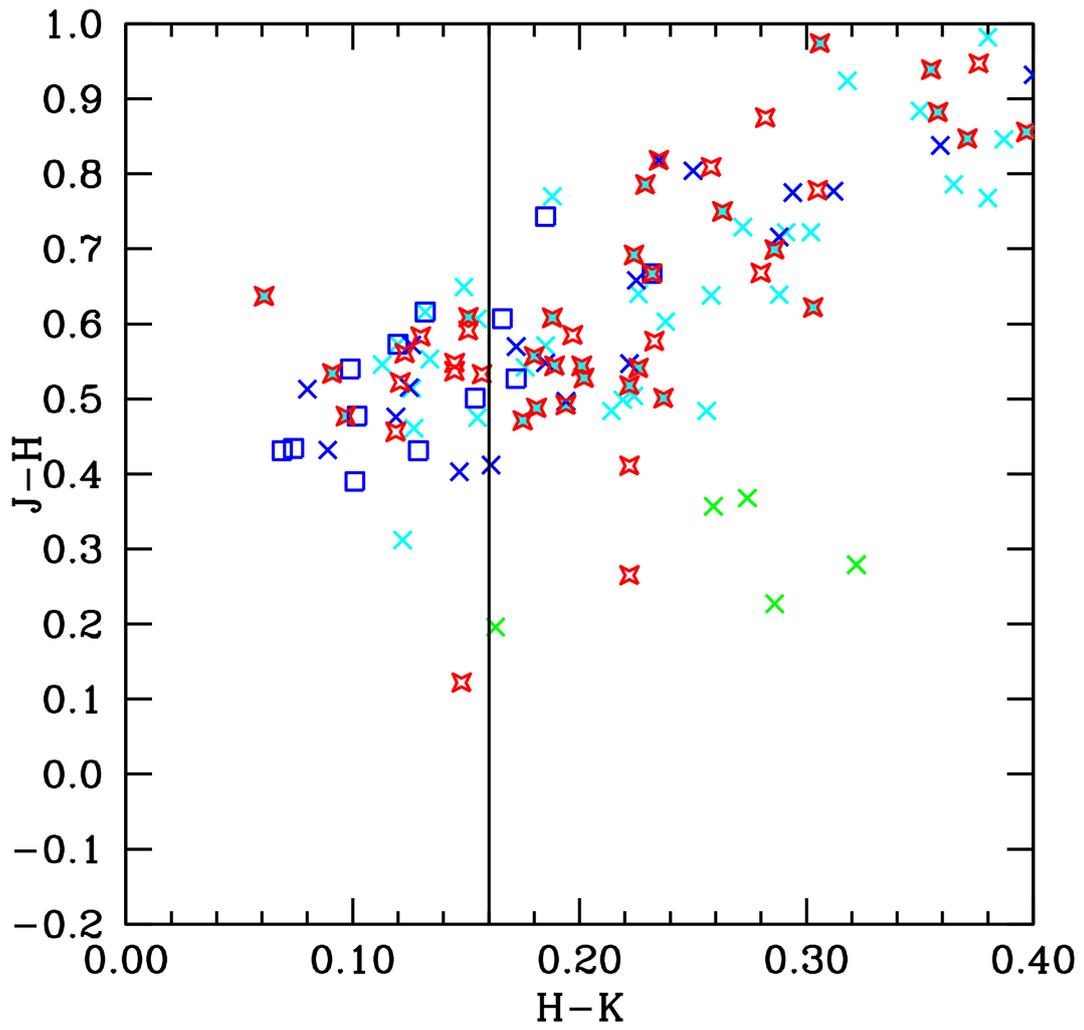


Figura 2.2: Diagrama cor-cor observado para estrelas carbonadas na região entre  $-0.2 \leq (J - H) \leq 1.0$  e  $0.0 \leq (H - K) \leq 0.4$ . As cores são as mesmas da Figura 2.1.

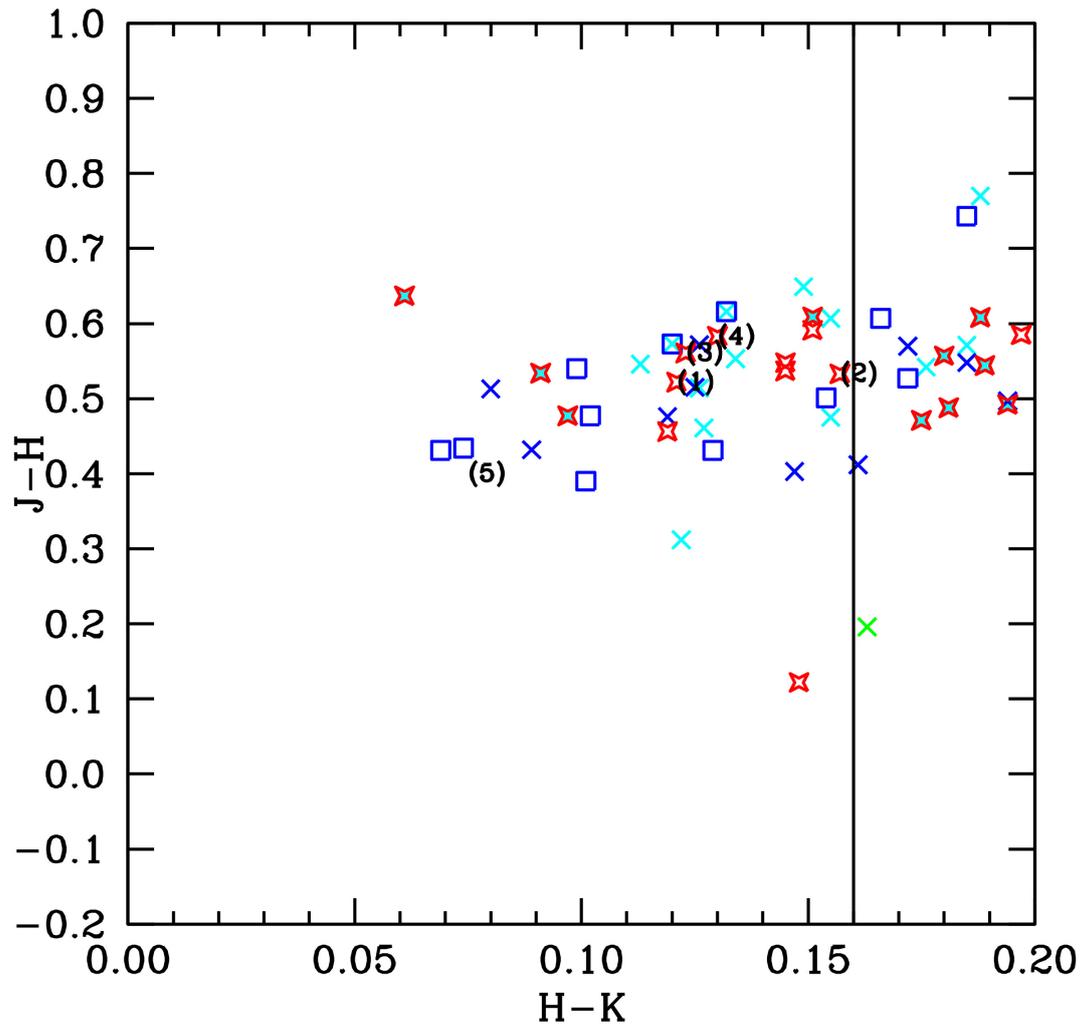


Figura 2.3: Diagrama cor-cor observado para estrelas carbonadas e para as estrelas BD-16 1217 (1), HD 29154 (2), HD 36598 (3), HD 95405 (4) e HD 26 (5) na região entre  $-0.2 \leq (J - H) \leq 1.0$  e  $0.0 \leq (H - K) \leq 0.2$ . As cores são as mesmas da Figura 2.1.

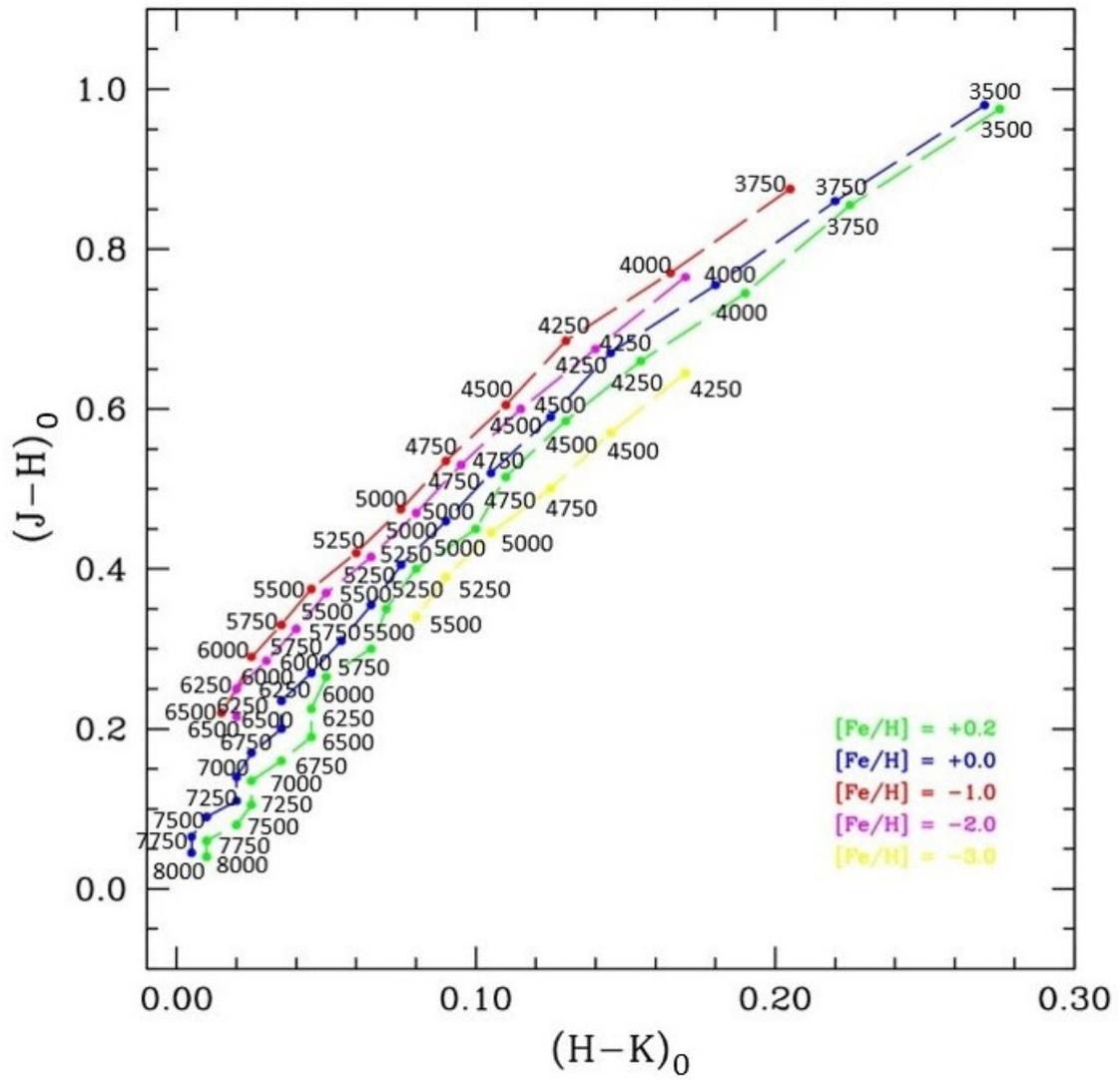


Figura 2.4: Diagrama cor-cor observado a partir das calibrações empíricas de Alonso et al. (1999) para metalicidades  $[Fe/H] = +0.2, 0.0, -1.0, -2.0$  e  $-3.0$ .

fotosfera com temperatura de aproximadamente 4100K. O subíndice 1 foi obtido por meio de comparação da banda de Swan em 4737Å com estrelas padrão.

Diversos outros autores reproduzem essas classificações para a estrela HD 95405, como Stephenson (1973, 1989) nos catálogos de estrelas carbonadas e Dominy (1983 e 1984). Em 1971, porém, esta estrela é classificada por Schmitt como uma estrela strong-CN (Schmitt, 1971). Neste artigo, o autor analisa diversas estrelas que apresentam intensa banda de CN e, em uma escala de 1 a 3, classifica HD 95405 como uma estrela de intensidade 3, indicando uma intensidade excepcional da banda de cianogênio em 4216Å.

Antes de aparecer classificada como uma estrela carbonada quente, por Bergeat et al. (1999), a estrela HD 95405 já havia sido analisada entre uma amostra de estrelas mais quentes, que inclui as classes R (R0 - R4), CH e estrelas semelhantes às CH por Yorke (1983), onde é feita uma análise fotométrica da intensidade das bandas moleculares NH, CN, CH e C<sub>2</sub>.

## 2.2 HD 29154

A estrela HD 29154 também aparece no artigo de Warner (1963) como uma estrela de classe C1<sub>1</sub> com base no sistema de classificação MK de 1941. C1 é equivalente a estrelas de sequência espectral G7 a G8 e corresponde a uma fotosfera com temperatura aproximada de 4300K. Esta estrela também aparece como estrela carbonada nos catálogos de Stephenson (1973, 1989) e na terceira edição deste catálogo por Alksnis et al. (2001) e também no catálogo de Walker (1979), até também ser classificada como uma estrela carbonada quente por Bergeat et al. (1999).

## 2.3 BD-16 1217

A estrela BD-16 1217 também é extensamente classificada como uma estrela carbonada. Vandervort (1958), em uma análise sobre magnitude, cor e movimento de estrelas de classe R, ainda baseado na classificação de Shane (1928), identifica essa estrela como uma carbonada do tipo R0. Essa classificação era atribuída a estrelas que apresentavam uma intensidade na banda de CN na região de 4216Å. Keenan et al. (1987, 1989), Knapp et al. (2001) e Alksnis et al. (2001) também classificam esta estrela como uma carbonada de tipo R.

No catálogo contendo estrelas carbonadas de Stephenson (1973), entretanto, BD-16 1217 aparece classificada como uma estrela CN de tipo K0.5IIIa.CN2. Onde K indica uma temperatura inserida no intervalo entre 3500K e 5000K; 0.5 denota a temperatura da estrela dentro desse intervalo, sendo quanto mais próxima de zero, mais quente a estrela é; e IIIa denotando a classe de luminosidade da estrela. Em

um trabalho mais recente, Bergeat et al. (1999) classificam esta estrela como uma estrela carbonada quente.

## 2.4 HD 36598

A estrela HD 36598 foi extensamente classificada como uma estrela de bário. O primeiro trabalho que contém esta estrela foi publicado por MacConnell et al. (1972), onde HD 36598 foi incluída em um grupo tido como certamente estrelas de bário. No trabalho em questão, foi realizada uma análise da magnitude absoluta para uma amostra de estrelas de bário e HD 36598 apareceu classificada como uma estrela de tipo K2. Neste mesmo ano, Eggen (1972) demonstrou que estrelas de bário apresentam excesso de cor (B - V) acentuado com relação a estrelas gigantes normais (esse excesso também é apresentado por estrelas CH) e, a partir deste trabalho, Eggen (1975), usando fotometria UBV, sugeriu que apenas uma pequena fração dessas estrelas contidas no trabalho de MacConnell et al. (1972) correspondiam de fato a estrelas de bário. Catchpole (1977), baseado no critério de Keenan e Keller (1953) para classificar estrelas pobres em metais, encontrou que dois terços da amostra de MacConnell et al. (1972) correspondiam a estrelas de bário, incluindo a estrela HD 36598 por ser uma estrela rica em metais.

HD 36598 aparece também nos catálogos de Stephenson como uma estrela de bário (Stephenson, 1973) e na segunda edição do catálogo de estrelas carbonadas (Stephenson, 1989). Em 1992, esta estrela foi classificada como CH por Feast & Whitelock (1992). Esta estrela aparece nas amostras de estrelas de bário analisadas por Gómez et al. (1997) e Mennesier et al. (1997), até ser classificada como uma estrela carbonada quente por Bergeat et al. (1999). Trabalhos subsequentes incluem esta estrela tanto nos grupo de estrelas de bário (e.g. Escorza et al., 2017) quanto no grupo das estrelas carbonadas (e.g. Bond, 2019).

## 2.5 HD 26

A estrela HD 26 é uma estrela carbonada de classe CH com parâmetros muito bem conhecidos. A classificação desta estrela como uma estrela CH é recorrente. O primeiro trabalho que inclui a estrela HD 26 é também o primeiro trabalho sobre estrelas de bário de Bidelman & Keenan (1951). Neste artigo, não se obtém uma classificação definitiva para HD 26 e o que foi sugerido é que esta estrela pudesse ser intermediária entre as estrelas de bário e as estrelas CH. No mesmo ano, em um artigo que discute exclusivamente a estrela HD 26, Keenan & Keller (1951) classificaram esta estrela como uma estrela carbonada CH de alta velocidade radial e cujas bandas de C<sub>2</sub> e CN são mais fracas que em outras estrelas CH. Trabalhos

posteriores a esses mantêm a mesma classificação para esta estrela, entre eles, o de McClure (1984) sobre a natureza binária das estrelas CH e o de Hartwick & Cowley (1985) sobre estrelas CH no halo da Galáxia e na terceira edição do catálogo de Stephenson (Alksnis et al., 2001). HD 26 também está presente no artigo de Bergeat (1999) sobre estrelas carbonadas quentes.

## Capítulo 3

# Determinação dos Parâmetros Atmosféricos

A técnica utilizada para a determinação dos parâmetros atmosféricos para as estrelas da amostra, inclui a utilização de medidas de largura equivalente para um conjunto de linhas de absorção de ferro neutro e uma vez ionizado presentes no espectro dessas estrelas. Portanto, a seção 3.1 trata da definição de largura equivalente, assim como mecanismos responsáveis por provocar o alargamento das linhas espectrais. As seções seguintes do capítulo, referem-se à determinação dos parâmetros atmosféricos.

### 3.1 Medidas de Largura Equivalente

A largura equivalente ( $W_\lambda$ ) é uma forma de se obter a intensidade das linhas atômicas de absorção observadas no espectro das estrelas. Como consequência, a partir dessa quantidade, é possível determinar a abundância dos elementos químicos que compõem a atmosfera estelar utilizando-se espectroscopia de alta resolução. A largura equivalente é definida como a largura de uma função degrau que possua a mesma área da linha de absorção e a altura do fluxo do contínuo. Esse conceito está ilustrado na Figura 3.1 e é expresso pela integral:

$$W_\lambda = \int_0^\infty \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda \quad (3.1)$$

onde  $F_c$  é o fluxo do contínuo e  $F_\lambda$  é o fluxo da linha de absorção. Considerando-se um espectro normalizado,  $F_c = 1$ , a largura equivalente também pode ser entendida como a área delimitada pela linha de absorção.

O perfil da linha de absorção no espectro estelar corresponde à distribuição de intensidade, resultante do equilíbrio entre a absorção e emissão de fótons que

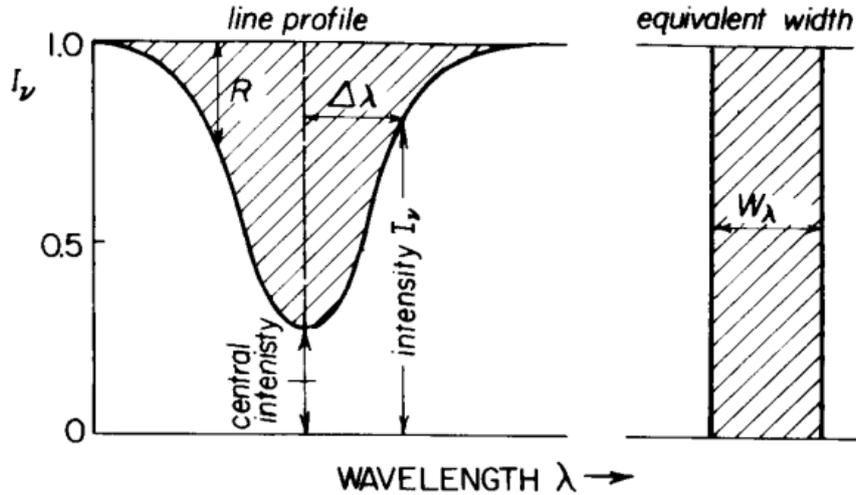


Figura 3.1: Definição geométrica de largura equivalente.  $R \equiv (F_c - F_\lambda)$ .  
 Fonte: Pagel, B. E. J., *Nucleosynthesis and Chemical Evolution of Galaxies*. Cambridge.  
 Segunda edição.

passam pela superfície da atmosfera da estrela em função do comprimento de onda. Apesar da mecânica quântica prever que os átomos absorvem e emitem fótons em comprimentos de onda específicos, o perfil dessas linhas de absorção não se apresenta como uma função delta com pico acentuado. Em vez disso, o que se observa no espectro são linhas com perfil alargado de largura finita e isso está relacionado a diversos mecanismos de alargamento provocados pelos processos físicos ocorrendo na atmosfera da estrela. Os três principais mecanismos de alargamento são descritos a seguir:

(i) O *alargamento natural* da linha é um efeito intrínseco ao átomo absorvente e é o único mecanismo de alargamento que está sempre presente no espectro, sendo o mesmo para todos os comprimentos de onda. Esse alargamento ocorre devido às diversas possibilidades de transições entre dois níveis de energia do átomo, de modo que, mesmo os fótons com energias levemente diferentes daquelas previstas pelo modelo atômico de Bohr, também contribuirão para a formação de uma mesma linha. Na região mais central da linha de absorção, estão as transições de energia mais prováveis, sendo o pico da linha dado pelo comprimento de onda de repouso. Nas asas da linha de absorção, tem-se as transições menos prováveis. A intensidade deste alargamento está diretamente ligada à abundância do átomo responsável pela formação da linha observada. Isso porque, quanto mais átomos num determinado estado de energia, mais fótons naquele comprimento de onda serão necessários para que haja a transição entre os níveis de energia.

(ii) O *alargamento Doppler*, ou térmico, ocorre devido ao movimento do sistema emitindo o fóton, que é responsável pelo espalhamento na frequência do fóton obser-

vado. O movimento térmico dos átomos que contribuem para a formação da linha espectral, em direções aleatórias, provoca uma mudança na frequência observada do fóton de modo que há um deslocamento da linha espectral para o azul, quando o movimento ocorre no sentido do observador, ou para o vermelho, quando o movimento é no sentido contrário ao observador. O somatório destes deslocamentos resulta em uma linha espectral alargada com perfil gaussiano.

(iii) O *alargamento colisional*, ou por pressão, é gerado pelas colisões entre as partículas na vizinhança de um átomo absorvendo radiação ou pelas interações eletromagnéticas que perturbam os níveis de energia do átomo. Estas partículas podem ser íons, elétrons ou átomos. A pressão gerada por essas colisões, ao perturbar os níveis de energia dos átomos, torna-os menos definidos de modo que a energia necessária para que ocorra a transição entre dois níveis é alterada e, portanto, tem-se a frequência do fóton emitido distribuída aleatoriamente em torno de um valor médio. O alargamento colisional gera um perfil lorentziano e, como ele depende da distância entre o átomo absorvedor e a partícula perturbadora, tem-se que esse alargamento está diretamente associado à gravidade nas estrelas, isso porque, quanto maior a gravidade na estrela, mais próximas as partículas estarão umas das outras, aumentando a pressão em cada átomo.

Além desses três processos principais descritos acima, há outros aspectos que influenciam no alargamento das linhas presentes no espectro de absorção das estrelas. São exemplos: a turbulência no meio, que corresponde ao movimento de massas em diferentes escalas; o movimento de rotação da estrela em torno de seu próprio eixo, responsável por provocar um alargamento devido ao efeito Doppler da luz proveniente de diferentes regiões da fotosfera da estrela; os efeitos Stark e Zeeman decorrentes, respectivamente, dos campos elétrico e magnético atuantes no átomo; e, também, os instrumentos de observação, como os espectrógrafos. Portanto, é possível concluir que, além da abundância do átomo responsável pela formação de uma determinada linha de absorção, os parâmetros atmosféricos da estrela também são fatores determinantes para a largura dessa linha.

Na maioria dos contextos astrofísicos, todos esses processos agem independentemente um do outro, contribuindo separadamente para a largura total da linha de absorção. No entanto, o perfil real das linhas espectrais, nominado perfil Voigt, é dado pela convolução entre os perfis natural, gaussiano e lorentziano. Quando se trata de linhas de intensidade fraca a moderada, o resultado é um perfil gaussiano que, produzido pelo alargamento Doppler, domina nas regiões centrais da linha de absorção. No caso de linhas com uma intensidade maior, tem-se um perfil lorentziano que é produzido pelo alargamento natural e pelo alargamento colisional e domina na região das asas do linha de absorção.

A relação entre a largura equivalente de uma linha espectral em função da

abundância do elemento responsável pela formação dessa mesma linha, ambos em base logarítmica, é definida como curva de crescimento. Essa curva possui três regiões distintas que dependem do número  $N$  de átomos absorventes. Na região opticamente fina, onde há uma baixa concentração de átomos absorventes,  $W_\lambda$  varia linearmente com  $N$  e as linhas de absorção apresentam um perfil gaussiano; na região formada pelas linhas mais fortes, onde  $N$  é moderado,  $W_\lambda$  é proporcional a  $(\ln N)^{1/2}$ ; e, na região saturada, quando o perfil da linha apresenta uma contribuição da asa lorentziana devido ao alargamento colisional,  $W_\lambda$  varia proporcionalmente a  $N^{1/2}$ .

Uma maior precisão nos resultados é obtida na região opticamente fina, onde a largura equivalente responde de maneira linear ao número de absorvedores. Em contrapartida, a formação de linhas fortes e saturadas acarreta em resultados menos precisos. Isto porque, para essas linhas, o alargamento Doppler e o alargamento por pressão contribuem juntamente com a abundância para o perfil da linha. Portanto, a fim de reduzir os erros nas medidas, impusemos um limite de  $W_\lambda \leq 150\text{m\AA}$  na largura equivalente para as linhas utilizadas na determinação da metalicidade dada pela abundância de Fe I e Fe II.

Para obter as abundâncias, adotamos um procedimento manual, utilizando a ferramenta *plot* do pacote IRAF. Essa tarefa permite ajustar ao perfil observado uma curva gaussiana centrada no comprimento de onda de repouso da linha de absorção e calcula a largura equivalente da respectiva linha a partir da área definida pelo perfil. Para obter as larguras equivalentes nas regiões com contribuições de diversas linhas de absorção, dificultando a identificação do contínuo, utilizamos a função *deblend* que traça gaussianas correspondentes a essas linhas a partir do comprimento de onda central indicado.

## 3.2 Parâmetros Atmosféricos

Temperatura efetiva ( $T_{eff}$ ), gravidade superficial ( $\log g$ ), velocidade de microturbulência ( $\xi$ ) e metalicidade ( $[A/H]$ ) são parâmetros que, combinados entre si, representam a atmosfera da estrela. Para determinar esses parâmetros para as estrelas da amostra, utilizamos larguras equivalentes para um conjunto de linhas de absorção do ferro, modelos de atmosfera que estão disponíveis na biblioteca do Kurucz (1993) e um programa de interpolação a fim de se obter outros modelos além daqueles disponíveis na biblioteca. A partir dos modelos gerados e com as medidas de largura equivalente para as linhas de ferro neutro (Fe I) e ferro ionizado (Fe II), utilizamos o código MOOG (Snedden, 1973) que calcula as abundâncias para cada uma das linhas medidas e também uma abundância média para o conjunto de linhas de um mesmo elemento.

Tanto os modelos de atmosfera disponíveis no Kurucz (1993), quanto o MOOG, assumem o equilíbrio termodinâmico local (ETL), isto é, que a atmosfera da estrela possa ser dividida em camadas e que cada uma dessas camadas possui temperatura constante. Além disso, o MOOG também considera o equilíbrio hidrostático e o Kurucz utiliza modelos plano-paralelos unidimensionais de atmosferas estelares, que considera que a espessura da atmosfera estelar é pequena em relação ao raio da estrela, permitindo considerar que as camadas da estrela são planas e paralelas entre si, de modo que o feixe de radiação se propaga através dessas camadas mantendo um ângulo constante, simplificando a equação de transporte radiativo.

Levando em consideração o intervalo de temperatura efetiva para as estrelas da amostra, utilizamos as linhas de Fe I e Fe II porque o átomo de ferro é um elemento bem estudado, com um grande número de linhas espectrais conhecidas na faixa visível do espectro eletromagnético, permitindo, assim, reduzir erros estatísticos. A lista de linhas de Fe I e Fe II utilizadas neste trabalho é dada por Lambert et al. (1996) e encontra-se nas Tabelas A.1 e A.2, assim como os valores obtidos para largura equivalente de cada uma dessas linhas e os respectivos parâmetros atômicos (potencial de excitação e  $\log(gf)$ ).

Além das medidas de largura equivalente, obter o modelo que melhor representa a atmosfera da estrela também necessita da imposição de um conjunto de condições responsáveis para encontrar a solução para temperatura efetiva, gravidade superficial, metalicidade e velocidade de microturbulência. Cada uma dessas condições resulta na obtenção de um desses parâmetros e estão descritas a seguir.

### 3.2.1 Temperatura Efetiva

A primeira condição imposta para se obter os parâmetros atmosféricos da estrela é a condição de equilíbrio de excitação que corresponde à independência entre a abundância química de um determinado elemento presente na atmosfera da estrela e seu potencial de excitação. Essa condição permite obter a temperatura de excitação que, utilizando-se da aproximação de equilíbrio termodinâmico local, corresponde à temperatura efetiva. Utilizando o código MOOG, obtivemos o coeficiente angular ( $\phi_1$ ) para o gráfico que relaciona a abundância de Fe I e o potencial de excitação em cada linha de absorção (Figura 3.2). A independência entre a abundância de ferro e o potencial de excitação da linha formada por ele se faz necessária porque, para cada uma das linhas de absorção presentes no espectro estelar, há um potencial de excitação associado. No entanto, para diferentes linhas de um mesmo elemento, é imprescindível que as abundâncias obtidas sejam sempre as mesmas e, portanto, que não haja nenhuma tendência no gráfico que relaciona ambas as grandezas.

Um valor de temperatura efetiva superestimado pressupõe a formação de linhas

com um potencial de excitação maior que o correspondente a cada uma dessas linhas. Dessa forma, menos átomos serão necessários para fornecer o valor de largura equivalente medido e, conseqüentemente, tem-se um valor subestimado para a abundância do elemento químico responsável pela formação da linha em questão. Este valor superestimado para a temperatura efetiva, implicaria em um coeficiente linear negativo no gráfico que relaciona  $\log(\text{Fe I})$  e  $\chi$  (Figura 3.2). Em contraposição, um valor de temperatura subestimado irá favorecer a formação de linhas com um pontencial de excitação menor e, portanto, tem-se uma abundância superestimada, refletindo em um coeficiente angular positivo para o mesmo gráfico.

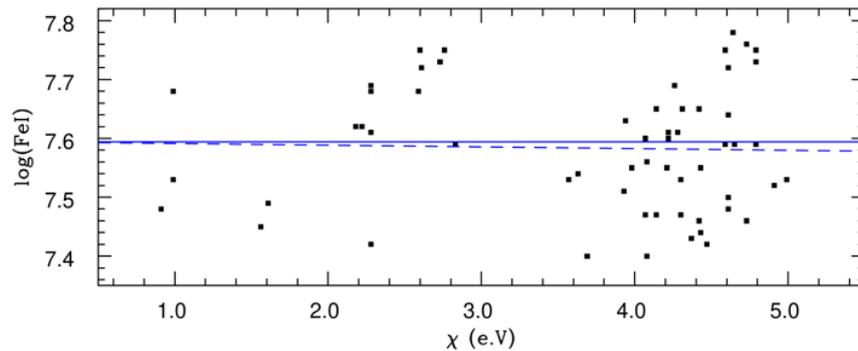


Figura 3.2: Diagrama que mostra o comportamento da abundância de Fe I em relação ao potencial de excitação para a estrela HD 29154. A linha contínua representa um ajuste com coeficiente angular nulo e com uma abundância média de  $\sim 7.59$  para a absorção de Fe I, enquanto que a linha tracejada representa o ajuste obtido a partir dos resultados. Os quadrados pretos correspondem às abundâncias fornecidas pelas linhas de absorção Fe I utilizadas.

### 3.2.2 Gravidade superficial

A intensidade das linhas de absorção de um elemento em um determinado estado de ionização é dependente da quantidade de átomos nesse mesmo estado. Assumindo a condição de equilíbrio de ionização, isto é, que a abundância de ferro, a uma determinada temperatura efetiva, é a mesma para diferentes estados de ionização, é possível obter a gravidade superficial na atmosfera da estrela. Isso é possível porque o equilíbrio de ionização está diretamente relacionado com a pressão eletrônica do gás, por meio da equação de ionização de Saha. A pressão eletrônica, por sua vez, relaciona-se com a gravidade superficial da estrela através da equação de equilíbrio hidrostático que relaciona o gradiente de pressão do gás, onde a pressão eletrônica está inserida, com a densidade desse gás e a gravidade na estrela, como mostra a equação 3.2

$$\frac{dP}{dr} = -\rho g(r) \quad (3.2)$$

Supor uma gravidade superficial maior do que a gravidade na superfície estrela tem como consequência o favorecimento da formação de linhas mais alargadas devido a uma maior pressão entre as partículas. Isso resulta em uma abundância maior do elemento no estado excitado. Uma estimativa inferior à real, por sua vez, pressupõe uma pressão menor, o que é responsável pelo estreitamento das linhas de absorção, implicando em uma abundância maior da espécie neutra. Desse modo, esse valor incorreto na estimativa da gravidade superficial faz com que os estados ionizados tenham uma abundância diferente da abundância verdadeira, como se estivessem roubando ou cedendo elétrons para o estado neutro.

### 3.2.3 Velocidade de Microturbulência

A velocidade de microturbulência é uma quantidade que não tem uma definição muito precisa, mas pode estar associada à convecção. Essa quantidade corresponde a uma distribuição de velocidades de massas em pequena escala, denominada célula, onde o livre caminho médio que o fóton tem para percorrer é menor do que as dimensões dessa célula convectiva. Como os referenciais dessas células não são os mesmos, um fóton, ao ser absorvido por uma célula, sofre um desvio Doppler em relação ao comprimento de onda da célula que emitiu esse mesmo fóton, provocando um alargamento na linha de absorção. Esse parâmetro, portanto, é introduzido junto do desvio Doppler para se obter o alargamento térmico, a fim de que o formalismo matemático consiga reproduzir o espectro observado mais corretamente.

Dado que linhas de absorção mais largas são mais sensíveis à velocidade de microturbulência em relação às linhas mais fracas, é necessário eliminar a correlação entre a largura equivalente da linha de absorção de um determinado elemento e a abundância do elemento responsável pela formação dessa linha. Essa condição permite, então, obter a velocidade de microturbulência ao impor que o coeficiente angular ( $\phi_2$ ) para o gráfico que relaciona a abundância química do elemento em questão com a largura equivalente reduzida  $R_W \equiv -\log(W_\lambda/\lambda)$ , seja nulo. O código MOOG esboça esse gráfico e fornece o valor para esse coeficiente a partir da abundância para o conjunto de linhas de Fe I que utilizamos (Figura 3.3).

A consequência de se considerar uma velocidade de microturbulência maior do que a velocidade de microturbulência real da estrela, é um alargamento na linha de absorção, que implica em uma abundância subestimada. Em contrapartida, considerar uma velocidade de microturbulência menor para a atmosfera estrela implica em uma abundância superestimada para justificar a largura da linha.

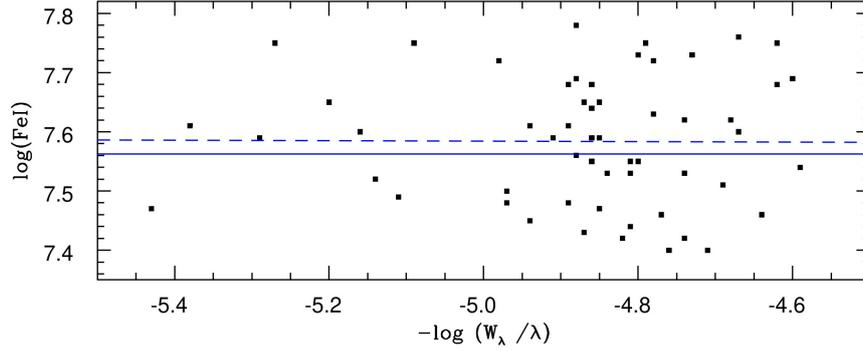


Figura 3.3: Diagrama que mostra o comportamento da abundância de FeI em relação a largura equivalente reduzida, ambos em base logarítmica, para a estrela HD 29154. A linha contínua representa um ajuste com coeficiente angular nulo e com uma abundância média de  $\sim 7.59$  para a abundância de Fe I, enquanto que a linha tracejada representa o ajuste obtido a partir dos resultados. Os quadrados pretos correspondem às abundâncias fornecidas pelas linhas de absorção de FeI utilizadas.

### 3.2.4 Metalicidade

O último parâmetro a ser definido é a metalicidade da estrela e corresponde a uma metalicidade média de todos os metais presentes na atmosfera estelar. Esse parâmetro, obtido a partir da abundância calculada na determinação dos parâmetros definidos anteriormente, é dado pela expressão:

$$[Fe/H] = \log[N_{Fe}/N_H]_* - \log[N_{Fe}/N_H]_{\odot} , \quad (3.3)$$

onde  $N_{Fe}$  e  $N_H$  são o número de partículas de ferro e hidrogênio por unidade de volume, respectivamente.

A solução para os parâmetros atmosféricos é obtida quando todas as condições descritas são satisfeitas simultaneamente. Uma forma de facilitar a busca por essa solução é utilizando um gráfico que relaciona os coeficientes angulares  $\phi_1$  e  $\phi_2$  para valores fixos de  $\log g$  e  $[Fe/H]$ , enquanto variamos a temperatura efetiva e a velocidade de microturbulência (Figura 3.4) até encontrar um modelo em que  $\phi_1$  e  $\phi_2$  sejam nulos. Como nem sempre é possível encontrar um coeficiente angular nulo para esses gráficos, o que fazemos é procurar o valor que mais se aproxima de zero. Ao encontrarmos esse modelo, analisamos também se a condição de equilíbrio de ionização é satisfeita, com abundâncias de Fe I e Fe II iguais, e se o valor de entrada inserido no modelo de atmosfera para a metalicidade é correspondente à abundância de ferro obtida pelo MOOG. No entanto, devido ao fato desses parâmetros não serem

independentes entre si, é necessário repetir o procedimento diversas vezes fixando diferentes valores de  $\log g$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , refinando os resultados, até encontrar a solução.

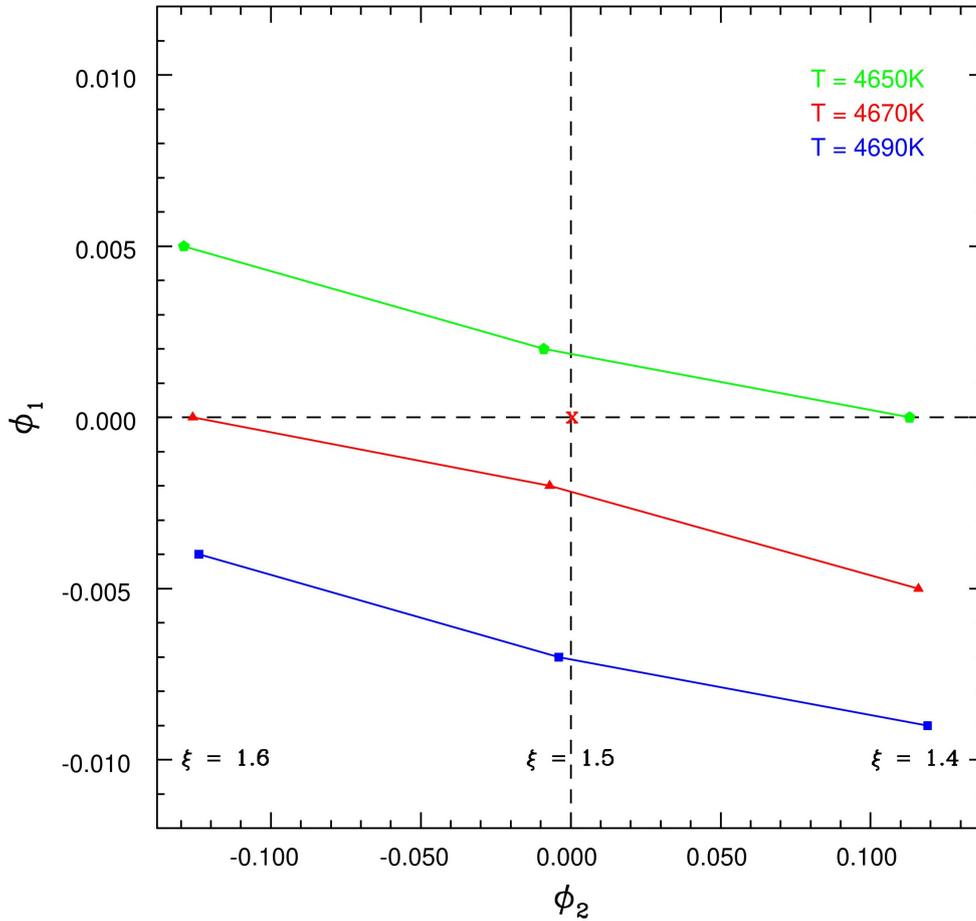


Figura 3.4: Gráfico que relaciona os coeficientes  $\phi_1$  (coeficiente angular do ajuste linear para o gráfico que relaciona a abundância de FeI, em base logarítmica, e o potencial de excitação  $\chi$ (eV)) e  $\phi_2$  (coeficiente angular do ajuste linear para o gráfico que relaciona a abundância de FeI, em base logarítmica, e o logaritmo da largura equivalente reduzida ( $R_W$ )) para a estrela HD 29154. Os valores fixados neste gráfico para metalicidade e gravidade superficial são, respectivamente,  $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.10$  e  $\log g = 2.1$  e os valores para a velocidade de microturbulência, correspondente a cada ponto, da esquerda para a direita, são 1.6, 1.5 e 1.4 km/s. As abundâncias obtidas para as espécies do ferro são Fe I = 7.58 e Fe II = 7.59. A solução que fornece os parâmetros atmosféricos da estrela é  $\phi_1 = -0.003$  e  $\phi_2 = -0.007$ .

### 3.2.5 Incerteza nos Parâmetros Atmosféricos

Os erros na temperatura efetiva e velocidade da microturbulência foram estimados considerando, respectivamente, a incerteza no coeficiente angular para o ajuste linear do gráfico que relaciona a abundância de ferro e o potencial de excitação e

o coeficiente angular para o ajuste linear do gráfico que relaciona a abundância de ferro e a largura equivalente reduzida. Para a gravidade, a incerteza foi estimada considerando que a diferença entre as abundâncias de Fe I e Fe II difiram pelo valor de  $1\sigma$  do desvio padrão do valor médio das abundâncias de Fe I. As incertezas calculadas para cada um dos parâmetros atmosféricos, assim como os modelos de atmosfera para as estrelas da amostra, estão dispostos na Tabela 3.1.

Tabela 3.1: Parâmetros atmosféricos derivados com os respectivos erros para as estrelas da amostra.

Estrela	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$ (dex)	[Fe I/H] (dex)	[Fe II/H] (dex)	$\xi$ (km s <sup>-1</sup> )
HD 29154	4670 ± 50	2.1 ± 0.2	+0.08 ± 0.11	+0.09 ± 0.11	1.5 ± 0.1
HD 36598	4660 ± 90	2.1 ± 0.3	-0.34 ± 0.12	-0.34 ± 0.12	1.5 ± 0.1
BD-16 1217	4770 ± 50	2.5 ± 0.2	+0.04 ± 0.10	+0.04 ± 0.10	1.3 ± 0.1
HD 95405	4760 ± 40	2.3 ± 0.3	-0.13 ± 0.11	-0.12 ± 0.12	1.3 ± 0.1
HD 26	5110 ± 40	2.3 ± 0.2	-0.85 ± 0.12	-0.85 ± 0.10	1.8 ± 0.1

# Capítulo 4

## Massas e luminosidades para as estrelas da amostra

### 4.1 Diagrama $\log g - T_{eff}$

As massas para as estrelas da amostra foram estimadas a partir das suas posições no diagrama que relaciona  $\log g$  e  $\log T_{eff}$ . Para isso, utilizamos os resultados para gravidade superficial e temperatura efetiva, dispostos na Tabela 3.1, que foram obtidos a partir do método descrito no capítulo anterior. Além disso, utilizamos também as trajetórias evolutivas de Fagotto et al. (1994) para diferentes valores de massa correspondentes às metalicidades  $Z = 0.02$ , para as estrelas HD 95405, HD 29154 e BD-16 1217;  $Z = 0.008$ , para a estrela HD 36598; e  $Z = 0.004$ , para a estrela HD 26. A partir da análise da posição das estrelas com relação às trajetórias evolutivas nas Figuras 4.1, 4.2 e 4.3, pudemos estimar suas massas. Esses resultados encontram-se na Tabela 4.1.

### 4.2 Luminosidade

A luminosidade para as estrelas da amostra foi determinada de duas formas: a primeira foi utilizando a equação (4.1), que relaciona a temperatura efetiva, o logaritmo da gravidade superficial e a massa da estrela ( $M_*$ ); e, em seguida, a partir da equação (4.2). No primeiro caso, utilizamos a temperatura efetiva e o logaritmo da gravidade superficial que derivamos no capítulo 3 e a massa que obtivemos a partir da posição no diagrama  $\log g - T_{eff}$ , enquanto que, para a equação (4.2), utilizamos a magnitude bolométrica que calculamos considerando as distâncias do satélite Gaia.

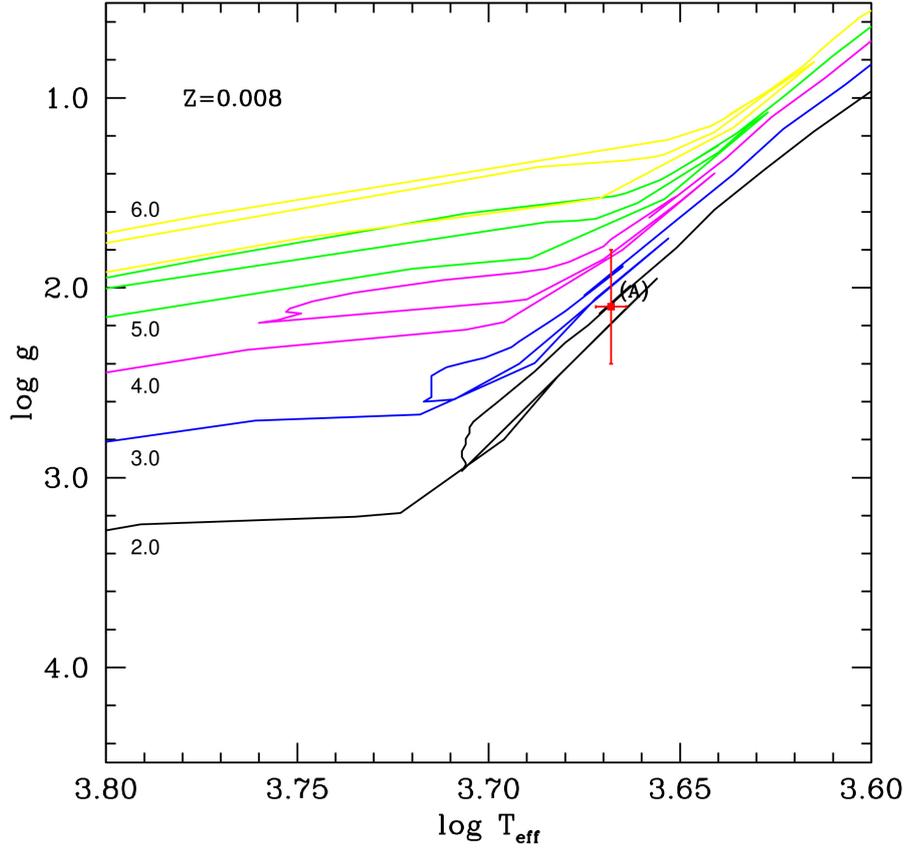


Figura 4.1: Posição da estrela HD 36598 no diagrama  $\log g - \log T_{eff}$ . A estrela HD 36598(A) está indicada no diagrama com os respectivos erros nas medidas de  $\log g$  e  $\log T_{eff}$ . As trajetórias evolutivas correspondem a de estrelas com metalicidade  $Z = 0.008$ . Cada uma das trajetórias no diagrama corresponde a diferentes massas, em unidade de massas solares, conforme indicado na figura.

$$\log(L_*/L_\odot) = 4 \log T_{eff} - \log g + \log(M_*/M_\odot) - 10.61 \quad (4.1)$$

$$\log\left(\frac{L_*}{L_\odot}\right) = \frac{4.74 - M_{bol}^*}{2.5} \quad (4.2)$$

Onde  $M_{bol}^\odot = 4.74$  foi retirado de Bessell et al. (1998), e  $M_{bol}^*$  é dada por:

$$M_{bol} = M_V + BC \quad ; \quad M_V = m - 5 \log r + A_V + 5 \quad (4.3)$$

Os valores para correção bolométrica (bolometric correction - BC) foram determinados a partir de Alonso et al. (1999) para valores do logaritmo da temperatura efetiva entre  $3.66 < \log T_{eff} < 3.68$ .

A absorção interestelar foi obtida utilizando a expressão analítica (Equações 4.4) que relaciona as coordenadas galácticas e distâncias para estrelas na vizinhança solar

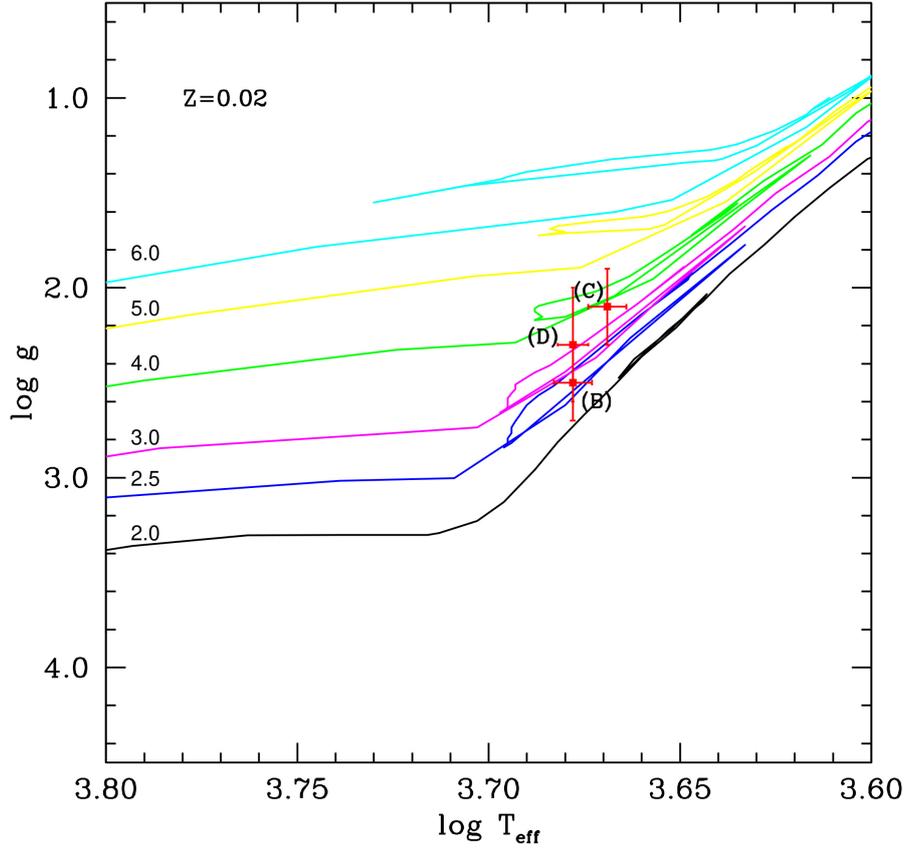


Figura 4.2: Posição das estrelas da amostra no diagrama  $\log g - \log T_{eff}$ . As estrelas BD-16 1217(B), HD 29154(C) e HD 95405(D) estão indicadas no diagrama com os respectivos erros nas medidas de  $\log g$  e  $\log T_{eff}$ . As trajetórias evolutivas correspondem a de estrelas com metalicidade  $Z = 0.02$ . As massas correspondentes à cada uma das trajetórias no diagrama estão indicadas na figura.

dada por Chen (1998).

$$A_V = 0, \quad |b| > 50^\circ \quad (4.4a)$$

$$A_V = 0.165(1.192 - |\tan b|)|\csc b|[1 - \exp(-r|\sin b|h_0^{-1})], \quad 10 < |b| \leq 50^\circ \quad (4.4b)$$

$$A_V = E(l) = a_1 r + a_2 r^2 + a_3 r^3 + a_4 r^4, \quad |b| \leq 10^\circ \quad (4.4c)$$

Os termos  $a_1$ ,  $a_2$ ,  $a_3$  e  $a_4$  são coeficientes da curva de extinção correspondentes a diferentes longitudes e a constante  $h_0 = 120\text{pc}$  representa a altura característica da estrutura de extinção. Ambos os valores também são dados por Chen (1998). As estrelas da amostra apresentam latitudes galácticas no intervalo  $22^\circ < |b| < 39^\circ$ , por esse motivo, utilizamos apenas a equação (4.4b) para obter a absorção interestelar. Para HD 26, utilizamos (4.4a), visto que a latitude galáctica para esta estrela é de  $-52^\circ 39''$ .

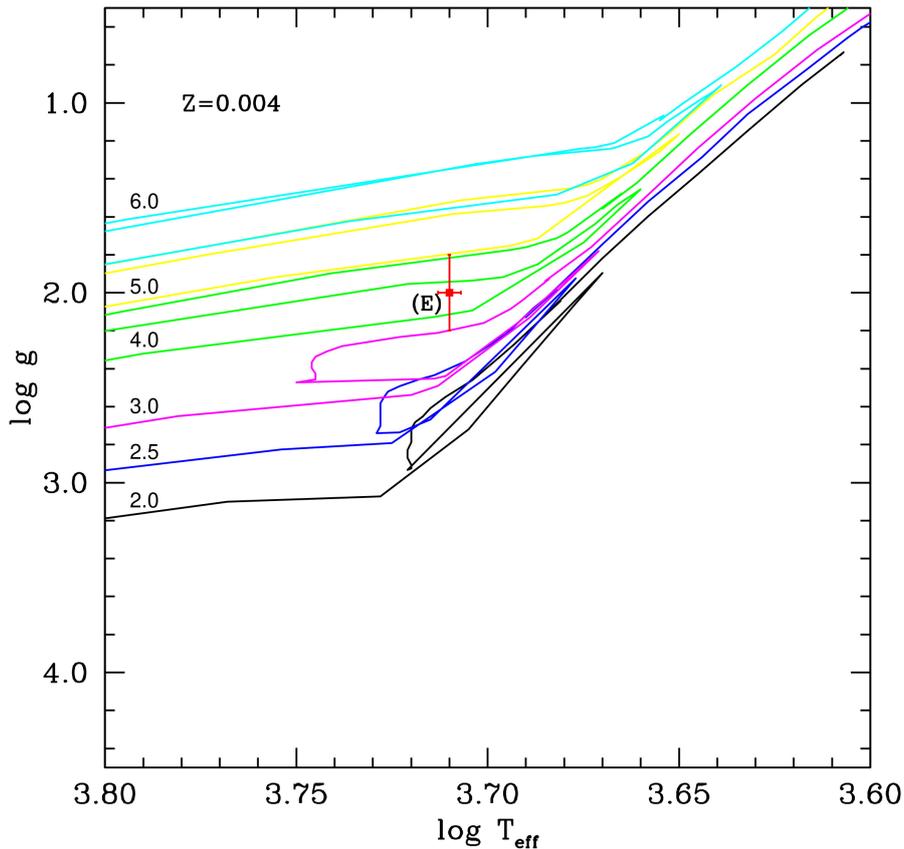


Figura 4.3: Posição da estrela HD 26 no diagrama  $\log g - \log T_{eff}$ . A estrela HD 26 (E) está indicada no diagrama com o respectivo erro nas medidas de  $\log g$  e  $\log T_{eff}$ . As trajetórias evolutivas correspondem a de estrelas com metalicidade  $Z = 0.004$ . As massas correspondentes à cada uma das trajetórias no diagrama estão indicadas na figura.

Magnitudes visuais absolutas obtidas para as diferentes classes de estrelas carbonadas compreendem grandes intervalos. Para estrelas da classe C-R, Knapp (2001) obteve magnitudes no intervalo de  $-2.8 < M_V < +4.1$ . Para as de classe CH, Alksnis (1998) encontrou magnitudes no intervalo de  $-0.8 < M_V < +3.6$ . Resultados anteriores para essas mesmas classes, C-R e CH, apresentam-se de forma similar, no entanto, é difícil tomá-los como definitivos pelo fato de terem sido obtidos anteriormente à separação entre ambas as classes realizada por McClure (1997). As magnitudes visuais absolutas que derivamos para as estrelas HD 95405, BD-16 1217 e HD 36598 foram de  $M_V = -0.6$ ,  $M_V = +0.07$  e  $M_V = -0.5$ , respectivamente. Esses valores se inserem tanto no intervalo de Knapp para as estrelas C-R, quanto no intervalo de Alksnis para as estrelas CH. A exceção é a estrela HD 29154 cuja magnitude absoluta de  $M_V = -1.3$  se insere apenas no intervalo para as estrelas de classe C-R. Contudo, as magnitudes absolutas derivadas para todas as estrelas candidatas da amostra concordam com a classificação da literatura para essas es-

trelas, sendo as estrelas HD 95405, HD 29154 e BD-16 1217 estrelas classificadas como carbonadas de classe C-R e a estrela HD 36598 classificada como uma estrela carbonada de classe CH.

As luminosidades derivadas a partir da temperatura efetiva e do logaritmo da gravidade superficial determinados para as estrelas da amostra, em uma comparação com as luminosidades calculadas a partir das distâncias obtidas pelo satélite Gaia, indica que as quatro estrelas da amostra encontram-se na fase de gigantes vermelhas no diagrama HR, com luminosidades em torno de  $L_*/L_\odot \sim 10^2$ . Entretanto, quanto à estrela HD 26, encontramos luminosidades com uma discrepância significativa entre os valores derivados a partir dos parâmetros temperatura efetiva e logaritmo da gravidade superficial determinados neste trabalho e a partir das distâncias obtidas pelo Gaia. Algumas hipóteses podem ser: um coeficiente de extinção anômalo ou a distância obtida pelo Gaia. Quanto ao primeiro caso, para que ambas as luminosidades fossem próximas, seria necessário um coeficiente de extinção de aproximadamente 2.15, que é um valor inadequado. Quanto à segunda hipótese, há alguns fatores a se considerar:

(i) todas as determinações para as distâncias espectroscópicas a partir dos parâmetros temperatura efetiva e logaritmo da gravidade superficial que derivamos para as estrelas da amostra, apresentam-se discrepantes com relação às distâncias obtidas pelo Gaia, sendo a maior diferença de 342pc para HD 29154. No entanto, para HD 26, essa discrepância é de 521pc e isto representa uma distância calculada com os parâmetros que determinados neste trabalho quase três vezes maior que a distância do Gaia;

(ii) as estrelas HD 36598 e HD 26 apresentam distâncias iguais de acordo com o Gaia e têm gravidades superficiais de 2.1 e 2.3, respectivamente. Considerando que estas distâncias estejam corretas e, desde que a luminosidade é mais sensível à gravidade superficial que à temperatura efetiva e que um logaritmo da gravidade superficial menor implica uma luminosidade maior, os resultados obtidos a partir dos parâmetros  $T_{eff}$  e  $\log g$  que derivamos espectroscopicamente poderiam apresentar-se incoerentes, contudo, resultados da literatura também indicam gravidades superficiais parecidas com as que derivamos (e.g. Vanture, 1992).

Os resultados para luminosidade, assim como as magnitudes absolutas e bolométrica, a absorção interestelar e a correção bolométrica, encontram-se na Tabela 4.1.

Tabela 4.1: Luminosidade obtidas para as estrelas da amostra. A segunda coluna refere-se às distâncias obtidas a partir do satélite Gaia. Da terceira à sexta coluna tem-se, respectivamente, a absorção interestelar, a correção bolométrica, magnitude visual absoluta e a magnitude bolométrica. Na sétima coluna está a luminosidade obtida a partir da equação (4.1), utilizando a temperatura efetiva e o log da gravidade superficial determinados para as estrelas. Na oitava coluna estão as luminosidades obtidas a partir da equação (4.2) e para a qual utilizamos a distância do satélite Gaia. Na nona coluna, estão as magnitudes absolutas. Na última coluna estão as massas determinadas para as estrelas em unidades de massas solares.

Estrela	r (pc) <i>Gaia</i>	$A_V$	BC	$M_V$	$M_{bol}$	$\log(L/L_\odot)$	$\log(L/L_\odot)$ <i>Gaia</i>	V	$M_*/M_\odot$
HD 29154	$705^{+12}_{-11}$	0.10	-0.39	-1.30	-1.70	$2.57^{+0.22}_{-0.22}$	$2.23 \pm 0.01$	8.90	4.0
HD 36598	$311^{+04}_{-03}$	0.15	-0.40	-0.50	-0.94	$2.26^{+0.34}_{-0.33}$	$1.88 \pm 0.01$	8.05	2.0
BD-16 1217	$774^{+23}_{-21}$	0.32	-0.35	+0.07	-0.28	$2.00^{+0.22}_{-0.22}$	$1.94 \pm 0.02$	10.01	2.5
HD 95405	$255^{+03}_{-04}$	0.18	-0.35	-0.60	-0.97	$2.28^{+0.31}_{-0.32}$	$1.59 \pm 0.01$	8.33	3.0
HD 26	$311^{+06}_{-05}$	0.00	-0.24	+0.79	+0.55	$2.53^{+0.21}_{-0.22}$	$1.68 \pm 0.02$	8.25	4.0

# Capítulo 5

## Determinação da composição química das estrelas estudadas

A abundância química observada na atmosfera estelar é resultado, tanto das contribuições do meio em que a estrela foi formada, quanto dos elementos sintetizados em seu interior. No que diz respeito à nucleossíntese estelar, a produção desses elementos depende de condições físicas específicas no interior da estrela e, por esse motivo, são produzidos em diferentes fases da vida das estrelas, sendo transportados até a superfície por episódios conhecidos como dragagens. Como abordado nos capítulos 2 e 3, a determinação da abundância química dos elementos que compõem a atmosfera das estrelas da amostra envolve diversas etapas, começando pela seleção da amostra. Nesta seção, iremos apresentar a metodologia empregada na determinação das abundâncias químicas, bem como os resultados obtidos.

As notações adotadas para a abundância dos elementos presentes na atmosfera das estrelas amostra são:

$$\log_{10}\varepsilon(X) \equiv \log_{10}[N_X/N_H]_* + 12 \quad (5.1a)$$

$$[X/Y] \equiv \log_{10}(N_X/N_Y)_* - \log_{10}(N_X/N_Y)_\odot \quad (5.1b)$$

onde  $N_X$  e  $N_Y$  representam, respectivamente, o número de partículas X e Y por unidade de volume.

### 5.1 Abundâncias obtidas com as medidas de largura equivalente

Determinamos as abundâncias para os elementos Na, Mg, Al, Si, Ca, Ti, Cr, Ni, Sr, Y, Zr, Ce, Nd e Sm, utilizando a rotina *abfind* do código MOOG, enquanto que,

para o lantânio, utilizamos a rotina *blends* do código MOOG. Tendo determinado os modelos que melhor representam a atmosfera das estrelas, inserimos no código as medidas de largura equivalente realizadas para as linhas dos elementos de interesse com seus respectivos parâmetros atômicos, isto é, o  $\log gf$  e o potencial de excitação e, também, o modelo de atmosfera determinado para a estrela que está sendo analisada. Com isso, obtivemos as abundâncias correspondentes a cada uma das linhas de absorção utilizadas, a abundância média para o conjunto de linhas de um mesmo elemento e o desvio padrão das abundâncias para esse conjunto de linhas. Os valores médios obtidos para a abundância de cada elemento estão dispostos nas Tabelas de 5.1 a 5.5.

## 5.2 Abundâncias obtidas por síntese espectral

Outra forma para obter a abundância química para os elementos que compõem a atmosfera da estrela, é por meio da técnica da síntese espectral. Essa técnica consiste em obter um espectro sintético que reproduza o espectro observado e é útil, por exemplo, na determinação da abundância química de elementos que apresentam estrutura hiperfina. A estrutura hiperfina, que corresponde aos desdobramentos dos níveis de energia do átomo, é responsável pelo alargamento da linha de absorção e, se não for levada em consideração, resultará em uma abundância superestimada para o elemento.

Os elementos para os quais determinamos as abundâncias por meio da técnica da síntese espectral são Li, C, N, O, Rb, Eu e Nb. Além desses elementos, também utilizamos essa técnica para determinar a razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . Para isso, utilizamos a rotina *synth* no código MOOG que calcula um espectro teórico a partir dos parâmetros atmosféricos previamente determinados para a estrela.

Dado que essa técnica permite obter a abundância a partir de uma comparação entre o espectro sintético e o espectro observado, foi necessário utilizar ferramentas do pacote IRAF para realizar alguns ajustes que antecedem a realização da síntese. O primeiro deles foi cortar o espectro em uma região pequena que abrange a linha de interesse, utilizando a tarefa *scopy* apenas com o intuito de facilitar os procedimentos seguintes. Após, levando em consideração que o código MOOG trabalha com espectros normalizados, foi necessário utilizar a tarefa *continuum* para ajustar ao contínuo uma função unidimensional, neste caso, a função polinomial *chebyshev*. A abundância, então, é obtida variando a abundância do elemento de interesse em um intervalo espectral específico até que o desvio padrão seja mínimo, indicando que o espectro sintético está ajustado à sua contraparte observada.

- Carbono, nitrogênio e oxigênio

A abundância de carbono foi estimada utilizando duas regiões espectrais: uma usando a cabeça de banda  $d^3\Pi_g - a^3\Pi_u$  do sistema Swan  $C_2$  (0,0) em 5165Å para as estrelas HD 36598, HD 95405 e HD 26 (Figura 5.1) e linhas de CH do sistema  $A^2\Delta - X^2\Pi$  na região em torno de 4365Å para as estrelas BD-16 1217 e HD 29154 (Figura 5.2). Essas regiões foram definidas porque nas estrelas HD 29154 e BD-16 1217 as bandas de  $C_2$  na região de 5165Å são fracas ou quase ausentes (Figura 5.3). De fato, comparando-se os espectros normalizados dessas estrelas na região de 5165Å (Figura 5.4), observa-se que as bandas de  $C_2$  são menos profundas em relação às demais estrelas.

A abundância do nitrogênio foi obtida usando as linhas  $^{12}CN$  do sistema  $A^2\Pi - X^2\Sigma$  entre 7994Å e 8020Å. Na Figura 5.5, temos a síntese para as linhas de  $^{12}CN$  na região em torno de 8003Å. Para determinar a razão isotópica  $^{12}C/^{13}C$  foram utilizadas linhas do  $^{13}CN$  na região de 8004-8005Å (Figura 5.6). A razão entre o  $^{12}C$  e seu isótopo  $^{13}C$  constitui uma importante ferramenta para o entendimento do estágio evolutivo das estrelas. Isso porque, quando uma estrela está na fase de gigante vermelha, ela tem como principal produto o  $^{13}C$ , contribuindo para uma redução no valor da razão  $^{12}C/^{13}C$ . Porém, na fase AGB, a fusão de hélio ocorrendo no interior da estrela, fornece  $^{12}C$  para a superfície estelar, aumentando a razão  $^{12}C/^{13}C$ .

Para a determinação da abundância do oxigênio, foi utilizada a linha proibida em 6300.3Å onde foi adotada o valor de  $\log gf = -9.72$  de Allende Prieto et al. (2001). Detalhes sobre as constantes moleculares e energias de dissociação das moléculas envolvidas na determinação das abundâncias de carbono e nitrogênio são dadas Drake & Pereira (2008).

- Lítio, rubídio, nióbio e európio

A determinação da abundância de lítio, rubídio, nióbio e európio foi realizada por meio da técnica da síntese espectral. Para obter as abundâncias de lítio e rubídio (Figura 5.7), utilizamos as linhas 6708Å e 7800Å, respectivamente. Para o nióbio, utilizamos três linhas de absorção, nos comprimentos de onda 4606Å, 5344Å e 5350Å e, para o európio, utilizamos duas linhas nos comprimentos de onda 6437Å e 6645Å. As linhas utilizadas para a determinação da abundância química para os elementos nióbio e európio são linhas que encontram-se isoladas no espectro, enquanto que a linha utilizada para determinar a abundância de rubídio está em uma região onde também há contribuição da linha de silício em 7800Å e da banda molecular CN em torno de 7800.6Å. A Figura 5.7 apresenta a região utilizada para a síntese do rubídio para as quatro estrelas da amostra e para a estrela HD 26.

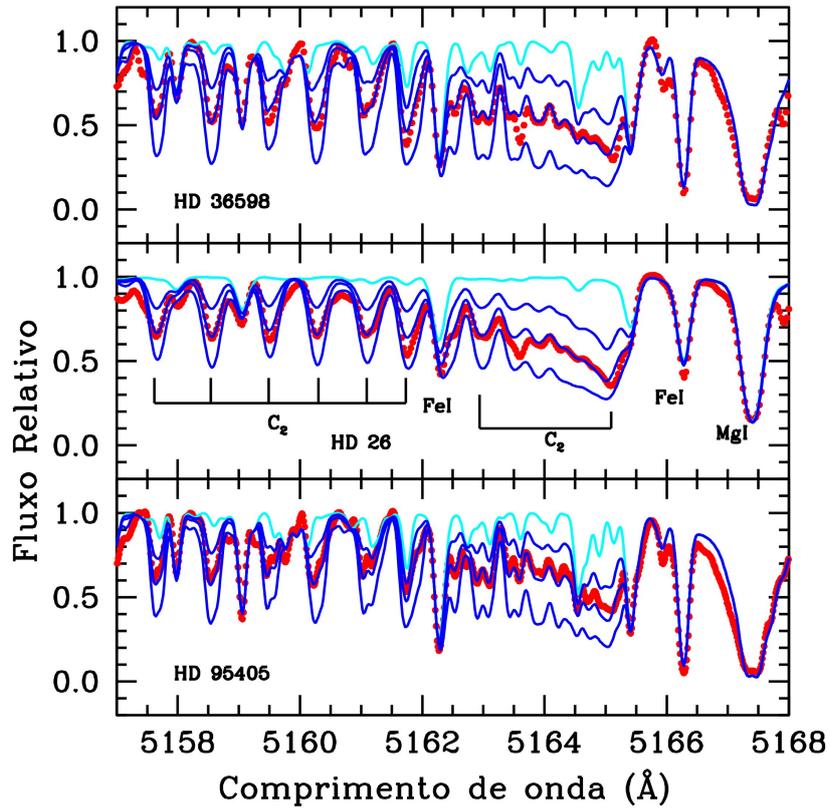


Figura 5.1: Espectro observado (círculos vermelhos) e espectros sintéticos (linhas cheias) das estrelas HD 36598, HD 26 e HD 95405 em torno da banda molecular de  $C_2$  entre  $5157\text{\AA}$  e  $5168\text{\AA}$ . As linhas sólidas azuis representam o espectro sintético calculado para solução adotada e para  $\Delta \log \epsilon(C) = \pm 0.2$  em torno da solução adotada (linha do meio). Para HD 36598, o melhor ajuste para o espectro sintético foi obtido para  $\log \epsilon(C) = 8.42$ , enquanto que para as estrelas HD 26 e HD 95405 os melhores ajustes para os espectros sintéticos foram obtidos para  $\log \epsilon(C) = 8.34$  e  $8.46$  respectivamente. Finalmente, a linha cheia em ciano representa a síntese espectral sem contribuição significativa das linhas de  $C_2$ .

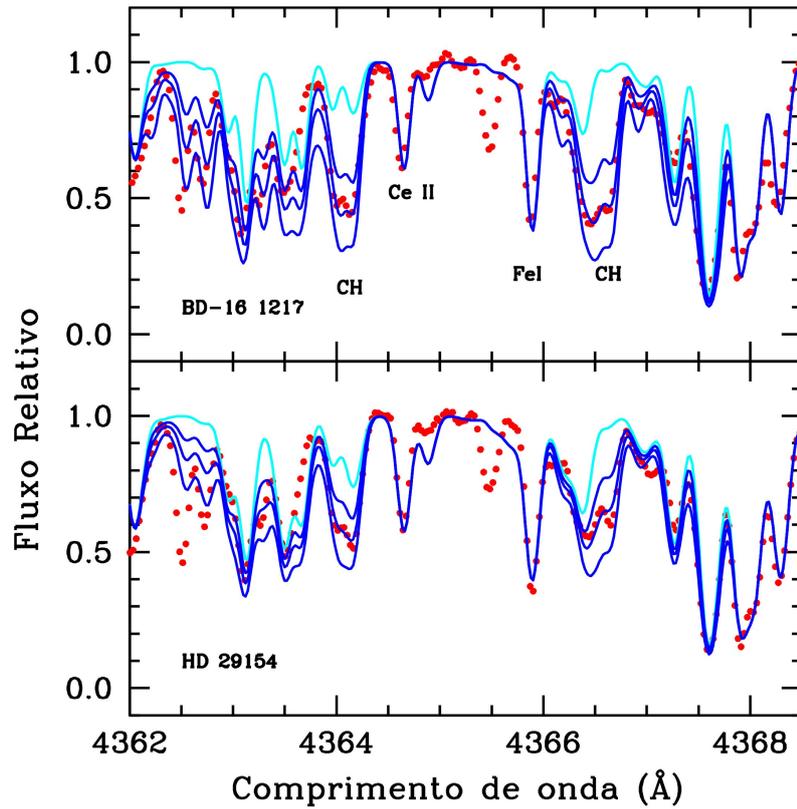


Figura 5.2: Espectro observado (círculos vermelhos) e espectros sintéticos (linhas cheias) das estrelas BD-16 1217 e HD 29154 na região da banda molecular de CH entre  $4362\text{\AA}$  e  $4368.5\text{\AA}$ . As linhas sólidas azuis representam o espectro sintético calculado para solução adotada e para  $\Delta \log \epsilon(\text{C}) = \pm 0.3$  em torno da solução adotada (linha do meio). Para BD-16 1217, o melhor ajuste para o espectro sintético foi obtido para  $\log \epsilon(\text{C}) = 8.30$ , enquanto que para a estrela HD 29154 o melhor ajuste para o espectro sintético foi obtido para  $\log \epsilon(\text{C}) = 7.92$ . Finalmente, a linha cheia em ciano representa a síntese espectral sem contribuição significativa das linhas de CH.

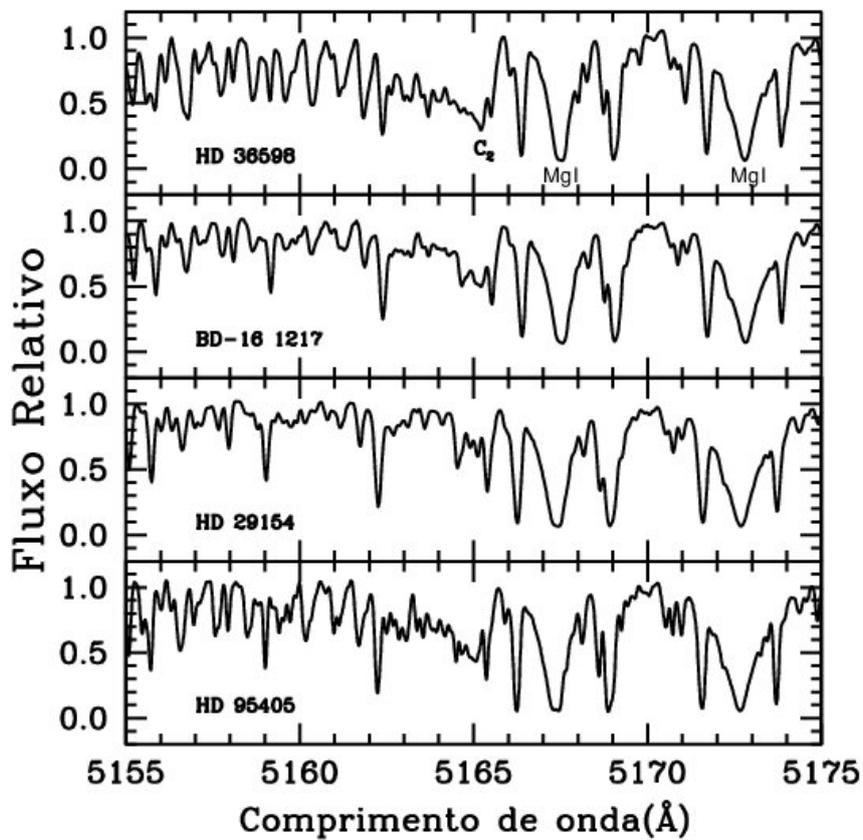


Figura 5.3: Espectros observados normalizados da região da banda C<sub>2</sub> 5165Å para HD 36598, BD-16 1217, HD 29154 e HD 95405. Em HD 36598 e HD 95405 a banda de C<sub>2</sub> é mais forte do que em BD-16 1217 e em HD 29154 a banda está ausente ou então muito fraca (veja Figura 5.4).

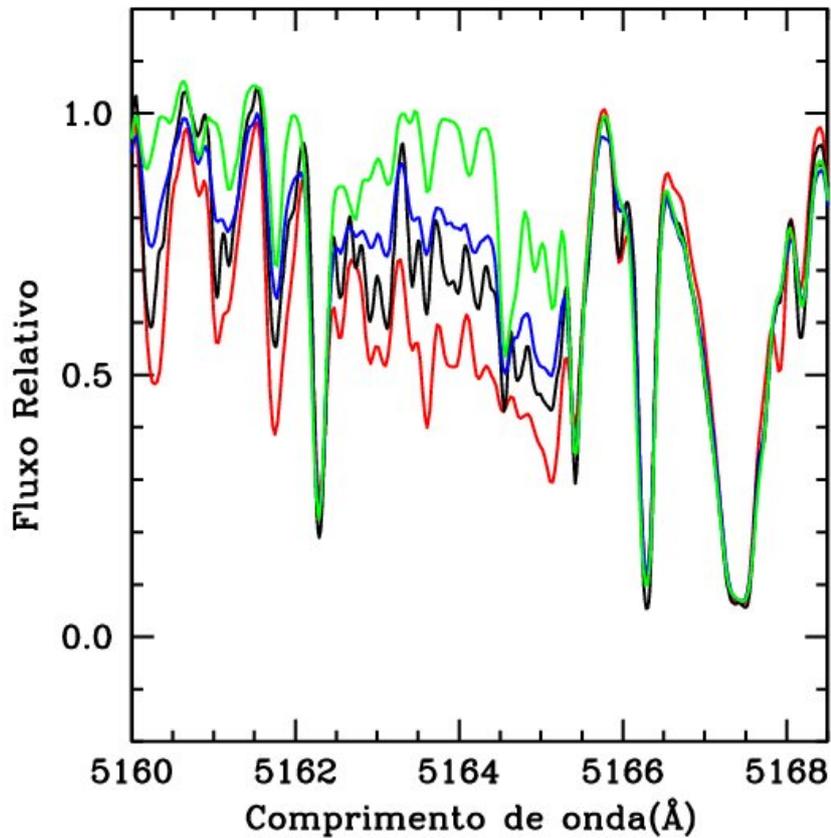


Figura 5.4: Espectros observados normalizados da região da banda  $C_2$  5165Å para HD 36598 (vermelho), HD 95405 (preto), BD-16 1217 (azul) e HD 29154 (verde). Em HD 36598 e HD 95405 a banda de  $C_2$  é mais forte do que em BD-16 1217 e em HD 29154 a banda está ausente ou então muito fraca. De fato, a razão dos fluxos entre 5165.75 e 5165.00 ( $R(F_{5165.8}/F_{5165.0})$ ) para HD 36598, HD 95405, BD-16 1217 e HD 29154 é, respectivamente, 2.81, 2.19, 1.94 e 1.33. Maior a razão, maior será a profundidade da banda de  $C_2$ .

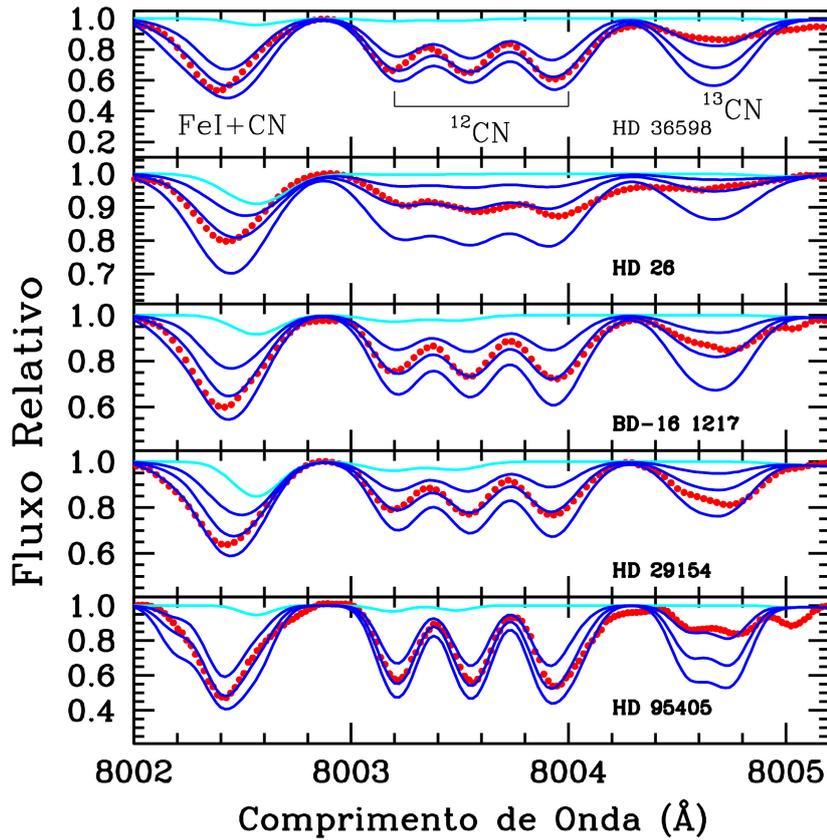


Figura 5.5: Espectro observado (círculos vermelhos) e espectros sintéticos (linhas cheias) das estrelas HD 36598, HD 26, BD-16 1217, HD 29154 e HD 95405 em torno da banda molecular de CN entre 8002Å e 8005Å. As linhas sólidas azuis representam o espectro sintético calculado para solução adotada e para  $\Delta \log \epsilon(N) = \pm 0.5$  em torno da solução adotada (linha do meio). Para HD 36598, o melhor ajuste para o espectro sintético foi obtido para  $\log \epsilon(N) = 8.12$ , enquanto para as estrelas HD 26, BD-16 1217, HD 29154 e HD 95405 o melhor ajuste para os espectros sintéticos foram obtidos para  $\log \epsilon(N) = 7.78$ , 8.75, 9.02 e 8.57, respectivamente. Finalmente, a linha cheia em azul claro representa a síntese espectral sem contribuição significativa das linhas de CN.

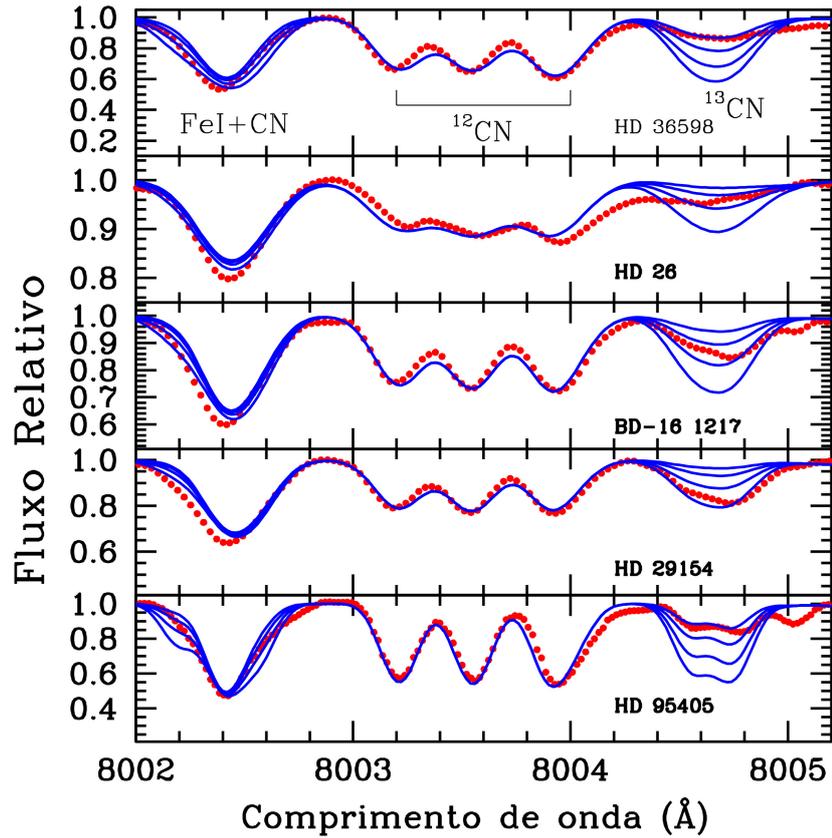


Figura 5.6: Espectro observado (círculos vermelhos) e espectros sintéticos (linhas cheias) das estrelas HD 36598, HD 26, BD-16 1217, HD 29154 e HD 95405 em torno da banda molecular de CN entre 8002Å e 8005Å e entre 8004Å e 8005Å na região de  $^{13}\text{CN}$ . As linhas sólidas azuis, de cima para baixo, representam os espectros sintéticos calculados para as razões isotópicas  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 32.0, 16.0, 8.0$  e  $4.0$ . Para HD 36598 o melhor ajuste para o espectro sintético foi obtido para a razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 32.0$ . Para HD 26 entre 8 e 16, enquanto para as estrelas BD-16 1217, HD 29154 e HD 95405 os melhores ajustes foram obtidos para as razões isotópicas  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 8.0, 4.0$  e  $32$ , respectivamente.

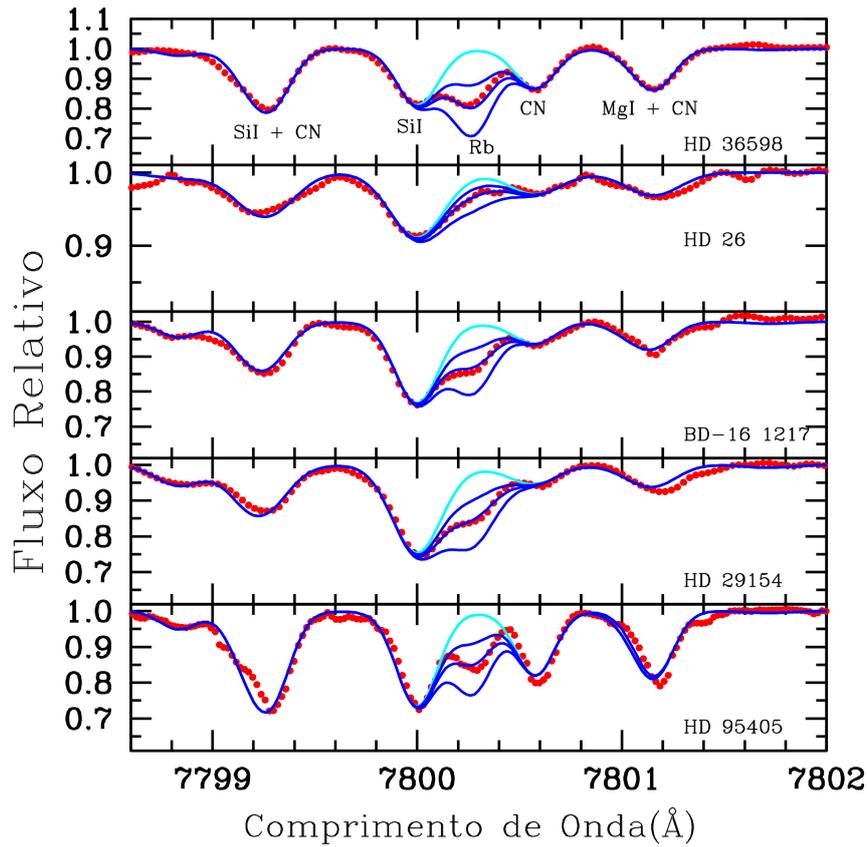


Figura 5.7: Espectro observado (círculos vermelhos) e espectros sintéticos (linhas cheias) das estrelas HD 36598, HD 26, BD-16 1217, HD 29154 e HD 95405 em torno da linha do rubídio em 7800Å. As linhas sólidas azuis representam o espectro sintético calculado para solução adotada e para  $\Delta \log \epsilon(\text{Rb}) = \pm 0.2$  em torno da solução adotada (linhado meio). Para HD 36598, o melhor ajuste para o espectro sintético foi obtido para  $\log \epsilon(\text{Rb}) = 2.55$ , enquanto para a estrela HD 26 o melhor ajuste para o espectro sintético foi obtido para  $\log \epsilon(\text{Rb}) = 2.1$ . Para as estrelas BD-16 1217 e HD 95405, o melhor ajuste obtido foi de 2.50 para ambas as estrelas, enquanto que para as estrelas HD 29154, o melhor ajuste foi obtido para abundância de 2.45. Finalmente, a linha cheia em azul claro representa a síntese espectral sem contribuição significativa das linha de Rb.

- Lantânio

Lantânio é um elemento que apresenta estrutura hiperfina e que é gerado no processo de captura lenta de nêutrons, o processo-s. Para este elemento, optamos por utilizar a rotina *blends* no código MOOG que deriva a abundância considerando os desdobramentos dos níveis de energia devido à presença da estrutura hiperfina e as medidas de largura equivalente.

As abundâncias obtidas utilizando o código MOOG para as estrelas HD 29154, HD 36598, BD-16 1217, HD 95405 e HD 26 estão dispostas nas Tabelas de 5.1 a 5.5. A primeira coluna dessas tabelas, corresponde às espécies dos elementos para os quais a abundância foi determinada. A segunda coluna se refere à abundância dessas espécies na atmosfera solar, utilizando como referência Grevesse (1998). Na terceira coluna, está o número de linhas utilizadas na determinação da abundância da espécie, sendo “sin” utilizado nos elementos cuja abundância foi determinada através da técnica de síntese espectral. Em seguida, na quarta coluna, “log  $\epsilon$ ” indica a abundância do elemento presente na analisado estrela, dado em número de átomos por unidade de volume. O desvio padrão,  $\sigma_{obs}$ , na quinta coluna, é calculado para os elementos cuja abundância foi determinada utilizando, pelo menos, duas linhas diferentes. Finalmente, na sexta e sétima coluna são apresentadas as razões  $[X/H]$  e  $[X/Fe]$  que correspondem à relação entre as abundâncias do elemento na estrela e no Sol e com relação à abundância de ferro, respectivamente.

### 5.3 Incerteza nas Abundâncias Químicas

Para obter a incerteza na abundância derivada para os elementos presentes na atmosfera estelar, é necessário considerar, além do desvio padrão para a abundância média, a incerteza correspondente a cada um dos parâmetros que influenciam no valor da abundância. Sendo eles: os parâmetros atmosféricos e as medidas de largura equivalente das linhas de absorção. Dessa forma, a incerteza no valor da abundância de cada elemento químico é obtida a partir de uma média quadrática de cada incerteza referente à variação de apenas um dos parâmetros que influencia na absorção da linha, enquanto se mantém fixo todos os outros parâmetros. Para isso, consideramos a incerteza nos parâmetros atmosféricos cuja obtenção foi descrita na seção 3.2.5 e a incerteza nas medidas de largura equivalente para o respectivo elemento.

A incerteza no valor da medida de largura equivalente é determinada essencialmente pelo sinal-ruído e pela resolução espectral. A expressão que utilizamos para obter essa incerteza é a derivada por Cayrel (1988):

$$\langle \delta W_\lambda^2 \rangle^{1/2} = \frac{1.6(w\delta x)^{1/2}}{S/N}, \quad \delta x = \lambda_c/2R \quad (5.2)$$

onde  $w$  é a largura a meia altura;  $\delta x$  é o tamanho do pixel dado pela razão entre o comprimento de onda  $\lambda_c$  e a resolução espectral  $R$ ; e  $S/N$  é o valor do sinal-ruído.

A resolução para o espectrógrafo utilizado para a obtenção dos espectros utilizados em nossas análises é de 48000 e o sinal-ruído varia entre 100 e 150 no comprimento de onda de referência 6000Å. Considerando uma largura a meia altura típica de 0.13Å, estimamos um valor de, aproximadamente, 1.4mÅ para a incerteza na medida de largura equivalente.

Nas tabelas 5.6 a 5.9, temos as incertezas na determinação das abundâncias para as estrelas HD 29154 e HD 36598. Na primeira coluna, temos as espécies analisadas. Na segunda coluna,  $\sigma_{\log\epsilon}$  é dado pela razão  $\sigma_{obs}/\sqrt{n}$ ,  $n$  é o número de linhas de absorção utilizadas na determinação da abundância. Em seguida, temos a incerteza nas abundâncias devido às incertezas na temperatura efetiva ( $\Delta T_{eff}$ ), na gravidade superficial ( $\Delta \log g$ ), na velocidade de microturbulência ( $\Delta \xi$ ), na metalicidade ( $\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$ ) e nas medidas de largura equivalente ( $\Delta W_\lambda$ ). A oitava coluna corresponde à média quadrática das incertezas das colunas 3 a 7. E a última coluna nos dá a dispersão no valor médio das abundâncias mostradas nas Tabelas 5.2 e 5.4.

Nas tabelas 5.7 e 5.8, temos as incertezas para o carbono, nitrogênio e oxigênio, onde, além de considerar as incertezas  $\Delta T_{eff}$ ,  $\Delta \log g$ ,  $\Delta \xi$  e  $\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$ , também consideramos variações nas abundâncias desses elementos devido uma incerteza de 0.1 dex no valor em suas abundâncias.  $\sigma_{tot}$  corresponde à média quadrática na incerteza nas colunas de 2 a 8.

Tabela 5.1: Abundâncias obtidas para a estrela HD 95405. A segunda coluna fornece as abundâncias solares. A terceira coluna informa se as abundâncias foram determinadas usando síntese espectral (sin) ou obtidas a partir das medidas de larguras equivalentes. Neste último caso, fornecemos o número de linhas (n) usado para a determinação da abundância. A quarta e quinta colunas fornecem, respectivamente, a abundância na escala  $\log \varepsilon(\text{H}) = 12.0$  com suas respectivas dispersões para os elementos com mais de três linhas medidas. A sexta e a sétima colunas fornecem as abundâncias nas notações  $[\text{X}/\text{H}]$  e  $[\text{X}/\text{Fe}]$ . A razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  é dada na última linha da Tabela

		HD 95405				
Espécies	$\log \varepsilon^{\odot}$	n	$\log \varepsilon$	$\sigma_{\text{obs}}$	$[\text{X}/\text{H}]$	$[\text{X}/\text{Fe}]$
Li I	1.10	sin	0.51	—	—	—
C (C <sub>2</sub> )	8.52	sin	8.46	—	-0.06	+0.07
N (CN)	7.92	sin	8.57	0.05	+0.65	+0.78
O	8.83	sin	8.53	—	-0.30	-0.17
Na I	6.33	1	6.74	0.00	+0.41	+0.54
Mg I	7.58	3	8.14	0.10	+0.56	+0.69
Al I	6.47	2	6.64	0.02	+0.17	+0.30
Si I	7.55	4	7.62	0.10	+0.07	+0.20
Ca I	6.36	4	6.44	0.06	+0.08	+0.21
Ti I	5.02	17	5.06	0.08	+0.04	+0.17
Fe I	7.50	46	7.37	0.11	-0.13	—
Fe II	7.50	12	7.38	0.12	-0.12	—
Cr I	5.67	12	5.64	0.07	-0.03	+0.10
Ni I	6.25	23	6.27	0.08	+0.02	+0.15
Rb I	2.60	sin	2.50	—	-0.10	+0.03
Sr I	2.97	1	2.44	—	-0.53	-0.40
Y II	2.24	5	2.07	0.08	-0.17	-0.04
Zr I	2.60	13	2.63	0.11	+0.03	+0.16
Mo I	1.92	2	2.06	0.06	+0.14	+0.27
La II	1.17	2	1.04	0.03	-0.13	0.00
Ce II	1.58	7	1.68	0.09	+0.10	+0.23
Nd II	1.50	14	1.46	0.10	-0.04	+0.09
Sm II	1.01	4	1.25	0.15	+0.24	+0.37
Eu II	0.51	sin	0.56	—	+0.05	+0.18
$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	89	sin	32			

Tabela 5.2: Abundâncias obtidas para a estrela HD 29154. As colunas são as mesmas da Tabela 5.1.

Espécies	$\log \varepsilon^{\odot}$	HD 29154				
		n	$\log \varepsilon$	$\sigma_{\text{obs}}$	[X/H]	[X/Fe]
Li I	1.10	sin	0.61	—	—	—
C (CH)	8.52	sin	7.92	—	-0.60	-0.68
N (CN)	7.92	sin	9.02	0.10	+1.10	+1.02
O	8.83	sin	8.73	—	-0.10	-0.18
Na I	6.33	1	6.86	—	+0.53	+0.45
Mg I	7.58	5	7.89	0.14	+0.31	+0.23
Al I	6.47	6	6.69	0.09	+0.22	+0.14
Si I	7.55	4	7.94	0.04	+0.39	+0.31
Ca I	6.36	5	6.46	0.04	+0.10	+0.02
Ti I	5.02	25	5.03	0.06	+0.01	-0.07
Fe I	7.50	58	7.58	0.11	+0.08	—
Fe II	7.50	9	7.59	0.11	+0.09	—
Cr I	5.67	13	5.78	0.06	+0.11	+0.03
Ni I	6.25	17	6.55	0.05	+0.30	+0.22
Rb I	2.60	sin	2.45	—	-0.15	-0.23
Sr I	2.97	1	2.67	—	-0.30	-0.38
Y II	2.24	5	2.28	0.09	+0.04	-0.04
Zr I	2.60	9	2.52	0.08	-0.08	-0.16
Mo I	1.92	4	2.11	0.08	+0.19	+0.11
Ru I	1.84	2	1.67	0.14	-0.17	-0.25
La II	1.17	3	1.13	0.13	+0.14	+0.06
Ce II	1.58	5	1.77	0.09	+0.19	+0.11
Nd II	1.50	10	1.55	0.08	+0.05	-0.03
Sm II	1.01	5	1.22	0.08	+0.21	+0.13
Eu II	0.51	sin	0.61	—	+0.10	+0.02
$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	89	sin	6			

Tabela 5.3: Abundâncias obtidas para as estrelas BD-16 1217. As colunas são as mesmas da Tabela 5.1.

Espécies	$\log \varepsilon^{\odot}$	BD-16 1217				
		n	$\log \varepsilon$	$\sigma_{\text{obs}}$	[X/H]	[X/Fe]
Li I	1.10	sin	0.31	—	—	—
C (CH)	8.52	sin	8.30	—	-0.22	-0.26
N (CN)	7.92	sin	8.75	0.17	+0.83	+0.79
O	8.83	sin	8.63	—	-0.20	-0.24
Na I	6.33	3	6.64	0.13	+0.31	+0.27
Mg I	7.58	4	7.71	0.08	+0.13	+0.09
Al I	6.47	4	6.58	0.04	+0.11	+0.07
Si I	7.55	6	7.87	0.08	+0.32	+0.28
Ca I	6.36	6	6.50	0.07	+0.14	+0.10
Ti I	5.02	14	5.03	0.04	+0.01	-0.03
Fe I	7.50	67	7.54	0.10	+0.04	—
Fe II	7.50	11	7.54	0.10	+0.04	—
Cr I	5.67	10	5.77	0.05	+0.10	+0.06
Ni I	6.25	18	6.46	0.06	+0.21	+0.17
Rb I	2.60	sin	2.50	—	-0.10	-0.14
Sr I	2.97	2	3.30	0.15	+0.33	+0.29
Y II	2.24	4	2.62	0.11	+0.38	+0.34
Zr I	2.60	11	2.87	0.06	+0.27	+0.23
Mo I	1.92	4	2.34	0.09	+0.42	+0.38
Ru I	1.84	2	2.12	0.19	+0.28	+0.24
La II	1.17	3	1.34	0.07	+0.17	+0.13
Ce II	1.58	7	1.73	0.08	+0.15	+0.11
Nd II	1.50	8	1.74	0.07	+0.24	+0.20
Sm II	1.01	4	1.18	0.04	+0.17	+0.13
Eu II	0.51	sin	0.54	—	+0.03	-0.01
$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	89	sin	8			

Tabela 5.4: Abundâncias obtidas para as estrelas HD 36598. As colunas são as mesmas da Tabela 5.1.

		HD 36598				
Espécies	$\log \varepsilon^{\odot}$	n	$\log \varepsilon$	$\sigma_{\text{obs}}$	[X/H]	[X/Fe]
Li I	1.10	sin	0.21	—	—	—
C (C <sub>2</sub> )	8.52	sin	8.42	—	-0.10	+0.24
N (CN)	7.92	sin	8.16	0.15	+0.24	+0.58
O	8.83	sin	8.37	—	-0.46	-0.12
Na I	6.33	4	6.47	0.12	+0.14	+0.48
Mg I	7.58	2	7.48	0.07	-0.10	+0.24
Al I	6.47	6	6.58	0.11	+0.11	+0.45
Si I	7.55	3	7.51	0.06	-0.04	+0.30
Ca I	6.36	4	6.09	0.03	-0.27	+0.07
Ti I	5.02	13	4.76	0.09	-0.26	+0.08
Fe I	7.50	26	7.16	0.12	-0.34	—
Fe II	7.50	6	7.16	0.12	-0.34	—
Cr I	5.67	6	5.44	0.10	-0.23	+0.11
Ni I	6.25	19	5.98	0.09	-0.27	+0.07
Rb I	2.60	sin	2.55	—	-0.05	+0.29
Sr I	2.97	2	3.70	0.09	+0.73	+1.07
Y II	2.24	3	3.03	0.12	+0.79	+1.13
Zr I	2.60	9	3.53	0.08	+0.93	+1.27
Nb I	1.42	sin	2.64	0.06	+1.22	+1.56
Mo I	1.92	7	3.02	0.21	+1.10	+1.44
Ru I	1.84	3	2.49	0.08	+0.65	+0.99
La II	1.17	4	2.23	0.13	+1.06	+1.40
Ce II	1.58	6	2.80	0.10	+1.22	+1.56
Nd II	1.50	8	2.84	0.09	+1.34	+1.68
Sm II	1.01	6	1.98	0.14	+0.97	+1.31
Eu II	0.51	sin	0.78	0.08	+0.27	+0.61
<sup>12</sup> C/ <sup>13</sup> C	89	sin	32			

Tabela 5.5: Abundâncias obtidas para as estrelas HD 26. As colunas são as mesmas da Tabela 5.1.

Espécies	$\log \varepsilon^{\odot}$	HD 26				
		n	$\log \varepsilon$	$\sigma_{\text{obs}}$	[X/H]	[X/Fe]
Li I	1.10	sin	0.81	—	—	—
C (C <sub>2</sub> )	8.52	sin	8.34	—	-0.18	+0.67
N (CN)	7.92	sin	7.78	0.09	-0.14	+0.71
O	8.83	sin	8.23	—	-0.60	+0.25
Na I	6.33	3	5.63	0.07	-0.70	+0.15
Mg I	7.58	3	7.16	0.15	-0.42	+0.43
Al I	6.47	11	5.77	0.11	-0.70	+0.15
Si I	7.55	4	6.94	0.07	-0.61	+0.24
Ca I	6.36	8	5.61	0.07	-0.75	+0.10
Ti I	5.02	6	4.27	0.05	-0.75	+0.10
Fe I	7.50	53	6.65	0.12	-0.85	—
Fe II	7.50	10	6.65	0.10	-0.85	—
Cr I	5.67	3	4.66	0.02	-1.01	-0.16
Ni I	6.25	17	5.45	0.11	-0.80	+0.05
Rb I	2.60	sin	2.10	—	-0.50	+0.35
Sr I	2.97	1	3.33	—	+0.36	+1.21
Y II	2.24	4	2.60	0.15	+0.36	+1.21
Zr I	2.60	3	3.10	0.29	+0.50	+1.35
Mo I	1.92	2	2.59	0.25	+0.67	+1.52
Ru I	1.84	1	3.25	—	+1.41	+2.26
La II	1.17	4	1.77	0.12	+0.60	+1.45
Ce II	1.58	7	2.42	0.11	+0.84	+1.69
Nd II	1.50	13	2.27	0.12	+0.77	+1.62
Sm II	1.01	8	1.56	0.08	+0.55	+1.40
Eu II	0.51	sin	0.41	—	-0.20	+0.65
<sup>12</sup> C/ <sup>13</sup> C	89	sin	12			

Tabela 5.6: Incertezas nas abundâncias para a estrela HD 29154. A segunda coluna fornece  $\sigma_{\log \varepsilon} = \sigma_{\text{obs}}/\sqrt{n}$  onde  $n$  significa o número de linhas de absorção usadas para a determinação da abundância. Veja a quinta coluna da Tabela 5.2 para os valores de  $\sigma_{\text{obs}}$ . Da terceira à sétima coluna são fornecidas as variações das abundâncias causadas pela variação em  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $\xi$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e as medidas de largura equivalente ( $W_\lambda$ ), respectivamente. A oitava coluna fornece a incerteza total devido a todas as incertezas combinadas quadraticamente da terceira à sétima colunas. A última coluna fornece a dispersão da abundância observada entre as linhas para aqueles elementos com três de mais linhas de absorção disponíveis, conforme já mostrado na Tabela 3.2.

Espécies	$\sigma_{\log \varepsilon}$	$\Delta T_{\text{eff}}$ +50 K	$\Delta \log g$ +0.2	$\Delta \xi$ +0.1 km s <sup>-1</sup>	$\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$ +0.11	$\Delta W_\lambda$ +1.4 mÅ	$(\sum \sigma^2)^{1/2}$	$\sigma_{\text{obs}}$
Li I	—	+0.10	+0.05	0.00	0.00	—	0.11	—
Fe I	0.14	+0.02	-0.05	+0.04	+0.02	+0.06	0.17	0.11
Fe II	0.04	-0.06	-0.05	+0.13	+0.05	+0.07	0.18	0.11
Na I	—	-0.01	-0.10	-0.06	-0.06	0.00	0.13	—
Mg I	0.06	-0.08	-0.12	-0.08	-0.08	-0.04	0.20	0.14
Al I	0.04	+0.03	-0.03	0.00	-0.01	+0.04	0.07	0.09
Si I	0.02	-0.03	-0.03	+0.06	+0.02	+0.05	0.09	0.04
Ca I	0.02	+0.05	-0.05	-0.01	-0.01	+0.05	0.09	0.04
Ti I	0.01	+0.07	-0.07	-0.01	-0.02	+0.05	0.11	0.06
Cr I	0.02	+0.05	-0.05	0.00	0.00	+0.06	0.09	0.06
Ni I	0.01	+0.01	-0.05	+0.06	+0.02	+0.07	0.11	0.05
Rb I	—	+0.05	0.00	-0.05	0.00	—	0.07	—
Sr I	—	+0.08	-0.12	-0.01	-0.01	+0.08	0.17	—
Y II	0.04	0.00	-0.07	+0.09	+0.03	+0.07	0.14	0.09
Zr I	0.03	+0.09	0.00	0.00	0.00	+0.08	0.12	0.08
Mo I	0.04	+0.06	0.00	-0.02	-0.01	+0.07	0.10	0.08
Ru I	0.10	+0.06	+0.01	+0.01	0.00	+0.20	0.23	0.14
La II	0.08	+0.01	+0.09	0.00	+0.04	+0.06	0.14	0.13
Ce II	0.04	+0.01	-0.05	+0.09	+0.04	+0.08	0.14	0.09
Nd II	0.02	+0.01	-0.03	+0.08	+0.03	+0.07	0.12	0.08
Sm II	0.04	+0.01	-0.02	+0.09	+0.04	+0.08	0.13	0.08
Eu II	—	+0.01	+0.06	+0.01	+0.05	—	0.08	—
<sup>12</sup> C/ <sup>13</sup> C	—	-2.0	-1.0	-2.0	-2.0	—	3.61	—

Tabela 5.7: Incerteza nas abundâncias do carbono, nitrogênio e oxigênio para HD 29154.

Espécies	$\Delta T_{\text{eff}}$ +50 K	$\Delta \log g$ +0.2	$\Delta \xi$ +0.1 km s <sup>-1</sup>	$\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$ +0.11	$\Delta \log (\text{C})$ +0.1	$\Delta \log (\text{N})$ +0.1	$\Delta \log (\text{O})$ +0.1	$\sigma_{\text{tot}}$
C	+0.06	+0.1	+0.05	+0.08	—	0.00	0.00	0.15
N	0.00	+0.10	+0.05	+0.10	-0.20	—	0.00	0.25
O	-0.05	+0.05	-0.05	-0.05	0.00	0.00	—	0.10

Tabela 5.8: Incertezas nas abundâncias para a estrela HD 36598. As colunas são as mesmas da Tabela 3.5. Veja a quinta coluna da Tabela 5.4 para os valores de  $\sigma_{obs}$ .

Espécies	$\sigma_{\log \varepsilon}$	$\Delta T_{\text{eff}}$ +90 K	$\Delta \log g$ +0.3	$\Delta \xi$ +0.1 km s <sup>-1</sup>	$\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$ +0.12	$\Delta W_{\lambda}$ +1.4 mÅ	$(\sum \sigma^2)^{1/2}$	$\sigma_{\text{obs}}$
Li I	—	+0.05	+0.15	0.00	+0.05	—	0.17	—
Fe I	0.02	-0.02	-0.04	-0.12	-0.07	-0.01	0.15	0.12
Fe II	0.05	-0.11	+0.17	-0.04	+0.04	+0.07	0.23	0.12
Na I	0.06	+0.05	-0.05	-0.07	-0.04	+0.02	0.12	0.12
Mg I	0.05	+0.07	+0.02	0.00	+0.04	+0.08	0.13	0.07
Al I	0.04	+0.05	-0.02	-0.03	-0.01	+0.04	0.08	0.11
Si I	0.03	-0.05	+0.07	-0.02	+0.02	+0.05	0.11	0.06
Ca I	0.02	+0.09	-0.02	-0.05	-0.01	+0.05	0.12	0.03
Ti I	0.02	+0.14	-0.01	-0.06	-0.01	+0.06	0.17	0.09
Cr I	0.04	+0.08	0.00	-0.02	0.00	+0.06	0.11	0.10
Ni I	0.02	+0.02	+0.06	-0.03	+0.01	+0.06	0.09	0.09
Rb I	—	+0.10	0.00	0.00	0.00	—	0.10	—
Sr I	0.06	+0.12	-0.03	-0.05	0.00	+0.05	0.15	0.09
Y II	0.07	0.00	+0.11	-0.08	+0.03	+0.07	0.17	0.12
Zr I	0.03	+0.18	+0.01	-0.05	-0.01	+0.06	0.20	0.08
Nb II	0.03	+0.15	-0.05	-0.05	-0.05	—	0.18	0.06
Mo I	0.08	+0.14	+0.02	-0.04	0.00	+0.06	0.18	0.21
Ru I	0.05	+0.13	+0.02	-0.01	0.00	+0.06	0.15	0.08
La II	0.07	+0.03	+0.13	-0.04	+0.03	+0.05	0.17	0.13
Ce II	0.04	+0.02	+0.11	-0.09	+0.03	+0.07	0.17	0.10
Nd II	0.03	+0.02	+0.11	-0.01	+0.03	+0.07	0.14	0.09
Sm II	0.06	+0.03	+0.12	-0.10	+0.03	+0.10	0.20	0.14
Eu II	0.06	-0.07	+0.08	-0.07	-0.02	—	0.14	0.08
<sup>12</sup> C/ <sup>13</sup> C	—	0.0	+2.0	-1.0	-1.0	—	2.45	—

Tabela 5.9: Incerteza nas abundâncias do carbono, nitrogênio e oxigênio para HD 36598.

Espécies	$\Delta T_{\text{eff}}$ +90 K	$\Delta \log g$ +0.3	$\Delta \xi$ +0.1 km s <sup>-1</sup>	$\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$ +0.1	$\Delta \log (\text{C})$ +0.1	$\Delta \log (\text{N})$ +0.1	$\Delta \log (\text{O})$ +0.1	$\sigma_{\text{tot}}$
C	0.00	+0.05	-0.03	+0.01	—	0.00	+0.05	0.08
N	+0.05	+0.10	0.00	0.00	-0.30	—	+0.20	0.38
O	-0.02	+0.10	-0.01	+0.01	+0.01	0.00	—	0.10

# Capítulo 6

## Discussão

### 6.1 Abundâncias Químicas

A análise da composição química de estrelas é de grande importância para a astrofísica, não apenas por fornecer vínculos observacionais a modelos de evolução estelar, mas também para compreender como esses objetos podem contribuir com o enriquecimento do meio interestelar e, conseqüentemente, com a composição química das próximas gerações de estrelas. Isso se deve ao fato de que novas estrelas são formadas a partir da matéria disponível no meio interestelar e, portanto, também dos elementos ejetados nos estágios finais da vida das estrelas.

Tendo em vista que o oxigênio é um elemento mais abundante no meio interestelar em comparação ao carbono, o estudo da composição química de estrelas carbonadas também compreende um importante estudo porque a combinação da contaminação atmosférica por carbono e outras espécies e a perda substancial de massa pode ser usada para prever o aumento de carbono e outras espécies na galáxia.

Uma estrela é classificada como carbonada quando apresenta uma sobreabundância de carbono com relação ao oxigênio em sua atmosfera, isto é, quando  $C/O \geq 1$ . A partir das abundâncias derivadas, encontramos razões C/O de 1.12 para HD 36598, de 0.85 para HD 95405, 0.15 para HD 29154, 0.47 para BD-16 1217 e 1.29 para HD 26. Neste capítulo, discutimos os resultados obtidos para as abundâncias e os comparamos com resultados da literatura para diferentes classes de estrelas. Esta seção aborda sobre as abundâncias químicas determinadas. Iniciamos a discussão analisando as abundâncias obtidas para os elementos carbono, nitrogênio e oxigênio. Em seguida, analisamos as razões isotópicas  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  e as abundâncias para lítio, sódio e alumínio, elementos alfa, elementos do pico do ferro e para os elementos pesados. Finalmente, na seção 6.2, fazemos uma discussão individual para cada estrela da amostra.

### 6.1.1 Carbono, nitrogênio e oxigênio

A produção de carbono ocorre através da reação triplo alfa, enquanto que oxigênio pode ser produzido tanto pela captura de partículas  $\alpha$  na reação  $^{12}\text{C}((\alpha,\gamma)^{16}\text{O}$  quanto pela queima de neônio (Woosley & Weaver, 1995). Todas as estrelas da amostra apresentam abundâncias inferior para ambos os elementos com relação à abundância solar, com razões  $[\text{X}/\text{H}]$  variando entre  $-0.60 \leq [\text{C}/\text{H}] \leq -0.06$  e  $-0.46 \leq [\text{O}/\text{H}] \leq -0.10$ . A razão  $[\text{C}/\text{H}]$  para HD 26 também está incluída no mesmo intervalo para as estrelas da amostra e, quanto ao oxigênio, essa razão é igual a  $-0.60$ . Na Figura 6.1, observamos que a razão  $[\text{C}/\text{Fe}]$  tende a aumentar à medida que a metalicidade diminui para as diferentes classes de estrelas utilizadas como referência. A estrela HD 36598 apresenta o mesmo padrão de abundância para o carbono que as estrelas de bário. A estrela BD-16 1217 apresenta, para este elemento, o mesmo padrão de abundância que as estrelas gigantes do campo, enquanto que, HD 95405 apresenta razão  $[\text{C}/\text{Fe}]$  superior ao observado em estrelas gigantes do campo de mesma metalicidade. HD 29154 apresenta razão  $[\text{C}/\text{Fe}]$  inferior em relação aos padrões observados para estrelas de mesma metalicidade pertencentes às diferentes classes utilizadas como referência, enquanto que HD 26 apresenta razão  $[\text{C}/\text{Fe}]$  superior em relação às estrelas de mesma metalicidade.

O ciclo CNO ocorre em estrelas com massa  $M \geq 2M_{\odot}$  e é responsável por produzir o nitrogênio, assim como o isótopo  $^{13}\text{C}$ , que é levado à superfície através da primeira e segunda dragagens que antecedem a fase AGB. A produção do nitrogênio também pode ocorrer durante a queima no envelope convectivo ou *Hot Bottom Burning* (HBB) que acontece durante a fase AGB (Karakas & Lattanzio, 2014). Para o nitrogênio, todas as estrelas da amostra apresentam sobreabundância com relação à abundância solar, com razões  $[\text{N}/\text{H}]$  entre  $+0.24 \leq [\text{N}/\text{H}] \leq +1.10$ . Em relação ao ferro, temos  $+0.58 \leq [\text{N}/\text{Fe}] \leq +1.02$ . Na Figura 6.2, observamos que a estrela HD 36598, assim como HD 26, também apresenta para o nitrogênio o mesmo padrão de abundância que as estrelas de bário. Quanto às demais estrelas da amostra, BD-16 1217, HD 29154 e HD 95405, o padrão de abundância para este mesmo elemento assemelha-se ao de estrelas carbonadas de tipo-R ou de estrelas de bário.

Na Figura 6.3, temos o diagrama  $\log \text{O}/\text{N}$  versus  $\log \text{C}/\text{N}$ . A linha contínua diagonal representa a razão  $\text{C}/\text{O} = 1$ . As estrelas HD 36598 e HD 26 encontram-se na região abaixo dessa linha, indicando que o carbono é sobreabundante em relação ao oxigênio. As demais estrelas da amostra encontram-se na região acima dessa linha, indicando que o oxigênio é sobreabundante em relação ao carbono. Uma característica interessante, no entanto, é que a estrela HD 95405 está localizada próximo à linha diagonal, podendo indicar que esta é uma estrela oxigenada em transição para estrela carbonada ou ainda uma estrela de classe C-R, dada a razão

$C/O \approx 0.85$ .

### 6.1.2 Razão Isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$

Os melhores ajustes para a razão isotópica de carbono para as estrelas da amostra forneceram valores de 21 para HD 95405, 6 para HD 29154, 8 para BD-16 1217 e 20 para HD 36598. Para HD 26, a razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  foi de 12.

As Figuras 6.4, 6.5, 6.6 e 6.7 apresentam comparações entre a razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  e as razões  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ,  $[\text{C}/\text{Fe}]$ ,  $[\text{N}/\text{Fe}]$  e  $[\text{C}/\text{N}]$  para as estrelas da amostra e estrelas gigantes vermelhas do clump (Tautvaisiene et al., 2010; Takeda et al., 2019). Com razões isotópicas  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  que variam entre 0 e 60, aproximadamente, os resultados da literatura não apresentam tendências significativas entre as razões previamente mencionadas. Em relação à metalicidade, as estrelas da amostra apresentam razões isotópicas de carbono típicas para estrelas gigantes vermelhas (Figura 6.4), no entanto, a estrela HD 26 destaca-se neste diagrama por ser a estrela de menor metalicidade, apesar de apresentar uma razão isotópica para o carbono dentro do intervalo obtido na literatura. Quanto à razão  $[\text{C}/\text{Fe}]$ , observamos que as estrelas estudadas neste trabalho que apresentam maiores valores para essa razão também apresentam, em geral, maiores razões isotópicas  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  (Figura 6.5). A estrela HD 26, no entanto, comporta-se de forma peculiar em relação às estrelas da amostra por apresentar o maior valor para a razão  $[\text{C}/\text{Fe}]$  e uma baixa razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . As estrelas analisadas neste trabalho apresentam razão  $[\text{N}/\text{Fe}]$  maior que estrelas gigantes vermelhas do clump (Figura 6.6), apesar disso, a razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  com relação à  $[\text{N}/\text{Fe}]$  também apresentam a mesma tendência dos resultados da literatura. Finalmente, comparando a razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  com a razão  $[\text{C}/\text{N}]$  (Figura 6.7), encontramos peculiaridade apenas para a estrela HD 29154 que apresenta uma razão  $[\text{C}/\text{N}]$  menor que os resultados da literatura.

As baixas razões isotópicas  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  obtidas para as estrelas HD 29154 e BD-16 1217 são uma peculiaridade interessante apresentada por estas estrelas, visto que resultados da literatura (Tautvaisiene et al., 2010; Takeda et al., 2019) indicam que apenas  $\sim 15\%$  dentro de uma amostra de 236 estrelas apresentam razões isotópicas  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  abaixo de 10, enquanto que, entre as estrelas da amostra analisada neste trabalho, temos duas estrelas com razões isotópicas  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  abaixo de 10.

### 6.1.3 Lítio

Parte do lítio presente no meio interestelar foi produzido ainda no início do universo. Acredita-se que a produção desse elemento seja resultado da evolução de estrelas de massa intermediária durante a fase do AGB (Iben, 1973) e da evolução das Novas (Starrfield et al., 1998). No sistema solar, a abundância de lítio, dada

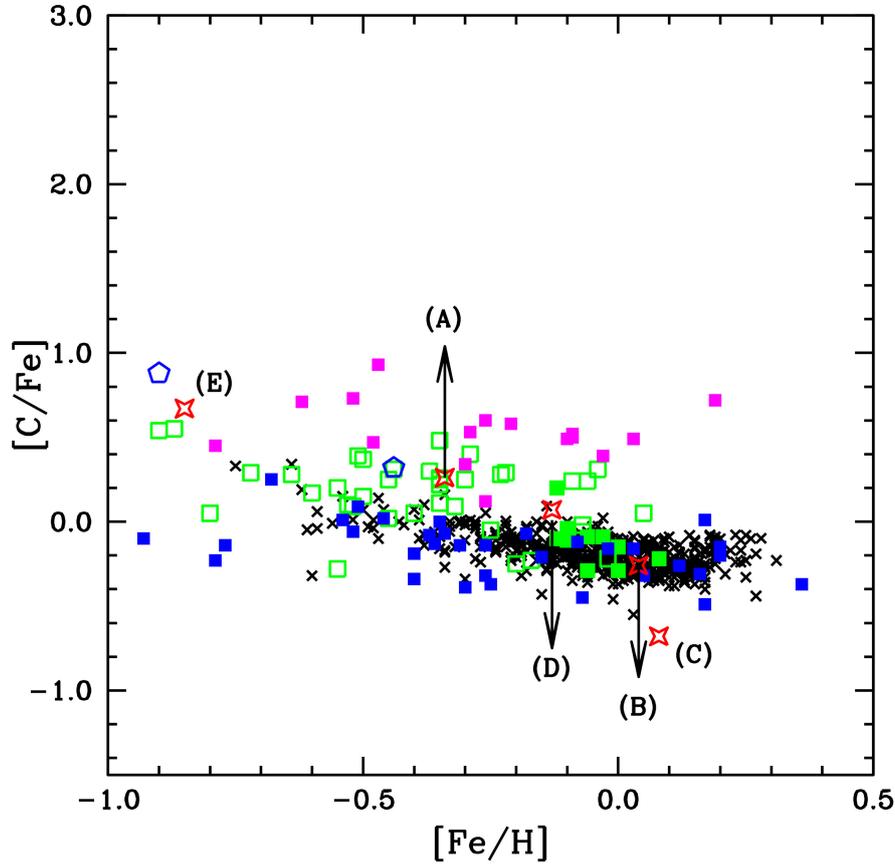


Figura 6.1: Razão de  $[C/Fe]$  versus metalicidade ( $[Fe/H]$ ) para estrelas do campo (cruzes pretas), estrelas de bário (quadrados verdes abertos), estrelas CH (polígonos azuis), estrelas M (quadrados verdes cheios), estrelas simbióticas (quadrados azuis) e estrelas carbonadas tipo-R (quadrados magentas). HD 36598 (A), BD-16 1217 (B), HD 29154 (C), HD 95405 (D) e HD 26 (E) estão representados por estrelas vermelhas. Para estrelas do campo as razões  $[C/Fe]$  e metalicidade foram tiradas de: Luck & Heiter (2007), Mishenina et al. (2006), Tautvaisiene et al. (2010, 2013), Gratton et al. (2000), Katime-Santrich et al. (2013), Carretta et al. (2000). Para as estrelas de bário, estrelas M, estrelas CH, estrelas simbióticas e estrelas carbonadas tipo-R, as razões  $[C/Fe]$  e metalicidade foram tiradas de: Allen & Barbuy (2006), Pereira & Drake (2009), Karinkuzhi et al. (2018), Shejeelammal et al. (2020), Purandardas et al. (2019), Smith & Lambert (1985), Vanture (1992), Galan et al. (2016, 2017), Zamora et al. (2009) e Dominy (1984)

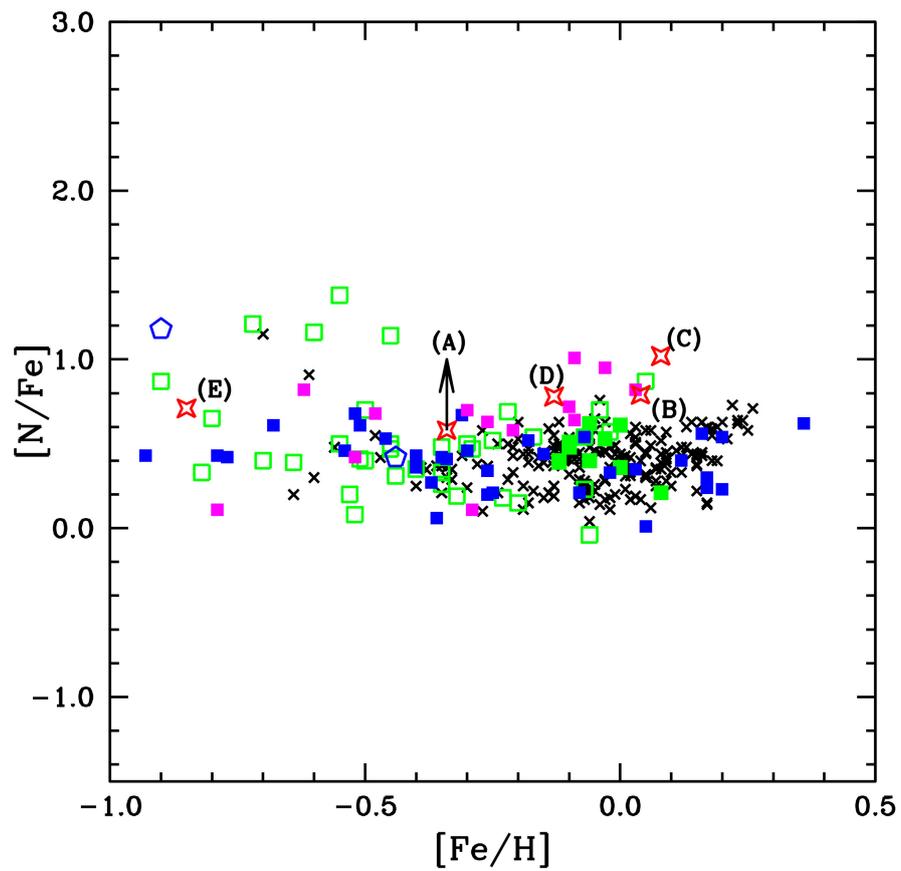


Figura 6.2: Razão de  $[N/Fe]$  versus metalicidade ( $[Fe/H]$ ). Símbolos são os mesmos para Figura 6.1. As referências da literatura são as mesmas que foram utilizadas para obtenção das razões  $[C/Fe]$ .

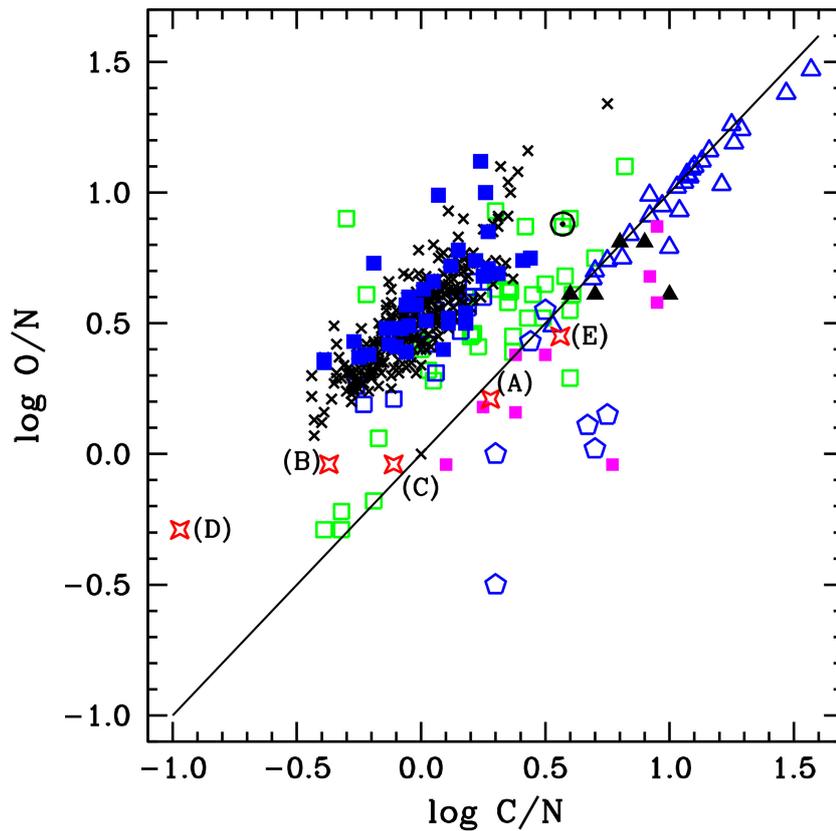


Figura 6.3: Diagrama  $\log C/N$  versus  $\log O/N$  para estrelas gigantes quimicamente peculiares e estrelas gigantes do campo. Símbolos são os mesmos da Figura 6.1 com exceção para estrelas carbonadas clássicas (triângulos abertos azuis) e estrelas pós-AGBs (triângulos fechados pretos). As abundâncias para as estrelas carbonadas clássicas foram retiradas de Lambert et al. (1986) e, para as pós-AGBs, as abundâncias foram retiradas de Van Winckel & Reyniers (2000).

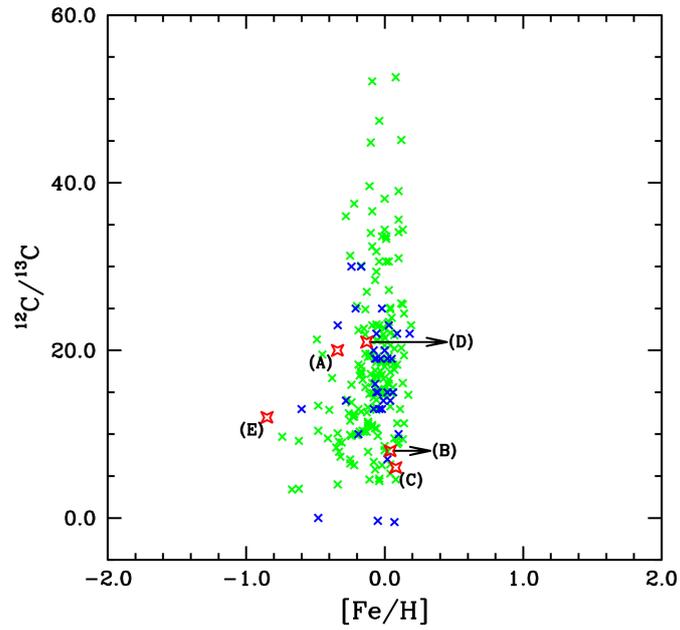


Figura 6.4: Diagrama que relaciona a razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  e a metalicidade da estrela para estrelas gigantes vermelhas do clump de Tautvaisiene et al., (2010) (cruzes azuis) e de Takeda et al., (2019) (cruzes verdes) e para as estrelas da amostra (estrelas vermelhas).

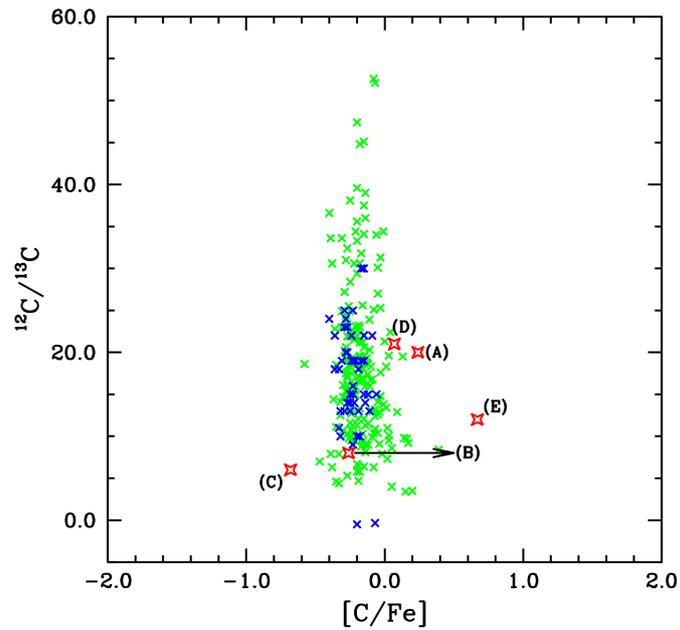


Figura 6.5: Diagrama que relaciona a razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  e a razão  $[\text{C}/\text{Fe}]$  da estrela. Símbolos são os mesmos da Figura 6.4.

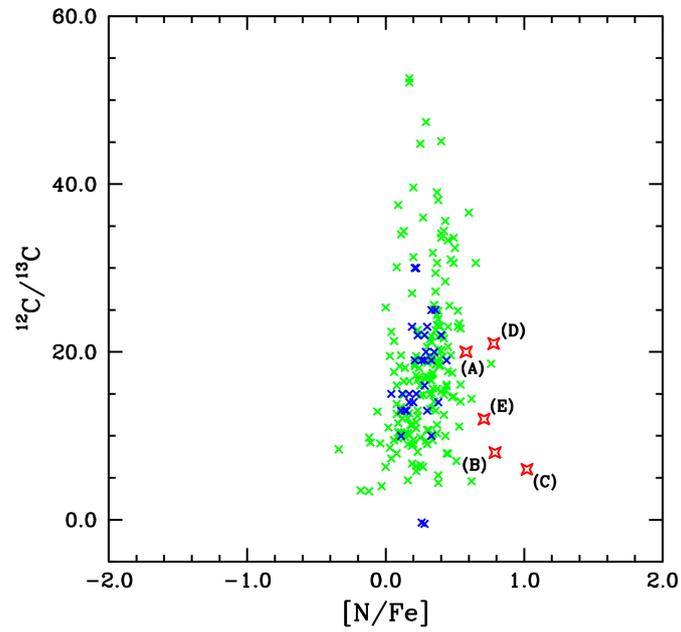


Figura 6.6: Diagrama que relaciona a razão isotópica  $^{12}C/^{13}C$  e a razão  $[N/Fe]$  da estrela. Símbolos são os mesmos da Figura 6.4.

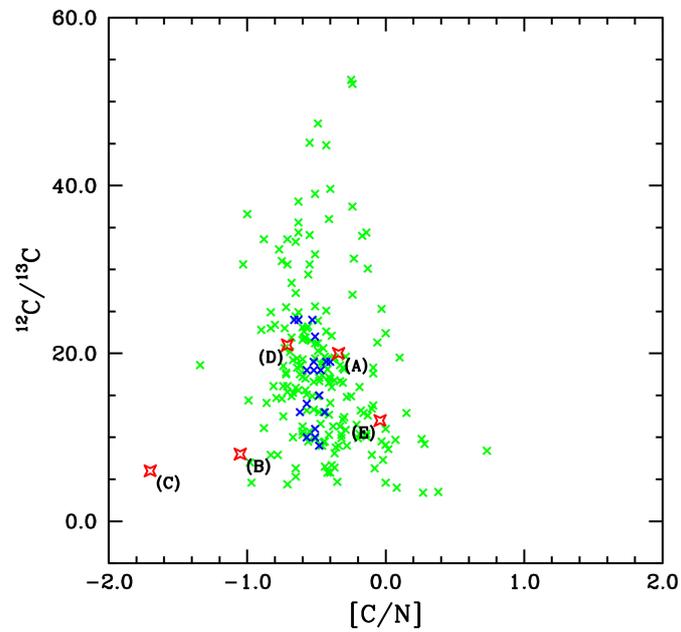


Figura 6.7: Diagrama que relaciona a razão isotópica  $^{12}C/^{13}C$  e a razão  $[C/N]$  da estrela. Símbolos são os mesmos da Figura 6.4.

por  ${}^7\text{Li}$ , é de  $\sim 3.3$  (Anders & Ebihara, 1982). No entanto, esse isótopo é facilmente destruído pela queima do hidrogênio à temperaturas relativamente baixas ( $T \sim 2.5 \times 10^6$ ). Além disso, a primeira dragagem também é responsável por reduzir ainda mais a abundância desse elemento (Karakas & Lattanzio, 2014).

A abundância de  ${}^7\text{Li}$  para as estrelas da amostra foi derivada a partir da linha de Li I em  $6708\text{\AA}$ . Os resultados obtidos para a abundância de lítio encontram-se nas Tabelas 5.1 a 5.5. Encontramos que nenhuma estrela da amostra apresenta excesso de lítio em relação à abundância solar.

#### 6.1.4 Sódio e alumínio

As supernovas do tipo II são geradas no colapso do núcleo de estrelas massivas com  $M > 15M_{\odot}$ . Esses objetos caracterizam-se pela presença de hidrogênio em seus espectros e correspondem à principal fonte de sódio e alumínio. A produção desses elementos deve ocorrer a partir da queima de carbono e neônio. Parte do  ${}^{23}\text{Na}$  também pode ser produzido no envelope de hidrogênio por meio do ciclo neônio-sódio ou na camada de fusão do He pela captura de nêutrons de  ${}^{22}\text{Ne}$  (Woosley & Wheeler, 1995; Karakas & Lattanzio, 2014).

Para determinar a abundância de sódio, utilizamos quatro linhas de absorção cujas referências para os parâmetros atômicos encontram-se na Tabela A.2. Os valores para a abundância de sódio, em relação ao Sol, que encontramos para as estrelas da amostra encontram-se no intervalo entre  $+0.14 \leq [\text{Na}/\text{H}] \leq +0.53$ , enquanto que HD 26 apresenta uma razão de  $[\text{Na}/\text{H}] = -0.70$ . Com relação ao ferro, HD 26 apresenta sobreabundância assim como as estrelas da amostra, sendo essa razão inserida no intervalo  $+0.15 \leq [\text{Na}/\text{Fe}] \leq +0.54$ .

Estudos indicam que não há dependência entre a razão  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  com a metalicidade em estrelas gigantes (Edvardsson et al., 1993; Soubiran & Girard, 2005; Mishenina et al., 2006). De fato, analisando a Figura 6.8, observamos que as estrelas da amostra seguem esse mesmo padrão que as estrelas de bário e as gigantes do campo para esse elemento, apesar de parte das estrelas de bário apresentarem razões  $[\text{Na}/\text{Fe}]$  superior que as estrelas gigantes do campo, para a mesma metalicidade.

Para determinar a abundância de alumínio, utilizamos seis linhas de absorção. Todas as abundâncias obtidas para as estrelas da amostra são superior à abundância no Sol, variando no intervalo de  $+0.11 \leq [\text{Al}/\text{H}] \leq +0.22$ . Quando à razão  $[\text{Al}/\text{H}]$  para HD 26, encontramos um valor de  $-0.70$ . Em relação ao ferro, temos  $+0.15 \leq [\text{Al}/\text{Fe}] \leq +0.45$  para as estrelas da amostra e para HD 26. Na Figura 6.8, observamos que as razões  $[\text{Al}/\text{Fe}]$  para as estrelas da amostra também seguem o mesmo padrão de abundância para estrelas de bário e para estrelas gigantes do campo.

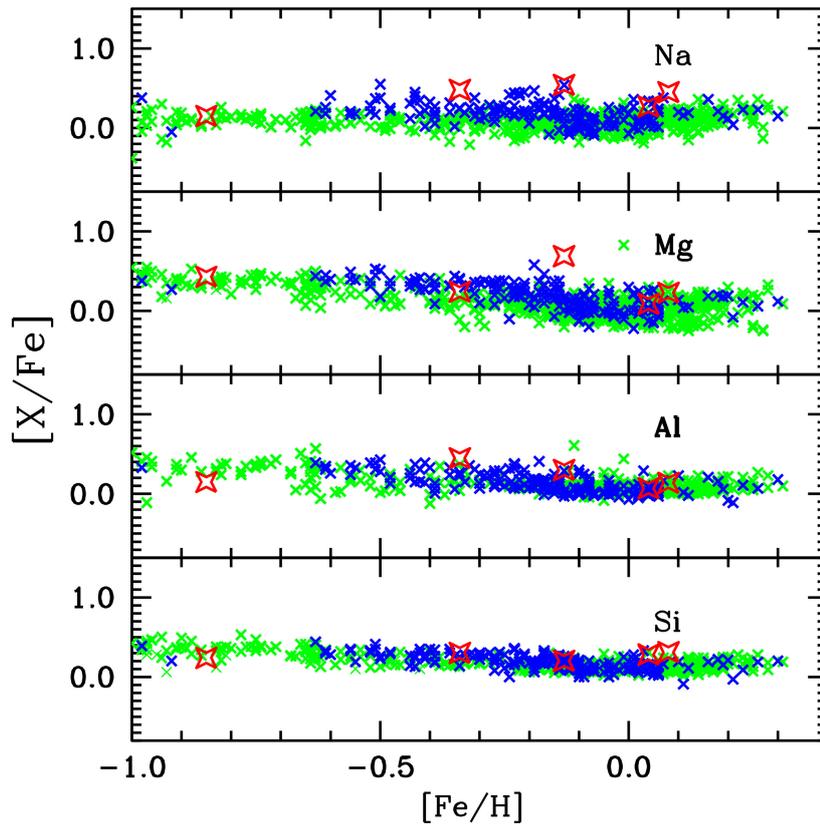


Figura 6.8: Diagrama que relaciona as razões de abundância  $[X/Fe]$  do sódio, magnésio, alumínio e silício versus metalicidade para as cinco estrelas analisadas neste trabalho (estrelas vermelhas) em comparação com os resultados da literatura. As cruces na cor azul representam as estrelas gigantes de bário (de Castro et al., 2016) e as cruces verdes representam as estrelas gigantes normais do campo (Gratton & Sneden, 1994; Jehin et al., 1999; Fulbright, 2000; Mishenina & Kovtyukh, 2001; Johnson, 2002; Luck & Heiter, 2007; Zhang et al., 2009; Alves-Brito et al., 2010; Ishigaki et al., 2013.)

### 6.1.5 Elementos $\alpha$ : magnésio, silício, cálcio e titânio

Magnésio é o principal produto da queima de carbono e neônio na fase de equilíbrio hidrostático. Esse elemento também pode ser produzido na camada de fusão do hidrogênio a partir da ativação da cadeia MgAl. Quando temos temperaturas altas o suficiente para quebrar o ciclo MgAl durante o HBB, a reação  $^{27}\text{Al}(p, \gamma)^{28}\text{Si}$  se inicia e temos a produção de silício. A produção de cálcio está associada à fusão de oxigênio. Titânio é produzido a partir da nucleossíntese explosiva do silício que ocorre em explosões de supernova do tipo Ia (Karakas & Lattanzio, 2014); Woosley & Wheeler, 1995).

As abundâncias obtidas para os elementos do processo- $\alpha$ , para as estrelas estudadas, com relação ao Sol são  $-0.10 \leq [\text{Mg}/\text{H}] \leq +0.56$ ,  $-0.04 \leq [\text{Si}/\text{H}] \leq +0.39$ ,  $-0.27 \leq [\text{Ca}/\text{H}] \leq +0.14$  e  $-0.26 \leq [\text{Ti}/\text{H}] \leq +0.04$ . Com relação ao ferro, temos  $+0.09 \leq [\text{Mg}/\text{Fe}] \leq +0.69$ ,  $+0.20 \leq [\text{Si}/\text{Fe}] \leq +0.31$ ,  $+0.02 \leq [\text{Ca}/\text{Fe}] \leq +0.21$  e  $-0.07 \leq [\text{Ti}/\text{Fe}] \leq +0.17$ . Para a estrela HD 26, obtivemos razões  $[\text{Mg}/\text{H}] = -0.42$ ,  $[\text{Si}/\text{H}] = -0.61$ ,  $[\text{Ca}/\text{H}] = -0.75$  e  $[\text{Ti}/\text{H}] = -0.75$ . Em relação ao ferro, essas razões foram  $[\text{Mg}/\text{Fe}] = +0.43$ ,  $[\text{Si}/\text{Fe}] = +0.24$ ,  $[\text{Ca}/\text{Fe}] = +0.10$  e  $[\text{Ti}/\text{Fe}] = +0.10$ . Para os elementos silício, cálcio e titânio, as estrelas da amostra comportam-se como as estrelas de bário e estrelas gigantes do campo (Figuras 6.8 e 6.9). No entanto, para o magnésio, HD 29154 apresenta sobreabundância em relação às demais estrelas (Figura 6.8). Além disso, não encontramos tendência significativa entre as razões  $[\text{X}/\text{Fe}]$ , para os elementos  $\alpha$ , e a metalicidade das estrelas.

### 6.1.6 Elementos do pico do ferro: cromo e níquel

O ferro e os elementos do pico do ferro são produzidos nos estágios finais da vida de uma estrela de alta massa e são ejetados ao meio interestelar, principalmente, pelas explosão de supernova de tipo Ia (Woosley & Weaver 1995). A abundância desses elementos se torna menos sensível à metalicidade inicial da estrela com relação aos demais elementos gerados pelos processos de nucleossíntese estelar. Os elementos do pico do ferro para os quais determinamos as abundâncias para as estrelas da amostra foram o cromo e níquel.

Cromo é produzido pela queima explosiva do oxigênio e do silício. A abundância de cromo para as estrelas da amostra varia no intervalo  $-0.23 \leq [\text{Cr}/\text{H}] \leq +0.11$ , com relação ao Sol, e no intervalo de  $+0.03 \leq [\text{Cr}/\text{Fe}] \leq +0.11$ , com relação ao ferro. Para HD 26, esses valores são  $[\text{Cr}/\text{H}] = -1.01$  e  $[\text{Cr}/\text{Fe}] = -0.16$ . Para esse elemento, as estrelas da amostra, assim como a estrela HD 26, comportam-se da mesma forma que as estrelas de bário e as estrelas gigantes do campo.

Níquel é formado pelo processo conhecido como “alpha-rich freezeout” que ocorre durante o estágio final de estrelas massivas, quando a onda de choque devido a

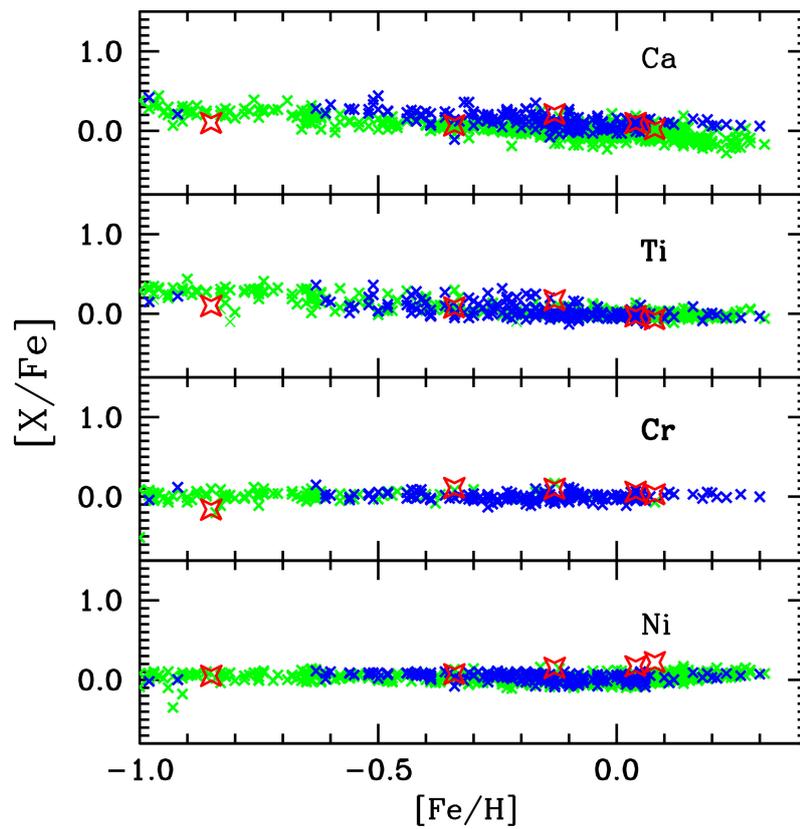


Figura 6.9: Diagrama que relaciona as razões de abundância  $[X/Fe]$  do cálcio, titânio, cromo e níquel versus metalicidade para as cinco estrelas analisadas neste trabalho (estrelas vermelhas) em comparação com os resultados da literatura. Os símbolos e as referências são os mesmos da Figura 6.8.

explosão de supernova atravessa a camada rica em silício da estrela, gerando um superaquecimento dos núcleos. Esses núcleos então são divididos em núcleos menores e em partículas alfa e se reagrupam formando núcleos pesados (Woosley & Weaver 1995). O intervalo compreendido para a razão  $[\text{Ni}/\text{H}]$  para as estrelas da amostra é  $-0.27 \leq [\text{Ni}/\text{H}] \leq +0.30$ . Em relação ao ferro, a abundância de níquel varia entre  $+0.07 \leq [\text{Ni}/\text{Fe}] \leq +0.22$ . Para HD 26, temos  $[\text{Ni}/\text{H}] = -0.80$  e  $[\text{Ni}/\text{Fe}] = +0.05$ . Assim como nos casos anteriores, para o Ni, as estrelas da amostra encontram-se em uma região onde temos, tanto estrelas de bário, quanto estrelas gigantes do campo (Figura 6.9). Para esse elemento, as razões  $[\text{Ni}/\text{Fe}]$  também se mantêm constante à medida que a metalicidade varia.

### 6.1.7 Elementos pesados

As abundâncias derivadas para os elementos pesados encontram-se nas Tabelas 5.1 a 5.5 e as incertezas nas medidas, calculadas para as estrelas HD 29154 e HD 36598, encontram-se nas Tabelas 5.7 e 5.9, respectivamente. Para o nióbio, molibdênio e rutênio, não temos valores de referência na literatura sobre a abundância em estrelas gigantes do campo. Desses três elementos, nióbio é um elemento que aparece presente apenas na estrela HD 36598. Além disso, não conseguimos determinar a abundância de rutênio para a estrela HD 95405. Encontramos poucos resultados da literatura sobre abundância de samário em estrelas gigantes do campo. Não encontramos tendência significativa entre as abundâncias obtidas para os elementos pesados e a metalicidade das estrelas da amostra. Entretanto, comparando HD 36598 e HD 26, observamos que HD 26 tende a apresentar razões  $[\text{X}/\text{Fe}]$  superior a HD 36598 e esse resultado está de acordo com estudos teóricos dedicados à análise da produção de elementos do processo-s que indicam que estes elementos são mais facilmente produzidos em estrelas de menor metalicidade (Busso et al., 2001). De uma forma geral, a estrela HD 36598 apresenta o mesmo padrão de abundância que as estrelas de bário, para os elementos pesados. O mesmo acontece para a estrela HD 26, apesar de encontrarmos na literatura poucas estrelas de bário para esta metalicidade. As demais estrelas da amostra apresentam, para os elementos pesados, padrões de abundância semelhantes ou pouco superior aos padrões encontrados para estrelas gigantes do campo disponíveis na literatura (Figuras 6.10, 6.11 e 6.12).

Na Figura 6.13, apresentamos um diagrama que relaciona o índice  $[\text{hs}/\text{ls}]$  e metalicidade. O índice  $[\text{hs}/\text{ls}]$  é utilizado como um indicador da eficiência do processo-s e é definido como a diferença entre o valor médio das razões  $[\text{X}/\text{Fe}]$  para os elementos leves ( $[\text{ls}/\text{Fe}]$ ) e o valor médio das razões  $[\text{X}/\text{Fe}]$  para os elementos pesados ( $[\text{hs}/\text{Fe}]$ ). Os elementos leves são aqueles que correspondem ao primeiro pico de abundância de elementos formados pelo processo-s e utilizamos rubídio, estrôncio, ítrio, zircônio,

molibdênio, rutênio e nióbio para calcular  $[ls/Fe]$ . Os elementos pesados são aqueles que correspondem ao segundo pico de abundância de elementos do processo-s e utilizamos lantânio, cério e neodímio para calcular  $[hs/Fe]$ . Estes índices foram calculados como segue:

$$[hs/ls] = [hs/Fe] - [ls/Fe] \quad (6.1)$$

Comparamos a relação entre o índice  $[hs/ls]$  e metalicidade para as estrelas HD 36598 e HD 26 com resultados obtidos para estrelas de bário (de Castro et al., 2016) que são estrelas que apresentam sobreabundância de elementos do processo-s em relação ao Sol. É possível notar pelo diagrama que a razão  $[hs/ls]$  para as estrelas de bário aumenta conforme a metalicidade diminui. A estrela HD 36598 apresenta o mesmo padrão apresentado por estrelas de bário de mesma metalicidade, enquanto que a estrela HD 26 apresenta uma razão  $[hs/ls]$  similar a de estrelas de bário de maior metalicidade. Além disso, há poucos resultados para estrelas de bário com metalicidade igual a de HD 26, em torno de  $-0.85$ . Visto que os elementos do processo-s são mais facilmente produzidos por estrelas de menor metalicidade, é esperado que a razão  $[hs/ls]$  seja maior em estrelas de menor metalicidade (Busso et al., 2001).

Na Figura 6.14, comparamos a razão  $[s/Fe]$ , dada pela média da razão  $[X/Fe]$  para os elementos do processo-s, com a metalicidade da estrela. As estrelas HD 36598 e HD 26, assim como para a razão  $[hs/ls]$  (Figura 6.13), apresentam o mesmo padrão de abundância encontrado para estrelas de bário. Quanto às demais estrelas da amostra, HD 95405, BD-16 1217 e HD 29154, estas apresentam o mesmo padrão observado em estrelas gigantes do campo, isto é, não apresentam sobreabundância de elementos gerados pelo processo-s.

O processo de captura lenta de nêutrons ocorre em meios de baixa densidade de nêutrons, com  $N_n = 10^5 \text{cm}^{-3}$ , e o processo-r ocorre em meios com alta densidade de nêutrons, com  $N_n = 10^{22} \text{cm}^{-3}$  (Busso et al., 1999). Utilizamos a razão  $[Rb/Sr]$  como medidor da densidade de nêutrons (Figura 6.15). De acordo com previsões de modelos de processo-s, esta razão tem um valor positivo se a principal fonte de nêutrons é a reação  $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$  e um valor negativo se a principal fonte de nêutrons é a reação  $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$  (Lambert et al., 1995). Logo, de acordo com os resultados derivados para HD 36598 e HD 26, temos que a reação  $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$  é a principal fonte de nêutrons para o processo-s nestas estrelas.

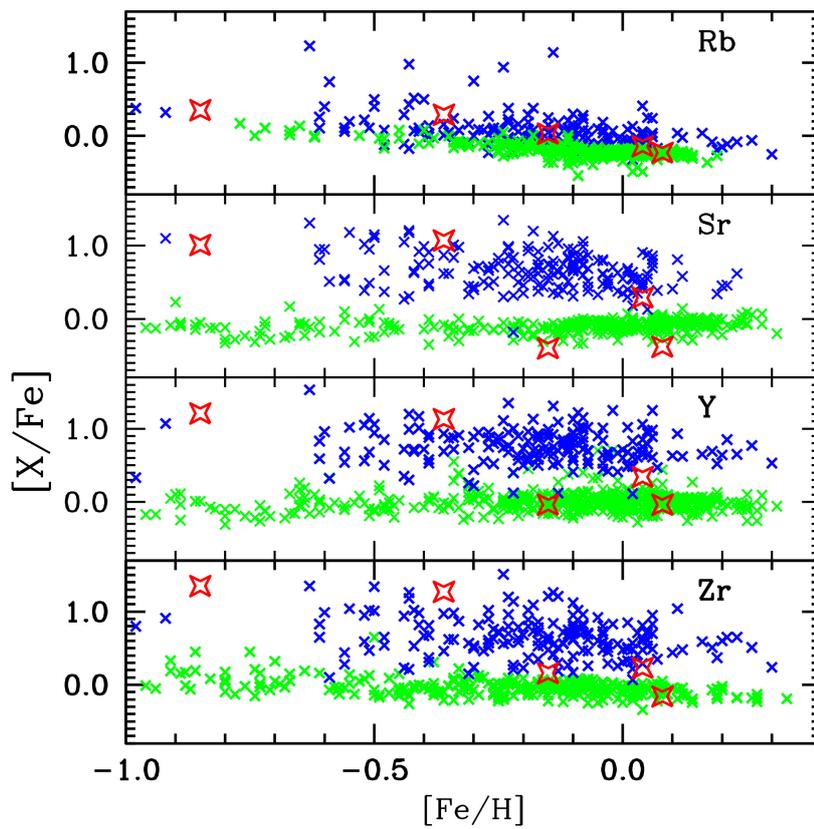


Figura 6.10: Diagrama que relaciona as razões de abundâncias  $[X/Fe]$  do rubídio, estrôncio, ítrio e zircônio versus metalicidade para as cinco estrelas analisadas neste trabalho (estrelas vermelhas) em comparação com os resultados da literatura. Os símbolos e as referências são os mesmos da Figura 6.8.

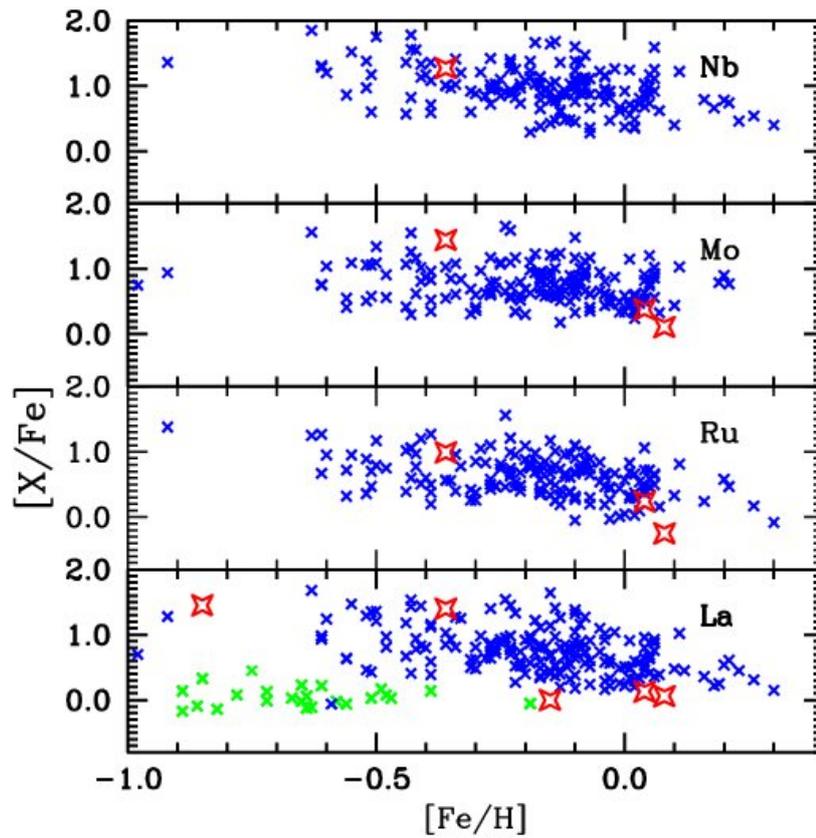


Figura 6.11: Diagrama que relaciona as razões de abundâncias  $[X/Fe]$  do nióbio, molibdênio, rutênio e lantânio versus metalicidade para as cinco estrelas analisadas neste trabalho (estrelas vermelhas) em comparação com os resultados da literatura. Os símbolos e as referências são os mesmos da Figura 6.8.

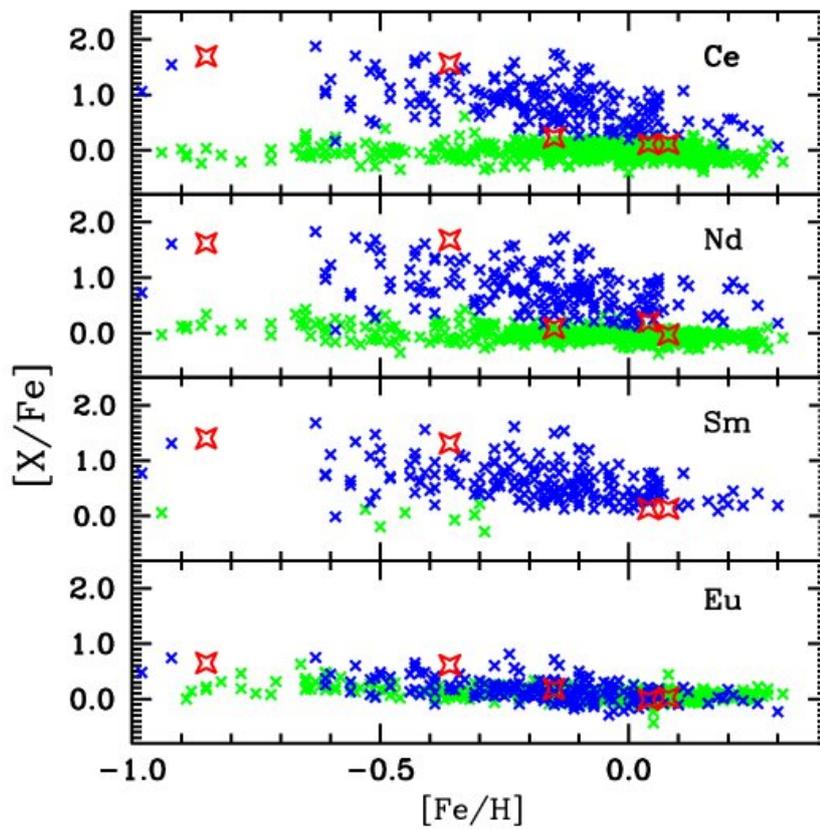


Figura 6.12: Diagrama que relaciona as razões de abundâncias  $[X/Fe]$  do cério, neodímio, samário e európio versus metalicidade para as cinco estrelas analisadas neste trabalho (estrelas vermelhas) em comparação com os resultados da literatura. Os símbolos e as referências são os mesmos da Figura 6.8.

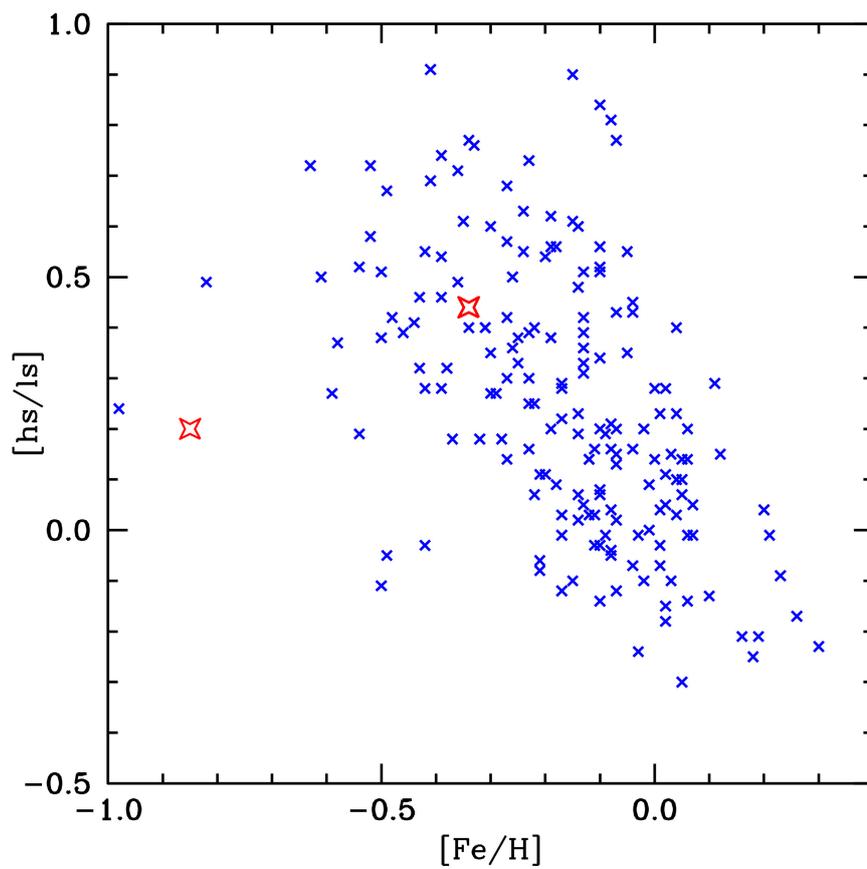


Figura 6.13: Diagrama que relaciona a razão  $[hs/ls]$  versus metalicidade para as estrelas HD 36598 e HD 26 (símbolos vermelhos) em comparação com os resultados da literatura. As cruzez na cor azul indicam estrelas gigantes de bário (de Castro, 2016).

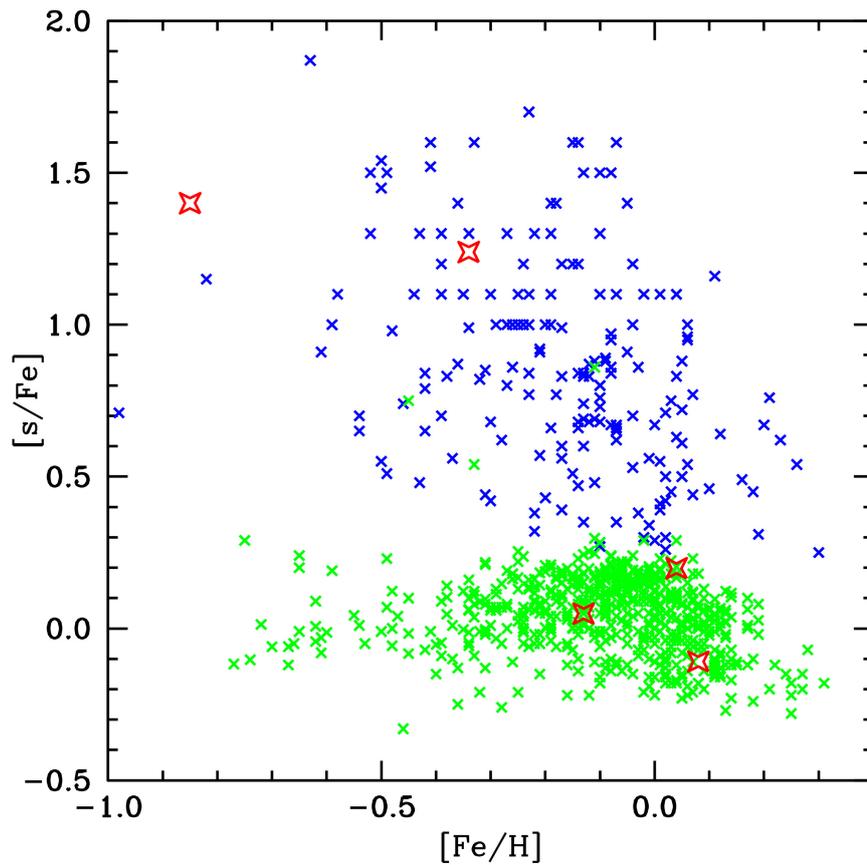


Figura 6.14: Diagrama que relaciona a razão  $[s/Fe]$  versus metalicidade para as estrelas da amostra (símbolos vermelhos) em comparação com os resultados da literatura. As cruzeiros na cor azul indicam estrelas gigantes de bário (de Castro, 2016) e as cruzeiros verdes representam estrelas gigantes do clump (Tautvaisiene, 2010; Takeda, 2019).

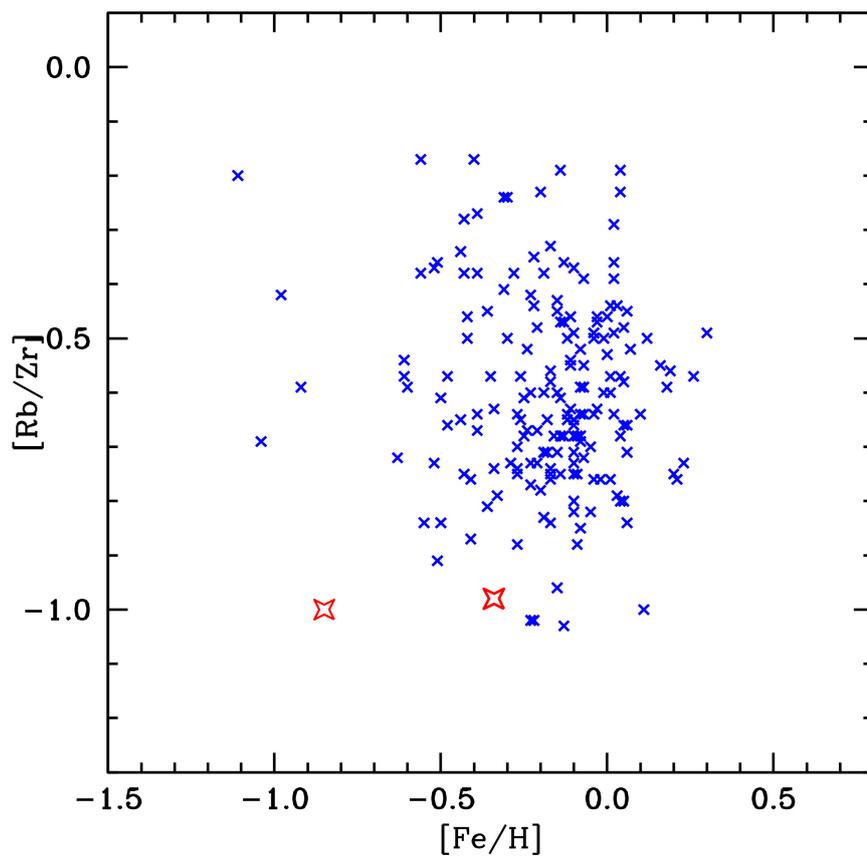


Figura 6.15: Diagrama que relaciona a razão  $[Rb/Zr]$  versus metalicidade para as estrelas HD 36598 e HD 26 (símbolos vermelhos) em comparação com os resultados da literatura. As cruze na cor azul indicam estrelas gigantes de bário (de Castro, 2016).

## 6.2 Discussão individual sobre as estrelas

### 6.2.1 HD 36598 e HD 26

A estrela HD 36598 é uma estrela binária espectroscópica e aparece catalogada como uma estrela de bário de tipo espectral K e classe de luminosidade III (Stephenson, 1973 e 1989; Alksnis, 2001). Estrelas de bário são estrelas quimicamente peculiares que apresentam enriquecimento de elementos do processo-s devido a acreção de massa de sua companheira que atualmente é uma anã branca. Essas estrelas podem apresentar espectros semelhantes ao das estrelas carbonadas de classe CH, a diferença se dá pelo fato de apresentarem uma razão  $C/O < 1$ .

De acordo com os resultados que derivamos, a estrela HD 36598 é a única que apresenta uma razão  $C/O \geq 1$ , indicando que é, de fato, uma estrela carbonada. Essa razão é maior que a apresentada pelas demais estrelas da amostra era esperada, visto que a banda  $C_2$  em  $5165\text{\AA}$  aparece consideravelmente mais forte para esta estrela quando comparamos os espectros normalizados para as estrelas da amostra (veja as Figuras 5.1 e 5.2) e que ambas as estrelas não apresentam uma diferença significativa na temperatura efetiva. A Figura 6.16 apresenta uma comparação entre os padrões de abundâncias encontrados para as estrelas HD 36598 e HD 26.

Com relação à abundância de elementos gerados pelo processo-s, HD 36598 apresenta sobreabundância quando comparamos com a abundância solar para os mesmos elementos. A exceção é o rubídio que apresenta uma razão  $[Rb/Fe] = +0.29$ . O padrão de abundância que esta estrela apresenta para esses elementos, considerando também a luminosidade determinada para essa estrela, não é previsto por modelos de evolução química na Galáxia, levando à conclusão de que possivelmente tal enriquecimento ocorreu devido a processos de transferência de massa. A razão  $[Rb/Fe]$  que encontramos para esta estrela é compatível com resultados encontrados por Roriz et al. (2021) para estrelas de bário nessa mesma faixa de massa e metalicidade. Além disso, a partir da análise dos diagramas que relacionam as abundâncias químicas dos elementos gerados pelo processo-s com a metalicidade da estrela, observamos que a HD 36598 encontra-se localizada em regiões onde se distribuem estrelas gigantes de bário. O mesmo acontece para os diagramas que relacionam as abundâncias que obtivemos para o elemento carbono com a metalicidade.

### 6.2.2 HD 95405

A estrela HD 95405 apresenta uma razão  $C/O \sim 0.85$ . Por esse motivo, não podemos considerá-la como uma estrela carbonada. Esta estrela também não apresenta bandas de  $C_2$  tão intensas tais como as estrelas de classe C-R vistas em Barnbaum et al. (1996). Quando comparamos as abundâncias obtidas para HD 95405 com

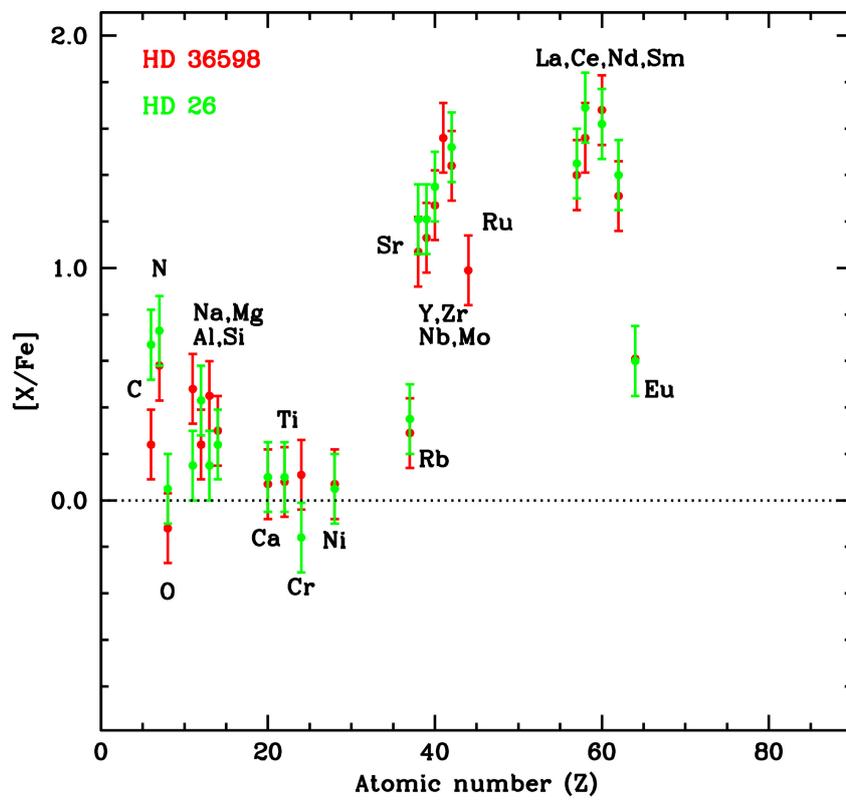


Figura 6.16: Comparação entre o padrão de abundância das estrelas HD 36598 e HD 26.

resultados da literatura, observamos que, para os elementos do processo-s, essa estrela apresenta padrões de abundância similares ao de estrelas gigantes do campo. A abundância de lítio é relativamente baixa em comparação à abundância solar. Apesar de não apresentar sobreabundância de carbono com relação ao oxigênio, HD 95405 apresenta bandas de  $C_2$  e de CN muito intensas (veja Figuras 5.1 e 5.4). Devido a essa intensidade na banda de  $C_2$ , não podemos considerá-la como uma estrela *strong-CN*, assim como as classificações de Dominy (1984) e Schmitt (1971) para esta estrela. Além disso, a abundância (C + N) observada é de 8.82 e este valor é próximo à soma  $(C + N)_{\odot}$ , que é de 8.62. Uma possibilidade é que esta seja uma estrela oxigenada em transição para uma estrela de tipo R ou, ainda, um *merger* entre uma gigante vermelha e uma anã-branca de carbono.

### 6.2.3 BD-16 1217 e HD 29154

A partir dos resultados derivados, encontramos razões C/O de 0.15 e 0.47 para as estrelas BD-16 1217 e HD 29154, respectivamente. Portanto, não podemos classificá-las como estrelas carbonadas. Entre as estrelas da amostra, HD 29154 é a que apresenta menor intensidade para banda de  $C_2$  na região do comprimento de onda 5165Å e também a que apresenta maior razão para [N/Fe] e menor razão para [C/Fe]. Esses resultados podem indicar que o nitrogênio observado na superfície dessa estrela foi processado pelo ciclo CN, sendo o carbono utilizado nas reações  $^{12}C(p, \gamma)^{13}C$  e  $^{13}C(p, \gamma)^{14}N$ . As abundâncias derivadas para os elementos presentes na atmosfera destas estrelas são semelhantes entre si e, em comparação com resultados da literatura, BD-16 1217 e HD 29154 apresentam o mesmo padrão de abundância observado em estrelas gigantes do campo, inclusive com relação à razão C/O. Com relação à abundância de elementos do processo-s, estas estrelas não apresentam sobreabundância com relação ao Sol, assim como as estrelas de classe C-R de mesma metalicidade e as razões [X/Fe] para estes mesmos elementos é o mesmo observado em estrelas gigantes do campo de mesma metalicidade. Além disso, a abundância de lítio na linha 6708Å para estas estrelas é baixa em comparação à abundância solar para esse mesmo elemento. Quanto à soma (C + N) para BD-16 1217 e HD 29154, temos 8.88 e 9.05, respectivamente. Visto que, para o Sol, esta soma é de 8.62, podemos classificar estas estrelas como uma estrela *strong-CN*.

# Capítulo 7

## Conclusões e perspectivas

A investigação do padrão de abundância em diferentes classes de estrelas pode fornecer vínculos observacionais para modelos de evolução estelar. O objetivo deste trabalho foi o de realizar uma análise espectroscópica quantitativa a fim de determinar a abundância química em estrelas candidatas a estrelas carbonadas com metalicidades próximas à solar. Para isso, fizemos um estudo detalhado dos parâmetros atmosféricos (temperatura efetiva, gravidade superficial, velocidade de microturbulência e metalicidade), das massas e luminosidades e da abundância química das estrelas HD 95405, HD 36598, BD-16 1217 e HD 29154. Além dessas estrelas, visto que a estrela HD 36598 é uma estrela candidata à carbonada de classe CH, utilizamos a estrela HD 26, que é a estrela CH de mais alta metalicidade conhecida, para podermos comparar os padrões de abundâncias entre ambas as estrelas.

Os parâmetros atmosféricos foram determinados utilizando os modelos de atmosfera da biblioteca do Kurucz (1993), as linhas de absorção para as espécies de FeI e FeII e o código MOOG, que considera o equilíbrio termodinâmico local, aproximação plano paralela e equilíbrio hidrostático. Utilizamos como condições o equilíbrio de excitação, equilíbrio de ionização e que o gráfico que relaciona as medidas de largura equivalente reduzida e a abundância da espécie neutra de ferro não apresentasse tendência significativa. Os resultados derivados para estas estrelas encontram-se em intervalos próximos, variando entre 4660K e 4770K para a temperatura efetiva, entre 2.1 e 2.5 para a gravidade superficial, entre 1.3 e 1.5 para a velocidade de microturbulência e entre -0.34 e 0.08 para a metalicidade, e indicam que nossa amostra é constituída de estrelas gigantes. Além disso, a partir da posição dessas estrelas no diagrama  $\log g - \log T_{eff}$ , e também a partir das luminosidades determinadas, também podemos concluir que estas estrelas encontram-se na fase de gigantes no diagrama HR.

As abundâncias químicas foram determinadas a partir de dois métodos diferentes: largura equivalente e síntese espectral. As medidas de largura equivalente foram utilizadas para elementos que não apresentam estrutura hiperfina e que apresentam

uma grande quantidade de linhas conhecidas no espectro de absorção para estrelas na faixa de temperatura que estamos trabalhando. Uma estrela, para ser classificada como estrela carbonada precisa apresentar uma razão C/O maior ou igual a 1. A partir das abundâncias obtidas, encontramos razões C/O de 1.12 para HD 36598, de 0.85 para HD 95405, de 0.15 para BD-16 1217 e de 0.47 para HD 29154. Portanto, a única estrela da amostra que pode ser classificada como carbonada é HD 36598. Para o sódio e alumínio, os elementos alpha e os elementos do pico do ferro, as estrelas da amostra comportam-se como estrelas gigantes do campo e estrelas de bário de mesma metalicidade. Além disso, nenhuma dessas estrelas apresentam sobreabundância de lítio. Com relação à abundância de elementos pesados, a estrela HD 36598 é a única que apresenta sobreabundância comparado à estrelas de mesma metalicidade. Esta é uma característica presente em estrelas carbonadas de classe CH. As razões  $[X/Fe]$  para os elementos pesados na estrela HD 36598 são comparáveis às razões  $[X/Fe]$  obtidas para a estrela HD 26, que é a estrela CH de mais alta metalicidade conhecida na literatura.

A partir desses resultados, podemos classificar a estrela HD 36598 como uma estrela CH. Quanto às estrelas HD 95405, BD-16 1217 e HD 29154, apesar dessas serem extensamente classificadas na literatura como estrelas de classe C-R, não encontramos resultados que corroboram esta classificação. Os resultados que derivamos para as estrelas HD 29154 e BD-16 1217 indicam que possivelmente tratam-se de estrelas da classe strong-CN, que são uma classe de estrelas entre as estrelas ricas em metais que apresentam uma soma entre as abundâncias de carbono e nitrogênio (C + N) maior do que a que é observada no Sol. Estas estrelas apresentam uma intensidade inesperada nas bandas cianogênio e assemelham-se às estrelas carbonadas de tipo R pelo fato de ocuparem a mesma posição no diagrama HR e por terem uma distribuição similar no disco espesso da galáxia. A maior diferença entre ambas as classes de estrelas, além da razão C/O, é que as estrelas strong-CN são ricas em metais, enquanto que as estrelas C-R têm metalicidades próximas à solar. A estrela HD 95405, apesar de também apresentar intensas bandas de cianogênio, não a inserimos nesta classe de estrelas pelo fato dela também apresentar intensas bandas de C<sub>2</sub> e uma alta razão C/O, de aproximadamente 0.85. Por esses motivos, consideramos que esta estrela pode ser uma estrela oxigenada em transição para a fase rica em carbono ou, ainda, um *merger* entre uma estrela gigante normal e uma anã-branca de carbono.

Quanto à razão isotópica  $^{12}C/^{13}C$ , encontramos algumas peculiaridades para as estrelas HD 29154 e BD-16 1217. Estas estrelas apresentam razões isotópicas de  $^{12}C/^{13}C = 6$  e 8, respectivamente. No entanto, estudos indicam que estrelas gigantes apresentam valores entre 20 e 30 (Iben & Renzini, 1983), assim como encontramos para as estrelas HD 95405 e HD 36598 e que  $\sim 15\%$  de estrelas gigantes apresentam

razões isotópicas para o carbono abaixo de 10 (Tautvaisiene et al., 2010; Takeda et al., 2019).

Com isso, o estudo apresenta reforça as afirmações de que muitos catálogos de estrelas carbonadas contém um número significativo de estrelas de classe C-R classificadas erroneamente. Isto porque a pequena amostra analisada neste trabalho foi selecionada dentro de uma amostra de 75 estrelas classificadas como C-R e os resultados não concordam com tal classificação. Zamora et al. (2009) também encontrou discordâncias quanto à classificação dessas estrelas catalogadas como tipo-R: de 17 estrelas C-R analisadas em seu trabalho, foi encontrado que aproximadamente 40% pertencem a outras classes espectrais. Quanto à estrela HD 36598, classificada como CH, os resultados são interessantes para podermos comparar as abundâncias entre estrelas CH de baixa metalicidade e de metalicidade próxima à solar. Finalmente, como conclusão ao trabalho aqui desenvolvido, pretendemos submeter o artigo sobre a análise das estrelas estudadas para publicação.

# Referências Bibliográficas

- Abia C. & Isern J., 1997, MNRAS, 289, L11
- Abia C. & Isern J., 2000, ApJ, 536, 438
- Abia C., de Laverny P. & Wahlin R., 2008, A&A, 481, 161
- Abia C., Busso M., Gallino R., Domínguez I., Straniero O. & Isern J., 2001, ApJ, 559, 1117
- Abia C., Domínguez I., Gallino R., Busso M., Masera S., Straniero O., de Laverny P., Plez B. & Isern J., 2002, ApJ, 579, 817
- Abia C., Domínguez I., Gallino R., Busso M., Straniero O., de Laverny P. & Wallerstein G., 2003, PASA, 20, 314
- Alksnis A., Balklavs A., Dzervitis U. & Eglitis I., 1998, AA, 338, 209
- Alksnis A., Balklavs A., Dzervitis U., Eglitis I., Paupers O. & Pundure I., 2001, Baltic Astronomy, 10, 1
- Allen D. M. & Barbuy B., 2006, A&A, 454, 895
- Allende Prieto C., Lambert David L. & Asplund M., 2001, ApJ, 556, L63
- Alonso A., Arribas S. & Martínez-Roger C., 1999, A&A, 140, 261
- Alves-Brito A., Meléndez J., Asplund M., Ramírez I. & Yong D., 2010, , 513, A35
- Anders E. & Ebihara M., 1982, GeCoA, 46, 2363
- Antipova L. I., Boyarchuk A. A., Pakhomov Yu. V. & Panchuk V. E., 2004, Astronomy Reports, 48, 597
- Arnett W. D., 1971, ApJ, 166, 153
- Azzopardi M., Lequeux J., Rebeirot E. & Westerlund B. E., 1991, AA, 88, 265
- Barnbaum C., 1994, ApJS, 90, 317

Barnbaum C., Stone Remington P. S. & Keenan P. C., 1996, ApJS, 105, 419

Bergeat J., Knapik A. & Rutily B., 1999, AA, 342, 773

Bergeat J., Knapik A. & Rutily B., 2001, A&A, 369, 178

Bergeat J., Knapik A. & Rutily B., 2002, A&A, 390, 967

Bessell M. S., 1979, PASP, 91, 589

Bessell M. S., Castelli F. & Plez B., 1998, AA, 333, 231

Bessell M. S., Wood P. R. & Evans T. L., 1983, MNRAS, 202, 59

Bidelman William P. & Keenan P. C., 1951, ApJ, 114, 473

Bidelman W. P., 1956, VA, 2, 1428

Blanco V. M., McCarthy M. F. & Blanco B. M., 1980, ApJ, 242, 938

Bond H. E., 2019, ApJ, 887, 12

Bothun G., Elias J. H., MacAlpine G., Matthews K., Mould J. R., Neugebauer G. & Reid I. N., 1991, AJ, 101, 2220

Busso M., Gallino R. & Wasserburg G. J., 1999, ARA&A, 37, 239

Cameron A. G. W., 1955, ApJ, 121, 144

Cannon Annie J. & Pickering E. C., 1918, Annals of Harvard College Observatory, 91, 1

Carretta E., Bragaglia A. & Gratton R. G., 2007, A&A, 473, 129

Carretta E., Gratton R. G. & Sneden C., 2000, AA, 356, 238

Catchpole R. M., Robertson B. S. C. & Warren P. R., 1977, MNRAS, 181, 391

Cayrel R., 1988, in Cayrel de Strobel G., Spite M., eds, Vol. 132, The Impact of Very High S/N Spectroscopy on Stellar Physics. p. 345

Chen B., Vergely J. L., Valette B. & Carraro G., 1998, AA, 336, 137

Cosner K. R., Despain K. H. & Truran J. W., 1984, ApJ, 283, 313

Cowley A. P. & Hartwick F. D. A., 1991, ApJ, 373, 80

Cseh B., et al., 2018, A&A, 620, A146

Den Hartog E. A., Lawler J. E., Sneden C. & Cowan J. J., 2003, ApJS, 148, 543

Domínguez I., Piersanti L., Cabezón R., Zamora O., García-Senz D., Abia C. & Straniero O., 2010, *MmSAI*, 81, 1039

Dominy J. F., 1983, *PASP*, 95, 588

Dominy J. F., 1984, *ApJS*, 55, 27

Drake N. A. & Pereira C. B., 2008, *AJ*, 135, 1070

Edvardsson B., Andersen J., Gustafsson B., Lambert D. L., Nissen P. E. & Tomkin J., 1993, *AA*, 500, 391

Eggen O. J., 1972, *MNRAS*, 159, 403

Eggen O. J., 1975, *PASP*, 87, 111

Escorza A., Boffin H. M. J., Jorissen A., Van Eck S., Siess L., Van Winckel H., Karinkuzhi D., Shetye S. & Pourbaix D., 2017, *A&A*, 608, A100

Fagotto F., Bressan A., Bertelli G. & Chiosi C., 1994, *AAS*, 105, 29

Feast M. W. & Whitelock P. A., 1992, *MNRAS*, 259, 6

Fulbright J. P., 2000, *AJ*, 120, 1841

Gałań C., Mikołajewska J., Hinkle Kenneth H. & Joyce R. R., 2016, *MNRAS*, 455, 1282

Gałań C., Mikołajewska J., Hinkle Kenneth H. & Joyce R. R., 2017, , 466, 2194

Gardiner L. T. & Hatzidimitriou D., 1992, *MNRAS*, 257, 195

Gomez A. E., Luri X., Grenier S., Prevot L., Mennessier M. O., Figueras F. & Torra J., 1997, *AA*, 319, 881

Goswami A., 2005, *MNRAS*, 359, 531

Goswami A., Aoki Wako & Karinkuzhi D., 2016, *MNRAS*, 455, 402

Goswami A., Karinkuzhi Drisya & Shantikumar N. S., 2010a, *MNRAS*, 402, 1111

Goswami A., Karinkuzhi Drisya & Shantikumar N. S., 2010b, *ApJ*, 723, L238

Goswami A., Aoki W., Beers T. C., Christlieb N., Norris J. E., Ryan Sean G. & Tsangarides S., 2006, *MNRAS*, 372, 343

Gratton R. G. & Sneden C., 1994, *AA*, 287, 927

Gratton R. G., Sneden C., Carretta E. & Bragaglia A., 2000, *AA*, 354, 169

Grevesse N. & Sauval A. J., 1998, *SSRv*, 85, 161

Han Z., Eggleton P. P., Podsiadlowski Philipp & Tout C. A., 1995, *MNRAS*, 277, 1443

Hardorp J., Lübeck K. & Stephenson C. B., 1973, *AA*, 22, 129

Hartwick F. D. A. & Cowley A. P., 1985, *AJ*, 90, 2244

Hartwick F. D. A. & Cowley A. P., 1988, *ApJ*, 334, 135

Hollowell David & Iben I. J., 1989, *ApJ*, 340, 966

Hoyle F. & Schwarzschild M., 1955, *ApJS*, 2, 1

Iben Icko J., 1973, *ApJ*, 185, 209

Iben I. J. . R. A., 1982a, *ApJ*, 259, L79

Iben I. J. . R. A., 1982b, *ApJ*, 263, L23

Ishigaki M. N., Aoki W. & Chiba M., 2013, *ApJ*, 771, 67

Jehin E., Magain P., Neuforge C., Noels A., Parmentier G. & Thoul A. A., 1999, *AA*, 341, 241

Johnson J. A., 2002, *ApJS*, 139, 219

Karakas A. I., 2010, in *Principles and Perspectives in Cosmochemistry*. p. 107, doi:10.1007/978-3-642-10352-0\_2

Karakas Amanda I. & Lattanzio J. C., 2014, *PASA*, 31, e030

Karinkuzhi Drisya & Goswami A., 2014, *MNRAS*, 440, 1095

Karinkuzhi Drisya & Goswami A., 2015, *MNRAS*, 446, 2348

Karinkuzhi D., Goswami A., Sridhar N., Masseron Thomas & Purandardas M., 2018a, *MNRAS*, 476, 3086

Karinkuzhi D., et al., 2018b, *A&A*, 618, A32

Kastner J. H., Forveille T., Zuckerman B. & Omont A., 1993, *AA*, 275, 163

Katime Santrich O. J., Pereira C. B. & de Castro D. B., 2013, *AJ*, 146, 39

Keenan Philip C. & Morgan W. W., 1941, *ApJ*, 94, 501

Keenan P. C., 1942, *ApJ*, 96, 101

Keenan Philip C. & Keller G., 1951, ApJ, 113, 700

Keenan Philip C. & Keller G., 1953, ApJ, 117, 241

Keenan Philip C. & McNeil R. C., 1989, ApJS, 71, 245

Keenan P. C., 1993, PASP, 105, 905

Keenan P. C. & Heck A., 1994, RMxAA, 29, 103

Keenan P. C., Yorka Sandra B. & Wilson O. C., 1987, PASP, 99, 629

Knapp G., Pourbaix D. & Jorissen A., 2001, A&A, 371, 222

Kontizas E., Dapergolas A., Morgan D. H. & Kontizas M., 2001, A&A, 369, 932

Kurucz R. L., 1993, VizieR Online Data Catalog, p. VI/39

Lambert D. L., Gustafsson B., Eriksson Kjell & Hinkle K. H., 1986, ApJS, 62, 373

Lambert D. L., Smith V. V., Busso M., Gallino R., Straniero O., 1995, , 450, 302

Lambert D. L., Heath J. E., Lemke Michael & Drake J., 1996, ApJS, 103, 183

Lawler J. E., Bonvallet G. & Sneden C., 2001, ApJ, 556, 452

Lawler J. E., Den Hartog E. A., Sneden C. & Cowan J. J., 2006, ApJS, 162, 227

Lawler J. E., Sneden C., Cowan J. J., Ivans I. I. & Den Hartog E. A., 2009, ApJS, 182, 51

Lee O. J., Gore G. & Bartlett T. J., 1947, Annals of the Dearborn Observatory, 5, 287

Lindblad B., 1922, ApJ, 55, 85

Lloyd Evans T., 1983, MNRAS, 204, 985

Lloyd Evans T., 1984, MNRAS, 208, 447

Lloyd Evans T., 2010, JApA, 31, 177

Lorenz-Martins S., 1996, AA, 314, 209

Luck R. Earle & Heiter U., 2007, AJ, 133, 2464

MacConnell D. J., Frye R. L. & Uppgren A. R., 1972, AJ, 77, 384

Marigo P. & Girardi L., 2007, A&A, 469, 239

- McCarthy M. F., 1994, in Corbally C. J., Gray R. O., Garrison R. F., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 60, The MK Process at 50 Years: A Powerful Tool for Astrophysical Insight*. p. 224
- McClure R. D., 1984, *ApJ*, 280, L31
- McClure R. D., 1997, *PASP*, 109, 256
- McKellar A., 1940, , 52, 407
- McWilliam Andrew & Rich R. M., 1994, *ApJS*, 91, 749
- Mennessier M. O., Luri X., Figueras F., Gomez A. E., Grenier S., Torra J. & North P., 1997, *AA*, 326, 722
- Merrill P. W., 1952, *ApJ*, 116, 21
- Mishenina T. V. & Kovtyukh V. V., 2001, *A&A*, 370, 951
- Mishenina T. V., Bienaymé O., Gorbaneva T. I., Charbonnel C., Soubiran C., Korotin S. A. & Kovtyukh V. V., 2006, *A&A*, 456, 1109
- Molaro P., Izzo L., Mason E., Bonifacio P. & Della Valle M., 2016, *MNRAS*, 463, L117
- Morgan D. H. & Hatzidimitriou D., 1995, *A&AS*, 113, 539
- Ohnaka K. & Tsuji T., 1999, *AA*, 345, 233
- Olson B. I. & Richer H. B., 1975, *ApJ*, 200, 88
- Öpik E. J., 1951, *Proceedings of the Royal Irish Academy Section A*, 54, 44
- Pereira C. B. & Drake N. A., 2009, *A&A*, 496, 791
- Peterson R. C., 1981, *ApJ*, 244, 989
- Piersanti L., Cabezón R. M., Zamora O., Domínguez I., García-Senz D., Abia C. & Straniero O., 2010a, *A&A*, 522, A80
- Piersanti L., Cabezón R. M., Zamora O., Domínguez I., García-Senz D., Abia C. & Straniero O., 2010b, *A&A*, 522, A80
- Preston George W. & Sneden C., 2001, *AJ*, 122, 1545
- Purandardas M., Goswami A., Goswami P. P., Shejeelammal J. & Masseron T., 2019, *MNRAS*, 486, 3266

Rebeiro E., Azzopardi M. & Westerlund B. E., 1993, AAS, 97, 603

Reddy B. E., Bakker Eric J. & Hrivnak B. J., 1999, ApJ, 524, 831

Reddy B. E., Tomkin J., Lambert David L. & Allende Prieto C., 2003, MNRAS, 340, 304

Renzini A. & Voli M., 1981, AA, 500, 221

Richer H. B., 1975, ApJ, 197, 611

Rodriguez C., Guhathakurta P., Bhattacharya A., Rose T., Salinas J., Jaseph S., Quirk A. & Gilbert K., 2021, AAS, 53, 548.15

Roman N. G., 1952, ApJ, 116, 122

Roriz M. P., Lugaro M., Pereira C. B., Drake N. A., Junqueira S. & Sneden C., 2021a, MNRAS, 501, 5834

Roriz M. P., Lugaro M., Pereira C. B., Sneden C., Junqueira S., Karakas A. I. & Drake N. A., 2021b, MNRAS, 507, 1956

Rufus W. C., 1916, Publications of Michigan Observatory, 2, 103

Salpeter E. E., 1952, ApJ, 115, 326

Sanduleak N. & Philip A. G. D., 1977, Publications of the Warner & Swasey Observatory, 2, 105

Sanford R. F., 1944, ApJ, 99, 145

Schaerer D., Meynet G., Maeder A. & Schaller G., 1993, AAS, 98, 523

Schjellerup H. K. F. K., 1866, Astronomische Nachrichten, 67, 97

Schmitt J. L., 1971, ApJ, 163, 75

Secchi A., 1868, MNRAS, 28, 196

Shane C. D., 1928, Lick Observatory Bulletin, 396, 123

Shejeelammal J. & Goswami A., 2020, Journal of Astrophysics and Astronomy, 41, 37

Smith V. V. & Lambert D. L., 1985, ApJ, 294, 326

Smith G., Edvardsson B. & Frisk U., 1986, AA, 165, 126

Sneden C. A., 1973, PhD thesis, THE UNIVERSITY OF TEXAS AT AUSTIN.

- Snedden C., McWilliam A., Preston G. W., Cowan J. J., Burris Debra L. & Armosky B. J., 1996, *ApJ*, 467, 819
- Soubiran C. & Girard P., 2005, *A&A*, 438, 139
- Spinrad Hyron & Taylor B. J., 1969, , 157, 1279
- Starrfield S., Truran J. W., Wiescher M. C. & Sparks W. M., 1998, *MNRAS*, 296, 502
- Stephenson C. B., 1973, *Publications of the Warner & Swasey Observatory*,
- Stephenson C. B., 1989, *Publications of the Warner & Swasey Observatory*, 3, 53
- Takeda Y., 2021, *Astronomische Nachrichten*, 342, 515
- Takeda Y., Omiya M., Harakawa Hiroki & Sato B., 2019, *PASJ*, 71, 119
- Tautvaišienė G., Edvardsson B., Puzeras E., Barisevičius G. & Ilyin I., 2010, *MNRAS*, 409, 1213
- Tautvaišienė G., Barisevičius G., Chorniy Y., Ilyin I. & Puzeras E., 2013, *MNRAS*, 430, 621
- Van Winckel Hans & Reyniers M., 2000, *AA*, 354, 135
- Vandervort G. L., 1958, *AJ*, 63, 477
- Vanture A. D., 1992, *AJ*, 103, 2035
- Veklich A. N., Lebid A. V. & Tmenova T. A., 2015, *Journal of Astrophysics and Astronomy*, 36, 589
- Walker A. R., 1979, *South African Astronomical Observatory Circular*, 1, 112
- Wallerstein George & Knapp G. R., 1998, *ARA&A*, 36, 369
- Wallerstein G., 2000, *Carbon Stars*. p. 1842, doi:10.1888/0333750888/1842
- Warner B., 1963, *MNRAS*, 126, 61
- Warner B., 1967, *MNRAS*, 137, 119
- Westerlund B. E., Olander N., Richer H. B. & Crabtree D. R., 1978, *AAS*, 31, 61
- Westerlund B. E., Lequeux J., Azzopardi M. & Rebeiro E., 1991, *AA*, 244, 367
- Wiese W. L., Smith M. W. & Miles B. M., 1969, *Atomic transition probabilities*. Vol. 2: Sodium through Calcium. A critical data compilation

- Wilson W. J., Schwartz P. R., Neugebauer G., Harvey P. M. & Becklin E. E., 1972, ApJ, 177, 523
- Woolley S. E. & Weaver T. A., 1995, ApJS, 101, 181
- York S. B., 1983, , 88, 1816
- Zamora O., Abia C., Plez B., Domínguez I. & Cristallo S., 2009, A&A, 508, 909
- Zhang L., Ishigaki M., Aoki W., Zhao Gang & Chiba M., 2009, ApJ, 706, 1095
- de Castro D. B., Pereira C. B., Roig F., Jilinski E., Drake N. A., Chavero C. & Sales Silva J. V., 2016, MNRAS, 459, 4299

# Apêndice A

Tabela A.1: Larguras equivalentes das linhas de Fe I e Fe II observadas para as estrelas da amostra.

Elemento	$\lambda$	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Larguras Equivalentes (mÅ)			
				HD 95405	HD29154	BD-16 1217	HD 36598
Fe I	5162.27	4.18	+0.79	—	—	150	—
	5242.49	3.63	-0.97	117	136	118	115
	5250.21	0.12	-4.92	—	—	146	—
	5253.03	2.28	-3.79	68	79	—	—
	5288.52	3.69	-1.51	84	102	96	87
	5315.05	4.37	-1.40	70	71	68	—
	5321.11	4.43	-1.19	63	83	73	—
	5322.04	2.28	-2.84	112	135	115	109
	5353.37	4.10	-0.68	105	—	109	—
	5364.87	4.45	+0.23	—	—	140	—
	5373.71	4.47	-0.71	80	97	87	80
	5389.48	4.42	-0.25	106	124	—	118
	5410.91	4.47	+0.40	—	—	147	—
	5417.03	4.42	-1.53	55	73	66	—
	5441.34	4.31	-1.58	—	77	—	—
	5445.04	4.39	+0.04	—	—	130	—
	5522.45	4.21	-1.40	72	87	80	—
	5531.98	4.91	-1.46	—	40	38	—
	5532.75	3.57	-2.00	73	—	—	—
	5560.21	4.43	-1.04	70	86	76	73
	5567.39	2.61	-2.56	110	—	—	—
	5576.09	3.43	-0.85	—	—	148	—
	5584.77	3.57	-2.17	—	87	85	—
	5624.02	4.39	-1.33	61	—	78	—
	5633.95	4.99	-0.12	81	103	96	—
	5635.82	4.26	-1.74	58	75	63	47
	5638.26	4.22	-0.72	103	121	112	—
	5686.53	4.55	-0.45	93	—	105	—
	5691.50	4.30	-1.37	77	83	77	—
	5705.47	4.30	-1.36	65	81	72	59

Tabela A.1, continuação

Elemento	$\lambda$	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Larguras Equivalentes (mÅ)			
				HD 95405	HD29154	BD-16 1217	HD 36598
Fe I	5717.83	4.28	-0.97	96	—	—	—
	5731.76	4.26	-1.15	88	—	—	—
	5762.99	4.21	-0.41	116	—	—	—
	5806.73	4.61	-0.90	—	97	87	77
	5814.81	4.28	-1.82	—	66	55	—
	5883.82	3.96	-1.21	95	—	100	—
	5916.25	2.45	-2.99	99	—	109	110
	5934.65	3.93	-1.02	104	122	114	—
	6020.17	4.61	-0.21	98	—	118	—
	6024.06	4.55	-0.06	126	—	133	—
	6027.05	4.08	-1.09	99	105	101	93
	6056.01	4.73	-0.40	88	103	99	82
	6079.01	4.65	-0.97	70	86	78	—
	6082.71	2.22	-3.58	90	110	91	95
	6093.64	4.61	-1.35	55	65	55	46
	6096.66	3.98	-1.78	73	85	74	62
	6120.25	0.91	-5.95	—	66	49	52
	6151.62	2.18	-3.29	108	128	108	104
	6157.73	4.08	-1.11	100	—	—	—
	6165.36	4.14	-1.47	79	87	75	76
	6170.51	4.79	-0.38	—	114	—	—
	6187.99	3.94	-1.57	—	102	94	91
	6200.31	2.60	-2.44	—	150	131	—
	6213.43	2.22	-2.48	—	—	141	—
	6311.50	2.83	-3.23	—	88	75	65
	6322.69	2.59	-2.43	—	150	137	—
	6380.74	4.19	-1.32	87	—	—	—
	6392.54	2.28	-4.03	—	88	69	66
	6419.95	4.73	-0.09	—	138	126	118
	6518.37	2.83	-2.30	—	—	—	109
	6551.68	0.99	-5.79	—	85	70	—
	6574.23	0.99	-5.02	—	121	106	—
	6591.31	4.59	-2.07	—	34	29	—
	6593.87	2.44	-2.42	—	—	145	—
	6597.56	4.79	-0.92	66	82	71	—
	6608.03	2.28	-4.03	—	86	68	—
	6646.93	2.61	-3.99	—	70	56	—
	6653.85	4.14	-2.52	29	42	27	—
	6699.14	4.59	-2.19	—	36	—	—
	6703.57	2.76	-3.16	—	108	91	—

Tabela A.1, continuação

Elemento	$\lambda$	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Larguras Equivalentes (mÅ)			
				HD 95405	HD29154	BD-16 1217	HD 36598
Fe I	6704.48	4.22	-2.66	18	28	21	—
	6713.74	4.79	-1.60	—	55	—	—
	6739.52	1.56	-4.95	68	78	63	62
	6745.96	4.07	-2.77	—	25	22	18
	6793.26	4.07	-2.47	—	47	39	—
	6806.85	2.73	-3.21	—	107	94	—
	6810.26	4.61	-0.99	—	94	88	77
	6820.37	4.64	-1.17	—	90	79	—
	6841.34	4.61	-0.60	85	—	—	—
	6851.64	1.61	-5.32	33	53	51	—
	6858.15	4.61	-0.93	79	89	80	—
7132.99	4.08	-1.61	—	93	74	—	
Fe II	4993.35	2.81	-3.67	64	70	56	—
	5132.66	2.81	-4.00	46	—	44	—
	5234.62	3.22	-2.24	92	114	102	—
	5276.00	3.20	-1.91	118	—	—	—
	5284.10	2.89	-3.01	—	—	—	79
	5325.56	3.22	-3.17	—	66	61	—
	5414.05	3.22	-3.62	38	45	45	—
	5425.25	3.20	-3.21	60	64	61	64
	5534.83	3.25	-2.77	68	81	—	—
	5991.37	3.15	-3.56	51	—	55	—
	6084.10	3.20	-3.80	—	47	—	—
	6149.25	3.89	-2.72	53	—	45	46
	6247.55	3.89	-2.34	56	75	66	52
	6416.92	3.89	-2.68	50	—	57	46
	6432.68	2.89	-3.58	55	76	68	52

Tabela A.2: Larguras equivalentes de outras linhas estudadas para as estrelas da amostra.

$\lambda$	Elemento	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Ref	Larguras Equivalentes (mÅ)			
					HD 95405	HD 29154	BD-16 1217	HD 36598
5682.65	Na I	2.10	-0.70	PS	—	—	—	144
5688.22	Na I	2.10	-0.40	PS	—	—	169	150
6154.22	Na I	2.10	-1.57	R03	103	117	101	98
6160.75	Na I	2.10	-1.27	R03	—	—	104	108
4730.04	Mg I	4.34	-2.39	R03	111	—	—	—
5711.10	Mg I	4.34	-1.68	R99	—	158	—	139
6318.71	Mg I	5.11	-1.94	Ca07	—	100	85	—
6319.24	Mg I	5.11	-2.16	Ca07	—	—	61	—
6319.49	Mg I	5.11	-2.67	Ca07	—	33	31	—
6894.89	Mg I	5.75	-2.39	MR94	37	—	—	—
6965.51	Mg I	5.75	-1.72	MR94	84	—	—	—
8712.69	Mg I	5.93	-1.26	WSM	—	90	—	—
8736.04	Mg I	5.94	-0.34	WSM	—	165	138	119
6696.03	Al I	3.14	-1.48	MR94	85	95	81	77
6698.67	Al I	3.14	-1.63	R03	—	80	71	85
7835.32	Al I	4.04	-0.58	R03	—	84	74	86
7836.13	Al I	4.02	-0.40	R03	91	108	94	91
8772.88	Al I	4.02	-0.25	R03	—	115	—	111
8773.91	Al I	4.02	-0.07	R03	—	141	—	116
5793.08	Si I	4.93	-2.06	R03	—	79	76	—
6125.03	Si I	5.61	-1.54	E93	46	62	52	—
6131.58	Si I	5.62	-1.69	E93	—	53	50	33
6155.14	Si I	5.62	-0.77	E93	95	—	150	—
7760.64	Si I	6.20	-1.28	E93	24	—	—	—
7800.00	Si I	6.18	-0.72	E93	58	—	—	—
8728.01	Si I	6.18	-0.36	E93	—	105	95	78
8742.45	Si I	5.87	-0.51	E93	—	—	107	96
5581.80	Ca I	2.52	-0.67	Chen	—	—	139	—
5857.46	Ca I	2.93	+0.11	Chen	—	—	—	144
5867.57	Ca I	2.93	-1.61	Chen	59	71	60	48
6161.30	Ca I	2.52	-1.27	E93	106	—	—	—
6166.44	Ca I	2.52	-1.14	R03	111	126	112	102
6169.04	Ca I	2.52	-0.80	R03	—	142	—	—
6449.82	Ca I	2.52	-0.50	Chen	—	—	—	144
6455.60	Ca I	2.51	-1.29	R03	—	—	114	—
6471.66	Ca I	2.51	-0.69	S86	145	160	147	—
6798.47	Ca I	2.71	-2.52	Chen	—	35	36	—

Tabela A.2, continuação

$\lambda$	Elemento	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Ref	Larguras Equivalentes (mÅ)			
					HD 95405	HD 29154	BD-16 1217	HD 36598
4512.74	Ti I	0.84	-0.48	MFK	126	139	124	—
4548.77	Ti I	0.83	-0.35	MFK	133	148	133	127
4555.49	Ti I	0.85	-0.49	MFK	130	—	123	—
4562.64	Ti I	0.02	-2.66	MFK	—	95	84	—
4563.43	Ti I	2.43	-0.38	MFK	—	53	—	—
4617.28	Ti I	1.75	+0.39	MFK	113	—	—	119
4681.92	Ti I	0.05	-1.07	MFK	155	162	146	—
4758.12	Ti I	2.25	+0.42	MFK	—	103	—	—
4759.28	Ti I	2.25	+0.51	MFK	—	107	96	—
4778.26	Ti I	2.24	-0.33	MFK	61	77	—	54
4997.10	Ti I	0.00	-2.12	MFK	112	—	—	122
5016.17	Ti I	0.85	-0.57	MFK	127	152	—	—
5022.87	Ti I	0.83	-0.43	MFK	—	—	136	—
5039.96	Ti I	0.02	-1.13	MFK	—	170	—	—
5040.61	Ti I	0.83	-1.79	MFK	—	99	—	—
5043.59	Ti I	0.84	-1.73	MFK	—	100	—	—
5062.10	Ti I	2.16	-0.46	MFK	62	75	—	62
5113.45	Ti I	1.44	-0.88	MFK	—	105	88	—
5145.47	Ti I	1.46	-0.57	MFK	—	113	100	—
5147.48	Ti I	0.00	-2.01	MFK	119	138	—	122
5152.19	Ti I	0.02	-2.02	MFK	—	—	—	117
5223.63	Ti I	2.09	-0.56	MFK	71	—	—	62
5295.78	Ti I	1.05	-1.63	MFK	76	—	—	74
5490.16	Ti I	1.46	-0.94	MFK	—	98	—	84
5503.90	Ti I	2.58	-0.19	MFK	—	70	—	—
5662.16	Ti I	2.32	-0.11	MFK	74	87	74	72
5689.48	Ti I	2.30	-0.47	MFK	65	69	58	—
5922.12	Ti I	1.05	-1.47	MFK	—	104	90	89
5978.55	Ti I	1.87	-0.50	MFK	93	98	—	—
6091.18	Ti I	2.27	-0.37	MFK	71	76	66	—
6126.22	Ti I	1.07	-1.42	MFK	101	—	—	—
6258.11	Ti I	1.44	-0.36	MFK	—	—	120	133

Tabela A.2, continuação

$\lambda$	Elemento	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Ref	Larguras Equivalentes (mÅ)			
					HD 95405	HD 29154	BD-16 1217	HD 36598
4801.03	Cr I	3.12	-0.13	MFK	89	103	91	—
4814.26	Cr I	3.09	-1.17	MFK	36	—	—	—
4836.85	Cr I	3.10	-1.14	MFK	47	—	—	—
4936.34	Cr I	3.11	-0.22	MFK	81	98	—	—
4954.80	Cr I	3.12	-0.14	MFK	—	104	90	—
5193.50	Cr I	3.42	-0.90	MFK	40	—	—	—
5196.45	Cr I	3.45	-0.20	MFK	70	—	—	—
5200.18	Cr I	3.38	-0.53	MFK	—	—	68	—
5214.13	Cr I	3.37	-0.74	MFK	45	—	—	—
5214.61	Cr I	3.32	-0.66	MFK	57	—	63	58
5247.57	Cr I	0.96	-1.63	MFK	—	—	147	—
5272.00	Cr I	3.45	-0.42	MFK	57	—	—	—
5300.75	Cr I	0.98	-2.13	MFK	—	143	—	—
5304.18	Cr I	3.46	-0.69	MFK	42	55	49	—
5312.86	Cr I	3.45	-0.56	MFK	—	63	—	43
5318.77	Cr I	3.44	-0.69	MFK	48	57	—	42
5340.45	Cr I	3.44	-0.73	MFK	—	64	—	47
5628.65	Cr I	3.42	-0.77	MFK	50	59	52	35
5781.18	Cr I	3.32	-0.88	MFK	—	61	—	—
5783.07	Cr I	3.32	-0.29	MFK	—	89	—	67
5784.97	Cr I	3.32	-0.38	MFK	—	89	80	—
5787.93	Cr I	3.32	-0.08	MFK	—	105	91	—
6330.10	Cr I	0.94	-2.92	MFK	—	—	103	—
4740.17	Ni I	3.48	-1.78	MFK	52	—	54	—
4904.42	Ni I	3.54	-0.19	MFK	106	—	—	—
4913.98	Ni I	3.74	-0.60	MFK	—	—	89	76
4967.52	Ni I	3.80	-1.60	MFK	42	—	—	39
4995.66	Ni I	3.63	-1.61	MFK	—	—	—	42
5003.75	Ni I	1.68	-3.13	MFK	—	104	—	84
5010.94	Ni I	3.63	-0.90	MFK	—	—	85	—
5048.85	Ni I	3.85	-0.37	MFK	94	—	—	—
5084.11	Ni I	3.68	-0.18	MFK	—	127	—	—
5094.42	Ni I	3.83	-1.12	MFK	58	—	—	—
5157.98	Ni I	3.61	-1.72	MFK	46	—	55	—
5589.37	Ni I	3.90	-1.15	MFK	56	—	—	46
5593.75	Ni I	3.90	-0.79	MFK	76	94	77	—
5643.09	Ni I	4.17	-1.25	MFK	37	—	—	27
5709.56	Ni I	1.68	-2.14	MFK	129	—	141	—
5805.23	Ni I	4.17	-0.60	MFK	—	84	74	58
5847.01	Ni I	1.68	-3.44	MFK	—	—	83	—
5996.74	Ni I	4.24	-1.06	MFK	—	57	—	35
6053.69	Ni I	4.24	-1.07	MFK	—	—	55	—
6086.29	Ni I	4.27	-0.47	MFK	69	89	—	—

Tabela A.2, continuação

$\lambda$	Elemento	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Ref	Larguras Equivalentes (mÅ)			
					HD 95405	HD 29154	BD-16 1217	HD 36598
6111.08	Ni I	4.09	-0.80	MFK	71	80	—	—
6130.14	Ni I	4.27	-0.98	MFK	43	—	—	38
6176.82	Ni I	4.09	-0.26	R03	90	112	101	—
6186.72	Ni I	4.11	-0.90	MFK	59	82	69	49
6204.61	Ni I	4.09	-1.15	MFK	—	71	—	—
6223.99	Ni I	4.11	-0.97	MFK	50	73	—	45
6322.17	Ni I	4.15	-1.21	MFK	—	56	—	31
6378.26	Ni I	4.15	-0.82	MFK	61	80	72	58
6384.67	Ni I	4.15	-1.00	MFK	53	69	57	46
6532.88	Ni I	1.94	-3.42	MFK	—	—	72	64
6586.32	Ni I	1.95	-2.79	MFK	—	122	—	—
6598.61	Ni I	4.24	-0.93	MFK	47	—	55	44
6635.14	Ni I	4.42	-0.75	MFK	55	70	—	48
6767.78	Ni I	1.83	-2.11	MFK	—	—	149	—
6772.32	Ni I	3.66	-1.01	R03	82	104	91	69
6842.04	Ni I	3.66	-1.44	E93	66	—	68	60
4607.33	Sr I	0.00	+0.28	S96	86	108	113	154
7070.07	Sr I	1.85	-0.03	K18	—	—	28	53
4883.68	Y II	1.08	+0.07	SN96	94	115	—	—
5087.43	Y II	1.08	-0.17	SN96	90	100	100	—
5200.41	Y II	0.99	-0.57	SN96	80	97	99	134
5205.72	Y II	1.03	-0.34	SN96	81	—	—	—
5289.81	Y II	1.03	-1.85	VWR	—	30	42	78
5402.78	Y II	1.84	-0.44	R03	37	50	58	86
4772.30	Zr I	0.62	-0.06	A04	41	47	59	—
4784.94	Zr I	0.69	-0.60	A04	15	—	24	66
4805.87	Zr I	0.69	-0.58	A04	19	25	31	73
4809.47	Zr I	1.58	+0.35	A04	12	18	19	—
4815.63	Zr I	0.60	-0.27	A04	44	40	48	—
4828.05	Zr I	0.62	-0.75	A04	19	19	24	70
5046.55	Zr I	1.53	-0.18	A04	8	7	9	43
5385.13	Zr I	0.52	-0.64	A04	26	26	35	—
5620.13	Zr I	0.52	-1.09	A04	—	—	—	72
5879.79	Zr I	0.15	-1.03	A04	43	—	—	91
5885.62	Zr I	0.07	-1.73	A04	12	—	—	—
5955.34	Zr I	0.00	-1.70	A04	11	—	—	—

Tabela A.2, continuação

$\lambda$	Elemento	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Ref	Larguras Equivalentes (mÅ)			
					HD 95405	HD 29154	BD-16 1217	HD 36598
6127.46	Zr I	0.15	-1.06	S96	37	40	45	98
6134.57	Zr I	0.00	-1.28	S96	39	42	45	98
6143.18	Zr I	0.07	-1.10	S96	—	—	56	105
5506.49	Mo I	1.33	+0.06	V15	—	—	—	100
5533.03	Mo I	1.33	-0.07	V15	41	51	53	95
5570.44	Mo I	1.33	-0.34	V15	32	39	37	77
5632.46	Mo I	1.36	-1.31	VALD	—	—	—	48
5791.84	Mo I	1.42	-1.05	VALD	—	12	14	40
5858.27	Mo I	1.47	-0.99	VALD	—	—	—	63
6030.63	Mo I	1.53	-0.45	V15	—	23	27	82
4869.15	Ru I	0.93	-0.83	VALD	18	14	15	44
5309.27	Ru I	0.93	-1.39	VALD	—	3	9	26
5636.24	Ru I	1.06	-1.07	VALD	21	—	—	30
5303.53	La II	0.32	-1.35	L01a	23	34	32	96
5805.77	La II	0.13	-1.56	L01a	—	—	—	100
6320.43	La II	0.17	-1.52	S96	—	43	37	148
6774.33	La II	0.13	-1.71	VWR00	24	21	37	173
4418.79	Ce II	0.86	+0.27	L09	53	—	—	—
4483.90	Ce II	0.86	+0.10	L09	—	54	45	—
4486.91	Ce II	0.29	-0.18	L09	—	—	—	117
4539.74	Ce II	0.33	-0.08	L09	—	—	—	126
4562.37	Ce II	0.48	+0.21	L09	69	84	70	122
4628.16	Ce II	0.52	+0.14	L09	71	79	66	—
5187.46	Ce II	1.21	+0.17	L09	34	—	32	—
5274.24	Ce II	1.04	+0.13	L09	40	46	43	—
5330.58	Ce II	0.87	-0.40	L09	—	—	23	84
5393.39	Ce II	1.10	-0.06	L09	37	40	27	95
5975.82	Ce II	1.33	-0.45	L09	10	—	—	—
6043.37	Ce II	1.21	-0.48	L09	—	—	—	71
4706.54	Nd II	0.00	-0.71	DH	62	71	63	—
4763.62	Nd II	0.38	-1.27	DH	19	18	—	—
4777.72	Nd II	0.38	-1.22	DH	19	—	—	—
4786.11	Nd II	0.18	-1.42	DH	16	—	—	—
4797.15	Nd II	0.56	-0.69	DH	—	—	42	93
4902.04	Nd II	0.06	-1.34	DH	31	35	—	—
4914.38	Nd II	0.38	-0.70	DH	—	—	—	108
4987.16	Nd II	0.74	-0.79	DH	21	—	—	88
5063.72	Nd II	0.98	-0.62	DH	—	20	—	86
5092.80	Nd II	0.38	-0.61	DH	—	50	—	—
5130.59	Nd II	1.30	+0.45	DH	—	55	50	—
5212.36	Nd II	0.20	-0.96	DH	47	—	—	—
5234.19	Nd II	0.55	-0.51	DH	37	—	—	—
5249.58	Nd II	0.98	0.20	DH	—	—	—	116
5255.51	Nd II	0.20	-0.67	DH	50	—	61	—
5293.16	Nd II	0.82	0.10	DH	48	63	—	129

Tabela A.2, continuação

$\lambda$	Elemento	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Ref	Larguras Equivalentes (mÅ)			
					HD 95405	HD 29154	BD-16 1217	HD 36598
5306.46	Nd II	0.86	-0.97	DH	13	—	33	—
5311.46	Nd II	0.98	-0.42	DH	31	—	—	—
5319.81	Nd II	0.55	-0.14	DH	58	70	—	—
5356.97	Nd II	1.26	-0.28	DH	14	—	—	89
5485.70	Nd II	1.26	-0.12	DH	—	—	30	—
5740.88	Nd II	1.16	-0.53	DH	—	22	17	79
5811.57	Nd II	0.86	-0.86	DH	—	17	16	—
4467.34	Sm II	0.66	+0.15	L06	—	—	53	93
4499.48	Sm II	0.25	-0.87	L06	44	47	34	77
4515.09	Sm II	0.19	-0.87	L06	54	—	—	—
4523.91	Sm II	0.43	-0.39	L06	63	—	—	84
4566.20	Sm II	0.33	-0.59	L06	—	47	38	90
4577.69	Sm II	0.25	-0.65	L06	61	53	—	—
4676.90	Sm II	0.04	-0.87	L06	—	—	—	97
4704.40	Sm II	0.00	-0.86	L06	65	—	—	—
4791.60	Sm II	0.10	-1.44	L06	32	30	19	74
4972.17	Sm II	0.93	-0.94	L06	16	10	—	—

## Referências

WSM: Wiese, W.L. et al. (1969); E93: Edvardsson et al. (1993); MR94: McWilliam & Rich (1994); S86: Smith et al. (1996); SN96: Sneden et al. (1996); R99: Reddy et al. (1999); VWR00: Van Winckel & Reyniers (2000); PS: Preston & Sneden (2001); L01a: Lawler et al. (2001); R03: Reddy et al. (2003); DH: Den Hartog et al. (2003) A04: Antipova, L.I. et al. (2004); L06: Lawler et al. (2006); Ca07: Carretta et al. (2007); L09: Lawler et al. (2009) V15: Veklich et al. (2015); K2018: Karinkuzhi, D. et al. (2018).