

OBSERVATÓRIO NACIONAL
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA

Gradientes Radiais de Abundâncias no
Disco da Galáxia: Abundâncias de He e
Metais em estrelas OB.

Autora: **Maria Isela Zevallos Herencia**
Orientadora: **Dra. Simone Daflon**

Rio de Janeiro, 10 de outubro de 2011

Agradecimentos

Um agradecimento sincero:

- A Deus
- Ao Observatório Nacional, pela oportunidade de estudar aqui.
- A CAPES pelo apoio financeiro.
- A Simone Daflon dos Santos, um agradecimento especialmente pela orientação e ensinamentos constantes.
- Aos docentes em especial ao Professor Vladimir pelas conversas e motivações.
- À minha querida família a minha mãe Laura, a meu pai Pedro a meus irmãos Bethzabeth, Mauricio, Gabriel, Laura, Sandro e Rocío por seu carinho, apoio incondicional e companhia constante apesar da distância.
- A Edgar.
- A todos os amigos, companheiros e companheiros de sala do Observatório Nacional, que conheci ao longo destes anos, que de alguma forma ou outra me apoiaram, Flavia, Natalia, Nobar e especialmente a Aldinêz (M.A.D).
- A Orlando Santrich e Gustavo Bragança pelo espectro da estrela NGC 2244 376.
- A meus amigos Julio e Berta.

*"El Helio
Es un gas
Extraño
Y noble
Como el delicado
Corazón
De algunos seres"*

**Canción del Helio
Luis Hernández Camarero**

Resumo

Neste trabalho, analisamos a distribuição de abundâncias de Hélio no disco galáctico e obtivemos, pela primeira vez, o gradiente radial para este elemento-chave nos modelos de evolução química da Galáxia. Também analisamos os gradientes radiais de metais, tais como C, N, O, Mg, e Si com atenção especial para uma região localizada entre 9 e 11 Kpc do centro galáctico, onde há indícios de haver uma descontinuidade na distribuição de abundâncias. A composição química estelar foi determinada através de síntese espectral não-ETL, para uma amostra de 68 novas estrelas B pertencentes a 7 aglomerados abertos da região da descontinuidade, além da amostra de 68 estrelas previamente analisadas por Daflon & Cunha (2004), cobrindo um intervalo de distâncias galactocêntricas entre 4,7 e 13,2 Kpc. A consistência da combinação das duas amostras, analisadas inicialmente com métodos diferentes, foi testada e avaliada. A fim de garantir a consistência dos nossos resultados finais de gradientes, optamos por re-determinar as abundâncias de oxigênio para a amostra de Daflon & Cunha (2004), usando a mesma metodologia adotada para a amostra da região da descontinuidade, a fim de obter um conjunto homogêneo de abundâncias ao longo do raio Galáctico. A distribuição de Hélio no disco Galáctico obtida pela nossa análise é bastante homogênea, correspondendo a um gradiente radial de $-0,001$ dex/kpc. O gradiente de O obtido homogeneamente para as amostras combinadas é de $-0,020$ dex/kpc, consistente, dentro das incertezas, com o gradiente de O previamente encontrado por Daflon & Cunha ($-0,03$ dex/kpc). Os nossos resultados de abundâncias tanto para o Hélio quanto para o Oxigênio são compatíveis com gradientes contínuos, sem evidências de descontinuidade na distribuição de abundâncias.

Abstract

In this thesis we analyzed the distribution of Helium abundance along the Galactic disk and obtained, for the first time, the radial gradient for this key element for models of Galactic chemical evolution. We also analyzed radial gradients for metals such as C, N, O, Mg, and Si, focusing on a region located between 9 and 11 Kpc from the Galactic center, where a discontinuity in the abundance distribution is supposed to exist. The stellar chemical composition was determined through spectral synthesis in non-LTE, for a sample of 68 B stars members of 7 open clusters in the region between $R_G=9-11$ Kpc, combined with 68 B stars previously analyzed by Daflon & Cunha (2004), covering the Galactic disk within 4,7 - 13,2 Kpc. The consistency of such sample combination has been tested and evaluated. In order to guarantee the consistency of the gradient results, we elected to re-derive the O abundances for Daflon & Cunha's sample, using the the same methodology as for the descontinuity region, in order to produce a homogeneous set of chemical abundances along the Galactic disk. The radial distribution obtained for He is quite homogeneous, corresponding to a flat gradient of $-0,001$ dex/kpc. The newest O gradient, obtained homogeneously for the whole sample, is $-0,02$ dex/kpc, which is consistent within the uncertainties with the O gradient obtained by Daflon & Cunha ($-0,03$ dex/kpc). Our abundance results for Helium and Oxygen are compatible with continuos gradients, without evidences for a descontinuity in the abundance distributions.

Sumário

Agradecimentos	iii
Resumo	v
Abstract	vi
Lista de Figuras	xiv
Lista de Tabelas	xvi
1 Introdução	1
1.1 Evolução química da Galáxia	1
1.2 Evolução Química do Hélio	2
1.3 Gradiente Radial de Abundâncias	5
1.3.1 Gradientes radiais de abundância de metais na Galáxia	5
1.3.2 Gradientes radiais de abundância de He	14
1.3.3 Descontinuidade no gradiente	15
1.3.4 Previsões dos modelos	19
1.4 Objetivos	23
2 Análise de abundâncias em Não-ETL	25
2.1 Modelos de Atmosferas	25
2.2 ETL e não-ETL	26
2.3 Os códigos utilizados	28
2.3.1 TLUSTY	29
2.3.2 SYNSPEC	31
2.3.3 Detail-Surface	36
2.4 Comparação entre os códigos	39

3	Dados Observacionais	43
3.1	Descrição dos Dados	43
3.1.1	<i>Daflon & Cunha (2004)</i>	43
3.1.2	<i>Amostra da região $R_G = 9 - 11$ kpc</i>	44
3.2	Redução dos espectros	48
3.2.1	Seleção da amostra	58
4	O gradiente radial de Hélio	63
4.1	Análise	63
4.1.1	$R_G = 9-11$ kpc	64
4.1.2	Daflon & Cunha (2004)	94
4.1.3	Incertezas	105
4.1.4	Comparação com a literatura	106
4.2	Gradiente Radial de Abundâncias de He	109
4.2.1	Distâncias Galactocêntricas	109
4.2.2	Resultado	111
4.3	Discussão	114
4.3.1	Distribuição de He na literatura	114
4.3.2	Revisão dos modelos - previsões	119
5	A descontinuidade no gradiente de abundâncias	123
5.1	Cálculo de abundâncias	123
5.1.1	Procedimento	124
5.1.2	Abundâncias para $R_G=9-11$ kpc	127
5.1.3	Incertezas	133
5.2	Comparação das abundâncias obtidas com DETAIL e TLUSTY	134
5.2.1	Comparação dos perfis teóricos	136
5.2.2	Comparação dos cálculos de abundâncias	138
5.3	Re-análise das estrelas da amostra de Daflon & Cunha(2004)	144
5.3.1	Parâmetros atmosféricos	145
5.3.2	Abundâncias de oxigênio	148
5.4	Gradientes radiais de abundâncias	151
5.4.1	Descontinuidade	154
5.4.2	Comparação com a literatura	157
5.4.3	Revisão dos Modelos teóricos	159
6	Conclusões e Perspectivas	161
A	Compilação de Parâmetros Atmosféricos e Abundâncias	167

SUMÁRIO

ix

Bibliografia

177

Lista de Figuras

1.1	[Fe/H] vs. distância Galactocêntrica da amostra de Cefeidas de Luck et al. (2006).	17
1.2	Abundâncias de metais em função da T_{ef} de estrelas do disco interno e externo de Daflon & Cunha (2004).	18
2.1	Pontos da rede BSTAR2006 e OSTAR2002 selecionados no plano $\log g$ vs. T_{ef}	30
2.2	Diagramas de Grotrian para os modelos atômicos de C II e N III.	35
2.3	Diagramas de Grotrian para os modelos de N II (OSTAR2002 e BSTAR2006).	36
2.4	Diagramas de Grotrian para os modelos de O II (OSTAR2002) e O II (BSTAR2006).	37
2.5	Diagramas de Grotrian para os modelos de Si II e Si III.	37
2.6	Diagrama de Grotrian para o modelo de Mg II.	38
3.1	Exemplos de espectros FEROS observados na região $\lambda 4000 - \lambda 4300 \text{ \AA}$	50
3.2	Exemplos de espectros FEROS observados na região $\lambda 4300 - \lambda 4660 \text{ \AA}$	51
3.3	Exemplos de espectros FEROS observados na região $\lambda 4660 - \lambda 5020 \text{ \AA}$	52
3.4	Exemplos de espectros FEROS observados na região $\lambda 5020 - \lambda 5980 \text{ \AA}$	53
3.5	Exemplos de espectros FEROS observados na região $\lambda 6500 - \lambda 6700 \text{ \AA}$	54
3.6	Exemplos de espectros CASPEC observados na região $\lambda 4000 - \lambda 4300 \text{ \AA}$	55
3.7	Exemplos de espectros CASPEC observados nas regiões $\lambda 4300 - \lambda 4660 \text{ \AA}$	56

3.8	Exemplos de espectros CASPEC observados nas regiões $\lambda 4820$ - $\lambda 4900 \text{ \AA}$; $\lambda 4900$ - $\lambda 4960 \text{ \AA}$ e $\lambda 4990$ - $\lambda 5030 \text{ \AA}$	57
3.9	Linhas de He I, $\lambda 4026 \text{ \AA}$, $\lambda 4388 \text{ \AA}$ e $\lambda 4471 \text{ \AA}$ da estrela BD+21°1881.	59
4.1	Sistema fotométrico Strömrgren (uvby)	66
4.2	Ajuste dos perfis teóricos e observados da linha de H_γ	67
4.3	Sistema fotométrico Johnson (UBV)	69
4.4	Calibração do parâmetro Q.	71
4.5	Perfis observados das linhas de hidrogênio, H_β e H_δ	74
4.6	Comparação entre os $\log g$ obtidos com os perfis das linhas H_γ , H_β e H_δ	75
4.7	Distribuições de $\log g_{H_\beta}$, $\log g_{H_\delta}$ e $\log g_{H_\gamma}$	77
4.8	Gráfico comparativo das T_{ef} obtidas neste trabalho com as da literatura.	78
4.9	Calibração para $v_{sen i}$ de Daflon et al. (2007).	82
4.10	Determinação da microturbulência para a estrela BD+20°1918.	89
4.11	Diferenças de abundâncias de He com respeito a T_{ef} entre as quatro linhas de He I.	90
4.12	Exemplos de ajustes de perfis das linhas espectrais de He selecionadas.	92
4.13	Abundâncias de He em função da T_{ef} . A linha tracejada representa a abundância Solar, $A(\text{He})=10,93 \pm 0,01$ (Asplund et al., 2009).	95
4.14	Avaliação das T_{ef} (painel esquerdo) e $\log g$ (painel direito) obtidas segundo Daflon & Cunha (2004)	97
4.15	Avaliação das ξ (painel esquerdo) e $\log \varepsilon(\text{He})$ (painel direito) obtidas segundo Daflon & Cunha (2004)	98
4.16	Abundâncias de He em função da T_{ef}	103
4.17	Gráfico comparativo das abundâncias de He obtidas neste trabalho com valores da literatura.	107
4.18	Distribuição dos objetos projetados no plano da Galáxia.	112
4.19	Gradiente radial de abundâncias de He, amostra total.	113
4.20	Comparação com as distribuições de abundâncias de He em estrelas B da literatura.	116
4.21	Comparação entre o gradiente de He obtido neste trabalho com os gradientes teóricos.	121

5.1	Determinação da microturbulência para a estrela NGC 2264 178.	126
5.2	Comparação entre as velocidades de microturbulência obtidas a partir das linhas de He I e O II.	128
5.3	$\text{Log}\varepsilon(\text{O})$ vs. T_{ef} para as estrelas da região de $R_G \sim 9-11$ kpc.	130
5.4	$\text{Log}\varepsilon(\text{C})$ vs. T_{ef} e $\text{Log}\varepsilon(\text{N})$ vs. T_{ef} , para as estrelas de $R_G \sim$ 9-11 kpc.	131
5.5	$\text{Log}\varepsilon(\text{Mg})$ vs. T_{ef} e, $\text{Log}\varepsilon(\text{Si})$ vs. T_{ef} , para as estrelas de R_G $\sim 9-11$ kpc.	132
5.6	Comparação entre perfis teóricos de N II gerados com DETAIL e SURFACE (linha preta) e TLUSTY e SYNPLLOT (linha vermelha).	137
5.7	Comparação entre perfis teóricos de O II gerados com DETAIL e SURFACE (linha preta) e TLUSTY e SYNPLLOT (linha vermelha).	138
5.8	Comparação entre perfis teóricos de O II e Mg II gerados com DETAIL e SURFACE (linha preta) e TLUSTY e SYNPLLOT (linha vermelha).	140
5.9	Comparação entre perfis teóricos de Si III gerados com DETAIL e SURFACE (linha preta) e TLUSTY e SYNPLLOT (linha vermelha).	141
5.10	Comparação entre as abundâncias médias de carbono (painel esquerdo) e nitrogênio (painel direito) obtidas por Daflon & Cunha (2004) e neste trabalho.	145
5.11	Comparação entre as abundâncias médias de oxigênio (painel esquerdo) e magnésio (painel direito) obtidas por Daflon & Cunha (2004) e neste trabalho.	146
5.12	Comparação entre as abundâncias médias de silício obtidas por Daflon & Cunha (2004) e neste trabalho.	148
5.13	Comparação entre as T_{ef} (painel esquerdo) e $\log g$ (painel direito) determinadas por Daflon & Cunha (2004) e neste trabalho.	149
5.14	$\text{Log}\varepsilon(\text{O})$ vs. T_{ef} para todas as estrelas das amostras Daflon & Cunha (2004) e $R_G=9-11$ kpc.	150
5.15	Comparação entre as ξ (painel esquerdo) e $\log\varepsilon(\text{O})$ (painel direito) determinadas em ETL e em não-ETL.	151
5.16	Distribuição de $\log\varepsilon(\text{O})$ para estrelas das regiões interna e externa do disco Galáctico.	153
5.17	Gradiente radial de oxigênio.	155
5.18	Gradientes radiais de oxigênio, considerando diferentes pesos. .	156
5.19	Abundâncias dos aglomerados comparadas com os gradientes radiais previstos por diferentes modelos identificados na figura.	159

Lista de Tabelas

1.1	Gradientes radiais de abundâncias da literatura a partir de estrelas OB.	8
1.2	Gradientes radiais de abundâncias da literatura a partir de Regiões H II.	9
1.3	Gradientes radiais de oxigênio da literatura a partir de nebulosas planetárias.	11
1.4	Gradientes radiais de Fe da literatura a partir de aglomerados abertos.	13
2.1	Tabela comparativa entre este trabalho com Przybilla et al. (2008).	41
2.2	Tabela comparativa entre este trabalho com Przybilla et al. (2008) para três linhas de C.	41
3.1	Dados observacionais das estrelas da amostra de $R_G=9-11$ kpc.	46
3.2	Larguras à meia altura das linhas de He I $\lambda 4026$, $\lambda 4388$ e $\lambda 4471$	60
4.1	Dados da fotometria Strömgren e Johnson e parâmetros atmosféricos.	72
4.2	Velocidades Rotacionais Projetadas obtidas (km/s).	84
4.3	Lista de linhas de He usadas.	85
4.4	Parâmetros Estelares e abundâncias de He.	93
4.5	Parâmetros atmosféricos e abundâncias obtidas como os dois diferentes métodos (a) e (b), para as 13 estrelas avaliadas.	99
4.6	Parâmetros estelares e $\log \varepsilon(\text{He})$ da amostra de Daffon & Cunha (2004) ^(a) a partir de uma linha).	101
4.7	Abundâncias médias de He.	104
4.8	Incertezas na Abundância de He.	106

4.9	Coordenadas Galácticas, distâncias e distâncias Galactocêntricas dos aglomerados.	110
4.10	Gradientes de abundâncias de He da literatura.	118
5.1	Dados atômicos.	124
5.2	Parâmetros atmosféricos e abundâncias metálicas das estrelas da amostra da região $R_G=9-11$ kpc.	129
5.3	Abundâncias médias por aglomerado da região $R_G=9-11$ kpc. .	134
5.4	Incertezas na Abundância.	135
5.5	Íons, comprimentos de onda das linhas de teste, com abundâncias e ξ necessários para o ajuste dos perfis teóricos. .	139
5.6	Parâmetros atmosféricos e valores de ξ das estrelas selecionadas para a comparação das abundâncias medidas com ambos métodos.	142
5.7	Abundâncias de C, N, O, Mg e Si linha por linha de sete estrelas obtidas por Daflon & Cunha (2004) e neste trabalho. .	143
5.8	Abundâncias médias de C, N, O, Mg e Si de sete estrelas obtidas por Daflon & Cunha (2004) (D-S) e neste trabalho (T-S).	144
5.9	Parâmetros atmosféricos e abundâncias de Oxigênio recalculados.	147
5.10	Abundâncias de oxigênio por aglomerado.	152
5.11	Gradientes radiais de oxigênio da literatura.	158
A.1	Parâmetros estelares das estrelas de Cepheus OB2, Daflon et al. (1999).	168
A.2	Parâmetros estelares Daflon et al. (2001a).	169
A.3	Parâmetros estelares Daflon et al. (2001b).	170
A.4	Parâmetros estelares Daflon et al. (2004a).	171
A.5	Parâmetros estelares Daflon et al. (2004b).	172
A.6	Abundâncias de Oxigênio de Daflon & Cunha (2004) (parte A).	173
A.7	Abundâncias de Oxigênio de Daflon & Cunha (2004) (Parte B).	174
A.8	Abundâncias médias de Oxigênio dos aglomerados de Daflon & Cunha (2004).	175

Capítulo 1

Introdução

1.1 Evolução química da Galáxia

A evolução da Galáxia inclui, dentre outros aspectos, a evolução química e a evolução dinâmica. Os modelos de evolução química da Galáxia (EQG) estudam e permitem compreender os processos envolvidos na formação e evolução da Galáxia, formação e evolução estelar, a origem e distribuição dos elementos, reciclagem do gás em diferentes gerações estelares e troca de material com o meio extragaláctico. Os modelos de EQG dependem de muitas variáveis como a taxa de formação estelar (SFR, do inglês *star formation rate*), a função de massa inicial (IMF, do inglês *initial mass function*), os fluxos de gás (*infall*, *outflow*, *infalls* radiais), *yields* estelares (termo usado para indicar as massas dos elementos produzidos e ejetados pelas estrelas), etc, o que dificulta sua elaboração.

Os modelos de EQG devem ser vinculados pelas observações, ou seja, devem ser capazes de reproduzir as características atuais da vizinhança solar e dos diferentes componentes da Galáxia: bojo, halo, disco espesso e disco fino. Entre os principais vínculos observacionais na vizinhança solar que

devem ser reproduzidos, estão a densidade superficial do gás, a densidade superficial estelar, a taxa de formação estelar, taxa de *infall*, as abundâncias solares (isto é, as abundâncias químicas do meio interestelar na época que o Sol se formou), as relações observadas $[X_i/Fe]$ vs. $[Fe/H]$, a distribuição de metalicidades das anãs tipo G, a relação idade-metalicidade, o gradiente radial de abundâncias, etc.

Os modelos de EQG devem considerar as diferentes histórias nucleossintéticas e origens estelares de cada elemento a fim de traçar a sua evolução química na Galáxia. Assim por exemplo, a evolução Galáctica do Oxigênio é diferente da evolução do Carbono ou Nitrogênio e dos elementos leves como, por exemplo, o Hélio. A evolução química do He (elemento que será analisado no Capítulo 4 desta tese) será apresentada resumidamente a seguir.

1.2 Evolução Química do Hélio

O Hélio (^3He e ^4He), assim como elementos leves como D e ^7Li , foram produzidos durante a nucleossíntese primordial. As altas temperaturas e densidades permitiram a criação destes elementos, que também são sintetizados nas estrelas (com exceção do deutério, que só é destruído). Quando o Universo se esfriou e atingiu uma temperatura de $T \sim 1,2 \times 10^9$ K a um $t \sim 180$ s, os nêutrons livres se combinaram com os prótons para formar o deutério. Em seguida, o deutério se une a um outro nêutron formando o trítio, por outro lado, o núcleo de ^3He é formado da captura de um próton pelo deutério (ou pela colisão de dois núcleos de D). O núcleo de ^4He é formado da reação de um trítio com um próton. A fração de massa do hélio primordial Y pode ser determinada a partir de

$$Y = \frac{2(n/p)}{1 + (n/p)} \quad (1.1)$$

onde (n/p) é a razão entre nêutrons e prótons, e representa uma abundância de aproximadamente 25% por massa.

Do ponto de vista observacional, é impossível medir diretamente a abundância primordial do He, uma vez que as abundâncias produzidas pelas estrelas alteraram as abundâncias primordiais dos elementos leves, além de produzir outros elementos mais pesados como, C, N e O, e os demais metais. Por isto, para medir as abundâncias dos elementos leves mais próximas dos valores primordiais, deve-se procurar zonas com baixa metalicidade. Normalmente, este tipo de análise se baseia em abundâncias de regiões H II a partir de linhas de emissão com extrapolação para metalicidade zero (Olive et al, 1997). O ^4He é observado em regiões H II, sendo que as mais pobres em metais estão localizadas em galáxias anãs. Diferentes trabalhos apontam diferentes valores de Y , variando de $0,2565 \pm 0,0060$ (Izotov & Thuan, 2010) a $0,2482 \pm 0,0007$ (Aver, Olive & Skillman, 2010). Os resultados mais antigos variavam entre $0,22 < Y < 0,25$ (ver Olive et al. 1997, para referências). No nosso trabalho, usamos como referência a média dos trabalhos de Peimbert & Peimbert (2000) e Thuan & Izotov (2000), que é $\sim 0,2402 \pm 0,0054$ ou $\text{He}/\text{H} = 0,079 \pm 0,002$.

O ^4He , além de ser produzido durante a nucleossíntese primordial, também é produzido por estrelas de diferentes massas, que resultou em um aumento da quantidade de ^4He (embora a maior quantidade de Hélio no Universo tenha sido produzida no Bing Bang). O ^4He é produzido em estrelas com massas entre $1-100 M_{\odot}$ e sua produção depende da quantidade de massa perdida pelas estrelas. As estrelas de alta massa, contribuem para o

enriquecimento de ^4He (além de metais pesados) através dos ventos estelares. Contudo, as estrelas de massa intermediária são as que mais contribuem para o enriquecimento de ^4He . Estas estrelas têm um papel importante na queima de H e He, produzindo principalmente He, C, N e elementos-s. A evolução destas estrelas (dependendo da massa) tem como resultado o aumento das abundâncias de He, N e C, nos eventos de dragagem, durante os quais, zonas convectivas penetram nas camadas inferiores da estrela e trazem algumas espécies até as camadas mais externas, produzindo uma variação da composição química das atmosferas. Na primeira dragagem, no início do ramo das gigantes vermelhas (RGB), os principais elementos transportados para a fotosfera estelar são ^{13}C e ^{14}N . Na segunda dragagem (para estrelas com massa aproximadamente $>2-3 M_{\odot}$), aumenta a abundância de ^4He enquanto que o C e O são convertidos em ^{14}N (Maciel, 2007). A segunda dragagem acontece quando a estrela está subindo pelo ramo assintótico das gigantes (AGB) após terminar a queima de He no centro. A camada que queima H em He está inativa e o envoltório convectivo nesta dragagem aparentemente aumenta as abundâncias de C e de elementos-s.

O ^3He , por outro lado, é produzido em estrelas com massa na faixa de 1-2 M_{\odot} . Porém, sua evolução é mais complexa e os modelos de EQG prevêem uma abundância de ^3He muito menor do que a encontrada na Galáxia. Para explicar as abundâncias observadas, seria necessário considerar alguns mecanismos de destruição de ^3He em mais de 90% das estrelas de baixa massa (Dearborn et al., 1996, Galli et al., 1997, Chiappini et al., 2002, Romano et al., 2003).

A história evolutiva dos elementos é refletida em outros vínculos observacionais, tais como o gradiente radial de abundâncias ao longo do disco,

para o qual não existe consenso nos resultados apresentados na literatura. Diferentes trabalhos encontraram que o gradiente de abundâncias varia em inclinação dependendo do objeto e do elemento químico analisado. Tais discrepâncias serão comentadas na seção a seguir.

1.3 Gradiente Radial de Abundâncias

A distribuição radial das propriedades químicas atuais da nossa Galáxia pode ser estudada a partir da análise de abundâncias de objetos jovens do disco, tais como estrelas OB ou nebulosas fotoionizadas. Resultados de diversos estudos apontam para uma diminuição das abundâncias químicas do centro para o bordo do disco Galáctico, em função da distância Galactocêntrica R_G , definindo os gradientes radiais de abundância.

Os gradientes radiais podem ser definidos a partir das distribuições de abundâncias obtidas para diferentes objetos da Galáxia, medindo a abundância de Fe em aglomerados abertos, através de análises do gás ionizado (por ex., regiões H II e nebulosas planetárias) ou de fotosferas estelares (por ex., estrelas OB e cefeidas). Apresentamos a seguir uma revisão dos principais resultados de gradientes radiais encontrados na literatura.

1.3.1 Gradientes radiais de abundância de metais na Galáxia

Estrelas OB

As estrelas OB são estrelas jovens com idades < 10 Manos¹, com composição química que representa a abundância da nuvem na qual se formaram. Seguidamente mencionaremos alguns trabalhos da literatura de gradientes

¹Nesta tese, definimos Manos= 10^6 anos e Ganos= 10^9 anos

radiais de abundâncias de metais, que seram apresentados na Tabela 1.1. Os primeiros trabalhos sobre gradientes radiais inferidos por estrelas B apontavam um gradiente nulo ou quase nulo. Por exemplo, Gehren et al. (1985) com uma amostra de 11 estrelas com $R_G=8,5$ até 17 kpc, analisaram os gradientes de abundâncias do O e N em ETL, encontrando um gradiente quase nulo, de $-0,01 \pm 0,02$ dex/kpc. Na parte externa do disco, Fitzsimmons et al. (1990) numa análise em ETL de N, O, Mg, Al e Si de 20 estrelas OB pertencentes a 4 aglomerados com $R_G=5,5$ até 10,3 kpc, considerando $R_\odot=10$ kpc, encontraram um gradiente quase nulo de $-0,015 \pm 0,014$ dex/kpc para o oxigênio. Posteriormente, na parte externa do disco para $R_G=6 - 17$ kpc, Kaufer et al. (1994) analisaram a distribuição de abundâncias ETL de C, N, O, Mg, Al, Si e S para 16 estrelas OB, e encontraram para o N um gradiente de $-0,026 \pm 0,009$ dex/kpc e para o oxigênio um gradiente nulo. Kilian et al. (1994) analisaram a distribuição de abundâncias de C, N, O, Mg, Si, Ne, S e Fe em não-ETL com os modelos de Gold (1984), para uma amostra de três aglomerados abertos com $R_G=6$ até 15 kpc, considerando $R_\odot=8,7$ kpc. Eles encontraram, para estes elementos, gradientes com valores de $+0,001 \pm 0,015$ dex/kpc (C), $-0,017 \pm 0,02$ dex/kpc (N), $-0,021 \pm 0,012$ dex/kpc (O), $-0,020 \pm 0,011$ dex/kpc (Mg), $0,00 \pm 0,018$ dex/kpc (Si), $-0,043 \pm 0,011$ dex/kpc (Ne), $-0,026 \pm 0,025$ dex/kpc (S) e para o Fe encontraram $-0,003 \pm 0,020$ dex/kpc. Smartt & Rolleston (1997) analisaram a região $R_G=6$ até 15 kpc, interpolando na grade de larguras equivalentes teóricas em não-ETL de Becker & Butler (1988) calculada em base aos modelos atmosféricos de Gold (1984) e encontraram, para o oxigênio, um gradiente com alta inclinação $-0,07 \pm 0,01$ dex/kpc. Gummersbach et al. (1998), para uma amostra de 16

estrelas B pertencentes a 10 aglomerados com $R_G=5$ até 14 kpc, analisaram a distribuição de abundâncias de He, C, N, O, Mg e Si através do ajuste de perfís teóricos em não-ETL. Para o oxigênio, encontraram um gradiente de $-0,067 \pm 0,024$ dex/kpc; para os outros elementos, os gradientes estão na faixa de $-0,0035$ dex/kpc, para o C, $-0,107$ dex/kpc, para o Si. Para o He, a grande incerteza na análise não permitiu chegar a um resultado conclusivo. Rolleston et al. (2000), a partir de uma amostra de 80 estrelas OB pertencentes a 19 aglomerados, para $R_G=6-18$ kpc, determinaram os gradientes de abundâncias em ETL para o C ($-0,07 \pm 0,02$ dex/kpc), Mg ($-0,09 \pm 0,02$ dex/kpc), Al ($-0,05 \pm 0,01$ dex/kpc) e Si ($-0,07 \pm 0,01$ dex/kpc), com parâmetros atmosféricos e larguras equivalentes compiladas da literatura. E, finalmente Daflon & Cunha (2004) a partir de uma amostra de 69 estrelas B pertencentes a 25 aglomerados do disco com $R_G=4,7$ até 13,2 kpc considerando $R_\odot=7,9$ kpc, analisaram a distribuição de abundâncias em não-ETL com determinação dos parâmetros atmosféricos em ETL, para C, N, O, Mg, Si, Al e S, encontrando gradientes com valores entre $-0,031$ dex/kpc, para o oxigênio e $-0,052$ dex/kpc, para o magnésio. Além disso, na sua distribuição de abundâncias para estes elementos, encontraram indício de uma possível descontinuidade no gradiente de abundâncias na região de $R_G=9-11$ kpc.

Regiões H II

As regiões H II são regiões de formação estelar, com abundâncias que representam o estado atual do meio interestelar. Um dos primeiros trabalhos sobre gradientes radiais foi o de Shaver et al. (1983), a partir de observações em rádio, para a determinação dos parâmetros físicos, e no óptico, para a

Tabela 1.1: Gradientes radiais de abundâncias da literatura a partir de estrelas OB.

Objeto	Elemento	grad (dex/kpc)	N	R_{\odot}	R_G	Referência
Estrelas B	O	- 0,01 ± 0,02	11	10	8,5 - 17	Gehren et al. 1985
	O	- 0,015 ± 0,014	20	8,5	5,5 - 10,3	Fitzsimmons et al. (1990)
	O	- 0,03 ± 0,02	46	8,5	6 - 13	Fitzsimmons et al. 1992
	O	- 0,000 ± 0,009	16	8,5	6 - 17	Kaufer et al. 1994
	N	- 0,026 ± 0,009	"	"	"	"
	O	- 0,021 ± 0,012	41	8,7	6 - 15	Kilian et al. 1994
	C	+ 0,001 ± 0,015	"	"	"	"
	N	- 0,017 ± 0,002	"	"	"	"
	Mg	- 0,020 ± 0,011	"	"	"	"
	Si	- 0,000 ± 0,018	"	"	"	"
	Ne	- 0,043 ± 0,011	"	"	"	"
	S	- 0,026 ± 0,025	"	"	"	"
	Fe	- 0,003 ± 0,020	"	"	"	"
	O	- 0,07 ± 0,01	47	8,5	6 - 18	Smartt & Rolleston, 1997
	O	-0,067 ± 0,024	16	8,5	5 - 14	Gummersbach et al. 1998
	C	-0,035 ± 0,014	"	"	"	"
	N	-0,078 ± 0,023	"	"	"	"
	Mg	-0,082 ± 0,026	"	"	"	"
	Al	-0,045 ± 0,023	"	"	"	"
	Si	-0,107 ± 0,028	"	"	"	"
	O	-0,031 ± 0,012	69	7,9	4,7 - 13,2	Dafon & Cunha 2004
	C	-0,037 ± 0,010	"	"	"	"
	N	-0,046 ± 0,011	"	"	"	"
	Mg	-0,052 ± 0,014	"	"	"	"
	Al	-0,048 ± 0,010	"	"	"	"
	Si	-0,040 ± 0,017	"	"	"	"
	S	-0,040 ± 0,011	"	"	"	"

Tabela 1.2: Gradientes radiais de abundâncias da literatura a partir de Regiões H II.

Objeto	Elemento	grad (dex/kpc)	R_{\odot}	R_G	Referência
Regiões H II	O	$-0,07 \pm 0,015$	10	5 - 13	Shaver et al. 1983
	N	$-0,09 \pm 0,015$	"	"	"
	O	$\sim -0,07$	10	11,5 - 17,9	Fich & Silkey 1991
	N	$\sim -0,08$	"	"	"
	O	$-0,036 \pm 0,020$	8,5	12 - 18	Vílchez & Esteban, 1996
	O	$-0,064 \pm 0,009$	8,5	0 - 12	Afflerbach et al. 1997
	O	$-0,039 \pm 0,005$	8,5	5 - 15	Deharveng et al. 2000
	O	$-0,0446 \pm 0,0049$	8,5	5 - 15	Balsler et al. 2011

determinação das abundâncias através da intensidade relativa das linhas. Shaver et al. (1983) analisaram a distribuição de abundâncias de N, O, e S, a partir de uma amostra de regiões H II com $R_G = 5$ até 13 kpc, considerando $R_{\odot} = 10$ kpc. Para o oxigênio, eles encontraram um gradiente de $-0,07 \pm 0,015$ dex/kpc e para o nitrogênio $-0,09 \pm 0,015$ dex/kpc. Fich & Silkey (1991) estenderam as observações para $R_G = 11,5 - 17,9$ kpc, com $R_{\odot} = 10$ kpc. Eles calcularam as distribuições de He, N, O, S e Ar e encontraram para o O e N um gradiente de $-0,07$ a $-0,08$ dex/kpc. Vílchez & Esteban (1996) determinaram abundâncias de N, O e S. Para o oxigênio, encontraram um gradiente de $-0,036 \pm 0,020$ dex/kpc, analisando regiões H II da parte externa do disco com $R_G = 12 - 18$ kpc, e considerando $R_{\odot} = 8,5$ kpc. Afflerbach et al. (1997), para $R_G = 0 - 12$ kpc e $R_{\odot} = 8,5$ kpc, encontraram para o oxigênio um gradiente de $-0,064 \pm 0,009$ dex/kpc. Finalmente, Deharveng et al. (2000) analisaram as abundâncias nebulares de He e O. Seus resultados para o He não foram conclusivos, entretanto, para o oxigênio, encontraram um gradiente de $-0,039 \pm 0,005$ dex/kpc para $R_G = 5 - 15$ kpc, considerando $R_{\odot} = 8,5$ kpc. A Tabela 1.2 apresenta os resultados dos trabalhos nomeados.

Nebulosas planetárias

As nebulosas planetárias, ejetadas de estrelas com massas intermediárias ($0,8 M_{\odot} < M < 8 M_{\odot}$), podem ser localizadas no halo, disco e bojo da Galáxia. Suas idades estão na faixa de 1 até 8 Ganos, de modo que podem ser usadas para determinar a relação idade-metalicidade (Maciel et al., 2003). No entanto, suas distâncias são incertas. As nebulosas planetárias são classificadas de acordo com critérios dinâmicos e evolutivos, assim as de tipo II (Peimbert, 1978) são as que melhor representam a composição química do meio interestelar na região e na época em que foram formadas, uma vez que são objetos do disco com baixas massas e são as menos prováveis de estarem contaminadas com produtos nucleossintéticos da estrela progenitora, exceto para o He e N. Maciel & Köppen (1994), para uma amostra de objetos com $R_G=4-13$ kpc e $R_{\odot}=8,5$ kpc, encontraram um gradiente de O de $-0,069 \pm 0,006$. Maciel & Quireza (1999), para uma amostra de objetos com $R_G=3-14$ kpc e $R_{\odot}=7,6$ kpc, encontraram um gradiente de O de $-0,058 \pm 0,007$ dex/kpc. Perinotto & Morbidelli (2006) encontraram, para o oxigênio, um gradiente de $-0,016 \pm 0,008$ dex/kpc considerando toda sua amostra, e para apenas as nebulosas planetárias tipo II, um gradiente de $-0,02 \pm 0,01$ dex/kpc. Stanghellini et al. (2006) selecionaram 79 nebulosas planetárias com morfologias de núcleo elípticas e bipolares, distribuídas uniformemente no disco, e encontraram gradientes planos de $-0,01$ dex/kpc. Posteriormente, Stanghellini & Haywood (2010), a partir de 206 nebulosas planetárias e a classificação de Peimbert para discriminar idade, encontraram para o oxigênio gradientes com valores de $-0,023 \pm 0,006$ dex/kpc para toda a amostra. Considerando Tipo I, II e III, encontraram gradientes com valores de $-0,035$; $-0,023$; e $-0,011$ dex/kpc, respectivamente. Além

Tabela 1.3: Gradientes radiais de oxigênio da literatura a partir de nebulosas planetárias.

Objeto	grad (dex/kpc)	N	R_{\odot}	R_G	Referência
Nebulosas Planetarias	$- 0,069 \pm 0,006$	200	8,5	4 - 13	Maciel & Köppen 1994
	$- 0,058 \pm 0,007$	130	7,6	3 - 14	Maciel & Quireza 1999
	$- 0,016 \pm 0,008$	200	8	1 - 17	Perinotto & Morbidelli 2006
	$- 0,020 \pm 0,010$ (Tipo II)		"	"	"
	$- 0,010 \pm$	79	8	3,5 - 15,8	Stanghellini et al. 2006
	$- 0,023 \pm$	206	8	7 - 22	Stanghellini & Haywood 2010
	$- 0,023 \pm$ (tipo II)		"	"	"
	$- 0,085 \pm$	26	8	3,5-9,8	Pottasch & Bernard-Salas, 2006
	$- 0,037 \pm 0,008$	85	8,5	3,9 - 17,1	Henry et al. 2004
	$- 0,058 \pm 0,006$	124	8,5	0,9-21	Henry et al. 2010

disso, sua análise sugere que os gradientes se tornam mais inclinados com o tempo. Pottasch & Bernard-Salas (2006), a partir de observações no óptico e no infravermelho de 26 nebulosas planetárias com R_G entre 3,5 até 9,8 kpc, encontraram um gradiente de $- 0,085$ dex/kpc. Maciel et al. (2003) encontraram que o gradiente de O se tornou mais plano nos últimos 9 Ganos, desde $- 0,11$ até $- 0,06$ dex/kpc. Maciel et al. (2006) dividiram a amostra em quatro grupos de acordo com a idade e encontraram que, em média, os gradientes radiais de abundâncias para quatro elementos se tornaram mais planos nos últimos 6 a 8 Ganos. Henry et al. (2004) encontraram para o oxigênio um gradiente de $- 0,037 \pm 0,008$ dex/ kpc. Posteriormente, Henry et al. (2010) analisaram 124 nebulosas planetárias com R_G entre 0,9 até 21 kpc, e encontraram um gradiente de oxigênio de $- 0,058 \pm 0,006$ dex/kpc. As incertezas envolvidas na análise, no entanto, não permitiram definir uma inclinação entre $- 0,04$ a $- 0,06$ dex/kpc. A Tabela 1.2 apresenta os resultados dos trabalhos descritos.

Cefeidas

As cefeidas são estrelas brilhantes, detectadas a grandes distâncias e relativamente jovens (<200 Manos); são fáceis de ser identificadas e suas distâncias são bastante acuradas. Os trabalhos de Caputo et al.(2001), Andrievsky et al. (2002), Luck et al (2003), Andrievsky et al. (2004), Pediccelli et al. (2009) encontraram que poderia existir uma descontinuidade no gradiente radial de abundâncias. Por outro lado, existem evidências de inhomogeneidades químicas ao longo dos quadrantes Galácticos (Luck et al., 2006, Lemasle et al., 2008). Pediccelli et al (2009), para uma amostra de 265 cefeidas com $R_G=5 - 17$ kpc, encontraram que o melhor ajuste aos seus resultados é obtido com dois gradientes diferentes para as regiões $R_G < 8$ kpc e $R_G > 8$ kpc ($- 0,130 \pm 0,015$ e $- 0,042 \pm 0,004$ dex/kpc, respectivamente). Na parte externa da Galáxia, na região de 12 - 17,2 kpc, Yong et al. (2006), com uma amostra de 24 cefeidas encontraram que a distâncias maiores que 14 kpc, a distribuição radial torna-se mais plana.

Aglomerados abertos

Os aglomerados abertos fornecem informação química e cinemática de diferentes zonas e em diferentes épocas, já que podem ser observados ao longo de todo o disco Galáctico. Suas idades e distâncias podem ser obtidas com uma precisão relativamente boa, e cobrem toda a faixa de metalicidades e idades do disco. Assim, a distribuição radial da metalicidade ao longo do disco e a relação idade-metalicidade podem ser estudadas com estes objetos. O gradiente de ferro pode ser obtido a partir da análise de metalicidades de aglomerados abertos, como Janes (1979) que obteve um gradiente de $- 0,05 \pm 0,01$ dex/kpc para $R_G=8 - 14$ kpc. Cameron (1985) encontrou

Tabela 1.4: Gradientes radiais de Fe da literatura a partir de aglomerados abertos.

Objeto	grad (dex/kpc)	N	R_{\odot}	R_G	Referência
Aglomerados Abertos + GK	$-0,05 \pm 0,01$	41	10	8-14	Janes 1979
Aglomerados Abertos	$\sim -0,15$	38	8,5	7 - 8,5	Cameron 1985
	$\sim -0,06$	"	"	8,5 - 11	"
	$-0,11 \pm 0,02$	"	"	7 - 11	"
	$-0,091 \pm 0,014$	24	8,5	7,4 - 18,7	Friel (1995)
	$-0,059 \pm 0,010$	39	8,5	7 - 16	Friel et al. (2002)

que a distribuição de abundâncias de 38 aglomerados com R_G entre 7 e 11 kpc parece ser mais inclinada para $R_G > 8,5$ kpc, do que para $R_G < 8,5$ com valores de $-0,15$ e $-0,06$ dex/kpc, respectivamente. Friel (1995), baseado em espectroscopia de baixa resolução, encontrou um gradiente de Fe igual a $-0,091 \pm 0,014$ dex/kpc para uma amostra de 24 aglomerados abertos com $R_G = 7,4 - 18,7$ kpc. Posteriormente, Friel et al. (2002) aumentaram sua amostra e o número de estrelas por aglomerado além de revistar e atualizar sua calibração de abundâncias. Friel et al. (2002) encontraram um gradiente de Fe igual a $-0,059 \pm 0,010$ dex/kpc para uma amostra de 39 aglomerados abertos com $R_G = 7 - 16$ kpc. Eles encontraram evidência de que o gradiente torna-se mais plano com o tempo: o gradiente obtido para aglomerados mais velhos que 3 Ganos é $-0,072 \pm 0,016$ dex/kpc enquanto que, para aglomerados mais jovens que 3 Ganos, é $-0,046 \pm 0,012$ dex/kpc. Twarog et al. (1997) analisaram uma amostra de 79 aglomerados abertos e encontraram indícios de uma descontinuidade no gradiente de abundâncias a $R_G \sim 10$ kpc. Os gradientes radiais de Fe obtidos nos trabalhos referenciados são apresentados na Tabela 1.4 resultados dos trabalhos nomeados.

1.3.2 Gradientes radiais de abundância de He

Diferente dos metais, a distribuição de abundâncias de He ao longo do disco da Galáxia não tem sido muito estudada. As análises nebulares, por exemplo, geralmente focalizam em abundâncias de O, S, Ar, Ne e, mais raramente, He e N. A maioria dos estudos de estrelas B, por outro lado, se restringe a análise de abundâncias de metais tais como C, N, O, Mg, Al, Si e S (p. ex. Daflon & Cunha 2004), que são os metais com linhas de absorção mais comuns nos espectros destas estrelas. Em ambos os casos, a distribuição de abundâncias do hélio, um elemento-chave para os modelos de EQG não está ainda bem estabelecida.

As abundâncias de He nas nebulosas planetárias, assim como nas cefeidas, apresentam uma contribuição por processos nucleossintéticos e de *mixing* durante a evolução estelar. Para as nebulosas planetárias, existem trabalhos na literatura sobre o gradiente de abundâncias de He, como por exemplo, D’Odorico & Peimbert (1976), Maciel & Chiappini (1994), Pasquali & Perinotto (1993), Maciel (2001), entre outros, variando os resultados na faixa de $-0,001$ até $-0,02$ dex/kpc. Para as regiões H II, o estudo de Shaver et al (1983) apresenta resultados de abundâncias para o He para poucos objetos, sugerindo um gradiente de abundâncias quase nulo ($-0,001$ dex/kpc) mas, com alta dispersão. Posteriormente, Deharveng et al. (2000) analisaram diferentes zonas de diferentes regiões H II sem resultados conclusivos. Ambos estudos concluem que seus resultados de abundâncias incluem tanto He neutro como ionizado e relatam a dificuldade de determinar só o He neutro presente nestes objetos.

Os estudos de gradientes radiais baseados em análises de estrelas B geralmente focalizam em abundâncias de *metais*, não dando a devida atenção

ao He, apesar deste elemento apresentar linhas espectrais bastante intensas nos espectros das estrelas B. Alguns trabalhos se restringem à região solar, como Brown et al. (1986), Lyubimkov et al. (2004) e Huang & Gies (2006), e outros como Klochkova & Panchuk (1990). Devido a restrição em R_G , nenhuma tentativa de se obter um gradiente radial de He foi feita até então.

1.3.3 Descontinuidade no gradiente

Embora a existência do gradiente radial já tenha sido apontada por vários trabalhos, questões como a sua forma e evolução temporal ainda não estão bem definidas. Por exemplo, é possível que a distribuição radial das abundâncias ao longo do disco seja mais complexa: diferentes análises de abundâncias em diferentes objetos apontam para um comportamento bimodal do gradiente radial de abundâncias, com uma descontinuidade a $R_G \sim 9-11$ kpc. Esta descontinuidade também é prevista por alguns modelos teóricos, como o de Mishurov et al. (2002), Colavitti et al. (2008), Fu et al. (2009), embora ocorrendo a diferentes distâncias galactocêntricas nos diferentes modelos.

Para aglomerados abertos, Twarog et al. (1997), a partir de uma amostra de 76 aglomerados abertos com $R_G=7-16$ kpc, encontraram grande dispersão de metalicidades na região posterior a $R_G=10$ kpc e uma aparente descontinuidade nesta posição. A partir da análise de cefeidas, Caputo et al. (2001) encontraram duas zonas distintas de metalicidade com uma descontinuidade a $R_G=10$ kpc. Numa série de artigos, o grupo de Andrievsky et al. (2002a, 2002b, 2004), e Luck et al. (2003), também analisando cefeidas, encontraram abundâncias diferentes nos discos interno ($R_G < R_\odot$) e externo ($R_G > R_\odot$), sugerindo uma ruptura na distribuição de abundâncias a $R_G=10$

kpc. Em Andrievsky et al. (2004), este fato foi interpretado como resultado da interação entre a rotação da estrutura do braço espiral com a rotação dos componentes estelares e não estelares. Segundo eles na região na qual a velocidade angular de rotação do disco é igual a velocidade de rotação dos braços espirais (raio de corotação), a taxa de formação estelar apresenta um mínimo e a metalicidade acumulada nesta posição deve ser menor.

Posteriormente, Luck et al. (2006) complementaram a amostra com 56 cefeidas, concluindo que a distribuição de abundâncias no disco é linear com um gradiente de metalicidade de $-0,06$ dex/kpc (Figura 1.1), e com uma inhomogeneidade na distribuição espacial a ~ 3 kpc do Sol na direção $l=120^\circ$, com uma metalicidade média de $\sim 0,2$ dex maior que o Sol. Esta inhomogeneidade na distribuição espacial também foi encontrada por Lemasle et al. (2008) e Pediccelli et al. (2009). Estes últimos, também a partir de uma compilação de cefeidas da literatura, encontraram uma diferença na inclinação dos gradientes para R_G maiores e menores que ~ 8 kpc, sendo mais inclinados na parte interna do disco.

Daflon & Cunha (2004), a partir de uma amostra de 69 estrelas OB com $R_G=4,7-13,6$ kpc, encontraram que na região de 9-11 kpc, as abundâncias para elementos como C, N, O, Mg, Al, Si e S, são menores que as esperadas para essa região do disco, porém a amostragem nessa região limitava-se a um aglomerado e uma região H II para as quais, por exemplo, encontraram valores de abundâncias de O em média 0,55 dex menores que o valor solar (Figura 1.2).

Trabalhos mais recentes na parte externa do disco encontram um gradiente negativo na região interna e plano para as regiões mais externas do disco como uma transição a $\sim 9-14$ kpc, (Yong, Carney & Teixeira de Almeida,

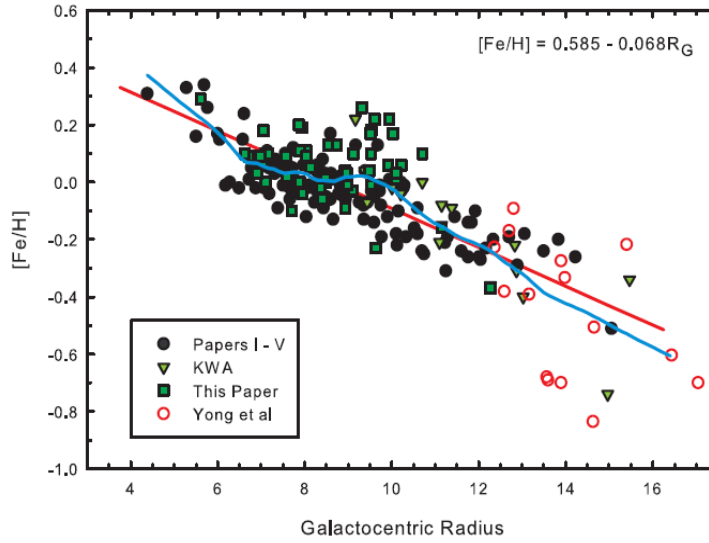


Figura 1.1: $[Fe/H]$ vs. distância Galactocêntrica da amostra de Cefeidas de Luck et al. (2006).

2005, Carraro et al., 2007, Sestito et al., 2008). Outros trabalhos focalizando na parte externa do disco mostraram que a distribuição de metalicidades é bem acentuada até $R_G \sim 12$ kpc e plano para R_G maiores. Por exemplo, Magrini et al. (2009), a partir de uma amostra de 45 aglomerados abertos localizados a $R_G = 7-23$ kpc; Pancino et al. (2010), a partir de uma compilação de 57 aglomerados abertos com $R_G > 6$ kpc, encontraram um gradiente de metalicidade de $-0,06 \pm 0,02$ dex/kpc para $R_G < 12$ kpc e um gradiente plano a R_G maiores; Jacobson et al. (2011) analisaram 20 aglomerados abertos com $R_G = 9-13$ kpc, encontrando que a distribuição de metalicidade diminui com R_G até $R_G \sim 12$ kpc e é plana a distâncias maiores.

Esta descontinuidade no gradiente, ainda controversa, pode ser devida ao fato de que a amostragem desta região mais distante é geralmente menos completa do que nas regiões média e interna do disco Galáctico (Luck et al.,

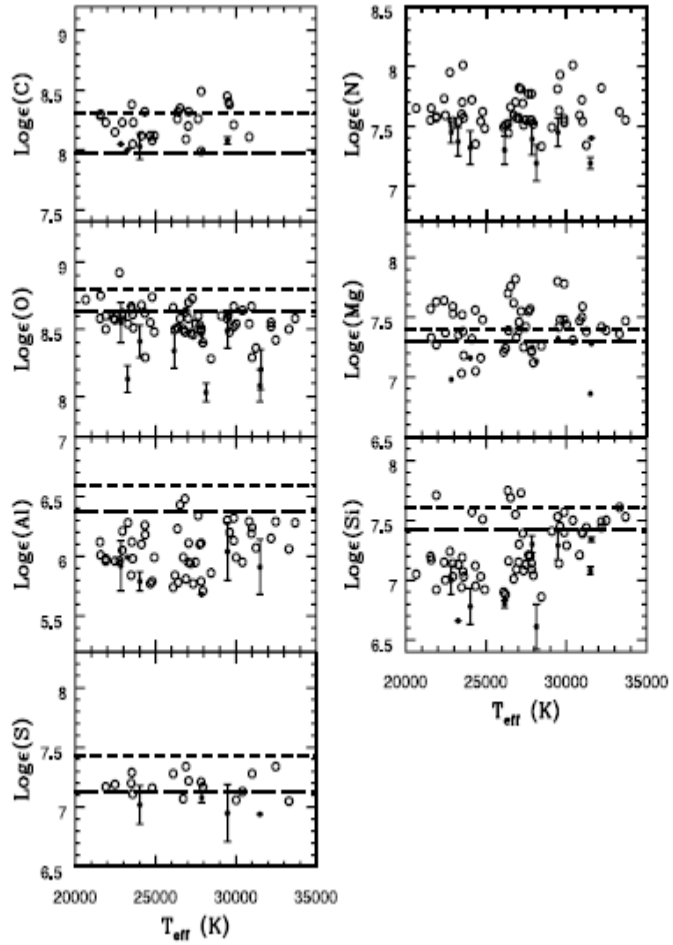


Figura 1.2: Abundâncias de metais em função da T_{ef} de estrelas do disco interno (círculos abertos) e externo (círculos fechados) de Daflon & Cunha (2004). As linhas tracejadas longa e curta são as abundâncias médias de Cefeidas do disco externo e médio respectivamente de Luck et al. (2003).

2006). Além disso, alguns trabalhos mencionados fizeram a análise baseada em compilação de amostras. Os diferentes métodos de análise poderiam também influenciar nos resultados, produzindo ou não a descontinuidade no gradiente radial de abundâncias. Para se constatar observacionalmente

se esta descontinuidade é real, precisa-se de uma análise com uma amostra maior que a já existente, focalizando especialmente em $R_G \sim 10$ kpc.

1.3.4 Previsões dos modelos

Na literatura, existem diferentes modelos de evolução química, desde o modelo mais simples que considera o sistema como fechado, sem acreção nem perda de material, gás inicial primordial sem metais, função de massa inicial constante com o tempo, reciclagem instantânea, entre outras. Contudo, este modelo não explica a distribuição das anãs tipo G. Modelos posteriores consideram outros fatores como acreção do gás, fluxos radiais, função de massa inicial variável, etc. Outros modelos mais complexos, além de considerar a evolução química, também consideram a evolução dinâmica, e que são chamados modelos *quimiodinâmicos*, como por exemplo Samland et al. (1997), Roskar et al. (2008) e, mais recentemente, Schönrich & Binney (2009). Este modelo preve a coevolução do disco fino e espesso sem acreção de material de fora da Galáxia, mas, por outro lado, envolve fluxos radiais e *mixing* radial de estrelas e preve que gradientes radiais de metalicidade tornam-se mais inclinados com o tempo.

Chiappini et al. (1997, 2001)

Modelo chamado "*two-infall*", considera dois episódios de acreção de gás diferentes na formação da Galáxia. No primeiro episódio, ocorre a formação rápida do halo (0,8 - 1 Ganos), do bojo (0,1 - 0,5 Ganos) e de parte do disco espesso. No segundo episódio, é formado o disco fino. O modelo considera a formação do disco desde a parte interna até a externa (*inside-out*), isto é, o tempo de formação do disco é função da distância galactocêntrica,

assegurando a formação do gradiente de abundâncias. As diferentes escalas de tempo de acreção influenciam na taxa de formação estelar, criando um gradiente na taxa de formação estelar e no conteúdo metálico resultante (Matteucci, 2008). Neste modelo, o disco está dividido em anéis concêntricos de 2 kpc de espessura que evoluem independentemente. O tempo de formação do halo é um dos parâmetros que modifica a magnitude e a forma dos gradientes previstos, que tendem a aumentar com o tempo, especialmente na parte interna do disco.

Hou et al. (2000)

Hou et al. (2000) estudaram a evolução de elementos como, He, C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, S e Ar a partir do modelo de evolução química do disco de Boissier & Prantzos (1999). Neste modelo, o disco é formado por vários anéis concêntricos, que evoluem de forma independente sem fluxo radial entre eles. Hou et al. (2000) assumiram uma formação do disco "*inside-out*", com uma taxa de formação estelar variável radialmente, e com processos de acreção de material externo. Os *yields* produzidos por estrelas de massa intermediária foram excluídas do modelo com a finalidade de testar até que ponto elas são necessárias para explicar os gradientes observados na Galáxia. Os resultados obtidos sugerem que a maioria dos gradientes observados podem ser explicados em termos da contribuição de estrelas de alta massa, com exceção do C e N. Além disso, os gradientes previstos por seu modelo tendem a diminuir com o tempo.

Alibes et al. (2001)

Neste modelo, considera-se que o disco se formou por acreção de gás extragaláctico, com uma taxa de formação estelar que varia ao longo do

raio Galactocêntrico. Dois tipos de composição química para o gás acretado, primordial e enriquecido, são considerados. Os gradientes produzidos pelo material enriquecido são menores do que aqueles produzidos pela queda de material com abundâncias primordiais, devido basicamente às abundâncias da parte externa do disco, onde a formação estelar é menos eficiente. Para o material acretado enriquecido, eles obtiveram um gradiente de O igual a $-0,047$ dex/kpc no intervalo de $R_G = 4$ a 16 kpc. Dividindo o disco em duas regiões Galácticas entre 4-10 e 10-16 kpc, os gradientes obtidos são $-0,040$ e $-0,062$ dex/kpc. Neste modelo, os gradientes se tornam menos acentuados com o tempo, com uma evolução rápida nos primeiros 5×10^9 anos, seguida de uma lenta evolução até os valores atuais.

Marcon-Uchida et al. (2010)

Este modelo tenta reproduzir a evolução química do disco da Galáxia e de outras duas galáxias, M31 e M33, baseado em Chiappini et al. (2001), porém considerando apenas um processo de acreção. Neste modelo, o disco é formado por anéis concêntricos que evoluem independentemente, da parte interna à externa, sem intercâmbio de matéria. Eles testaram alguns parâmetros como a influência da densidade do gás e a taxa de formação estelar, considerando uma SFR constante e outra que varia ao longo do raio Galactocêntrico. O modelo com SFR constante apresenta gradientes de oxigênio mais inclinados com o tempo, enquanto que o outro apresenta gradientes que se tornam mais planos com o tempo. Eles concluíram que o modelo que melhor reproduz a atual distribuição do gás no disco da Galáxia é aquele que considera a taxa de formação estelar que varia ao longo do raio Galactocêntrico com uma baixa taxa de formação estelar na parte interna do

disco. Os autores também concluem que não é possível reproduzir com um modelo simples a alta taxa de formação estelar na parte interna do disco e que esta é, provavelmente devido à existência de uma barra no disco Galáctico (Portinari & Chiosi, 2000).

Spitoni & Matteucci (2011)

Spitoni & Matteucci (2011) testaram o efeito do fluxo radial do gás nos modelos *one-infall* e *two-infall* para o disco da Galáxia com diferentes prescrições da lei de acreção e taxa de formação estelar. O fluxo radial foi incluído nas equações de evolução química, em concordância com Portinari & Chiosi (2000), resultando que, para acreção radial de gás de velocidade constante, o gradiente de metalicidade tende a ser bem inclinado. Por outro lado, considerando uma escala de tempo constante para a taxa de acreção ao longo do disco da Galáxia e a acreção radial do gás com velocidade constante, obtiveram um gradiente plano. Para reproduzir o atual gradiente observado, espera-se que o fluxo de gás aumente com a distância Galactocêntrica nos modelos de *one-infall* e *two-infall*. Contudo, o modelo de formação do disco de Chiappini et al. (2001) também pode reproduzir os gradientes observados sem fluxo radial. Spitoni & Matteucci concluem que os fluxos radiais podem ser os processos mais importantes para reproduzir os gradientes, considerando uma velocidade de gás variável, e que as incertezas nos dados observacionais dos gradientes impedem uma conclusão consistente. Os fluxos radiais de gás são considerados como uma consequência dinâmica da acreção, uma vez que o gás acretado tem um momentum angular mais baixo que os movimentos circulares no disco, e a mistura com o gás no disco induz uma acreção radial.

Fu et al., (2009)

Neste modelo, considera-se que a Galáxia estava inicialmente envolvida por um halo de matéria escura. O gás primordial dentro do halo se esfriou até formar o disco, formado por anéis concêntricos de 500 pc cada um, que evoluem independentemente, da parte interna a externa, por acreção de material primordial. Fu et al. testaram qual mecanismo (taxa de formação estelar, escala de tempo de acreção ou tempo de formação do disco) influi mais na evolução do gradiente. Eles encontraram que, para todos os modelos, os gradientes radiais da parte externa do disco são mais inclinados que na parte interna, e que escala de tempo de acreção e o tempo de formação do disco não são muito importantes na forma do gradiente. Para seu melhor modelo, a taxa de formação estelar é radialmente dependente.

1.4 Objetivos

Neste trabalho pretendemos determinar a distribuição radial das abundâncias de He e metais (neste caso oxigênio) a partir de uma amostra de estrelas OB pertencentes a associações OB, regiões HII e aglomerados abertos do disco da Galáxia. A partir do estudo da distribuição de abundâncias, pretendemos determinar se existe um comportamento bimodal para o He e O, como encontrado na distribuição de abundâncias de cefeidas, aglomerados abertos e estrelas OB, e previsto por alguns modelos teóricos.

Este trabalho foi dividido da seguinte forma:

- No segundo capítulo apresentaremos uma breve descrição do cálculo em não-ETL, e descreveremos os programas usados, modelos e dados

atômicos utilizados.

- No capítulo 3, apresentaremos as estrelas de nossa amostra e, faremos uma breve descrição dos dados observacionais, e do processo de medida das larguras a meia altura das linhas espectrais de He I. Apresentaremos também exemplos de espectros das regiões analisadas.
- No capítulo 4, determinaremos os parâmetros atmosféricos e decreveremos os diferentes métodos usados neste trabalho para determiná-los. Apresentamos as abundâncias de He para a amostra total. Determinaremos o gradiente radial de abundâncias do He, e o compararemos com alguns trabalhos da literatura e modelos teóricos.
- No capítulo 5, determinaremos as abundâncias de metais, C, N, O, Mg e Si para as estrelas da amostra de $R_G = 9-11$ kpc. Apresentaremos uma comparação e discutiremos as diferenças nos valores de abundâncias encontrados ao utilizar dois diferentes programas para determinar abundâncias. E com a finalidade de demonstrar se a descontinuidade é ou não real, apresentaremos o gradiente radial de abundâncias de O obtido homogeneamente para toda a amostra.
- O capítulo 6 está dedicado às conclusões e perspectivas de trabalhos futuros.

Capítulo 2

Análise de abundâncias em Não-ETL

Entende-se por atmosfera estelar como qualquer meio conectado fisicamente com a estrela, por onde os fótons escapam ao espaço e que corresponde à região onde a radiação se origina (Hubeny, 2010). Fisicamente, a atmosfera estelar é um plasma composto por partículas como: átomos, íons, elétrons livres, moléculas, fótons, e ainda grãos de poeira (para as estrelas frias) com temperaturas entre $10^3 - 10^5$ K. No caso da coroa estelar (para as estrelas frias), a temperatura é maior, da ordem de $10^6 - 10^7$ K. A densidade total de partículas na atmosfera estelar está na faixa de $10^6 - 10^{16} \text{ cm}^{-3}$.

2.1 Modelos de Atmosferas

Os modelos atmosféricos são modelos matemáticos que representam a descrição da estrutura física da atmosfera estelar. Algumas aproximações importantes geralmente incluídas no cálculo de modelos atmosféricos são: *atmosfera plano paralela*, a espessura da atmosfera é pequena comparada com o tamanho da estrela; *equilíbrio radiativo*, o fluxo da energia radiativa

e convectiva é constante com a profundidade na atmosfera, não existe criação de energia dentro da atmosfera; *equilíbrio hidrostático*, a pressão e a força gravitacional estão perfeitamente balanceadas e não há movimento relativo das camadas na direção normal e nem aceleração da atmosfera; *line-blanketing*, todas as importantes fontes de opacidade (linhas metálicas) estão incluídas na estrutura atmosférica e no espectro emergente previsto. No caso de considerar *equilíbrio termodinâmico local*, em cada camada, o estado do gás depende só dos valores locais do campo de radiação (temperatura (T) e densidade eletrônica (Ne)) e não tem conexão com as outras camadas. Em não-ETL, as linhas contribuem para a opacidade mas também para o equilíbrio estatístico (determinação das populações dos níveis atômicos). As linhas de algumas espécies influenciam nas taxas radiativas (principalmente nas transições ligado-livre) e assim nos níveis de populações de outras espécies. E dado que as populações dos níveis não dependem de condições locais mais, através de transições radiativas, das condições em camadas mais profundas, o problema é não-local e não-linear.

Em seguida, faremos uma descrição das abordagens ETL e não-ETL na análise das atmosferas estelares.

2.2 ETL e não-ETL

Uma atmosfera está em equilíbrio termodinâmico (ET) quando seu campo de radiação é isotrópico e isolado. Portanto, o campo de radiação é igual em cada direção e em qualquer ponto, sendo a intensidade média igual à função de Planck e o fluxo em qualquer direção é nulo, uma vez que não existe transferência líquida de energia. As temperaturas definidas para descrever diferentes fenômenos físicos são iguais: $T = T_k = T_i = T_e$, sendo T_k ,

a temperatura cinética, T_i , a temperatura de ionização e T_e , a temperatura de excitação das partículas.

As estrelas, porém, emitem radiação, portanto, o campo de radiação não é isotrópico, de modo que o ET não pode ser aplicado às atmosferas estelares. Entretanto, considerando que a atmosfera de uma estrela é formada por várias camadas nas quais o ET é válido, e que o livre caminho médio das partículas (definido como a distância média que uma partícula pode viajar num material absorvedor sem ser absorvida) é menor que a distância para a qual se tem uma variação de temperatura, pode-se dizer que existe um equilíbrio térmico local ou ETL, e o campo de radiação e de velocidades das partículas pode ser descrito por uma só temperatura, simplificando-se as propriedades da matéria.

As características do ETL são: a relação entre o número de átomos dos estados de ionização consecutivos ($i, i+1$) é dado pela lei de Saha e, no caso de equilíbrio de ionização, a frequência em que os íons num estado de ionização i são ionizados e passam ao estado $i+1$ é igual à frequência com que os íons no estado de ionização $i+1$ recombina-se com elétrons livres para formar íons no estado i (frequência de ionização = frequência recombinação); a distribuição dos estados de excitação (relação entre o número de átomos por unidade de volume de um nível excitado r do estado de ionização i e o número total de átomos por unidade de volume de um nível excitado s do estado de ionização i) é dada pela lei de Boltzmann; a distribuição das velocidades das partículas é dada pela lei de Maxwell-Boltzmann; cada processo radiativo é balanceado exatamente pelo seu processo inverso (por exemplo, absorção - emissão de fótons, perda - captura de elétrons, etc).

Nas camadas internas das atmosferas estelares, os processos colisionais são mais importantes que os processos radiativos, favorecendo a distribuição de energia e se aproximando das condições ETL. Nas camadas superficiais, predominam os processos radiativos devido às condições de pressão e densidade do meio, o campo de radiação não é isotrópico de modo que as condições da atmosfera se afastam do ETL. Neste caso, os números de ocupação dos estados são especificados pelas equações de equilíbrio estatístico.

Em condições não-ETL, o campo de radiação é intenso e diferente do campo descrito pela função de Planck, e interage fortemente com o gás via excitação radiativa e fotoionização e seus processos inversos. O estado do material depende do campo de radiação e o campo de radiação depende dos números de ocupação via processos de emissão e absorção e seus efeitos sobre o transporte da radiação através da atmosfera. Neste caso, a equação de transporte radiativo deve ser solucionada simultaneamente com a equação de equilíbrio estatístico.

2.3 Os códigos utilizados

Para a análise de abundâncias através de síntese espectral em não-ETL, foram usados os programas TLUSTY (Hubeny, 1988; Hubeny & Lanz, 1995) e SYNSPEC (Hubeny & Lanz, 1997). Esta abordagem é diferente daquela adotada por Daflon & Cunha (2004), que realizaram sua análise com os programas ATLAS9 (Kurucz, 1993), para calcular os modelos atmosféricos em ETL e, DETAIL (Giddings, 1981) e SURFACE (Butler & Giddings, 1985) para a formação de linhas em não-ETL. Uma vez que os nossos resultados de abundâncias serão combinados aos de Daflon & Cunha (2004),

faremos primeiramente uma descrição dos programas TLUSTY e SYNSPEC e posteriormente do DETAIL e SURFACE.

2.3.1 TLUSTY

O código TLUSTY calcula modelos de atmosferas estelares em não-ETL, homogêneas, plano-paralelas, em equilíbrio radiativo e hidrostático, incluindo o *line-blanketing* em não-ETL.

O programa resolve as equações de transferência radiativa, equilíbrio hidrostático, equilíbrio radiativo, equilíbrio estatístico e conservação de carga e partícula. Estas equações estão discretizadas em frequência e profundidade óptica, o que produz um conjunto de equações algébricas não-lineares acopladas. Para resolvê-las, foi usado o método híbrido CL/ALI (Hubeny & Lanz, 1995), que combina a alta taxa de convergência do método de linearização completa (CL) e do método ALI (acrônimo de *Accelerated Lambda Iteration*) introduzido por Cannon(1973).

Duas redes de modelos atmosféricos foram previamente calculadas pelo TLUSTY: OSTAR2002 e BSTAR2006, apropriadas para estrelas O e B, respectivamente. A rede OSTAR2002 (Lanz & Hubeny, 2003) é formada por 680 modelos atmosféricos individuais, cobrindo uma faixa de temperaturas efetivas de 27500 K a 55000 K com passo de 2500 K, oito gravidades superficiais, de $3,0 \leq \log g \leq 4,75$, com passo de 0,25 dex, e 10 metalicidades ($Z/Z_{\odot}=2, 1, 1/5, 1/10, 1/30, 1/50, 1/100, 1/1000$ e 0), desde enriquecida até pobre em metais com relação ao Sol. As composições químicas selecionadas cobrem um número de ambientes típicos de estrelas de alta massa. As espécies tratadas em não-ETL são H, He, C, N, O, Ne, Si, P, S, Fe e Ni nos principais estágios de ionização. No total, existem ~ 1000 níveis

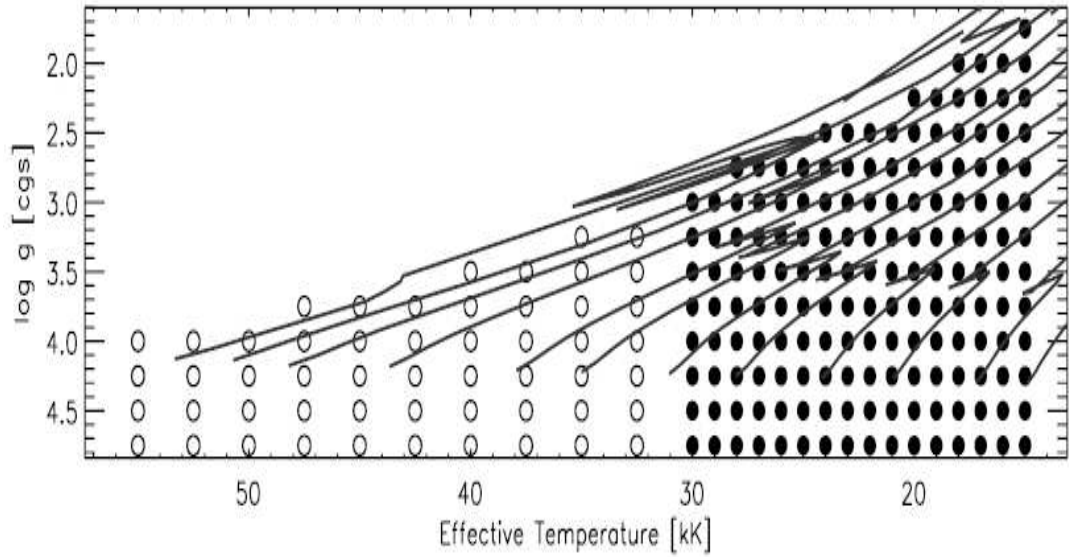


Figura 2.1: Pontos da rede BSTAR2006 (círculos cheios) e OSTAR2002 (círculos abertos) selecionados no plano $\log g$ vs. T_{eff} . As duas redes se sobrepõem a $T_{eff}=30000$ K. As trajetórias evolutivas de Schaller et al. (1992) são apresentadas para metalicidade solar e correspondem a modelos com massas iniciais de 120, 85, 60, 40, 25, 20, 15, 12, 9, 7, 5 e 4 M_{\odot} , da direita a esquerda, respectivamente (Lanz & Hubeny, 2007).

e superníveis¹, aproximadamente 10^7 linhas e cerca de 250000 pontos de frequência para descrever o espectro.

A rede BSTAR2006 (Lanz & Hubeny, 2006) conta com 1540 modelos individuais, calculados para 16 valores de temperaturas efetivas, entre 15000 K $\leq T_{eff} \leq 30000$ K com passo de 1000 K e gravidades superficiais na faixa de $1,75 \leq \log g \leq 4,75$ com passo de 0,25 dex, seis metalicidades ($Z/Z_{\odot}=2, 1, 1/2, 1/5, 1/10$ e 0), desde enriquecida até pobre em metais com relação

¹Para o tratamento da grande quantidade de níveis atômicos de energia adotaram o conceito de superníveis, isto é, agruparam varios níveis de energia para formar um supernível.

ao Sol. As espécies tratadas em não-ETL são H, He, C, N, O, Mg, Ne, Si, Al, P, S e Fe nos principais estágios de ionização. No total, existem ~ 1450 níveis e superníveis, aproximadamente 10^7 linhas e cerca de 400000 pontos de frequência para descrever o espectro. Modelos atmosféricos adicionais para supergigantes de tipo espectral B são incluídos ($\log g \leq 3,0$), calculados com uma velocidade de microturbulência (ξ) de 10 km/s e composição superficial enriquecida em hélio e nitrogênio e esgotado em carbono. A Figura 2.1 apresenta as faixas de T_{ef} e $\log g$ usadas nas redes de modelos atmosféricos OSTAR2002 e BSTAR2006, junto com as trajetórias evolutivas de Geneva para estrelas com massas entre 4 - 120 M_{\odot} .

2.3.2 SYNSPEC

O programa SYNSPEC calcula o espectro sintético assumindo a estrutura de um modelo atmosférico dado, que tanto pode ser um modelo calculado pelo TLUSTY como um modelo atmosférico em ETL (por exemplo, calculado com ATLAS, Kurucz, 1993). O programa SYNSPEC é complementado pelo programa ROTINS, que realiza a convolução rotacional e instrumental, assumindo uma lei de obscurecimento de limbo linear, para convolução rotacional e, um perfil instrumental gaussiano especificado pelo usuário. Além destes dois programas, existem algumas interfaces ou programas utilitários como o SYNLOT, que é uma interface gráfica que permite realizar tarefas com o SYNSPEC, tais como calcular e graficar espectros, realizar convoluções e identificar e anotar linhas previstas.

Modelos Atômicos

Os modelos atômicos requeridos pelo TLUSTY são caracterizados pelo número de níveis atômicos individuais e superníveis. Os modelos são construídos pelo programa MODION, escrito por F. Varosi (NASA/GSFC), que é uma ferramenta gráfica que trabalha diretamente com os arquivos de dados da TOPbase ¹, a base de dados de linhas atômicas do *Opacity Project* (Cunto et al., 1993). O *Opacity Project* fornece dados das transições radiativas (valores da força oscilador(gf) e seções transversais de fotoionização). Os níveis de energia, não entanto, foram extraídos da base de dados atômicos e espectroscópicos do NIST²(Martin et al., 1999).

Hélio

O modelo atômico do He inclui os íons He I, He II e o nível fundamental de He III. O modelo atômico de He I é formado por 19 níveis individuais até $n=4$ e cinco superníveis que agrupam níveis com iguais números quânticos principais ($5 \leq n \leq 8$). Para $n=5$, os singletos e tripletos são agrupados em dois superníveis separados. Todas as linhas a partir do nível $n \leq 4$ estão incluídas, as linhas de infravermelho entre níveis de alta excitação ($n \geq 5$) são consideradas em equilíbrio radiativo. Os perfis de Voigt são usados para calcular os perfis teóricos das linhas de baixa excitação ($n \leq 2$), enquanto que para as linhas de alta excitação são assumidos perfis de Doppler. Enquanto que para o He II o modelo atômico é formado por 19 níveis individuais e 190 linhas. Para os dois íons, He I e He II, os dados atômicos são de Martin et al. 1999.

¹<http://cdsweb.u-strasbg.fr/topbase/xsections.html>

²*National Institute of Standards and Technology*,
<http://www.nist.gov/pml/data/asd.cfm>

Carbono

O modelo atômico do carbono inclui os íons C I, C II, C III e o nível fundamental de C IV. Para o C I, o modelo atômico consta de 40 níveis (28 níveis e 12 superníveis, obtidos da TOPbase com níveis de energia abaixo do limite de ionização e 3201 linhas (dados atômicos de Luo & Pradhan, 1989). O íon C II consta de 22 níveis (17 níveis e 5 superníveis) e 238 linhas (dados atômicos de Fernley et al., 1999). O modelo do C III é composto de 23 níveis (16 níveis e 7 superníveis) para OSTAR2002 e 46 níveis (34 níveis e 12 superníveis) para BSTAR2006, com 738 linhas (com dados atômicos de Tully et al., 1999).

Nitrogênio

O modelo atômico do nitrogênio inclui os íons N I (dados atômicos de Burke & Lennon, 2007), N II (dados atômicos de Luo & Pradhan, 1989), N III (dados atômicos de Fernley et al., 1999), N IV (dados atômicos de Tully et al., 1999), N V (com dados atômicos de Peach et al., 1988) e o nível fundamental de N VI. Para o N I, o modelo atômico consta de 27 níveis, 7 superníveis e 785 linhas. Para o N II, para a rede OSTAR2002, consta de 18 níveis e 8 superníveis, e para a rede BSTAR2006, consta de 32 níveis, 10 superníveis e 3396 linhas. Para o N III, consta de 25 níveis, 7 superníveis e 549 linhas. Para o N IV, consta de 15 níveis e 8 superníveis, para a rede OSTAR2002, e de 34 níveis, 14 superníveis com 1093 linhas, para a rede BSTAR2006, e finalmente, para o N V, consta de 10 níveis, 6 superníveis e 330 linhas.

Oxigênio

O modelo atômico do oxigênio inclui seis estágios de ionização do O além do neutro: O I (dados atômicos de Butler & Zeippen, 2007), O II (dados atômicos de Burke & Lennon, 2007), O III (dados atômicos de Luo & Pradhan, 1989), O IV (dados atômicos de Fernley et al., 1999), O V (dados atômicos de Tully et al., 1999), O VI (dados atômicos de Peach et al., 1988; no caso de BSTAR2006, este íon está no nível fundamental) e o nível fundamental de O VII (para OSTAR2002). Para O I, o modelo atômico é detalhado, consta de 33 níveis, inclui 23 níveis até $5p3P$ ($E < 104000 \text{ cm}^{-1}$) mais 46 níveis (abaixo do limite de ionização) agrupados em 10 superníveis. Para o O II, consta de 21 níveis e 8 superníveis (rede OSTAR2002) e 36 níveis e 12 superníveis (rede BSTAR2006); para o O III, consta de 20 níveis e 9 superníveis (rede OSTAR2002) e 28 níveis e 13 superníveis (rede BSTAR2006); para o O IV, consta de 31 níveis e 8 superníveis; para o O V, consta de 34 níveis, 6 superníveis e 4 linhas, e finalmente para o O VI consta de 15 níveis e 5 superníveis.

Magnésio

O modelo atômico de Mg II inclui 21 níveis até $n=6$ e quatro superníveis ($7 \leq n \leq 10$) e inclui 306 linhas (com dados atômicos de Taylor, 2007). Os dados do TOPbase foram estendidos até incluir todos os níveis até $10l^2L^0$. Também foram incluídos os níveis de estrutura fina de $3p^2P^0$ para o tratamento da linha de Mg II $\lambda 2800 \text{ \AA}$. O modelo atômico inclui o Mg III no nível fundamental.

Silício

O modelo atômico de silício é formado por três estados de ionização, Si II, Si III e Si VI e o nível fundamental de Si V. O modelo atômico de Si II (dados atômicos de Mendoza et al., 1995) compreende 36 níveis, 4 superníveis ($7 \leq n \leq 10$) e 392 linhas. O modelo atômico de Si III (dados atômicos de Butler et al., 1993) inclui os níveis de ionização abaixo de $n=10$. Os 24 primeiros níveis são tratados como níveis individuais explícitos, enquanto os níveis mais altos são agrupados em seis superníveis (três superníveis em sistemas dubleto e tripleto) e contém 747 linhas. O modelo atômico de Si IV inclui 19 níveis, quatro superníveis ($7 \leq n \leq 10$) e contém 306 linhas, incluindo todos os níveis até $10m^2M^0$ (com dados atômicos de Taylor, 2007).

As Figuras 2.2 a 2.6 apresentam os diagramas de Grotrian para os modelos atômicos usados pelo TLUSTY.

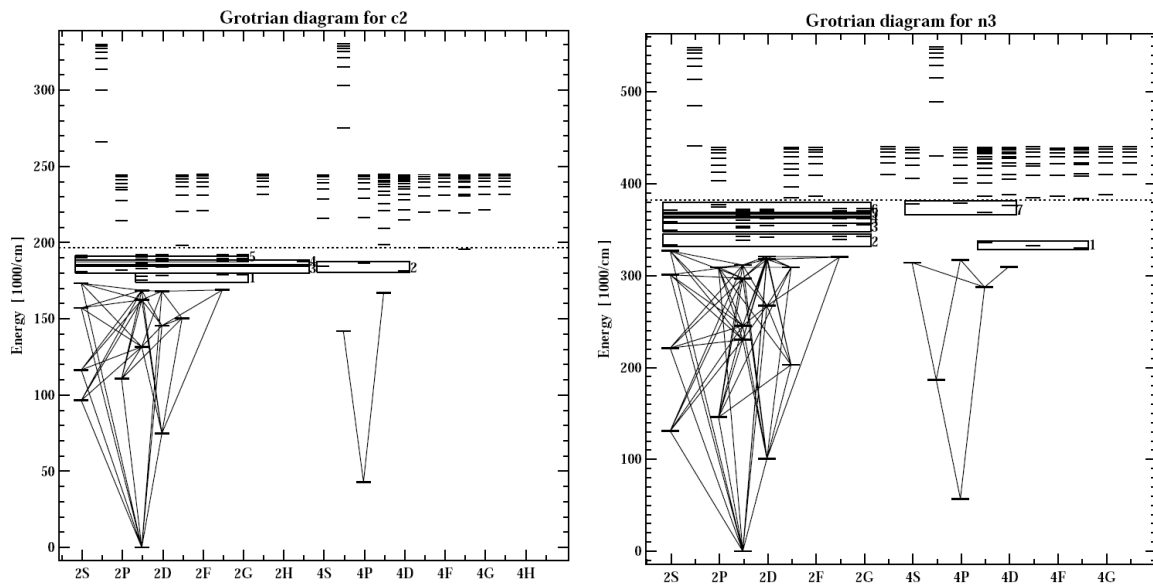


Figura 2.2: Diagramas de Grotrian para os modelos atômicos de C II e N III.

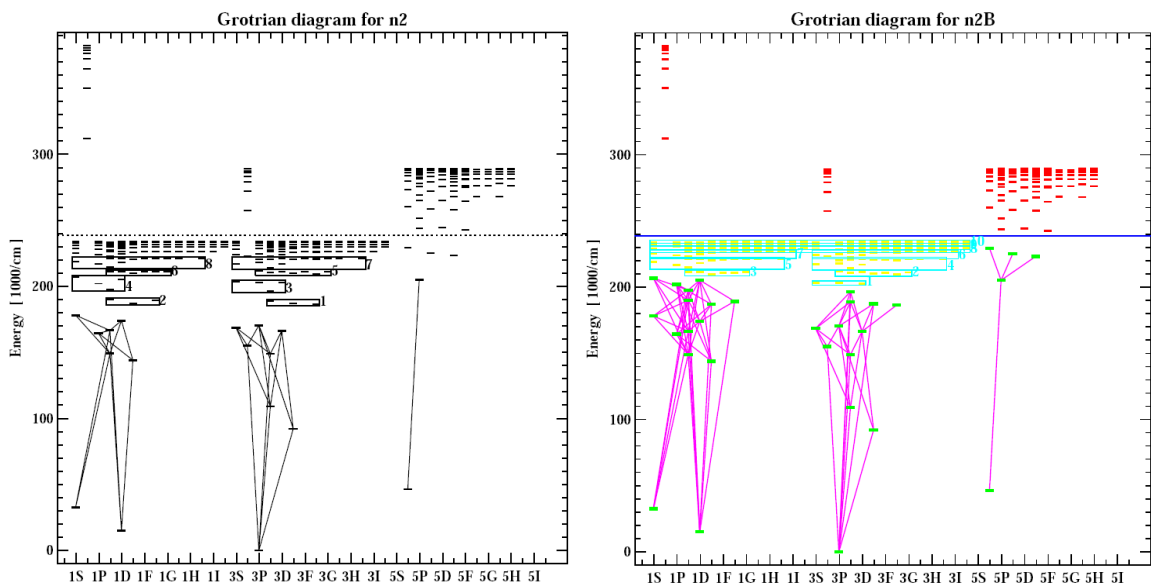


Figura 2.3: Diagramas de Grotrian para os modelos de N II (OSTAR2002) e N II (BSTAR2006).

2.3.3 Detail-Surface

Com o programa DETAIL (Giddings, 1981), obtém-se a solução da equação de equilíbrio estatístico e da equação de transporte radiativo representada pelas populações dos níveis. Este programa é baseado no algoritmo de Werner & Husfeld (1985) para o cálculo de formação de linhas em não-ETL, em atmosferas estelares plano-paralelas e estáticas. O código DETAIL usa um operador Λ aproximado apresentado por Scharmer (1981) para a descrição do problema de transporte radiativo combinado com uma técnica de perturbação para iterar a solução exata da equação de transporte. Os dados de entrada são os modelos de atmosferas em ETL calculados com o ATLAS9, os modelos atômicos para os elementos, as seções de choque e força oscilador que representam os processos colisionais radiativos que acontecem

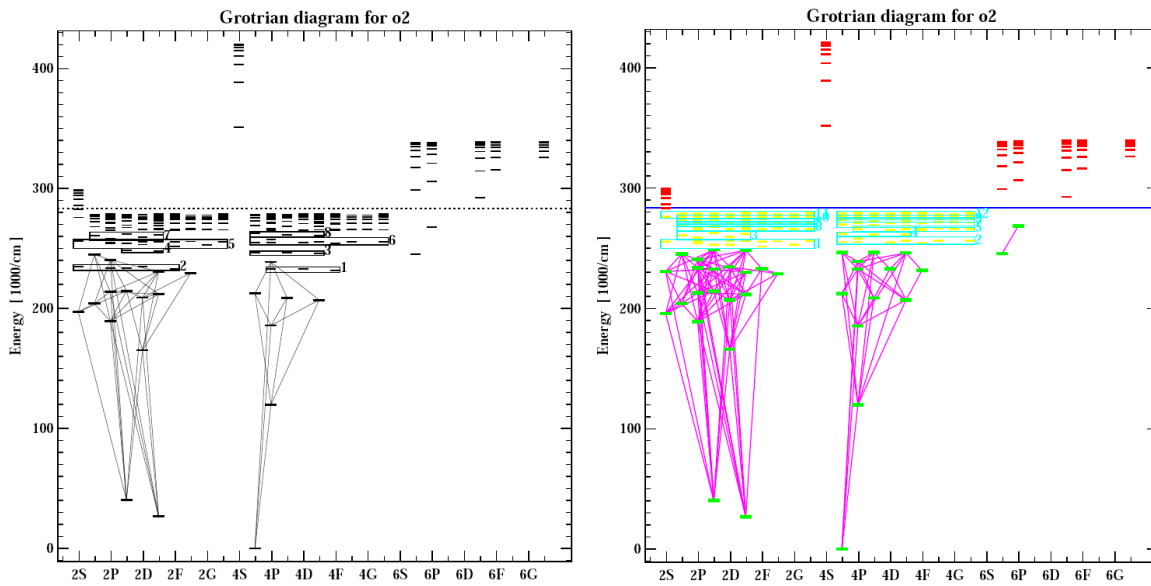


Figura 2.4: Diagramas de Grotrian para os modelos de O II (OSTAR2002) e O II (BSTAR2006).

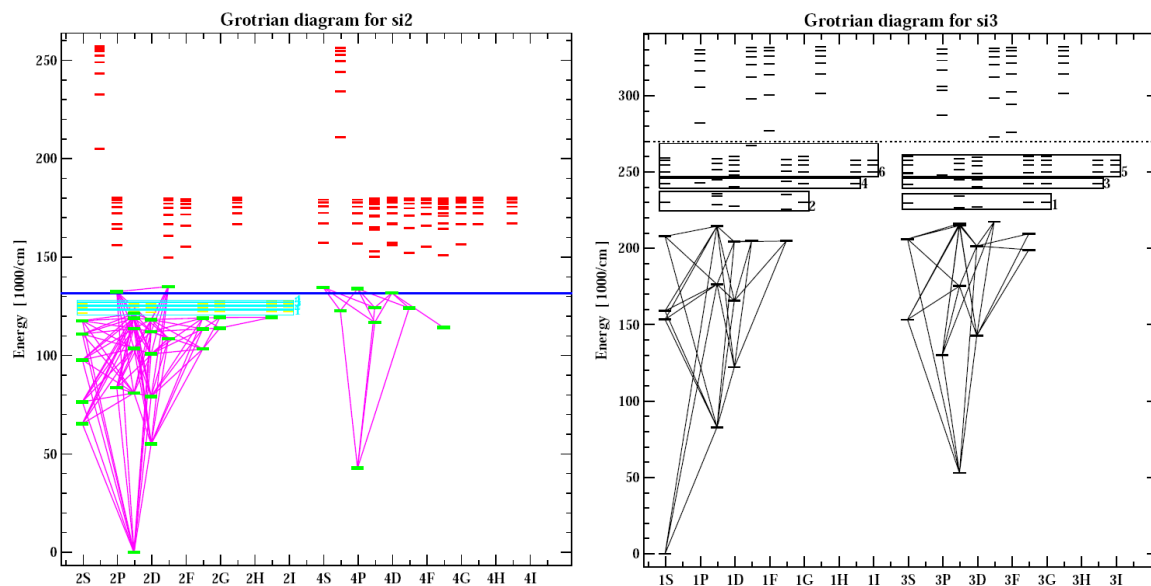


Figura 2.5: Diagramas de Grotrian para os modelos de Si II e Si III.

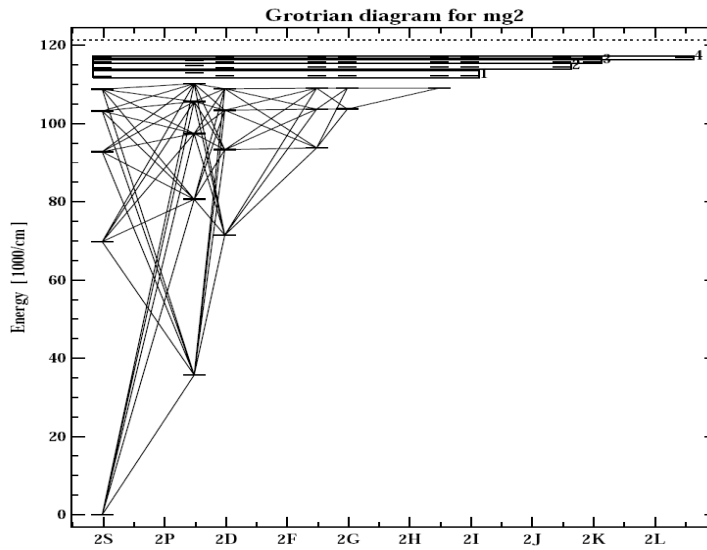


Figura 2.6: Diagrama de Grotrian para o modelo de Mg II.

entre os níveis de energia. Como resultados, são obtidos os números de ocupação dos estados dos átomos e íons nas atmosferas estelares.

O programa SURFACE (Butler & Giddings, 1985) calcula perfis sintéticos considerando que o perfil de linha é o perfil de Voigt, e incluindo constantes de alargamento do perfil como um termo adicional do alargamento Doppler. As populações dos termos são divididas de acordo com os pesos estatísticos dos sub-níveis g . Cada componente do multipletto é calculado para o comprimento de onda observado.

Os modelos atômicos usados pelo programa DETAIL foram apresentados por Daflon (2002), mais detalhes dos códigos e dos modelos podem ser encontrados nessa referência.

2.4 Comparação entre os códigos

Nieva & Przybilla (2007) compararam as estruturas atmosféricas e distribuições de energia espectrais (SEDs) calculados com ATLAS + DETAIL e TLUSTY, para modelos de estrelas com $T_{ef}=32500$ e $\log g=3,75$ e $\log g=4,25$. Eles encontraram boa concordância para as temperaturas, densidades e para as SEDs calculadas. Também compararam os espectros sintéticos gerados por ATLAS + DETAIL + SURFACE(ADS) com os gerados com TLUSTY+SYNSPEC(TS) para duas estrelas, com $T_{ef}=35000$ e $\log g=4,5$ e $T_{ef}=32500$ e $\log g=3,75$. Em geral, eles encontraram boa concordância, com diferenças nos centros das linhas de Balmer e em algumas linhas de He I (singletos), que são mais fracos com TS em contraste com as observações; no caso dos tripletos, as comparações são boas. Devido aos diferentes dados de alargamento, as asas das linhas de He I tem algumas diferenças. No caso das linhas de He II, a concordância é boa com pequenas diferenças na linha de $\lambda 4686 \text{ \AA}$. Essas diferenças são devidas às diferentes abordagens na resolução do equilíbrio estatístico e de transferência radiativa, especificamente nas opacidades. Nieva & Przybilla comentam que, embora a técnica usada pelo TLUSTY seja mais sofisticada, gera uma forte dependência com o modelo assumido de Fe IV (especialmente com a força do oscilador da transição de Fe IV), que tem linhas sobrepostas com uma transição resonante de He I (Najarro et al. 2006).

A fim de avaliar possíveis diferenças sistemáticas nos resultados de abundâncias obtidos com as duas abordagens, nós reanalisamos o carbono usando TS para duas estrelas estudadas por Nieva & Przybilla (2008) com ADS. As estrelas selecionadas são HD 74575 e HD 63922, que foram observadas com FEROS+MPI2,2m no ESO, La Silla, em janeiro de 2009.

Os espectros obtidos apresentam S/N da ordem de 500.

Para a estrela HD 63922, encontramos uma temperatura efetiva de 30250 K pelo método de equilíbrio de ionização das linhas de C, $\log g=3,77$, $\xi=9,5$ km/s e $\log \varepsilon(\text{C})=8,26 \pm 0,20$ a partir de 11 linhas de C II, C III e C IV. Para o He encontramos $\log \varepsilon(\text{He})=10,99 \pm 0,11$ a partir de nove linhas de He I e He II, para o oxigênio, encontramos $\log \varepsilon(\text{O})=8,72 \pm 0,12$ a partir de 15 linhas de O II. Nieva & Przybilla (2008) encontraram $T_{ef}=31200$ K também por equilíbrio de ionização das linhas de C, $\log g=3,95$, $\xi=8$ km/s e $\log \varepsilon(\text{C})=8,33 \pm 0,08$ a partir de 19 linhas de C II, C III e C IV, para o He encontraram $\log \varepsilon(\text{He})=10,94 \pm 0,05$ a partir de 16 linhas de He I e He II e para o oxigênio, encontraram $\log \varepsilon(\text{O})=8,79 \pm 0,10$ a partir de 41 linhas de O II. Assim usando o mesmo método para determinar os parâmetros atmosféricos, nós encontramos T_{ef} e $\log g$ um pouco menores e ξ um pouco maior. Comparando as abundâncias obtidas, para um número menor de linhas analisadas, encontramos para o hélio valores consistentes com os de Nieva & Przybilla dentro das incertezas; para os metais (C e O) encontramos valores de abundâncias um pouco menores $\sim 0,04 - 0,07$ dex, respectivamente. A Tabela 2.1 apresenta estes resultados.

Para a estrela HD 74575, encontramos uma temperatura efetiva de 24450 K a partir do método de calibração do parâmetro Q (Daflon et al., 1999), $\log g=3,58$ a partir do ajuste dos perfis teóricos e observados da linha de $\text{H}\gamma$ e $\xi=8$ km/s. Para o He, encontramos uma abundância de $11,04 \pm 0,11$, determinada a partir de 10 linhas de He I, para o C, encontramos uma abundância de $8,29 \pm 0,21$ dex a partir de 10 linhas de C II. Nieva & Przybilla (2008) encontraram $T_{ef}=22900$ K e $\log g=3,60$ e $\xi=5$ km/s pelo método de equilíbrio de ionização das linhas de C. Para o He, encontraram

Tabela 2.1: Tabela comparativa entre este trabalho com Przybilla et al. (2008).

Elemento	HD 63922		HD 74575	
	TS	ADS	TS	ADS
T_{ef} (K)	30250	31200	24450	22900
$\log g$	3,77	3,95	3,58	3,60
ξ (km/s)	9,5	8	8	5
$\log \varepsilon$ (He)	$10,99 \pm 0,11$ (9)	$10,94 \pm 0,05$ (16)	$11,04 \pm 0,11$ (10)	$10,99 \pm 0,05$ (14)
$\log \varepsilon$ (C)	$8,26 \pm 0,20$ (11)	$8,33 \pm 0,08$ (19)	$8,29 \pm 0,21$ (10)	$8,36 \pm 0,10$ (17)
$\log \varepsilon$ (O)	$8,72 \pm 0,12$ (15)	$8,79 \pm 0,10$ (41)	-	-

Tabela 2.2: Tabela comparativa entre este trabalho com Przybilla et al. (2008) para três linhas de C.

	TS	TS+ADS	ADS
T_{ef} (K)	24450	22900	24450
$\log g$	3,58	3,60	3,58
ξ (km/s)	8	5	5
$\log \varepsilon$ (C) ₄₂₆₇	8,53	8,44	8,33
$\log \varepsilon$ (C) ₆₅₇₈	8,76	8,60	8,40
$\log \varepsilon$ (C) ₆₅₈₂	8,76	8,60	8,40

uma abundância de $10,99 \pm 0,05$ a partir de 14 linhas de HeI e para o C encontraram uma abundância de $8,36 \pm 0,10$ dex a partir de 17 linhas de C II. A Tabela 2.1 apresenta estes resultados. Para o Carbono, calculamos abundâncias para três linhas de C II ($\lambda\lambda$ 4267, 6578 e 6582 Å) iguais a 8,53, 8,76 e 8,76 dex, respectivamente. Nieva & Przybilla (2008) determinaram abundâncias de 8,33, 8,40 e 8,40 dex, respectivamente, para as mesmas linhas. Re-calculamos as abundâncias de carbono para estas três linhas usando os parâmetros atmosféricos de Nieva & Przybilla (2008) (que denominamos como TS+ADS) e, embora nossas abundâncias tenham diminuído, ainda continuam sendo um pouco maiores do que as que eles encontraram, com valores de 8,44, 8,60 e 8,58 dex, respectivamente. Estes resultados são apresentados na Tabela 2.2.

Em resumo, a comparação entre as duas abordagens sugerem que as abundâncias de He são consistentes, dentro das incertezas, enquanto que os outros elementos analisados, carbono e oxigênio, apresentam uma discrepância considerável. Estes resultados serão reconsiderados no capítulo 5 desta tese.

Capítulo 3

Dados Observacionais

A análise do gradiente radial de metalicidade foi realizada para uma amostra de 136 estrelas O e B da seqüência principal (SP), pertencentes a 31 aglomerados abertos e regiões H II localizados ao longo do disco fino da Galáxia, com distâncias Galactocêntricas (R_G) entre 4,7 e 13,2 kpc. O nosso conjunto de dados é formada pela amostra usada por Daflon & Cunha (2004) e observações posteriores focalizadas na região de 9 - 11 kpc do centro Galáctico. Os dados usados nesta análise são espectros de alta resolução obtidos com diferentes espectrógrafos em diferentes missões observacionais.

Neste capítulo apresentamos uma breve descrição da amostra, os equipamentos usados para obtê-la, e a medida da largura à meia altura (fwhm, *full-width half maximum*) das linhas de He.

3.1 Descrição dos Dados

3.1.1 *Daflon & Cunha (2004)*

Esta amostra é formada por espectros echelle de 68 estrelas OB membros de 25 aglomerados abertos, regiões H II e associações OB do disco da

Galáxia, localizadas a uma distância Galactocêntrica de 4,7 até 13,2 kpc. As estrelas foram observadas entre os anos 1993 - 2000 em diferentes sessões observacionais, como parte do estudo da distribuição radial das abundâncias ao longo do disco da Galáxia.

Parte dos dados foram obtidos com o telescópio Otto M. Struve de 2,1m do *Mc Donald Observatory* da Universidade de Texas acoplado ao espectrógrafo echelle Cassegrain Sandiford e um detector CCD (Mc Carthy et al., 1993), com os quais foram obtidos espectros de alta resolução ($\lambda/\Delta\lambda=60000$) e $S/N \geq 150$ abrangendo as regiões de 4225 - 5285 Å e 4855 - 5285 Å. Espectros adicionais de resolução moderada ($R=12000$) centrados na região da linha de H_γ (4340 Å) foram obtidos com o telescópio Harlan J. Smith de 2,7m do *Mc Donald Observatory* da Universidade de Texas acoplado ao espectrógrafo Coudé. Outra parte da amostra consiste de espectros de alta resolução ($R=48000$) com uma cobertura espectral de 3600 - 9200 Å, obtidos durante o acordo ESO/ON com o espectrógrafo echelle FEROS e um detector CCD de 2048 x 4096 acoplados ao telescópio de 1,52m do ESO (La Silla).

Mais detalhes sobre as observações e redução destes dados podem ser obtidos nestas referências.

3.1.2 Amostra da região $R_G = 9 - 11$ kpc

Esta amostra é formada por espectros echelle de alta resolução ($\lambda/\Delta\lambda=48000$) com uma alta S/N (>100), obtidos com o espectrógrafo FEROS acoplado ao telescópio de 2,2m do Instituto Max Planck no ESO (*European Southern Observatory*) em La Silla (Chile). Os espectros FEROS tem uma cobertura espectral de 3900 - 9200 Å numa só exposição. As observações foram feitas em duas missões observacionais dentro do acordo

ESO/ON. A primeira missão foi realizada em janeiro de 2008, na qual nos foram concedidas três noites de observação; a segunda missão foi realizada em janeiro de 2009 e compreenderam cinco noites de observação. As estrelas observadas desta região foram selecionados com base no tipo espectral da literatura, usando a base de dados WEBDA¹, e valores do parâmetro Q livre de avermelhamento da fotometria UBV (Johnson, 1958).

Durante as duas missões foram observadas um total de 66 estrelas (listadas na Tabela 3.1), membros de sete aglomerados abertos e associações OB na região de $R_G \sim 9-11$ kpc do disco da Galáxia. Esta região está situada entre o braço de Perseus e o braço local de Orion. Os aglomerados observados são: NGC 2244, NGC 2264, NGC 2362, NGC 2367, NGC 2384, NGC 2439 e NGC 2467.

Espectros das estrelas NGC 2244 201 e NGC 2244 392, obtidos com o CASPEC montado no telescópio de 3.6 m do ESO, foram gentilmente cedidos pelo Dr. Herman Hensberge (*Royal Observatory of Belgium*). Estes espectros foram obtidos em duas missões observacionais (1993, 1994) e têm uma cobertura espectral de 3717 a 5035 Å, divididos em 28 ordens echelle. Os espectros foram obtidos com uma rede de 51,6 linhas/mm e podem alcançar uma resolução de até 34000.

Na Tabela 3.1 listamos as estrelas de nossa amostra da região de $R_G \sim 9 - 11$ kpc identificando a data de observação, o tempo de exposição e a razão S/N. As estrelas da amostra identificadas como binárias (ou candidatas) estão marcadas com * (mais detalhes na seção 3.2.1). Apresentamos também alguns dados da literatura tais como o tipo espectral e a magnitude

¹Operado pelo Instituto de Astronomia da Universidade de Viena, <http://www.univie.ac.at/webda/>

visual, que foram obtidos das bases de dados astronômicos SIMBAD ¹ (do *Centre de Données astronomiques de Strasbourg*) e WEBDA. As estrelas dos aglomerados estão identificadas segundo Ogura & Ishida (1981) (NGC 2244), que numeraram 399 estrelas em NGC 2244, a partir do número 400, seguimos a numeração de Verschueren(1991). Para o aglomerado NGC 2264 seguimos a numeração de Walker (1956). As estrelas de NGC 2362 foram numeradas segundo Johnson (1950). As de NGC 2367 e NGC 2384 segundo Vogt & Moffat (1972), as do aglomerado NGC 2439 segundo White (1975) e finalmente as de NGC 2467 segundo Loden (1966). As estrelas que não têm a notação NGC (*New General Catalogue*) foram identificadas segundo os catálogos Henry Drapper (HD), CD (sigla de *Cordoba obs. Durchmusterung*) ou CPD (sigla de *Cape obs., Photographic Durchmusterung*).

Tabela 3.1: Dados observacionais das estrelas da amostra de $R_G=9-11$ kpc.

Estrela	Aglomerado	T.E.	Data	V	t_{exp} (s)	S/N
NGC 2244 376	NGC 2244	O9V	2009/12/25	9,70	1200	129
HD 47469	NGC 2264	B3V	2008/12/30	7,8	300	174
HD 47732 *	NGC 2264	B3V	2008/12/30	8,2	160	153
HD 47755 *	NGC 2264	B3V	2008/12/30	8,5	480	171
HD 47777	NGC 2264	B2-3V	2008/12/30	7,8	300	177
HD 261878 *	NGC 2264	B3-5	2008/12/30	7,8	720	143
NGC 2264 67 *	NGC 2264	B2V	2008/12/31	10,8	2400	104
NGC 2264 137	NGC 2264	B5	2009/01/01	9,9	1200	129
NGC 2264 178	NGC 2264	B1,5V	2008/12/30	7,1	240	223
NGC 2264 202	NGC 2264	B2V	2008/12/30	9,0	600	136
NGC 2264 212 *	NGC 2264	B3	2008/12/30	7,5	300	187
NGC 2264 390	NGC 2264	A3	2008/12/31	10,3	1800	113
NGC 2362 5	NGC 2362	B5V	2008/01/04	10,8	2400	107

Continua ...

¹URL <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

Tabela 3.1 – continuação

Estrela	Aglomerado	T.E.	Data	V	$t_{exp}(s)$	S/N
NGC 2362 12	NGC 2362	B5V	2008/12/30	10,0	1200	141
NGC 2362 14	NGC 2362	B2V	2008/01/02	9,6	1200	250
NGC 2362 21	NGC 2362	B5,B6V	2008/01/03	10,4	1800	120
NGC 2362 24	NGC 2362	B7	2008/12/30	11,0	2400	132
NGC 2362 25	NGC 2362	B5,B6V	2008/01/04	10,8	1034	65
NGC 2362 26	NGC 2362	B5	2008/12/30	10,4	1800	158
NGC 2362 27	NGC 2362	B3V	2008/01/02	10,2	1200	150
NGC 2362 34 *	NGC 2362	B5V	2008/01/03	10,5	1800	130
NGC 2362 36	NGC 2362	B3	2008/12/30	10,8	2400	138
NGC 2362 39	NGC 2362	B2V	2008/01/03	9,8	1200	150
NGC 2362 48	NGC 2362	B3	2008/12/30	9,5	1200	212
NGC 2362 50	NGC 2362	B5	2008/12/30	10,2	1800	174
NGC 2362 69	NGC 2362	-	2008/12/30	10,0	1200	160
HD 57192 *	NGC 2362	B2V	2008/01/02	6,8	240	190
CD+24°5165	NGC 2362	B2IV/V	2008/01/02	8,9	600	120
CD+24°5170	NGC 2362	B3V	2008/01/02	9,8	1200	140
CD+24°5171	NGC 2362	B9V	2008/01/03	10,0	900	30
CD+24°5176 *	NGC 2362	O9Ib	2008/01/02	8,2	300	420
CD+24°5180	NGC 2362	B1V	2008/01/02	8,2	300	175
CD+24°5182	NGC 2362	B2V	2008/01/02	9,3	900	140
CPD+24°2213 *	NGC 2362	B2V	2008/01/02	8,8	600	130
NGC 2367 2	NGC 2367	B1V	2008/01/04	9,7	1200	140
BD+21°1882	NGC 2367	B2IV	2008/01/02	10,3	1800	110
BD+21°1881	NGC 2367	B1V	2008/01/02	9,8	1200	140
CPD+21°2039	NGC 2367	B5:V	2008/01/04	10,9	2400	130
NGC 2384 1	NGC 2384	B7Ib/II	2008/01/03	9,6	1200	170
NGC 2384 2	NGC 2384	B2III	2008/01/03	9,59	1200	240
BD+20°1918	NGC 2384	B2V	2008/01/02	10,2	1200	140
BD+20°1920 *	NGC 2384	B2III/IV	2008/01/02	8,6	480	180
CPD+20°2376	NGC 2384	B3IV	2008/01/02	10,1	1200	140
CPD+20°2379	NGC 2384	B1,5V	2008/01/03	10,8	2400	150
NGC 2439 4	NGC 2439	B2V	2008/01/04	10,7	2400	130
NGC 2439 5	NGC 2439	B1III/IV	2008/01/04	10,8	2400	125
NGC 2439 20	NGC 2439	B2V	2008/01/04	10,5	1800	115
NGC 2439 23	NGC 2439	B2IV	2008/01/04	11,2	2400	70

Continua ...

Tabela 3.1 – continuação

Estrela	Aglomerado	T.E.	Data	V	t_{exp} (s)	S/N
HD 60196 *	NGC 2439	B0,5III	2008/01/02	9,0	600	137
HD 60369	NGC 2439	O9III	2008/01/02	8,1	300	130
HD 61851	NGC 2439	B1II	2008/01/02	9,0	600	130
CD+31°4890 *	NGC 2439	B	2008/01/03	10,7	1800	160
CD+31°4902	NGC 2439	B2V	2008/01/03	10,5	1800	170
OCD+31°4909	NGC 2439	-	2008/12/31	-	2400	96
ECD+31°4909	NGC 2439	-	2008/12/31	-	2400	68
CPD+27°2143	NGC 2439	B2	2008/01/02	9,4	900	135
CPD+31°1781	NGC 2439	B3	2008/01/02	9,4	900	120
CPD+32°1689	NGC 2439	-	2008/01/02	10,1	1200	120
CPD+32°4257	NGC 2439	B0:Vn	2008/01/03	10,6	1800	170
CPD+33°1682	NGC 2439	O8	2008/01/02	9,8	1200	115
NGC 2467 28 *	NGC 2467	B1V	2009/01/03	11,3	3600	30
NGC 2467 47	NGC 2467	-	2008/01/02	10,3	1800	115
NGC 2467 49	NGC 2467	O7	2009/01/03	10,6	2400	168
NGC 2467 96	NGC 2467	B2V	2009/01/03	8,3	300	160
NGC 2467 97	NGC 2467	B2III	2009/01/03	10,4	1800	130
NGC 2467 98	NGC 2467	O9,5V	2009/01/01	10,7	2400	149

- , não encontrado na literatura.

3.2 Redução dos espectros

A redução dos dados seguiu uma metodologia padrão: subtração do bias, definição das ordens, obtenção das imagens uni-dimensionais, calibração em comprimento de onda e combinação das ordens.

Os espectros do CASPEC foram reduzidos e normalizados pelo Dr. Herman Hensberge utilizando rotinas do pacote de tratamento de imagens e redução de dados MIDAS (*Munich Image Data Analysis System*), seguindo uma metodologia padrão. Os espectros FEROS foram reduzidos utilizando-se a *pipeline* do espectrógrafo que utiliza rotinas MIDAS. Mais detalhes sobre

o processo de redução e sobre o espectrógrafo podem ser obtidos em Kaufer et al. (1999).

A normalização do contínuo local dos espectros do FEROS foi realizada com o pacote de redução e análise de dados astronômicos IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) com a rotina **continuum**. O contínuo foi definido localmente para pequenas porções do espectro ($\sim 20 \text{ \AA}$) em torno das linhas metálicas de interesse. Em breves palavras, o processo de normalização consiste em selecionar regiões sem linhas espectrais para a definição do contínuo e ajustar uma função a esses pontos. Posteriormente, todo o espectro é dividido pelo valor de fluxo calculado por essa função. O espectro obtido apresenta-se retificado e com fluxo unitário.

Nas Figuras 3.1, 3.2, 3.3, 3.4, 3.5, 3.6, 3.7 e 3.8 apresentamos exemplos dos espectros FEROS e CASPEC, das estrelas BD+21°1882 e NGC 2244 201, respectivamente, com linhas de H I, He I, C II, C III, N II, O II, Mg II, Si II e Si III identificadas.

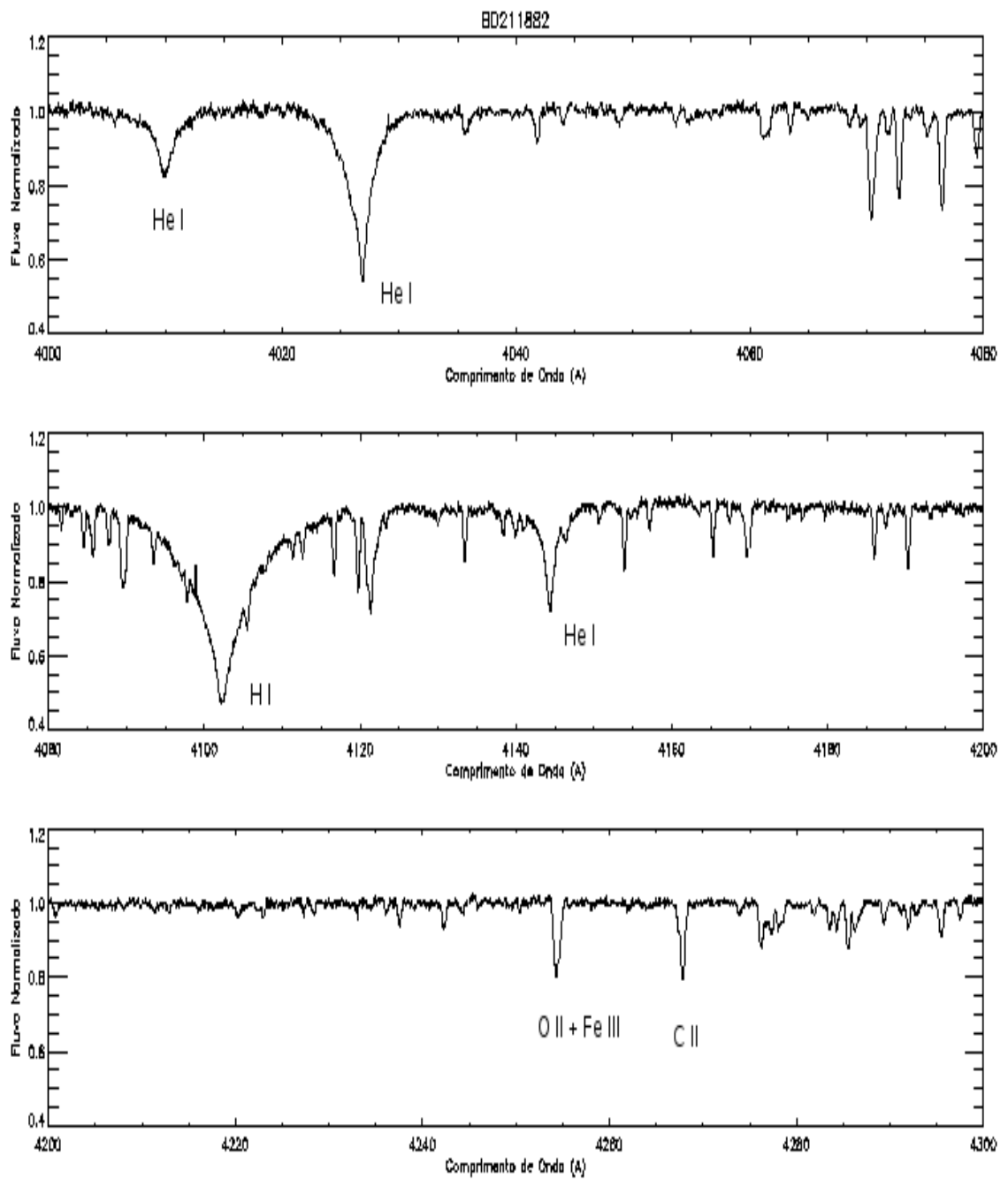


Figura 3.1: Exemplos de espectros FEROS observados na região $\lambda 4000 - \lambda 4300 \text{ \AA}$.

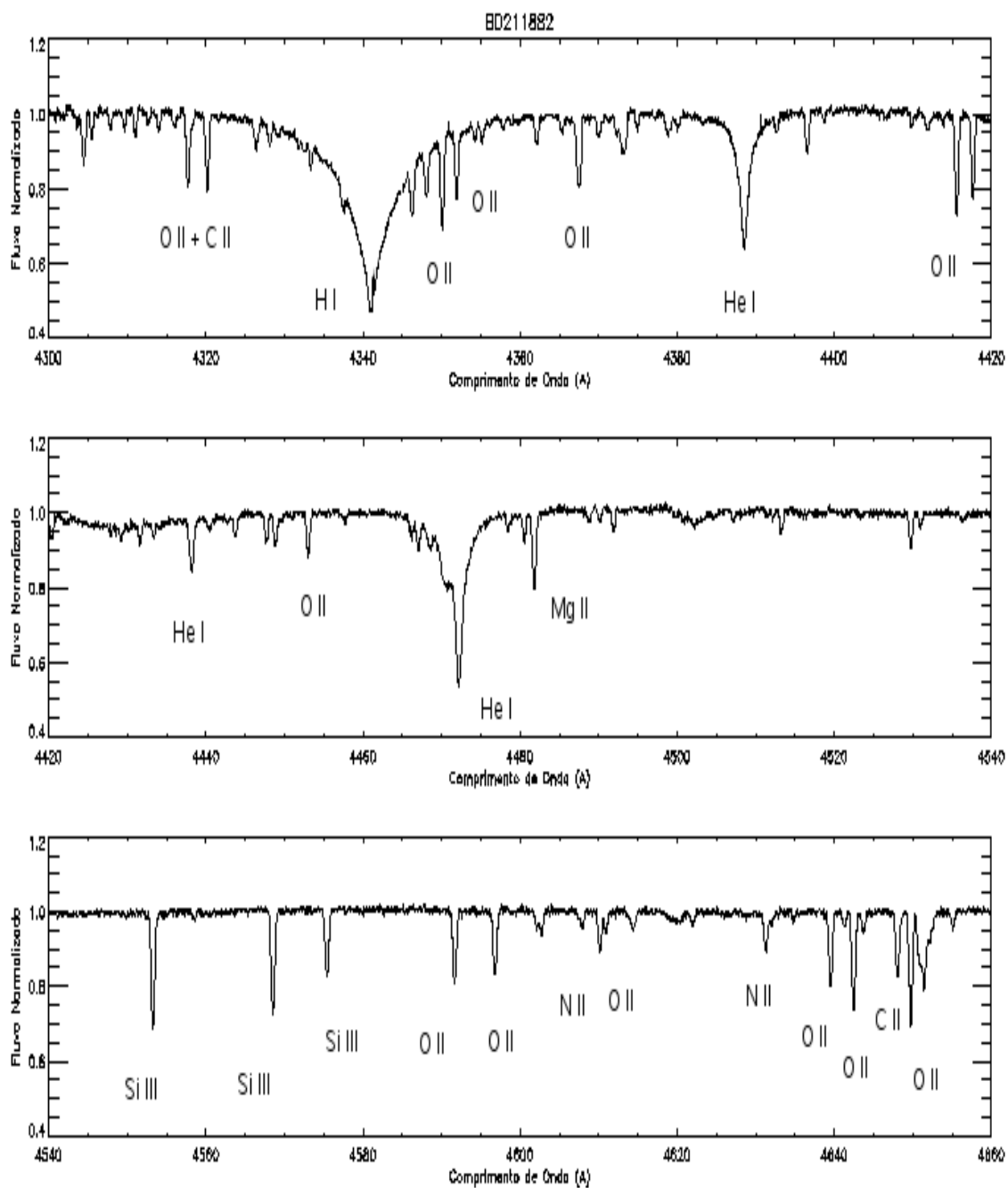


Figura 3.2: Exemplos de espectros FEROS observados na região $\lambda 4300 - \lambda 4660 \text{ \AA}$.

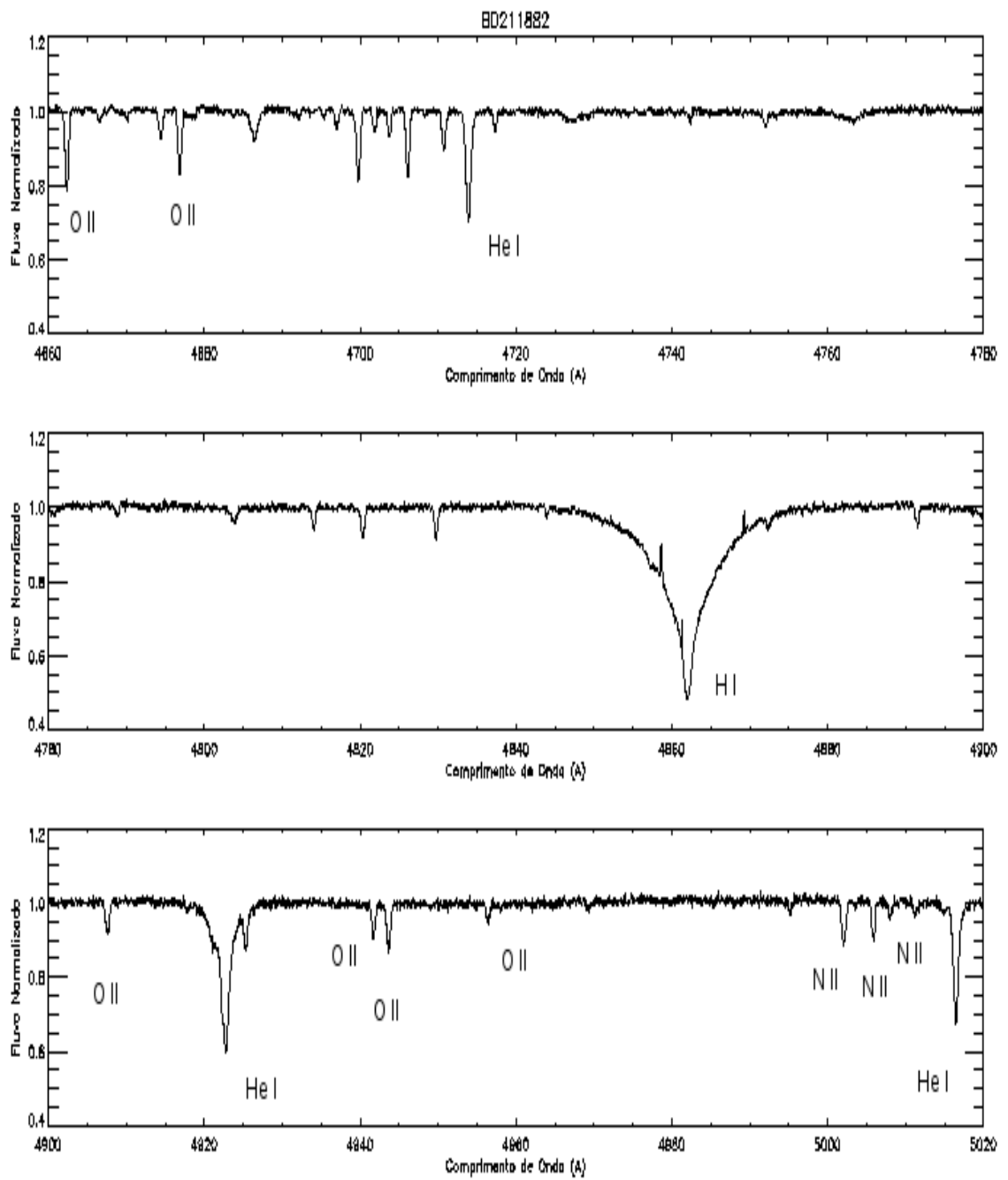


Figura 3.3: Exemplos de espectros FEROS observados na região $\lambda 4660 - \lambda 5020 \text{ \AA}$.

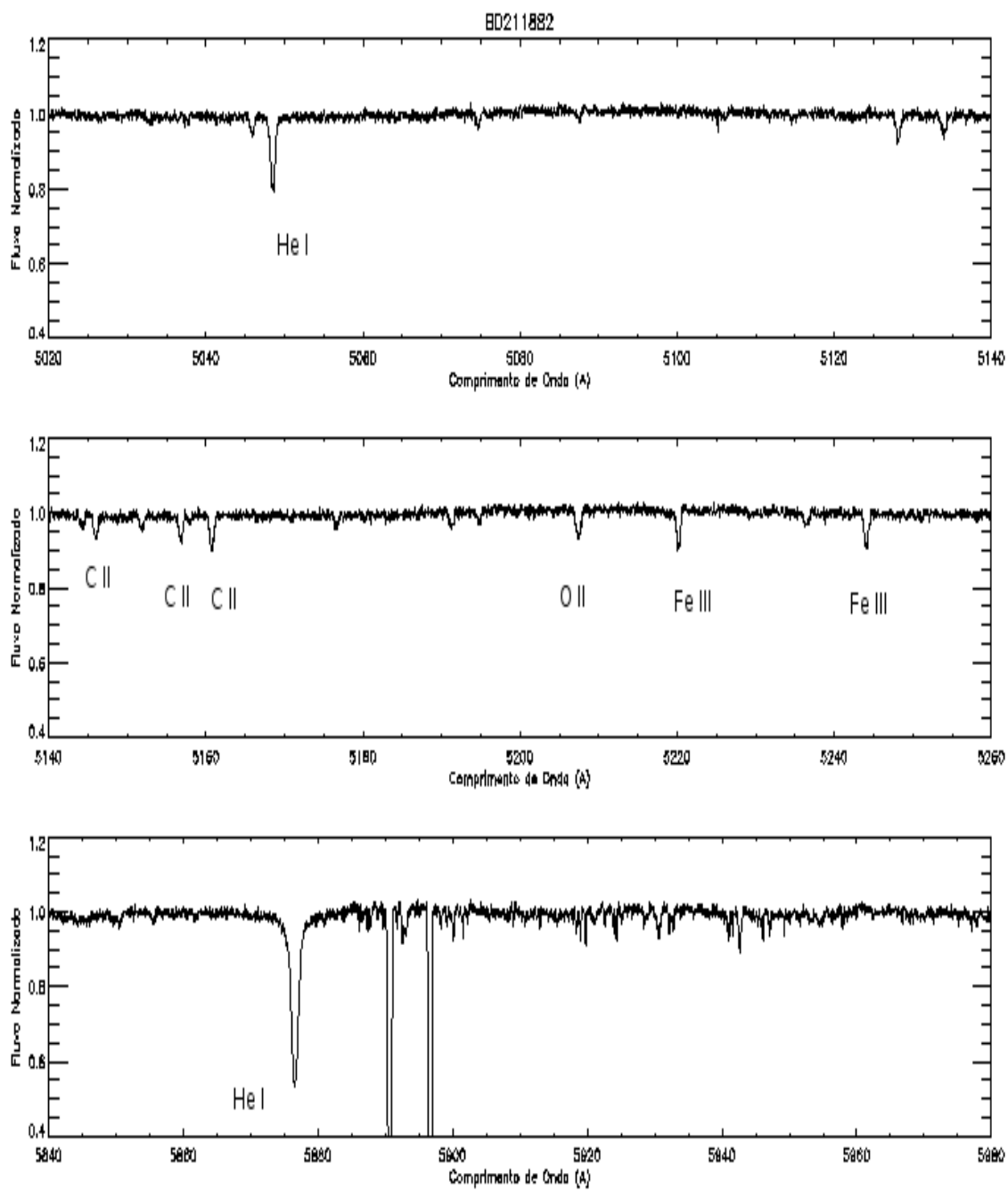


Figura 3.4: Exemplos de espectros FEROS observados na região $\lambda 5020 - \lambda 5980 \text{ \AA}$.

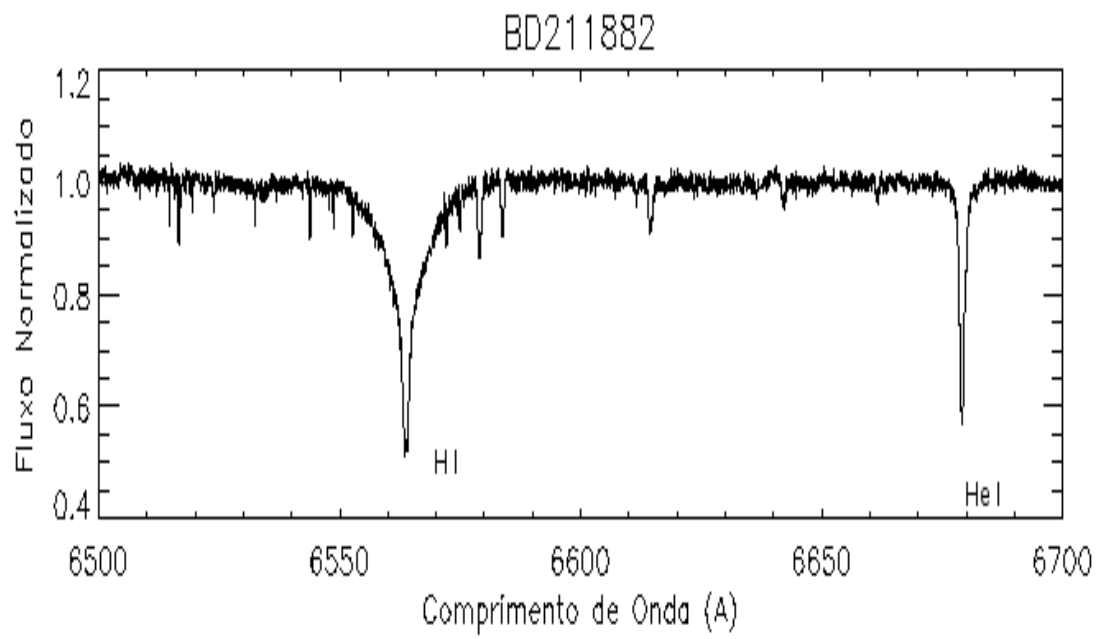


Figura 3.5: Exemplos de espectros FEROS observados na região $\lambda 6500 - \lambda 6700 \text{ \AA}$.

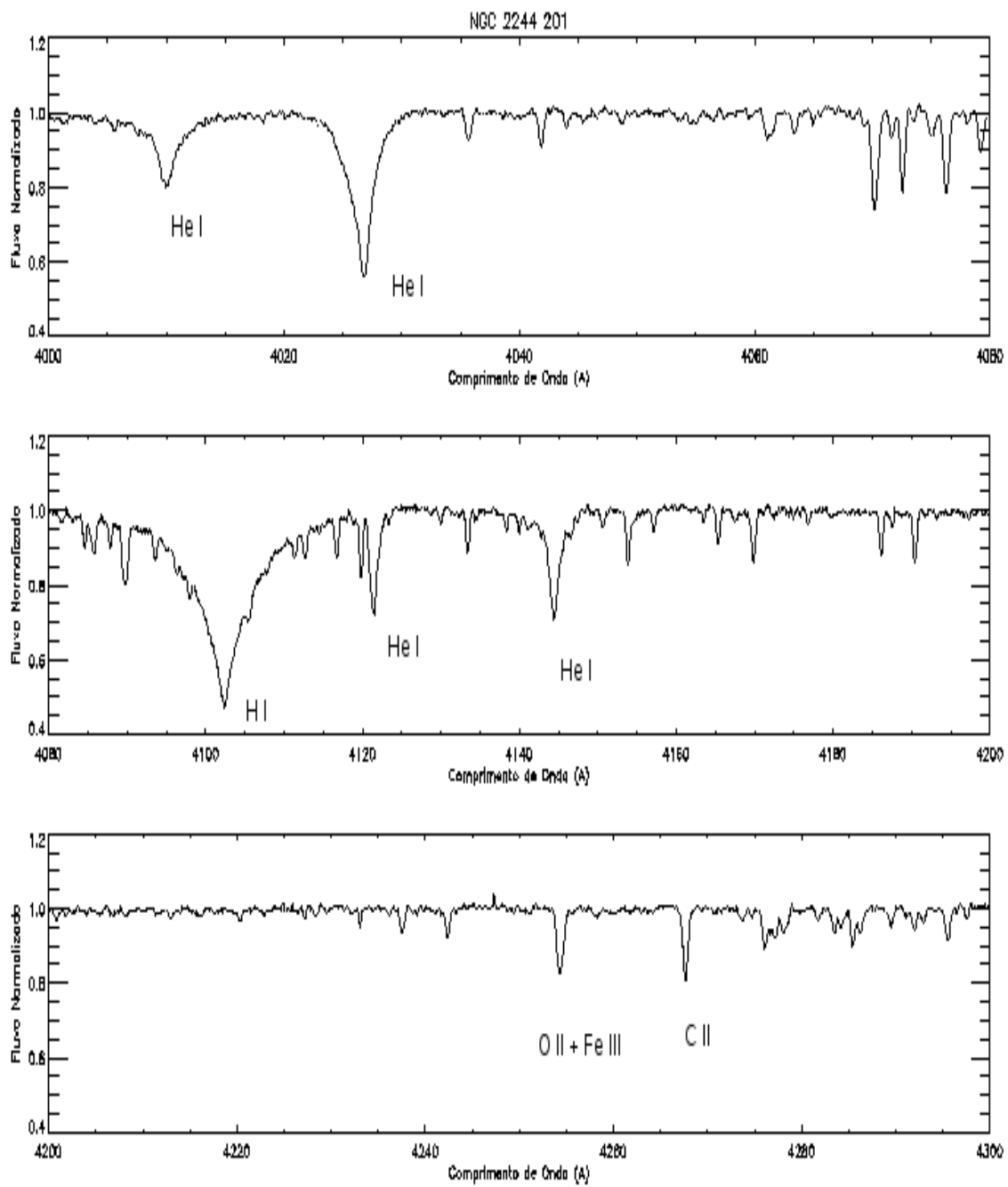


Figura 3.6: Exemplos de espectros CASPEC observados na região $\lambda 4000 - \lambda 4300 \text{ \AA}$.

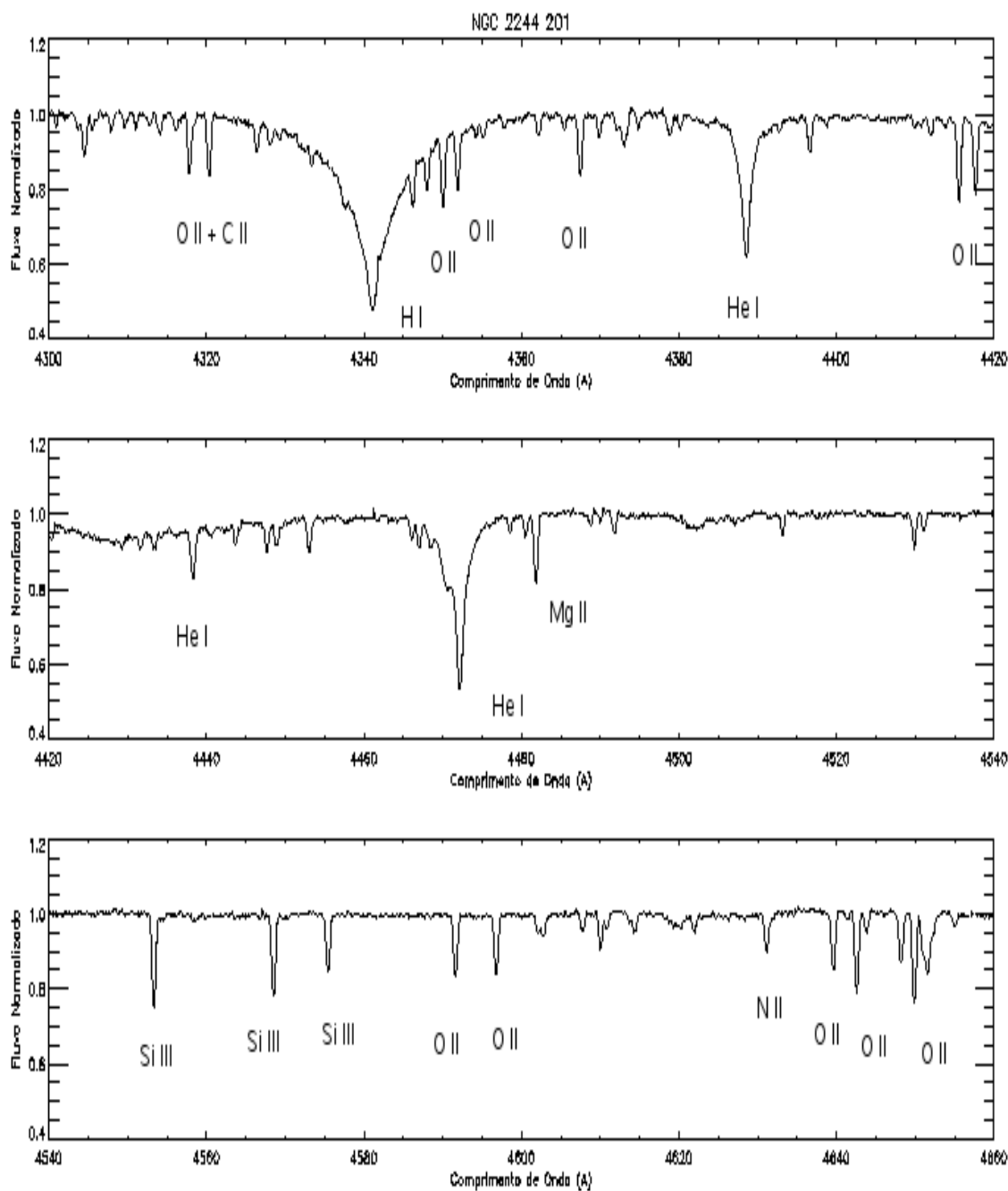


Figura 3.7: Exemplos de espectros CASPEC observados nas regiões $\lambda 4300 - \lambda 4660 \text{ \AA}$.

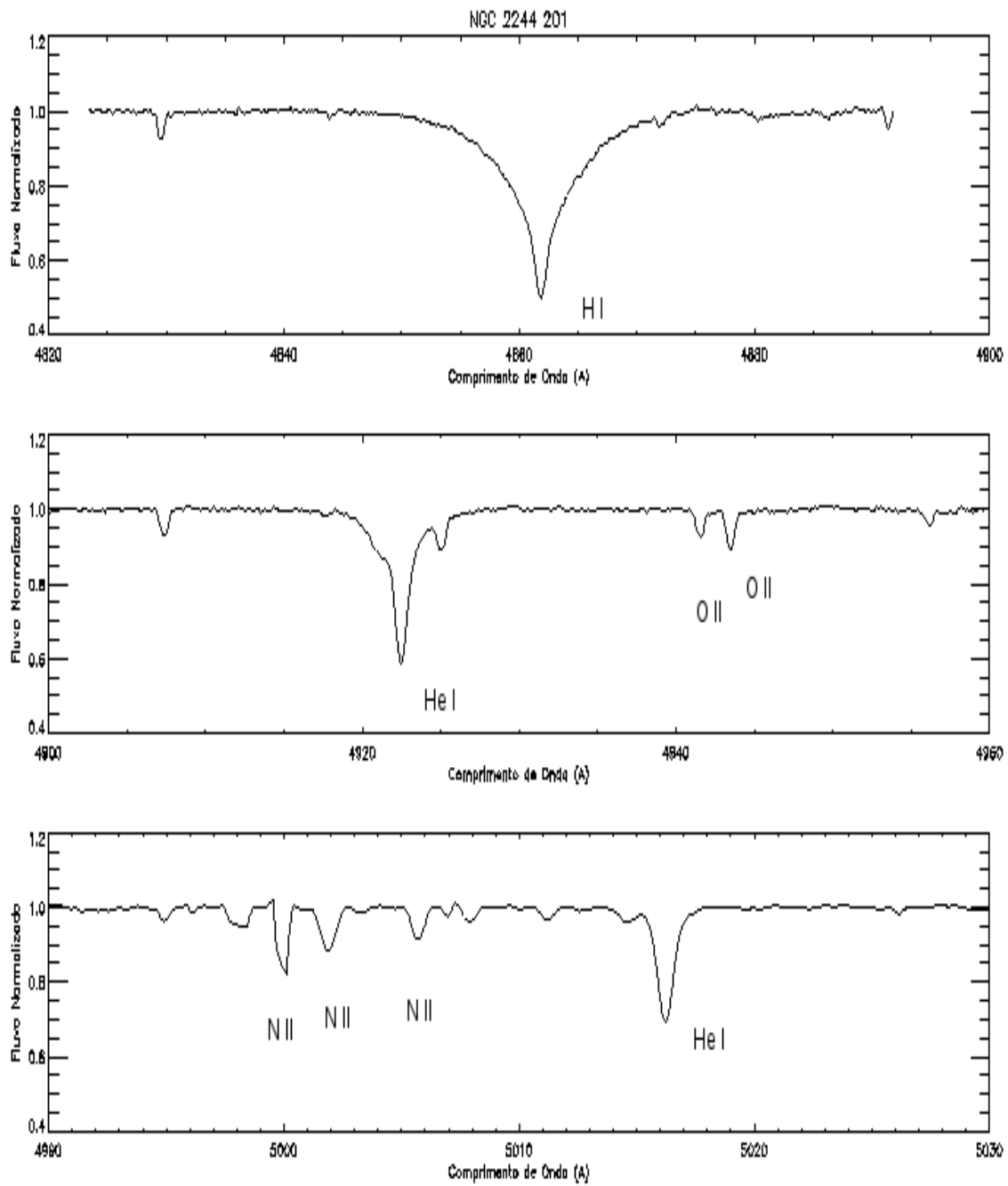


Figura 3.8: Exemplos de espectros CASPEC observados nas regiões $\lambda 4820 - \lambda 4900 \text{ \AA}$; $\lambda 4900 - \lambda 4960 \text{ \AA}$ e $\lambda 4990 - \lambda 5030 \text{ \AA}$.

3.2.1 Seleção da amostra

Algumas estrelas observadas foram descartadas da análise devido a:

- binaridade: binárias espectroscópicas (SB) não reportadas na literatura, como por exemplo NGC 2264 212, ou prováveis
- classificação espectral inadequada: verificamos através de inspeção visual das linhas de He I ($\lambda 4471 \text{ \AA}$) e Mg II ($\lambda 4481 \text{ \AA}$), que algumas estrelas classificadas na literatura como tipo B, correspondem, na verdade a tipos espectrais mais frios.
- baixa qualidade do espectro: alguns espectros observados apresentam baixa razão S/N (~ 30), o que dificulta a identificação das linhas mais fracas e a subsequente análise de abundâncias.

Após a seleção das estrelas mais adequadas para a determinação de $v \sin i$ e análise química nossa amostra final ficou assim definida: em NGC 2244, três estrelas; seis estrelas em NGC 2264; dezesseis estrelas em NGC 2362; quatro estrelas em NGC 2367; cinco estrelas em NGC 2384; doze estrelas em NGC 2439 e quatro estrelas em NGC 2467, sendo um total de 50 estrelas.

Perfis das linhas de He I ($\lambda\lambda$ 4026, 4388 e 4471 \AA) foram usados para a determinação da velocidade rotacional projetada ($v \sin i$, Capítulo 4) e são apresentados na Figura 3.9. A determinação do $v \sin i$ foi feita com base na medida das larguras à meia altura das linhas de He, que foram obtidas dos espectros previamente normalizados, utilizando a sub-rotina **splot** do pacote de reduções IRAF. A medida é feita assumindo que o perfil observado é gaussiano com a opção **h** e marcando o contínuo no centro da linha e ajustando o perfil completo. Na Tabela 3.2 apresentamos as larguras das

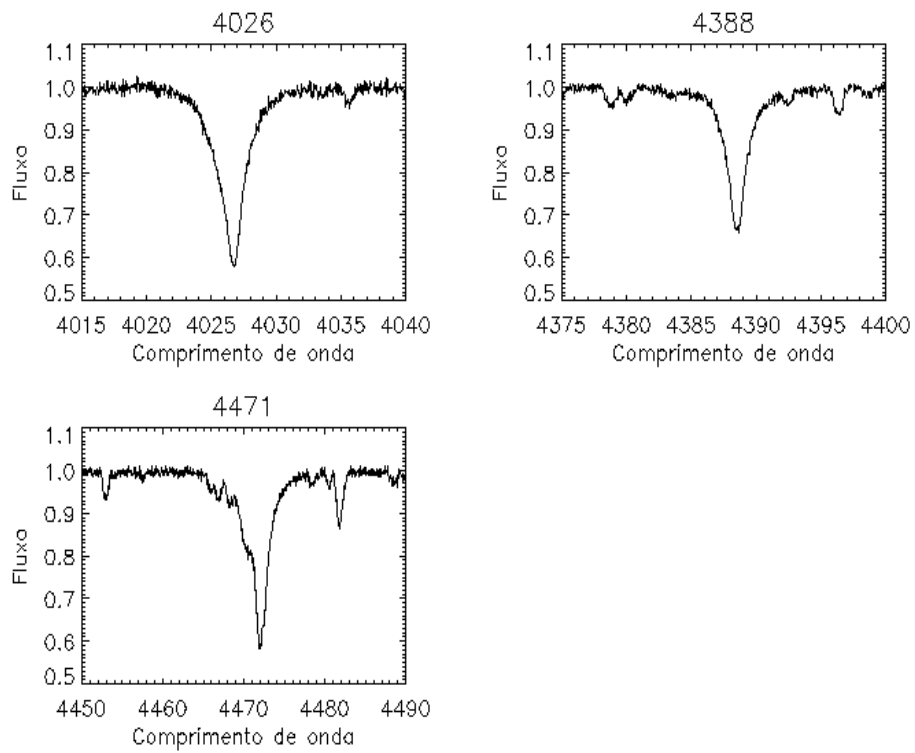


Figura 3.9: Linhas de He I, $\lambda 4026 \text{ \AA}$, $\lambda 4388 \text{ \AA}$ e $\lambda 4471 \text{ \AA}$ da estrela BD+21°1881.

linhas de He I $\lambda\lambda 4026, 4388$ e 4471 \AA das estrelas da região de 9 a 11 kpc do centro Galáctico, excluindo as estrelas binárias e as estrelas fora da faixa de validade da calibração usada para determinar os $v_{\text{sen}i}$ (mais detalhes no Capítulo 4).

Tabela 3.2: Larguras à meia altura das linhas de He I $\lambda 4026$, $\lambda 4388$ e $\lambda 4471$.

Aglomerado	Estrela	fwhm₄₀₂₆(Å)	fwhm₄₃₈₈(Å)	fwhm₄₄₇₁(Å)
NGC 2244	NGC 2244 201	1,87	1,47	1,37
	NGC 2244 376	1,65	1,44	1,52
	NGC 2244 392	3,29	-	3,75
NGC 2264	HD 47469	3,17	3,02	3,25
	HD 47777	2,16	1,99	2,26
	NGC 2264 178	2,17	1,72	1,93
	NGC 2264 202	3,81	3,72	4,48
NGC 2362	NGC 2362 14	3,23	2,82	3,82
	NGC 2362 24	5,88	6,21	6,88
	NGC 2362 27	2,98	2,39	3,29
	NGC 2362 39	2,92	2,34	3,22
	NGC 2362 48	4,92	5,16	5,68
	NGC 2362 69	5,64	5,30	6,01
	CD+24°5180	2,37	1,93	2,61
	CD+24°5182	4,12	4,07	4,71
	CD+24°5170	4,88	5,65	5,88
	CD+24°5165	2,88	2,33	3,16
NGC 2367	BD+21°1882	1,83	1,27	1,30
	BD+21°1881	2,10	1,59	1,66
	NGC 2367 2	5,85	6,25	6,82
	CPD+21°2039	8,36	9,43	9,70
NGC 2384	NGC 2384 2	1,50	1,11	1,19
	BD+20 1918	2,11	1,56	1,73
	CPD+20°2376	2,59	2,29	2,97
	CPD+20°2379	2,98	2,64	3,42
NGC 2439	NGC 2439 4	3,26	3,07	3,59
	NGC 2439 5	3,34	3,33	3,87
	CD+31°4902	4,65	5,30	5,89
	NGC 2439 23	2,05	1,53	1,46
	HD 61851	2,78	2,67	3,36
	CPD+32°1689	6,00	6,99	5,95
	CPD+32°4257	3,89	3,57	4,29

Continua ...

Tabela 3.2 – continuação

Aglomerado	Estrela	fwhm₄₀₂₆(Å)	fwhm₄₃₈₈(Å)	fwhm₄₄₇₁(Å)
NGC 2467	NGC 2467 96	3,06	3,11	3,27
	NGC 2467 97	1,48	1,30	1,41
	NGC 2467 98	2,86	2,84	3,33

Capítulo 4

O gradiente radial de Hélio

O Hélio é o elemento mais abundante no Universo depois do Hidrogênio, foi criado durante a nucleossíntese primordial e também é sintetizado nas estrelas. Contudo, diferente dos metais, a distribuição radial das abundâncias deste elemento, a partir de diferentes objetos da nossa Galáxia, ainda não foi bem definida. Neste capítulo, temos como objetivo determinar a distribuição de abundâncias de He ao longo do R_G . Previamente apresentaremos a metodologia adotada neste trabalho: os diferentes métodos usados para determinar os parâmetros atmosféricos, a velocidade rotacional projetada das estrelas e finalmente a análise de abundâncias em não-ETL a partir de linhas espectrais de He I.

4.1 Análise

Metodologia

A metodologia adotada no presente trabalho consiste na determinação dos parâmetros atmosféricos: a temperatura efetiva (T_{ef}) e gravidade superficial em unidades logarítmicas ($\log g$); determinação da velocidade rotacional projetada ($v \sin i$) e, finalmente a análise da abundância do elemento He

juntamente com a velocidade de microturbulência (ξ). A análise foi feita através de síntese espectral, sendo que, para um valor dado de T_{ef} e $\log g$, os valores das abundâncias e v_{seni} , que se comportam como parâmetros livres, foram variados até obter o ajuste dos perfis teóricos e observados.

Nossa amostra total é resultado da combinação de duas amostras (denominadas $R_G = 9 - 11$ kpc e Daflon & Cunha (2004)), que foram analisadas com algumas diferenças. A descrição da análise realizada será feita individualmente para cada uma delas. Primeiramente, descreveremos a análise da amostra da região de $R_G = 9 - 11$ kpc e posteriormente, a análise da amostra de Daflon & Cunha (2004).

4.1.1 $R_G = 9-11$ kpc

I. Temperatura Efetiva e $\log g$

Neste trabalho, a temperatura efetiva das estrelas foi determinada usando dois métodos fotométricos, a calibração para o parâmetro Q de Daflon et al. (1999) e o método iterativo de Gies & Lambert (1992). A calibração de Daflon et al. (1999) foi adotada para a maioria das estrelas da amostra, a fim de garantir a consistência da nossa análise. Porém, para as estrelas com o parâmetro Q fora da validade da calibração, o método iterativo foi adotado.

i) Método Iterativo: Fotometria Strömngren e Linhas de H I

a) **Descrição do Sistema Fotométrico Strömngren.** O sistema fotométrico Strömngren, definido por Strömngren (1963, 1966) e Crawford & Mander (1966), é um sistema de banda intermediária formado por quatro filtros com larguras entre 180 Å e 500 Å: u , centrado em 3500 Å e próximo à descontinuidade de Balmer (D_B); v , centrado na linha de H δ em 4110

\AA ; b , centrado em 4670 \AA e incluindo a linha H_β ; e y , centrado em 5470 \AA , posicionado perto da banda V da fotometria UBV numa região livre de linhas fortes. Este sistema também inclui o índice β , que é uma medida da largura da linha de hidrogênio H_β obtida da diferença entre os fluxos da linha de H_β medidos em dois diferentes filtros de banda estreita: $m(15)$ e $m(150)$ ($\beta = m(15) - m(150)$). Os filtros *uvby* foram definidos de maneira que fosse possível medir a D_B , a linha de H_β e a metalicidade. São definidos três índices de cor: $(b-y)$, $c_1 = (u-b) - (v-b)$, que mede a descontinuidade de Balmer, e $m_1 = (v-b) - (b-y)$, que é um indicador de metalicidade e mede a intensidade das linhas metálicas que são mais intensas no azul e UV do que no visível e vermelho. Estes índices são afetados pelo avermelhamento interestelar. Neste sistema fotométrico, o índice intrínseco $(b-y)_0$ pode ser obtido da relação $(b-y)_0 = (b-y) - E(b-y)$, sendo $E(b-y)$ o excesso de cor. O índice intrínseco c_0 é obtido através da relação $c_0 = c_1 - 0.24 E(b-y)$.

Nas estrelas quentes com $T_{ef} \geq 11000\text{K}$, o índice desavermelhado c_0 é um bom indicador de T_{ef} enquanto que o β é um bom indicador da gravidade superficial, mas também é sensível a T_{ef} . Para estrelas frias com $T_{ef} \leq 11000\text{K}$, o c_0 é um bom indicador de gravidade superficial enquanto que o β é indicador principalmente de T_{ef} .

Na Figura 4.1 são observados espectros sintéticos em ETL (ATLAS9; Kurucz, 1993) para estrelas de diferentes tipos espectrais desde A0 (10000 K) até B0 (30000 K) e a localização dos filtros *uvby* do sistema fotométrico Strömgen nos espectros.

b) Descrição do Método Iterativo. Neste método, os valores de T_{iter} e $\log g$ são determinados iterativamente a partir da calibração dos índices fotométricos de Strömgen c_1 e β , acoplado ao ajuste dos perfis

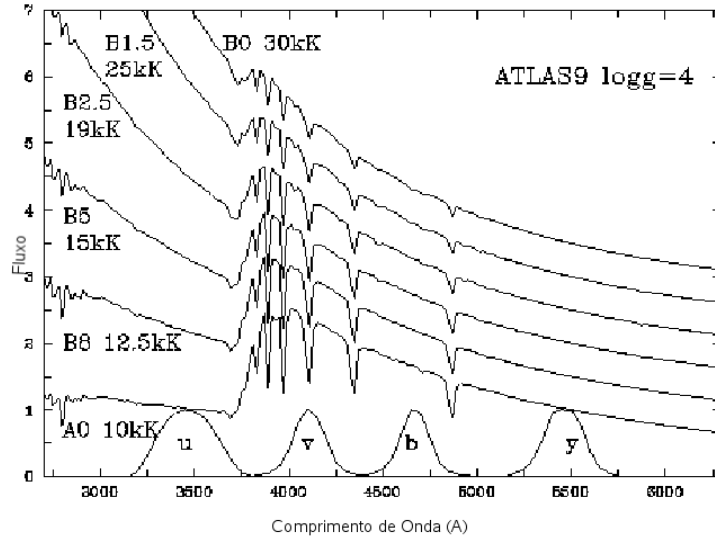


Figura 4.1: Sistema fotométrico Strömgen (uvby) (Crowther, 1998)

teóricos e observados da linha de H_γ . O caráter iterativo do método é necessário, uma vez que para as estrelas de tipo B, o índice de cor e as larguras da linha de Balmer são dependentes tanto de T_{ef} como de $\log g$. O método iterativo foi apresentado por Gies & Lambert (1992) e baseia-se nas calibrações fotométricas de Balona (1984)¹ e Lester, Gray e Kurucz (1986, LGK)² corrigidas de + 4% e + 5%, respectivamente, a fim de que temperaturas e gravidades obtidas ficassem consistentes com as temperaturas fundamentais de Code et al. (1976).

¹Na calibração de Balona (1984), a T_{ef} é obtida a partir dos índices teóricos c_0 , calculados a partir do modelo de atmosferas em ETL de Kurucz (1979) para estrelas com $T_{ef} < 9500$ K, e β , determinados a partir da largura equivalente da linha de H_γ (Balona & Feast, 1975).

²A calibração de LGK foi desenvolvida a partir dos modelos atmosféricos de Kurucz (1979) em ETL, calculando-se as cores sintéticas b-y, c_1 , m_1 e β . As cores sintéticas foram transformadas para as cores observacionais utilizando cinco estrelas padrão para as quais foram determinadas temperatura efetiva e gravidade superficial através do ajuste da distribuição de fluxo.

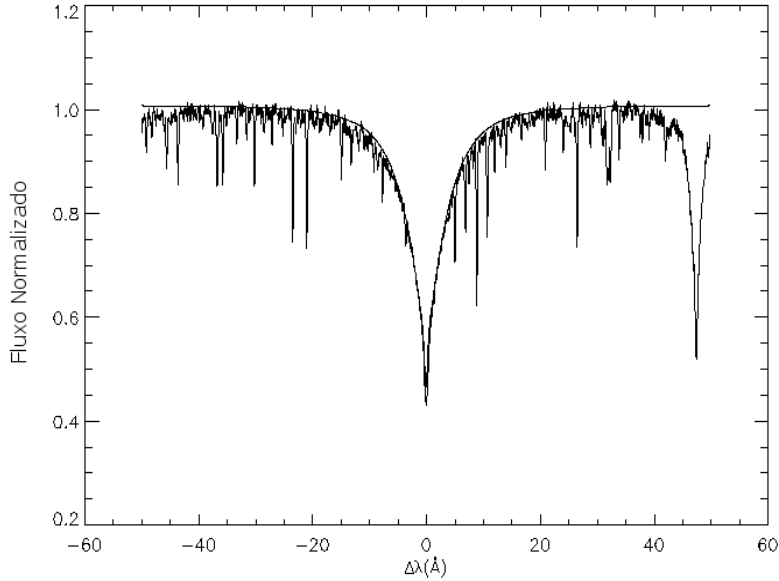


Figura 4.2: Ajuste dos perfis teóricos e observados da linha de H_γ da estrela CPD+24°2213, a linha fina é o espectro sintético e a grossa, o espectro observado.

Após o cálculo de um valor inicial (fotométrico) para T_{ef} , a gravidade superficial é obtida através do ajuste do perfil observado de uma linha de hidrogênio. Em seguida, um valor de β (teórico) associado a este $\log g$ é obtido e retorna-se ao passo um. O procedimento é repetido até que se obtenha convergência para $T_{ef}=T_{iter}$.

No nosso estudo, os dados da fotometria Strömgren foram obtidos das bases de dados SIMBAD e WEBDA. A rede de perfis teóricos da linha H_γ usada no ajuste, foi calculada em não-ETL com o programa SYNSPEC para temperaturas entre 15000 K a 40000 K, $3,75 < \log g < 4,75$ e abundâncias solares. O cálculo dos perfis considera mecanismos de alargamento de linhas tais como microturbulência, alargamento natural e colisional (efeito Stark

linear, principal mecanismo de alargamento das linhas de H I e o alargamento devido às forças de Van der Waals, que atuam sobre átomos neutros). Os perfis teóricos de H_γ foram convoluídos para incluir os efeitos de rotação, alargamento instrumental e microturbulência. Na Figura 4.2 apresentamos o ajuste do perfil teórico e observado da linha de H_γ da estrela CPD+24°2213.

Os valores de T_{iter} e $\log g$ obtidos através deste processo iterativo, assim como os dados fotométricos adotados, se apresentam na Tabela 4.1.

ii) Parâmetro Q.

a) Descrição do sistema fotométrico Johnson (UBV). O sistema fotométrico UBV foi estabelecido por Johnson & Morgan (1953) e é constituído por três filtros de transmissão de banda larga: U centrado em $\lambda 3650 \text{ \AA}$ que contém a D_B , B centrado em $\lambda 4440 \text{ \AA}$, e V centrado em $\lambda 5550 \text{ \AA}$; estes dois últimos filtros contêm o contínuo de Paschen. A partir destes três filtros, pode-se definir os índices de cor U-B e B-V, de forma que $U-B = B-V = 0$ para uma estrela A0V. Para estrelas quentes, $B-V < 0$, e para estrelas frias, $B-V > 0$. A relação cor-temperatura (ou tipo espectral) depende também da classe de luminosidade, que corresponde a diferentes gravidades superficiais.

A Figura 4.3 apresenta perfis espectrais em ETL (Kurucz, 1993) para estrelas de diferentes tipos espectrais desde A0 ($T_{ef}=10000 \text{ K}$) até B0 ($T_{ef}=30000 \text{ K}$), $\log g=4$ e a localização dos filtros UBV do sistema fotométrico Johnson nos espectros.

O parâmetro Q foi definido por Johnson (1953) no sistema UBV, a partir de estrelas avermelhadas e desavermelhadas do mesmo tipo espectral, como :

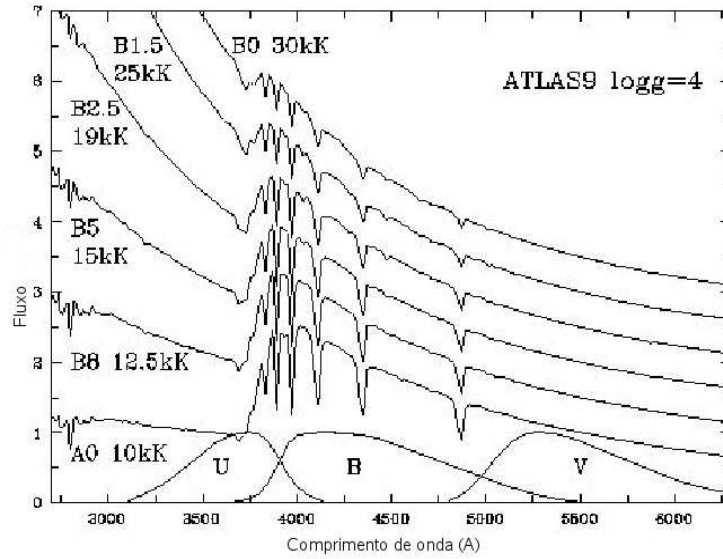


Figura 4.3: Sistema fotométrico Johnson (UBV)

$$Q = (U - B) - X(B - V) \quad (4.1)$$

sendo X a relação média entre os excessos de cor para $(U-B)$ e $(B-V)$.

$$X = E(U - B)/E(B - V) \quad (4.2)$$

Para estrelas B da seqüência principal, Johnson (1958) demonstrou empiricamente a partir de estrelas avermelhadas e desavermelhadas que $X=0,72 \pm 0,03$. Outros trabalhos como Cardelli et al. (1989), a partir de uma análise de curvas de extinção interestelar, derivaram valores de X na faixa de $X=0,69 - 0,71$ dependendo do valor de R_v . Nós usaremos o valor obtido por Johnson (1958), como sugerido por Daflon et al. (1999).

b) Descrição da calibração fotométrica. A T_{ef} , neste método é calculada através de uma calibração para o parâmetro Q livre de

avermelhamento apresentada por Dafflon et al (1999). Esta calibração está ancorada no método iterativo descrito em 4.1.1(i), aplicado para uma amostra de estrelas de Orion (Cunha & Lambert, 1992) e de Cep OB2 (Dafflon et al., 1999) e é dada pela seguinte relação:

$$T(Q) = 43280,162 + 98718,195Q + 98236,823Q^2 \quad (4.3)$$

válida para valores de $-0,93 < Q < -0,53$, que são os valores extremos de Q para as estrelas que foram utilizadas na obtenção da relação. A Figura 4.4 apresenta a calibração do parâmetro Q com temperatura efetiva para as estrelas da amostra de Orion e Cep OB2.

Esta calibração foi aplicada a 39 estrelas da nossa amostra, excetuando as estrelas cujos valores de Q estão fora do intervalo de validade desta calibração, assim como as estrelas peculiares e binárias. No caso das estrelas com temperaturas nos limites da calibração, isto é, aproximadamente $T_{ef} < 19000$ K ou $T_{ef} > 32000$ K, as temperaturas efetivas foram recalculadas com o método iterativo T_{iter} . Estas estrelas são: HD 47469, CD+24°5170, NGC 2362 12, NGC 2362 24 e NGC 2362 27. Para a nossa amostra, os índices de cor B-V e U-B e o excesso de cor E(B-V) foram obtidos das bases de dados SIMBAD e WEBDA. Em alguns casos em que havia mais de um valor de fotometria disponível, a média desses valores foi adotada.

c) Cálculo de Logg . A gravidade superficial foi calculada a partir da comparação entre as asas dos perfis teóricos e observados da linha de H_γ através de uma minimização de χ^2 , considerando-se a T_Q como a temperatura efetiva fixa da estrela. Os perfis teóricos usados para o ajuste são perfis sintéticos calculados em não-ETL, como foi descrito em 4.1.1(i). A diferença entre este procedimento de ajuste e o anterior é que este não é iterativo, já

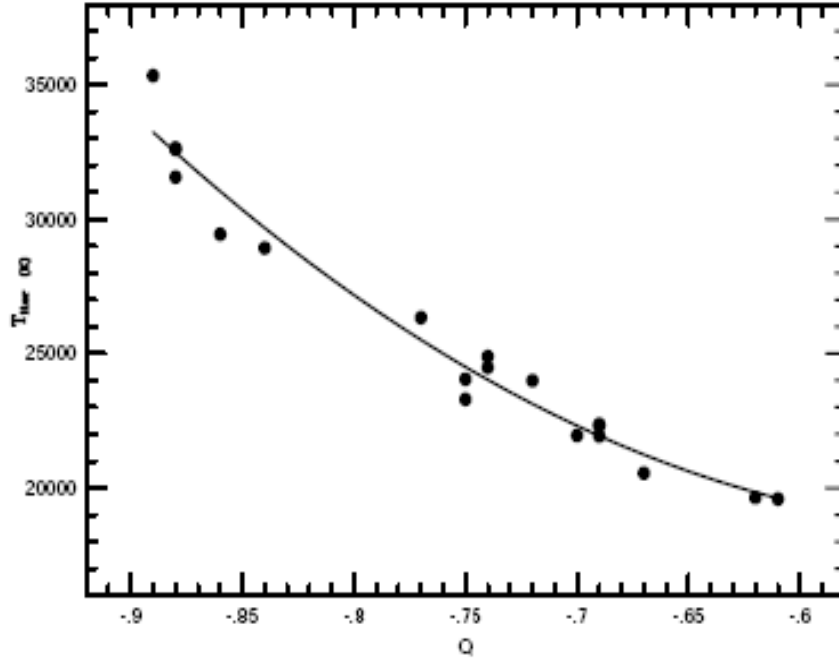


Figura 4.4: Calibração do parâmetro Q com temperatura efetiva para as estrelas da amostra de Orion e Cep OB2. (Daflon et al., 1999)

que o caráter iterativo é dado pelo cálculo de um valor teórico β efetuando o inverso da calibração proposta por Balona (1984).

Para a estrela NGC 2244 392, excepcionalmente, a gravidade superficial foi determinada a partir da linha de $H\delta$, devido a problemas na normalização da linha de $H\gamma$.

A Tabela 4.1 apresenta os dados da fotometria UBV e ubvy usados neste trabalho, o parâmetro Q obtido, T_{iter} (sinalizado com um asterisco), T_Q e $\log g$.

Tabela 4.1: Dados da fotometria Strömrgren e Johnson e parâmetros atmosféricos.

Assoc	Estrela	U-B	B-V	Q	c_1	$b-y$	β	E($b-y$)	$T_{ef}(K)$	logg	
NGC 2244	NGC 2244 201*	-0,707	0,180	-0,840	0,036	0,204	2,635	0,34	27110	4,28	
	NGC 2244 376	0,554	-0,445	-0,844	-	-	-	-	29940	4,08	
	NGC 2244 392	-0,330	0,430	-0,640	-	-	-	-	20340	4,35	
NGC 2264	HD 47469 *	-0,110	-0,650	-0,571	0,373	-0,037	2,680	0,044	16560	4,15	
	HD 47777	-0,160	-0,810	-0,696	-	-	-	-	22160	4,14	
	NGC 2264 178	-0,210	-0,960	-0,814	-	-	-	-	28010	4,30	
NGC 2362	NGC 2264 202	0,070	-0,600	-0,656	-	-	-	-	20800	4,12	
	NGC 2362 12 *	-0,070	-0,570	-0,520	0,306	-0,016	2,705	0,07	17670	4,39	
	NGC 2362 14	-0,120	-0,730	-0,644	-	-	-	-	20450	4,10	
	NGC 2362 24 *	-0,423	-0,023	-0,407	0,477	0,018	2,714	0,06	15150	4,24	
	NGC 2362 27 *	-0,078	-0,638	-0,582	0,228	-0,045	2,692	0,09	19300	4,34	
	NGC 2362 39	-0,095	-0,705	-0,637	-	-	-	-	20260	4,22	
	NGC 2362 48	-0,100	-0,700	-0,628	-	-	-	-	20030	4,20	
	NGC 2362 69	-0,080	-0,660	-0,602	-	-	-	-	19450	4,30	
	CD+24°5165	-0,130	-0,840	-0,746	-	-	-	-	24310	4,00	
	CD+24°5170 *	-0,080	-0,610	-0,552	0,262	-0,030	2,676	0,09	18630	4,25	
	CD+24°5180	-0,180	-0,915	-0,785	-	-	-	-	26320	3,96	
	CD+24°5182	-0,125	-0,765	-0,675	-	-	-	-	21400	4,04	
	NGC 2367	NGC 2367 2	0,080	-0,680	-0,738	-	-	-	-	23930	4,00
		BD+21°1881	0,050	-0,747	-0,785	-	-	-	-	26320	4,15
		BD+21°1882	0,050	-0,750	-0,786	-	-	-	-	26380	3,87
CPD+21°2039		0,130	-0,650	-0,735	-	-	-	-	23790	3,83	

Continua ...

Tabela 4.1 – continuação

Assoc	Estrela	U-B	B-V	Q	c_1	$b-y$	β	E($b-y$)	T_{ef} (K)	logg
NGC 2384	NGC 2384 1	0,020	-0,870	-0,884	-	-	-	-	32780	4,00
	NGC 2384 2	0	-0,790	-0,790	-	-	-	-	26600	3,65
	BD+20°1918	0,060	-0,720	-0,763	-	-	-	-	25150	4,12
	CPD+20°2376	0,025	-0,795	-0,813	-	-	-	-	27950	4,05
	CPD+20°2379	0,040	-0,675	-0,704	-	-	-	-	22470	3,97
NGC 2439	NGC 2439 4	0,180	-0,620	-0,750	-	-	-	-	24500	3,85
	NGC 2439 5	0,240	-0,610	-0,783	-	-	-	-	26210	3,85
	NGC 2439 20	0,160	-0,570	-0,685	-	-	-	-	21750	3,45
	NGC 2439 23	0,200	-0,590	-0,734	-	-	-	-	23750	3,85
	HD 60369	0,010	-0,880	-0,882	-	-	-	-	32630	3,80
	HD 61851	0,090	-0,750	-0,818	-	-	-	-	28260	3,74
	CPD+27°2143	0,280	-0,660	-0,854	-	-	-	-	30620	3,55
	CPD+31°1781	0,189	-0,599	-0,735	-	-	-	-	23790	3,30
	CD+31°4902	0,210	-0,610	-0,761	-	-	-	-	25050	4,05
	CPD+32°1689	0,350	-0,595	-0,846	-	-	-	-	30070	3,78
	CPD+32°4257	0,240	-0,660	-0,833	-	-	-	-	29210	4,10
	CPD+33°1682	0,431	-0,588	-0,898	-	-	-	-	33850	3,80
	NGC 2467	NGC 2467 49	0,260	-0,720	-0,902	-	-	-	-	34160
NGC 2467 96		0,020	-0,700	-0,714	-	-	-	-	22880	3,25
NGC 2467 97		0,460	-0,440	-0,771	-	-	-	-	25560	3,50
NGC 2467 98		0,330	-0,610	-0,846	-	-	-	-	30070	3,95

*: T_{ef} obtida pelo método iterativo (T_{iter}).

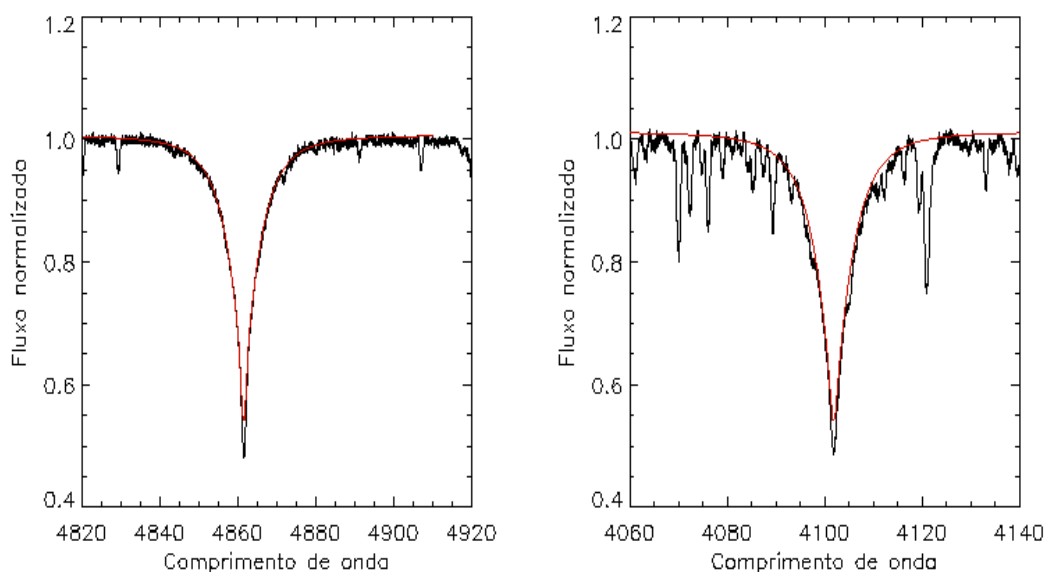


Figura 4.5: Perfis observados das linhas de hidrogênio, H_β e H_δ da estrela NGC 2264 178.

d) Logg a partir de outras linhas de H I. O método iterativo foi proposto inicialmente utilizando-se a linha de H_γ como indicador de gravidade superficial. No nosso trabalho, testamos as diferenças que poderiam existir ao determinar $\log g$ com outras linhas de hidrogênio, como H_β e H_δ . Calculamos o $\log g$ também com estas duas linhas, que foram denominados $\log g_{H_\beta}$ e $\log g_{H_\delta}$ respectivamente, e comparamos os valores obtidos com aqueles obtidos a partir da linha de H_γ . A Figura 4.5 apresenta os perfis observados das linhas H_β e H_δ da estrela NGC 2264 178. A linha H_β não é comumente usada como indicador de $\log g$ uma vez que, em estrelas, O e B, esta linha poderia estar mais afetada por efeitos de perda de massa e fenômenos de vento, pelo qual se apresentaria em emissão ou com um perfil P-Cygni, dificultando o ajuste das asas. Além disso, esta linha pode sofrer

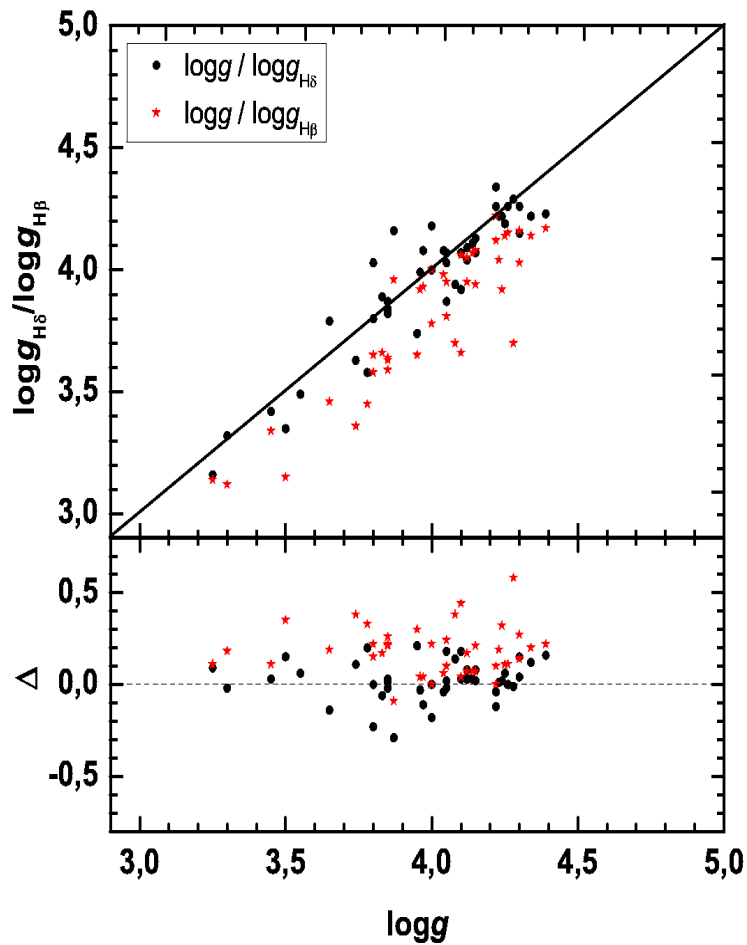


Figura 4.6: Comparação entre os $\log g$ obtidos com os perfís das linhas H_γ , H_β e H_δ .

influência da banda interestelar difusa centrada em $\lambda 4882 \text{ \AA}$ (Allen, 1990), dificultando a determinação do contínuo (Kilian, 1991). No caso do perfil da linha de H_δ as asas, especialmente a vermelha, podem estar fortemente afetadas pela presença de linhas de O II.

A Figura 4.6 apresenta a comparação entre $\log g$ e $\log g_{H_\beta}$ (estrelas vermelhas) e $\log g$ e $\log g_{H_\delta}$ (círculos pretos) para as 42 estrelas da região de

$R_G \sim 9 - 11$ kpc. Nesta figura, a linha contínua representa a igualdade. Na parte inferior da figura apresentamos, com os mesmos símbolos, as diferenças entre os valores de $\log g$ medidos. Observa-se que as gravidades superficiais obtidas com H_β são sistematicamente menores que aquelas obtidas com H_γ , com uma diferença média de 0,18 dex. Por outro lado, as gravidades superficiais obtidas com H_δ e H_γ estão em concordância com uma diferença média de 0,04 dex. As distribuições de $\log g_{H_\beta}$ (histograma barra azul), $\log g_{H_\delta}$ (histograma barra vermelha) e $\log g$ a partir de H_γ (histograma barra cinza) são mostradas na Figura 4.7. Neste gráfico também pode-se observar a tendência da gravidade superficial a partir da linha H_β a valores menores que os valores de $\log g$ obtidos dos perfis das linhas de H_δ e H_γ .

iii) Comparação com a literatura Algumas estrelas da nossa amostra já foram analisadas em outros trabalhos onde também foram determinados os seus parâmetros atmosféricos. A Figura 4.8 apresenta um gráfico comparativo entre as T_{ef} determinadas neste trabalho com as temperaturas já publicadas na literatura; neste gráfico, a linha contínua representa a igualdade. Brown et al. (1986, círculos pretos) analisaram seis aglomerados abertos e associações na vizinhança solar em torno de $R_G=6,7 - 8,8$ kpc, três deles foram analisados neste trabalho: NGC 2362, NGC 4755 e IC 2944. Em NGC 2362, temos oito estrelas em comum e, nos dois últimos, apenas uma estrela em cada aglomerado. Eles determinaram a T_{ef} e a gravidade a partir de um método iterativo envolvendo os índices $[c_1]$ e β_1 da fotometria Strömgen e perfis teóricos da linha H_δ em ETL. Para o aglomerado NGC 2362, eles obtiveram em média temperaturas maiores que as obtidas neste trabalho da ordem de 2-10%. A respeito do $\log g$, as diferenças estão na faixa de 0,05 - 0,24 dex.

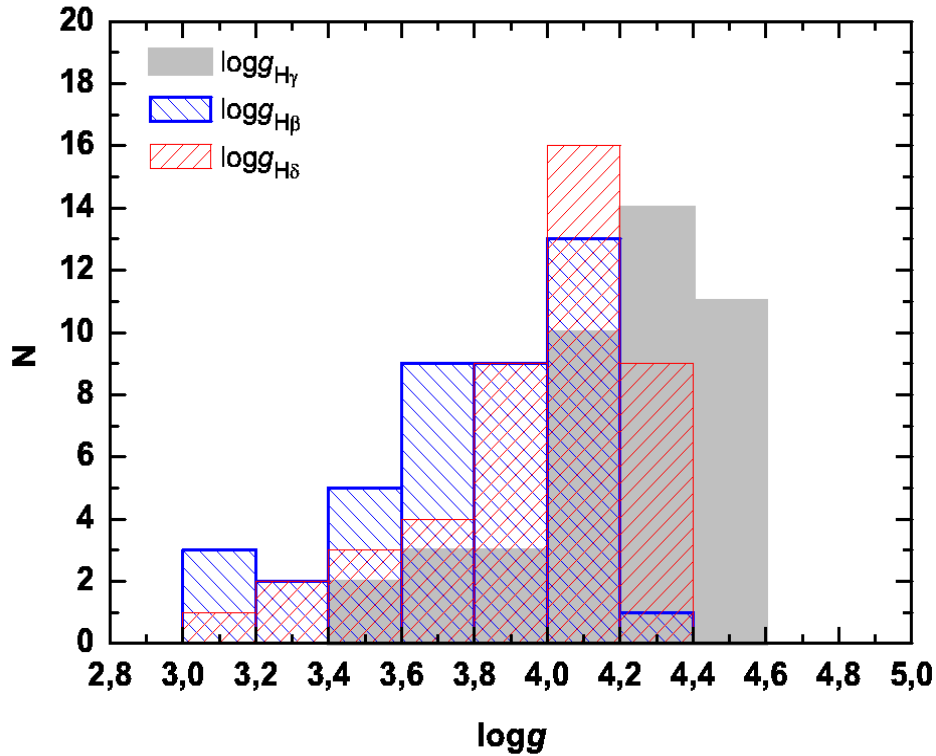


Figura 4.7: Distribuições de $\log g_{H\beta}$, $\log g_{H\delta}$ e $\log g_{H\gamma}$ para as estrelas da nossa amostra.

Huang & Gies (2006a) analisaram a rotação estelar em aglomerados jovens a partir de uma amostra de 461 estrelas OB membros de 19 aglomerados abertos na vizinhança solar, na faixa de $R_G = 7,1 - 9,8$ kpc. Os parâmetros atmosféricos foram determinados ajustando perfis da linha de H_γ , envolvendo modelos atmosféricos em ETL e perfis teóricos em não-ETL (TLUSTY e SYNPLLOT). Com esta amostra, temos em comum 16 estrelas em três aglomerados. Huang & Gies obtiveram T_{ef} e $\log g$ sistematicamente menores que as nossas (pontos azul claro). Para cinco estrelas, as mais frias, os valores de parâmetros Q estão fora da faixa de validade ou no extremo da curva de calibração onde as incertezas são maiores. Wolff et al. (2006,

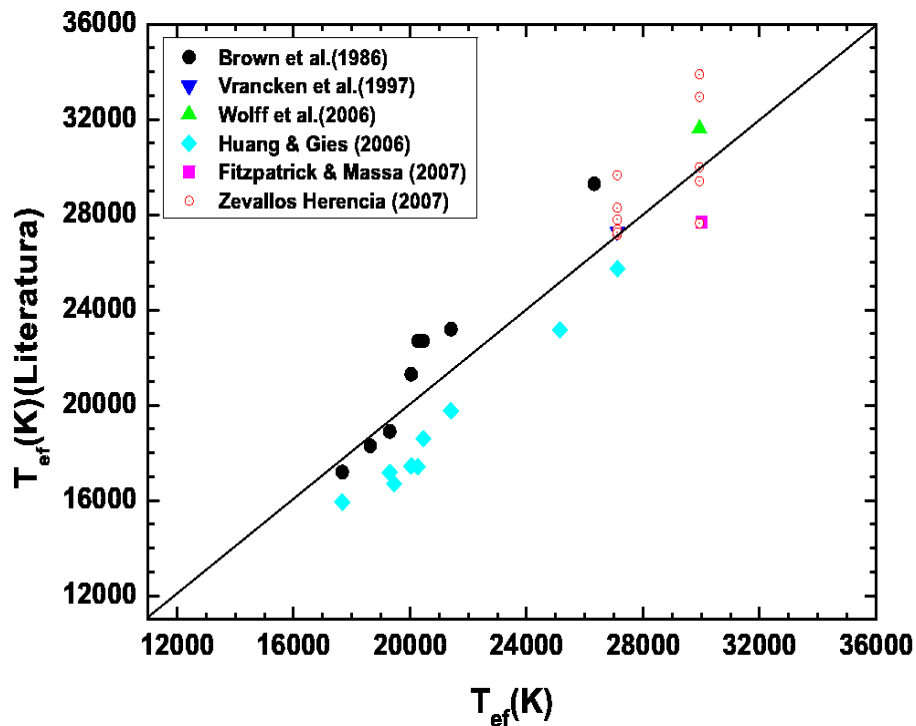


Figura 4.8: Gráfico comparativo das T_{ef} obtidas neste trabalho com as da literatura.

triângulo verde) analisaram uma estrela em comum do aglomerado NGC 2244, e obtiveram a T_{ef} a partir da calibração de Massey et al. (2005). A comparação entre os dois resultados é boa, com uma diferença de 1680 K. Neste mesmo aglomerado, a estrela NGC 2244 201 foi analisada por Vrancken et al. (1997, triângulo azul invertido) a partir do ajuste de perfis teóricos das linhas de H e Si, segundo o método de Becker & Butler (1990). Eles obtiveram $T_{ef}=27300$ K em concordância com nosso resultado com uma diferença menor que 1%. Fitzpatrick & Massa (2007, quadrado fechado vermelho) para uma estrela em comum com nossa amostra, determinaram T_{ef} a partir de uma escala de temperaturas baseada em tipos espectrais, e os seus resultados

estão em concordância com os nossos. Em Zevallos Herencia (2007, círculos abertos), num estudo do efeito da T_{ef} (obtida a partir de diferentes métodos) na determinação das abundâncias de O, foram analisadas as estrelas NGC 2244 201 e NGC 2244 376 a partir de seis calibrações diferentes: além de T_Q e T_{iter} , a calibração de Napiwotzki et al. (1993, T_N), Lyubimkov et al. (2002, T_L), e por equilíbrio de ionização em ETL (T_{I-ETL}) e não-ETL (T_{I-NETL}) usando as linhas de Si. As diferentes T_{effs} obtidas concordam dentro das incertezas.

II. Velocidade Rotacional Projetada

A velocidade de rotação de uma estrela é geralmente representada pela velocidade rotacional projetada na linha de visada ou $v \sin i$, sendo i o ângulo formado pela linha de visada e o eixo de rotação da estrela. As estrelas de tipo espectral O e B geralmente apresentam altos valores de velocidade de rotação, pois, por serem jovens ainda, podem conservar o momento angular da nuvem molecular onde são formadas, e apresentar as altas velocidades de rotação da nuvem.

A alta rotação tem influência na evolução e na composição química nas atmosferas das estrelas de alta massa (Meynet & Maeder, 2000), uma vez que pode modificar as propriedades físicas da superfície estelar. A superfície estelar pode ser deformada pela alta rotação, um fato que foi colocado em evidência pela interferometria (Domiciano de Souza et al., 2003), tendo um efeito no brilho superficial (sendo as regiões polares mais brilhantes que as equatoriais) e na temperatura superficial da estrela. Isto é, para altas velocidades de rotação, além das forças que atuam sobre a atmosfera da estrela, a força centrífuga também tem papel importante,

produzindo um aumento da gravidade superficial na região equatorial. O espectro nesta região, então, é semelhante ao espectro de uma estrela mais luminosa, afetando a intensidade das linhas espectrais que resultam ser menos profundas que o normal para o seu tipo espectral.

Além disso, a rotação também pode afetar a estrutura interna da estrela, aumentando a taxa de perda de massa (que posteriormente reduz a rotação da estrela durante a evolução) e o *mixing* interno, que produzem um intercâmbio de gás entre o núcleo e o envoltório. Assim, o hidrogênio pode migrar até o núcleo e os produtos de fusão podem ser dragados até a superfície e podem produzir efeitos como o enriquecimento de He e N nas estrelas.

Huang & Gies (2006b) analisaram uma amostra de estrelas OB da Galáxia, e encontraram evidências de um incremento de abundância de He entre os objetos com velocidades de rotação maiores. Trabalhos como Wolff et al. (2007) encontraram que as velocidades de rotação de estrelas OB em aglomerados são maiores do que as de estrelas de campo. A respeito da metalicidade, Martayan et al. (2007), com uma amostra de estrelas da SMC, LMC e da Galáxia, encontraram indícios que a velocidade de rotação aumenta a menores metalicidades

Os métodos mais simples para calcular o v_{seni} estão baseados na medida da largura à meia-altura (*fwhm*) diretamente relacionada com o v_{seni} , como, por exemplo Slettebak et al. (1975); Slettebak(1982) e Howarth et al. (1997). Uma determinação mais exata pode ser obtida considerando o ajuste de perfis teóricos e sintéticos como o feito por Mathys et al. (2002), que encontraram v_{seni} pelo ajuste dos perfis teóricos da linha de He I 4437. Outros, como o trabalho de Huang & Gies (2006a), determinaram o v_{seni} a partir do ajuste de perfis sintéticos e observados das linhas de He I e Mg II (para estrelas mais

frias).

Neste trabalho, a velocidade rotacional projetada das estrelas foi calculada a partir da calibração de largura à meia-altura de perfis teóricos de três linhas de He I ($\lambda\lambda 4026, 4388, 4471 \text{ \AA}$) vs. $v \sin i$ de Daflon et al. (2007). A rede de perfis sintéticos de He I em não-ETL foi calculada usando o modelo atômico de He de Pryzbilla (2005); os modelos atmosféricos foram calculados em ETL (Kurucz, 1993) com composição solar. As equações de equilíbrio estatístico e transferência radiativa foram resolvidas com os programas DETAIL (Giddings, 1981) e os perfis sintéticos das linhas foram calculados com o programa SURFACE (Butler & Giddings, 1985). Para a obtenção desta calibração, foram adotados valores fixos de $\log g = 4.0$ e $\xi = 5 \text{ km/s}$. Esta calibração permite obter valores de $v \sin i$ de até 400 km/s para estrelas de tipo espectral B5-O9 ($15000 \text{ K} < T_{ef} < 30000 \text{ K}$) e $\log g$ entre 3.70 e 4.30 dex (recomendada por Daflon et al. (2007), para espectros com resolução $R = 10000$ e 50000). A Figura 4.9 obtida de Daflon et al. (2007) apresenta a variação dos fwhm teóricos em função do $v \sin i$ para as três linhas de He I usadas para uma resolução de $R = 50000$. Nesta figura, as linhas de diferentes cores (preta, verde, vermelha e azul) representam as calibrações obtidas para diferentes temperaturas ($T_{ef} = 15000 \text{ K}, 20000 \text{ K}, 25000 \text{ K}$ e 30000 K , respectivamente).

O processo de determinação do $v \sin i$ no nosso trabalho foi o seguinte: nos espectros observados, selecionamos regiões em torno das linhas de He I, que foram normalizadas ao contínuo local. As larguras à meia-altura das três linhas de He I foram medidas utilizando a rotina **splot** do pacote IRAF (seção 3.2.1). Posteriormente, para a temperatura dada, os valores de fwhm medidos foram interpolados na rede de calibração para fwhm vs. $v \sin i$ obtendo-se os

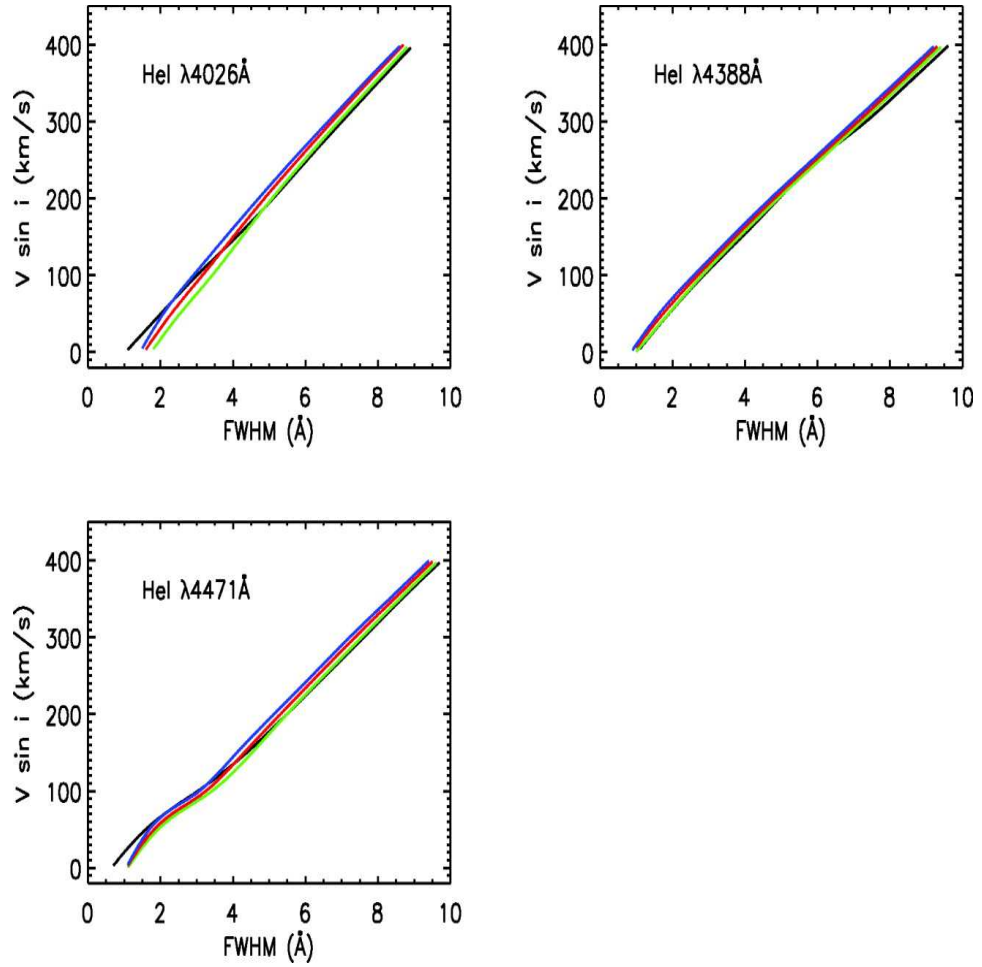


Figura 4.9: Calibração para $v \sin i$ de Daflon et al. (2007) para as três linhas de He I, para diferentes T_{ef} (preta: $T_{ef} = 15000$ K, verde: $T_{ef} = 20000$ K, vermelha: $T_{ef} = 25000$ K e azul: $T_{ef} = 30000$ K).

correspondentes valores de $v \sin i$. A média destes valores com o respectivo desvio padrão foi adotada como o $v \sin i$ da estrela. Foi possível determinar a velocidade rotacional projetada para 34 estrelas da amostra de $R_G \sim 9$ -11 kpc considerando os intervalos de validade da calibração. Na Tabela 4.2 apresentamos as estrelas para as quais foi possível determinar o $v \sin i$, a

temperatura efetiva, os resultados de $v_{\text{sen}i}$ obtidos para cada uma das linhas usadas na calibração, o valor médio com o desvio padrão e alguns valores de $v_{\text{sen}i}$ da literatura, para comparação.

III. Análise do Hélio

A análise de abundâncias das estrelas foi realizada através da síntese de perfis calculados em condições não-ETL, ajustando os perfis teóricos e observados de linhas de He I. A determinação das abundâncias químicas é baseada na análise auto-consistente em não-ETL, ou seja, tanto os modelos atmosféricos quanto a formação das linhas serão calculados em não-ETL. Esta abordagem é diferente da abordagem híbrida comumente usada, que é baseada em modelos atmosféricos em ETL e formação de linhas em não-ETL. Os programas utilizados para esta análise são TLUSTY e SYNSPEC que foram descritos no Capítulo 2.

i. Seleção das linhas de Hélio. Os espectros de estrelas de tipo OB apresentam um contínuo estelar bem definido, com uma grande quantidade de regiões livres ou com poucas linhas espectrais presentes. Neste tipo de estrelas, as linhas de He (He I e/ou He II) são bem intensas e definidas. No caso das estrelas de tipo espectral O, devido a suas altas temperaturas superficiais (~ 30000 K a 50000 K), é predominante o He na forma de He II. Para menores temperaturas, ainda pode-se observar linhas de He I. No caso das estrelas tipo B (15000 K $< T_{ef} < 30000$ K) linhas fracas de He II são visíveis nos espectros das estrelas mais quentes (B0-B2). Para menores temperaturas (correspondentes a B2-B9), as linhas espectrais de He I são mais intensas. Resumindo, as linhas de He I enfraquecem na direção das estrelas O e são mais intensas nas estrelas B onde alcançam um máximo em

Tabela 4.2: Velocidades Rotacionais Projetadas obtidas (km/s).

Aglomerado	Estrela	T_{ef} (K)	$v_{seni4026}$	$v_{seni4388}$	$v_{seni4471}$	$\langle v_{seni} \rangle$	$v_{seni_{lit}}$
NGC 2244	NGC 2244 201	27110	27	37	24	25 ± 2	$25^{(1)}$
	NGC 2244 376	29940	21	39	38	33 ± 10	-
	NGC 2244 392	20340	93	-	114	104 ± 15	$115^{(1)}$
NGC 2264	NGC 2264 178	28010	51	53	59	54 ± 5	$43^{(2)}$
	NGC 2264 202	28010	125	145	149	140 ± 13	$132^{(2)}$
	HD 47469	18940	90	110	97	99 ± 10	$58^{(2)}$
	HD 47777	22160	38	58	65	54 ± 14	$48^{(2)}, 70^{(3)}$
NGC 2362	NGC 2362 14	20450	90	100	117	102 ± 13	$101^{(1)}$
	NGC 2362 24	15150	241	258	266	255 ± 13	-
	NGC 2362 27	19100	78	73	98	83 ± 13	$87 \pm 9^{(1)}$
	NGC 2362 39	20260	72	75	94	80 ± 12	$73 \pm 12^{(1)}$
	NGC 2362 48	20030	191	211	210	204 ± 11	$193 \pm 7^{(1)}$
	NGC 2362 69	19450	216	227	226	223 ± 6	$224 \pm 8^{(1)}$
	CD+24°5165	24310	82	81	96	86 ± 8	68 ± 14
	CD+24°5170	18720	188	222	219	210 ± 19	-
	CD+24°5180	26320	52	63	74	63 ± 11	-
CD+24°5182	21400	146	162	162	157 ± 9	$157 \pm 8^{(1)}$	
NGC 2367	NGC 2367 2	23930	251	262	272	262 ± 11	-
	BD+21°1881	26320	41	42	43	42 ± 1	-
	BD+21°1882	26380	23	24	19	22 ± 3	-
NGC 2384	NGC 2384 2	26600	4	14	10	12 ± 3	-
	BD+20°1918	25150	38	40	45	41 ± 4	$11^{(1)}$
	CPD+20°2376	27950	76	83	94	84 ± 9	-
	CPD+20°2379	22470	82	94	104	93 ± 11	-
NGC 2439	NGC 2439 4	24500	104	118	114	112 ± 7	-
	NGC 2439 5	26210	114	132	130	125 ± 10	-
	NGC 2439 23	23750	31	36	27	31 ± 4	-
	HD 61851	28260	88	102	110	100 ± 11	-
	CD+31°4902	25050	187	222	229	213 ± 22	$220^{(4)}$
	CPD+32°1689	30070	268	300	239	269 ± 31	-
	CPD+32°4257	29210	153	146	158	153 ± 6	-
NGC 2467	NGC 2467 96	22880	88	118	98	101 ± 15	-
	NGC 2467 97	25560	2	23	26	26 ± 1	-
	NGC 2467 98	30070	97	112	111	107 ± 8	-

(1) Huang & Gies (2006b), (2) Pyatkes S.A. (1991), (3) Vogel S. N. & Kuhi L. V. (1981), (4) Slettebak A. (1985)

Tabela 4.3: Lista de linhas de He usadas.

Linha (Å)	Transição	E_i (eV)	E_j (eV)	$\log gf$
4026	1s2p-1s5d (t)	20,96	24,04	-0,37
4388	1s2p-1s5d (s)	21,22	24,04	-0,89
4472	1s2p-1s4d (t)	20,96	23,74	0,05
4922	1s2p-1s4d (s)	21,22	23,74	-0,44
5016	1s2p-1s3p (s)	20,62	23,09	-0,82
5048	1s2p-1s4s (s)	21,22	23,67	-1,59
5876	1s2p-1s3d (t)	20,96	23,07	0,74
6678	1s2p-1s3d (s)	21,22	23,07	0,33

singletos (s), tripletos (t)

torno de B2 e voltam a enfraquecer para temperaturas menores.

Por outro lado, como já foi mencionado em 4.1.1, a maior parte deste tipo de estrelas tem uma alta velocidade de rotação, produzindo-se assim, a sobreposição de linhas espectrais vizinhas (*blend*), o que altera o perfil da linha e pode influenciar na análise subsequente. Para evitar esse tipo de problema, escolhemos linhas intensas e relativamente isoladas para proceder a nossa análise de abundâncias.

A identificação e seleção das linhas de He para a análise foi feita baseada em Kilian et al. (1997), Lyubimkov et al. (2004) e na inspeção visual do espectro sintético gerado pelo SYNSPEC. Seleccionamos oito linhas de He I: $\lambda 4026$ Å; $\lambda 4388$ Å; $\lambda 4472$ Å; $\lambda 4922$ Å; $\lambda 5016$ Å; $\lambda 5048$ Å; $\lambda 5876$ Å e $\lambda 6678$ Å. As linhas seleccionadas com seus respectivos dados atômicos, as transições, energias dos níveis iniciais e finais (obtidos da base de dados de espectros atômicos do NIST) e a força do oscilador (obtidos da TOPbase), são apresentados na Tabela 4.3.

O comportamento não-ETL das linhas de He I em estrelas O e B foi apresentado em trabalhos como Underhill (1968), Peterson & Scholz (1971)

e posteriormente por Auer & Mihalas (1972, 1973), que encontraram que os cálculos teóricos em ETL das linhas de He I produziam linhas mais fracas que as observadas, interpretando isto como um indicativo da presença de efeitos não-ETL nas linhas.

Os perfis das linhas de He não são simples, pois além do efeito Stark observado, as linhas da série difusa $2p^1P^1$ - nd^1D , apresentam componentes proibidas sobrepostas para $n \geq 4$, produzindo marcantes assimetrias nos perfis das linhas. As linhas de He I selecionadas que apresentam este fenômeno são: $\lambda 4026 \text{ \AA}$, $\lambda 4388 \text{ \AA}$, $\lambda 4472 \text{ \AA}$ e $\lambda 4922 \text{ \AA}$. Para a análise destas linhas, precisa-se de uma teoria especial de alargamento que considere este efeito, como as apresentadas por Griem et al. (1962), Griem (1968), Barnard, Cooper & Shamey (1969). Posteriormente Barnard, Cooper & Smith (1974, 1975) modificaram a teoria para as linhas $\lambda 4472 \text{ \AA}$ e $\lambda 4922 \text{ \AA}$. Estas novas modificações foram corroboradas por Mihalas et al. (1974, 1975) que encontraram um melhor ajuste para os perfis teóricos e observados destas duas linhas em estrelas B. O SYNSPEC considera dados de alargamento para essas quatro linhas de He I baseados em Barnard, Cooper & Smith (1974), para $\lambda 4472 \text{ \AA}$, e em Shamey (1969), para $\lambda 4026 \text{ \AA}$, $\lambda 4388 \text{ \AA}$ e $\lambda 4922 \text{ \AA}$.

Lyubimkov et al. (2004) fizeram uma análise do He em estrelas B da vizinhança solar e determinaram as abundâncias de He em não-ETL a partir de modelos atmosféricos em ETL com o programa ATLAS9 (Kurucz, 1993), e a formação de linha em não-ETL (DETAIL-SURFACE). Eles encontraram, a partir da medida das larguras equivalentes das linhas de He selecionadas, que existe uma relação entre a microturbulência e a abundância de He, sendo que as linhas $\lambda 4026 \text{ \AA}$, $\lambda 4388 \text{ \AA}$, $\lambda 4472 \text{ \AA}$ e $\lambda 4922 \text{ \AA}$ independem da variação de ξ , e portanto são mais indicadas para determinar as abundâncias, enquanto

que as outras linhas variam com ξ e são, portanto, boas indicadoras de microturbulência. Além disso, Lyubimkov et al. encontraram que, embora as linhas $\lambda 4026\text{\AA}$, $\lambda 4388\text{\AA}$, $\lambda 4472\text{\AA}$ e $\lambda 4922\text{\AA}$ independam de ξ , existem diferenças entre as abundâncias obtidas com cada linha, sendo as abundâncias obtidas com $\lambda 4026$ e $\lambda 4388\text{\AA}$ menores que as obtidas com $\lambda 4472\text{\AA}$ e $\lambda 4922\text{\AA}$. Eles mostraram que a razão das larguras equivalentes das linhas $\lambda 4026\text{\AA}/\lambda 4472\text{\AA}$ diminui com o aumento da T_{ef} , enquanto que os modelos teóricos (de Mihalas) predizem uma razão constante ou que aumenta com a T_{ef} .

Um comportamento similar acontece com as linhas $\lambda 4388\text{\AA}$ e $\lambda 4922\text{\AA}$, tendo como consequência a diferença nas abundâncias de He obtidas, sendo as abundâncias com $\lambda 4472\text{\AA}$ e $\lambda 4922\text{\AA}$ maiores que as obtidas com $\lambda 4026\text{\AA}$ e $\lambda 4388\text{\AA}$. Finalmente, Lyubimkov et al. recomendam usar as linhas $\lambda 4472\text{\AA}$ e $\lambda 4922\text{\AA}$ para determinar as abundâncias de He, não apenas pela sua melhor teoria de alargamento e seus resultados consistentes para as estrelas peculiares pobres em hélio, mas também porque as abundâncias obtidas a partir de $\lambda 4026\text{\AA}$ e $\lambda 4388\text{\AA}$ podem ser menores do que a abundância primordial de He.

Huang & Gies (2006b), seguindo as sugestões de Lyubimkov et al., comentam que a mesma diferença entre estas quatro linhas aparece na sua análise. Eles determinaram as abundâncias de He com os perfis teóricos das linhas calculados com o código SYNSPEC e modelos atmosféricos em ETL de Kurucz para um valor de microturbulência fixo ($\xi = 2\text{ km/s}$). Uma vez que usaram modelos atmosféricos em ETL, aplicaram uma correção às abundâncias para dar conta dos efeitos não-ETL. Para isto, usaram modelos de espectros para estrelas B de Lanz & Hubeny (2005), calcularam as larguras equivalentes das linhas em ETL (baseadas em modelos de Kurucz) e não-ETL

(Lanz & Hubeny) para sete diferentes valores de T_{ef} e derivaram as correções. Segundo eles, as diferenças, na maioria dos casos, é da ordem de um dex e apenas são significativas para as estrelas mais quentes e evoluídas. Eles encontraram uma diferença nas razões de abundâncias $\log[\varepsilon(4472)/\varepsilon(4026)]$ e $\log[\varepsilon(4388 \text{ \AA})/\varepsilon(4026 \text{ \AA})]$ em função de T_{ef} : o valor médio de $\log[\varepsilon(4472 \text{ \AA})/\varepsilon(4026 \text{ \AA})]$ varia de zero dex para temperaturas mais frias até +0,2 dex para uma T_{ef} de 26000 K, enquanto que as diferenças entre as abundâncias obtidas de $\lambda 4026 \text{ \AA}$ e $\lambda 4388 \text{ \AA}$ são pequenas, exceto para as estrelas mais frias.

ii. Abundâncias de He e microturbulência A velocidade de microturbulência ξ e as abundâncias de He foram determinadas a partir das oito linhas de He I apresentadas na Tabela 4.3. Para a determinação de ξ , deve-se ter em consideração a premissa que a microturbulência deve ser independente da intensidade da linha. Para isto calculamos a abundância de He, para cada linha, para três valores de microturbulência 0, 5 e 10 km/s (para algumas estrelas mais evoluídas, com ξ tipicamente maiores, foi também preciso considerar $\xi=15$ km/s), sendo o valor de ξ escolhido como aquele no qual as abundâncias de He das linhas apresentam a menor dispersão. As velocidades de microturbulência também podem ser determinadas a partir das linhas de O II (linhas mais abundantes neste tipo de estrelas), no entanto, este método é restrito às estrelas com v_{seni} menor que ~ 100 -150 km/s, para as quais é possível analisar as linhas de O II. Para valores de v_{seni} mais altos, as linhas de O II, que são sempre mais fracas do que as linhas de He I, tornam-se tão alargadas que a análise de abundâncias é impraticável. Por esta razão, para estas estrelas com rotação muito alta, apenas a análise do He é possível. Na Figura 4.10 apresentamos

a determinação de ξ para a estrela BD+20°1918 pertencente ao aglomerado NGC 2384. Para esta estrela em particular, o valor de ξ para o qual as abundâncias apresentam a menor dispersão é 2 km/s.

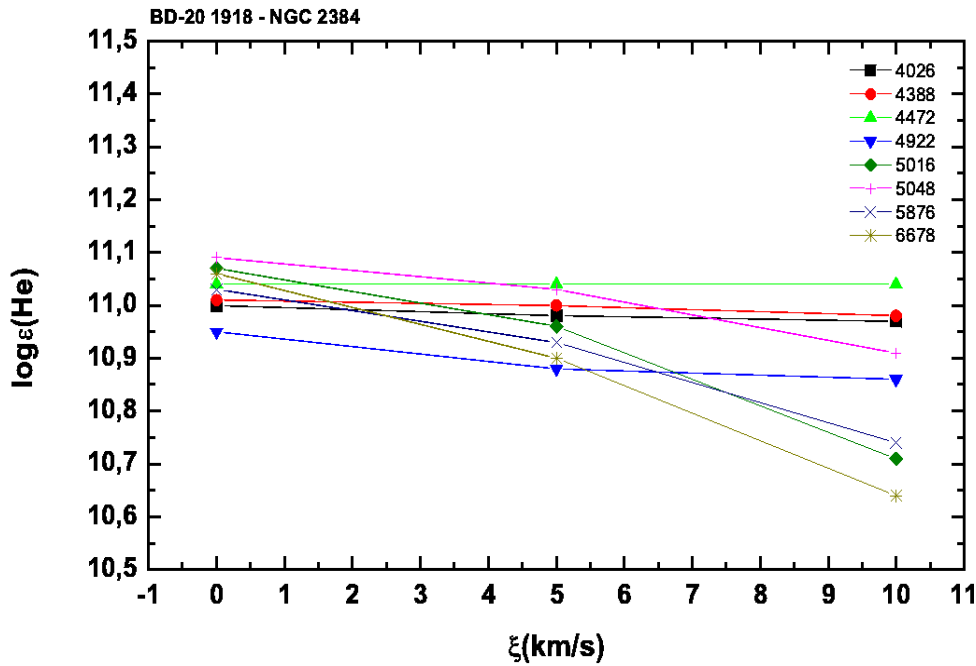


Figura 4.10: Determinação da microturbulência para a estrela BD+20°1918.

Neste processo observamos, assim como Lyubimkov et al. (2004) e Huang & Gies (2006a), que as linhas de He I $\lambda 4026 \text{ \AA}$, $\lambda 4388 \text{ \AA}$, $\lambda 4472 \text{ \AA}$ e $\lambda 4922 \text{ \AA}$ são pouco sensíveis à variação de ξ , enquanto que as outras linhas ($\lambda 5016 \text{ \AA}$, $\lambda 5048 \text{ \AA}$, $\lambda 5876 \text{ \AA}$ e $\lambda 6678 \text{ \AA}$) são as que apresentam uma maior variação com respeito a ξ e que podem apresentar abundâncias menores que as abundâncias do He primordial ($\text{He}/\text{H}=0,079\pm 0,002$ ou $\log \varepsilon(\text{He})=10,89\pm 0,01$). No entanto, embora as abundâncias obtidas com $\lambda 4026 \text{ \AA}$ e $\lambda 4388 \text{ \AA}$ sejam na maioria das estrelas menores que as obtidas

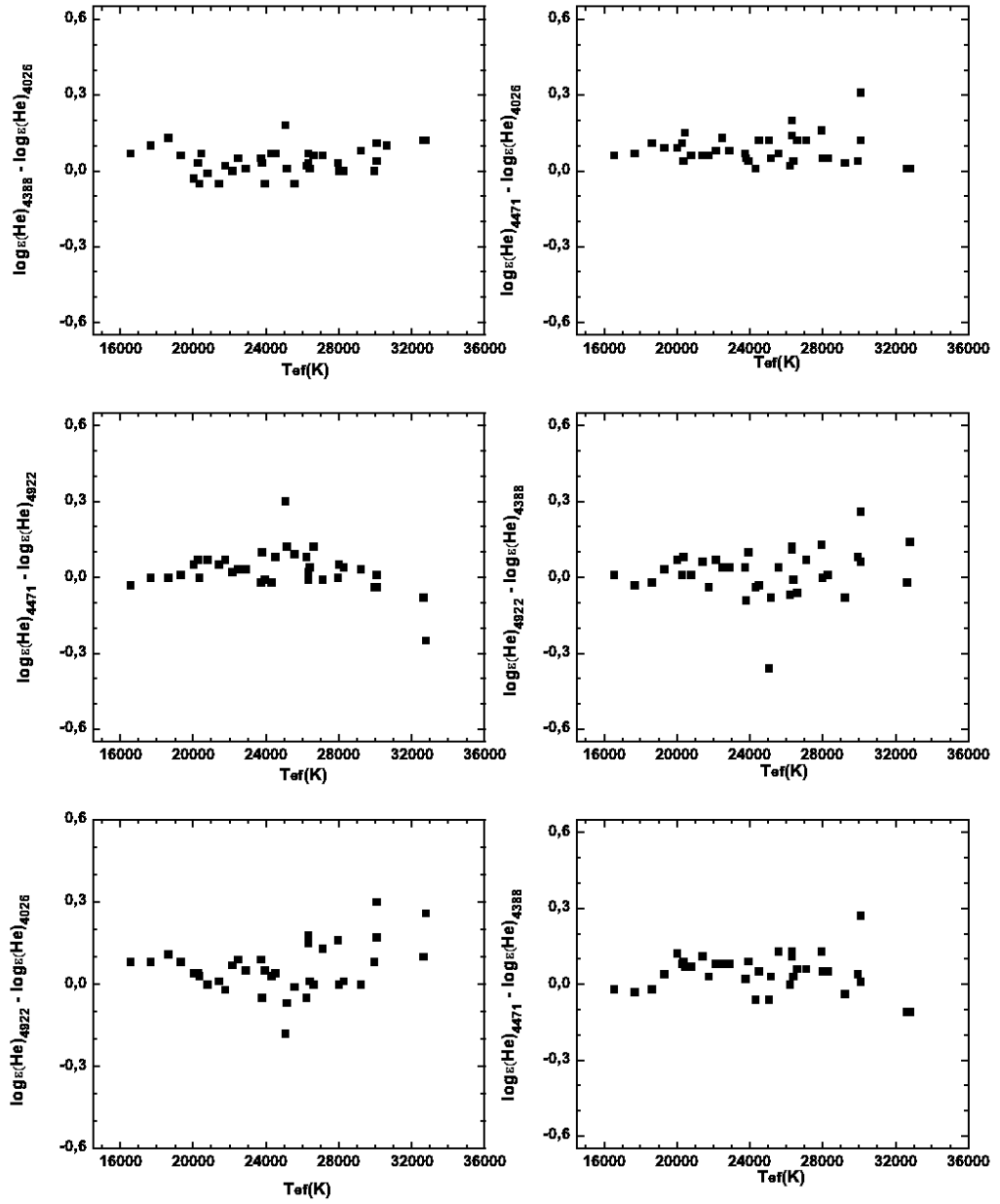


Figura 4.11: Diferenças de abundâncias de He com respeito a T_{ef} entre as quatro linhas de He I $\lambda 4026 \text{ \AA}$, $\lambda 4388 \text{ \AA}$, $\lambda 4472 \text{ \AA}$ e $\lambda 4922 \text{ \AA}$.

com $\lambda 4472 \text{ \AA}$ e $\lambda 4922 \text{ \AA}$, esta diferença não chega a ser significativa. Como pode ser observado na Figura 4.11, onde são apresentadas as diferenças de abundâncias de He com respeito a T_{ef} entre as quatro linhas de He I $\lambda 4026 \text{ \AA}$, $\lambda 4388 \text{ \AA}$, $\lambda 4472 \text{ \AA}$ e $\lambda 4922 \text{ \AA}$, esta diferença não depende da temperatura. Existem algumas exceções, para altas temperaturas, como $\log \varepsilon(\text{He})_{4922} - \log \varepsilon(\text{He})_{4026}$ e $\log \varepsilon(\text{He})_{4922} - \log \varepsilon(\text{He})_{4388}$. Além disso, apenas em algumas poucas estrelas os valores de abundâncias obtidos para estas duas linhas ($\lambda 4026 \text{ \AA}$ e/ou $\lambda 4388 \text{ \AA}$) são menores que o valor de He primordial. Por isso, optamos por determinar as abundâncias de He com as quatro linhas $\lambda 4026 \text{ \AA}$, $\lambda 4388 \text{ \AA}$, $\lambda 4472 \text{ \AA}$ e $\lambda 4922 \text{ \AA}$.

Na Figura 4.12 são apresentadas as linhas selecionadas ajustando os valores sintéticos (linha vermelha) ao perfis observados para a estrela BD+21°1882.

Uma vez determinada a microturbulência, as abundâncias de He ($\log \varepsilon(\text{He})$) para cada linha foram determinadas por interpolação e a abundância para cada estrela foi obtida da média das linhas individuais. Esta análise foi concluída para 43 estrelas da amostra, pertencentes a sete aglomerados da região $R_G = 9 - 11 \text{ kpc}$. Destas estrelas, sete apresentam valores de abundâncias menores que o valor da abundância primordial de He que consideramos, podendo sugerir binaridade ou peculiaridade (He-fraca) e precisam de outro tipo de análise. Os resultados das abundâncias com o erro representados pelo desvio padrão (quando mais de uma linha foi analisada), junto com os parâmetros atmosféricos respectivos, são apresentados na Tabela 4.4.

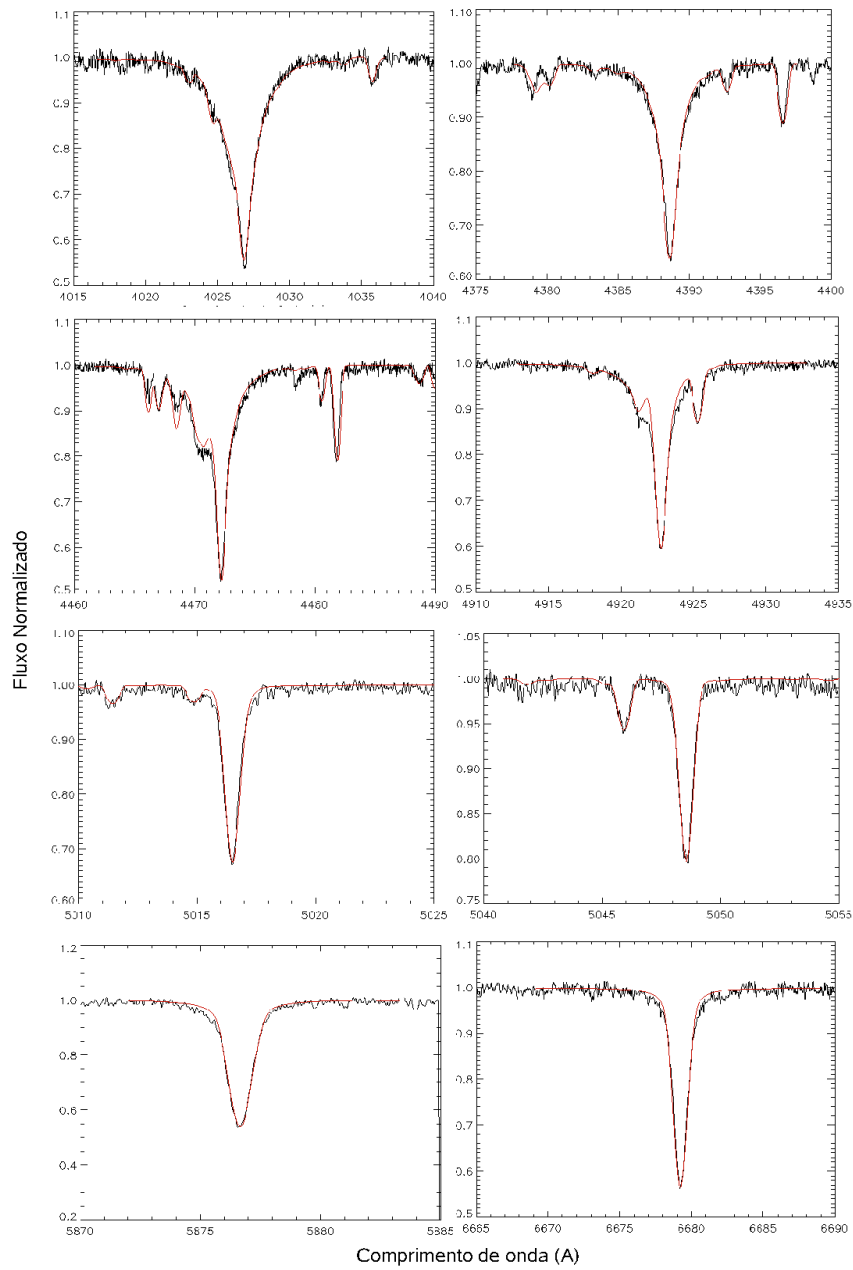


Figura 4.12: Exemplos de ajustes de perfis das linhas espectrais de He selecionadas para a estrela BD+21°1882.

Tabela 4.4: Parâmetros Estelares e abundâncias de He.

Aglo/Assoc	Estrela	T_{ef} (K)	$\log g$	ξ (km/s)	$\log \varepsilon(\text{He})$	
NGC 2244	NGC 2244 201	27110	4.28	3	10.94 ± 0.04	
	NGC 2244 376	29940	4.08	1	10.91 ± 0.04	
	NGC 2244 392	20340	3,75	7	10.90 ± 0.02	
NGC 2264	HD 47469	16560	4.15	2	10.94 ± 0.04	
	NGC 2264 178	28010	4.30	4	11.05 ± 0.03	
	NGC 2264 202	20800	4,12	4	11.00 ± 0.03	
NGC 2362	NGC 2362 14	20450	4.10	3	11.00 ± 0.07	
	NGC 2362 39	20260	4.22	3.5	10.94 ± 0.05	
	NGC 2362 48	20030	4.20	2	10.94 ± 0.05	
	CD+24°5165	24310	4.00	5	11.02 ± 0.03	
	CD+24°5180	26320	3.96	3	11.03 ± 0.07	
	CD+24°5182	21400	4.04	3	10.97 ± 0.04	
	NGC 2362 12	17670	4.39	3	10.88	
	NGC 2362 27	19300	4.34	4	10.89 ± 0.01	
	NGC 2367	BD+21°1881	26320	4.15	1	11.02 ± 0.09
		BD+21°1882	26380	3.87	2	11.04 ± 0.02
NGC 2367 2		23930	4.00	5	10.91 ± 0.03	
NGC 2384	BD+20°1918	25150	4.12	2	10.99 ± 0.05	
	CPD+20°2376	27950	4.05	2	11.03 ± 0.09	
	CPD+20°2379	22470	3.97	2	10.96 ± 0.05	
	NGC 2384 1	32780	4.00	9	11.00 ± 0.12	
	NGC 2384 2	26600	3.65	4	11.06 ± 0.06	
NGC 2439	HD 63690	32630	3.80	13	10.94 ± 0.06	
	CPD+31°1781	23790	3.30	14	10.96 ± 0.05	
	NGC 2439 23	23750	3.85	5	10.98 ± 0.04	
	HD 61851	28260	3.74	10	10.92 ± 0.02	
	CPD+32°4257	29210	4.10	8	11.03 ± 0.04	
	NGC 2439 4	24500	3.85	2	10.97 ± 0.05	
	NGC 2439 5	26210	3.85	3	11.06 ± 0.03	
	NGC 2439 20	21750	3.45	3	11.06 ± 0.03	
	CD+32°1689	30070	3.78	5	11.07 ± 0.03	
	CPD+27°2143	30620	3.55	10	11.16 ± 0.07	
NGC 2467	CPD+33°1682	33850	3.80	7	10.90	
	NGC 2467 96	22880	3.25	6	11.07 ± 0.04	
	NGC 2467 97	25560	3.50	12	11.01 ± 0.04	
	NGC 2467 98	30070	3.95	8	11.00 ± 0.07	

Na figura 4.13 são apresentadas as abundâncias de He obtidas em unidades logarítmicas vs. os valores da temperatura efetiva de 36 estrelas da amostra da região R_G 9-11 kpc, as barras de erro representam o desvio padrão, quando mais de uma linha foi medida. A figura mostra que as abundâncias de He independem dos valores de T_{ef} . Este resultado sugere que as abundâncias obtidas são provavelmente livres de erros sistemáticos. O valor médio para estas estrelas é de $10,99 \pm 0,06$ dex, compatível dentro das incertezas com o valor de He solar $10,93 \pm 0,01$ de Asplund et al., (2009) representado pela linha tracejada. A estrela CPD+27°2143 apresenta a maior abundância de He, sendo que todas as suas linhas de He analisadas apresentam um alto valor de abundâncias, incluindo as linhas usadas para determinar microturbulência, que geralmente apresentam valores um pouco menores.

Para completar a amostragem ao longo do disco da Galáxia, na seguinte subseção analisaremos a amostra de Daflon & Cunha (2004)

4.1.2 Daflon & Cunha (2004)

I. Temperatura Efetiva e $\log g$

A análise de abundâncias de He desta amostra foi realizada usando os parâmetros atmosféricos obtidos dos trabalhos de Daflon & Cunha (2004) e referências ali citadas (Daflon et al. 2001a, 2001b, 2004a e 2004b). Eles obtiveram as T_{ef} a partir das duas calibrações de temperatura já descritas anteriormente: método iterativo (T_{iter}) e a calibração a partir do parâmetro-Q (T_Q). O $\log g$ foi obtido a partir do ajuste dos perfis teóricos e observados da linha de H_γ . Contudo, diferente de nossa análise, a rede de perfis

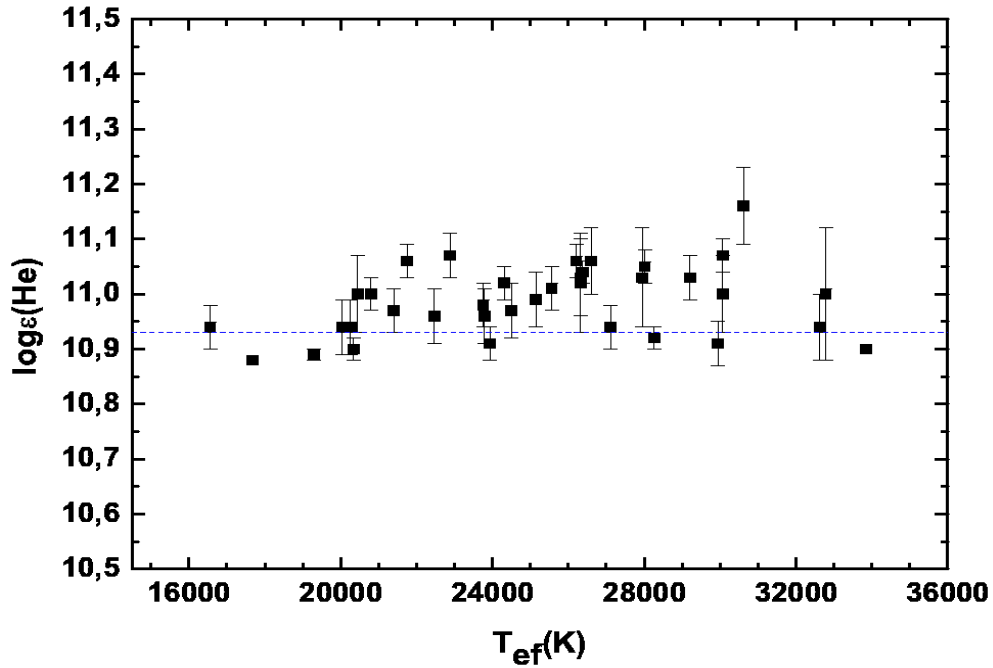


Figura 4.13: Abundâncias de He em função da T_{ef} . A linha tracejada representa a abundância Solar, $A(\text{He})=10,93 \pm 0,01$ (Asplund et al., 2009).

teóricos da linha de H_γ foi obtida em formalismo ETL, usando os modelos atmosféricos calculados com o programa ATLAS9 (Kurucz, 1993). Nas Tabelas A.1, A.2, A.3, A.4 e A.5 no anexo, são apresentados os valores dos parâmetros atmosféricos desta amostra que foram compilados de Daflon et al. (2001a, 2001b, 2004a e 2004b).

II. Abundâncias de He, microturbulência e $v_{\text{sen } i}$

As velocidades de microturbulência, conforme descrito em Daflon et al. (2001a, 2001b, 2004a e 2004b), foram determinadas a partir de 16 linhas de O II, também sob a premissa que a velocidade de microturbulência independe da largura equivalente da linha. Para isto, calcularam as abundâncias de

oxigênio em não-ETL para diferentes valores de microturbulência (na faixa de 0 a 15 km/s) e selecionaram o valor de ξ para o qual as linhas apresentam a menor dispersão. No entanto, o cálculo das abundâncias de O em não-ETL foi feito a partir de modelos atmosféricos em ETL com o programa ATLAS9 (Kurucz, 1993), e a formação de linha em não-ETL com os programas DETAIL-SURFACE. A determinação de $v_{\text{sen}i}$ também foi realizada de maneira diferente, a partir da média dos $v_{\text{sen}i}$ individuais obtidos para cada linha de cada elemento analisado (C, N, O, Mg, Si, Al e S), durante a síntese espectral.

Assim, com a T_{ef} , $\log g$, ξ e $v_{\text{sen}i}$ previamente calculados, a determinação das abundâncias de He foi realizada da mesma forma como foi descrita na seção anterior; por síntese espectral das linhas de He I usando os programas TLUSTY e SYNSPEC. As linhas de He são as mesmas linhas usadas na análise da região de $R_G=9-11$ kpc. Entretanto, como mencionado no capítulo 2, parte da amostra de Daflon & Cunha (2004) foi obtida no Observatório McDonald e alguns dos espectros obtidos não contêm algumas das linhas de He I selecionadas, como 4922 Å, 5876 Å e 6678 Å. Além disso, em alguns desses espectros, um problema no detector na região de $\lambda 4470$ Å impediu a análise da linha $\lambda 4472$ Å. Portanto, das oito linhas de hélio, apenas quatro linhas puderam ser analisadas.

Com o objetivo de avaliar se poderia existir alguma inconsistência na análise de abundâncias de He obtidas com os parâmetros atmosféricos da análise de Daflon & Cunha (2004), foram selecionadas 13 estrelas desta amostra. A seleção foi feita de modo a representar da melhor maneira possível todo o intervalo de T_{ef} , $v_{\text{sen}i}$ e ξ desta amostra. Em seguida, as abundâncias de He foram determinadas de duas formas:

- Utilizando os parâmetros atmosféricos originais de Daflon & Cunha

(2004), denominado como *método A* (M_A) e,

- re-determinando a T_{iter} e $\log g$ utilizando a rede de perfis teóricos em não -ETL e a ξ a partir das linhas de He I, denominado como *método B* (M_B).

Na Tabela 4.5 apresentamos as 13 estrelas usadas na avaliação, os aglomerados a que pertencem, os valores de v_{seni} , T_{ef} , $\log g$, ξ e $\log \varepsilon(\text{He})$ obtidas a partir dos dois métodos A e B e a diferença nos $\log g$.

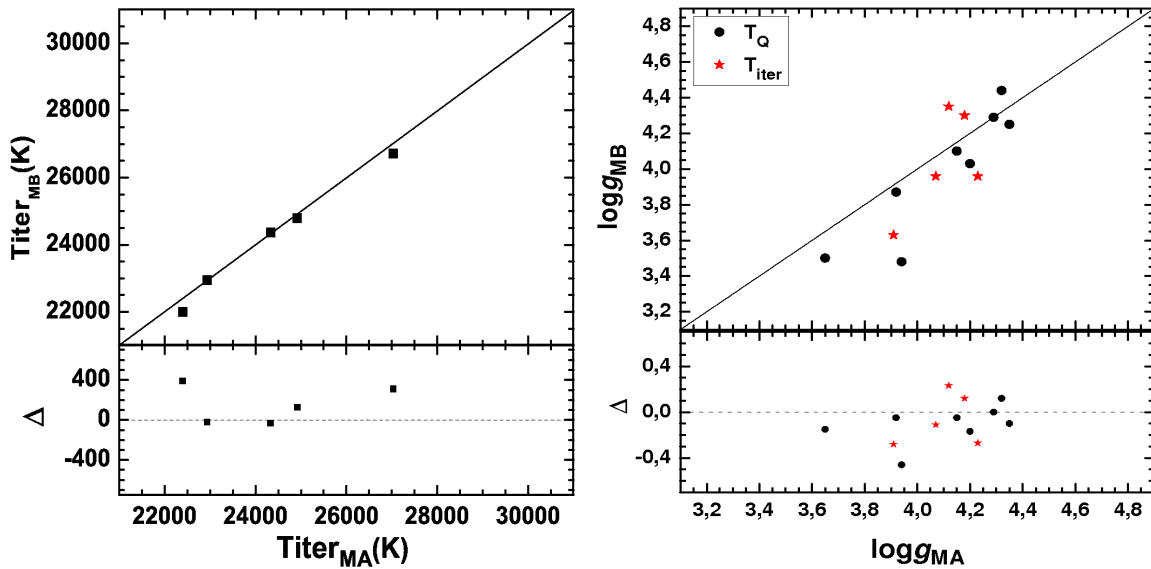


Figura 4.14: Avaliação das T_{ef} (painel esquerdo) e $\log g$ (painel direito) obtidas segundo Daflon & Cunha (2004)

As comparações entre os parâmetros atmosféricos e as abundâncias de He obtidos a partir dos dois métodos são apresentadas nas Figuras 4.14 e 4.15. Nestas figuras, a igualdade é representada pela linha contínua. No painel esquerdo da Figura 4.14 são comparadas as temperaturas efetivas (T_{iter})

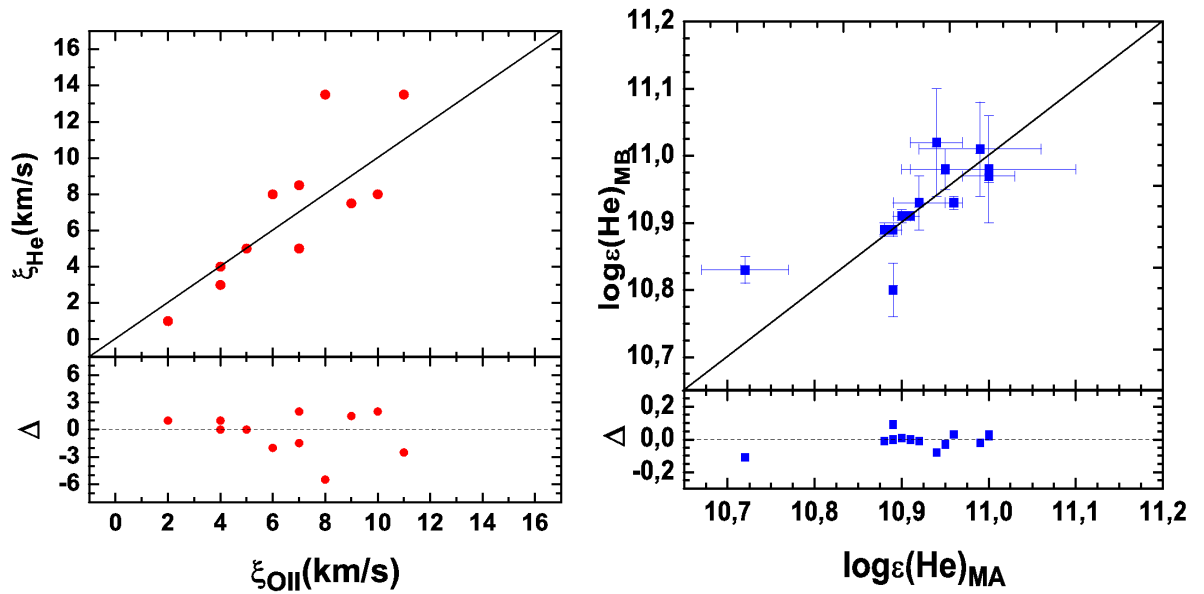


Figura 4.15: Avaliação das ξ (painel esquerdo) e $\log\varepsilon(\text{He})$ (painel direito) obtidas segundo Daflon & Cunha (2004)

(devido que a T_Q não mudou) de cinco estrelas obtidas pelo *método A* (eixo-x) e *método B* (eixo-y) e, na parte inferior da figura, a diferença $m_A - m_B$. Observamos que as T_{ef} são consistentes entre si, apenas para duas estrelas a diferença é maior de 1% (1,74% para CPD+59°4560 e 1,14% para HD 326332). No caso do $\log g$ (Figura 4.14, painel direito), os resultados dos dois métodos, para valores maiores que 4.0 dex, estão em concordância; para valores menores que 4.0 dex (exceto HD 217811 e HD 172488) os resultados são discrepantes com diferenças entre 0,28 até 0,46 dex (como pode ser visto na parte inferior do gráfico). Note que os valores obtidos a partir dos perfis de H calculados em ETL são maiores que os determinados inteiramente em não-ETL. Além disso, os $\log g$ de T_{iter} (círculos pretos) apresentam maior dispersão que as determinadas a partir de T_Q (estrelas vermelhas).

Tabela 4.5: Parâmetros atmosféricos e abundâncias obtidas como os dois diferentes métodos (a) e (b), para as 13 estrelas avaliadas.

Estrela	Aglo/Assoc	v _{seni}	T _{ef} (a)	T _{ef} (b)	logg(a)	logg(b)	δlogg	ξ(km/s)(a)	ξ(km/s)(b)	logε(He) _(a)	logε(He) _(b)
BD+12°5074	NGC 6611	19	26210	*	4.29	4.29	=	2	1	10.91±0.01	10.91±0.00
BD+13°4930	NGC 6611	20	30830	*	4.35	4.25	- 0.10	7	8.5	10.90±0.01	10.91±0.01
BD+13°4934	NGC 6611	80	30970	*	4.32	4.44	+ 0.12	6	8	11.00±0.10	10.98±0.08
CPD+41°7723	NGC 6231	26	24920	24790	4.07	3.96	- 0.11	4	3	10.92±0.02	10.93±0.04
HD 326332	NGC 6231	23	27030	26720	4.23	3.96	- 0.27	7	5	10.94±0.03	11.02±0.08
HD 326364	NGC 6231	19	29610	*	4.15	4.10	- 0.05	10	8	10.95±0.04	10.98±0.03
CPD+59°4535	NGC 4755	68	22930	22950	4.18	4.30	+ 0.12	4	3	10.89±0.00	10.80±0.04
CPD+59°4544	NGC 4755	69	24330	24360	4.12	4.35	+ 0.23	4	4	10.96±0.01	10.93±0.01
CPD+59°4560	NGC 4755	192	22390	22000	3.91	3.63	- 0.28	9	7.5	10.72±0.05	10.83±0.02
HD 172427	SctOB1	53	26360	*	3.94	3.48	- 0.46	8	13.5	11.00±0.03	10.97±0.01
HD 172488	SctOB1	100	26530	*	3.65	3.50	- 0.15	11	13.5	10.99±0.07	11.01±0.07
HD 217227	LacOB1	15	19000	*	4.20	4.03	- 0.17	7	5	10.88	10.89±0.01
HD 217811	LacOB1	7	19070	*	3.92	3.87	- 0.05	5	5	10.89±0.01	10.89±0.01

(a) Usando os parâmetros estelares de Daflon & Cunha (2004) e anteriores, (b) Recalculando os parâmetros com a rede em não -ETL e a microturbulência determinada a partir das linhas de He I.

*: T_{ef} obtida pela calibração para parâmetro Q (T_Q).

Com respeito à microturbulência, (Figura 4.15, painel esquerdo), apenas para altos valores de ξ , a diferença entre elas é apreciável, com uma diferença média de ~ 2 km/s chegando até 5 km/s (como é mostrado na parte inferior do gráfico sendo $m_A - m_B$); enquanto que a baixos valores de ξ , os dois resultados são consistentes. Finalmente, com respeito às abundâncias de He obtidas pelos dois métodos (Figura 4.15, painel direito), observa-se que os resultados são consistentes dentro das incertezas: as maiores diferenças, obtidas para as estrelas CPD+59°4560 e CPD+59°4535, são de 0,11 e 0,09 dex, respectivamente. Estas estrelas, além disso, apresentam os menores valores de abundâncias.

Depois desta análise comparativa, podemos concluir que os dois métodos não são discrepantes e, para a análise de abundâncias do Hélio, é viável usar os parâmetros de Daflon & Cunha (2004) sem precisar refazer toda a análise.

Da amostra original de Daflon & Cunha (2004), com 68 estrelas, onze delas apresentam abundâncias de He com valores menores que o valor de He primordial (e para uma estrela não foi possível fazer o ajuste para o valor de $\log g$ determinado). Como foi comentado na subseção anterior, esses baixos valores de abundância podem sugerir binaridade ou peculiaridade (estrelas He-fracas) e precisam de uma análise adequada para este tipo de estrelas. No entanto, na análise das abundâncias de metais destas estrelas, Daflon & Cunha (2004) não encontraram valores que pudessem sugerir binaridade nessas estrelas, ou seja, os valores das abundâncias em metais encontrados, são compatíveis com os valores de abundâncias de outras estrelas desta região da Galáxia. Na Tabela 4.6 são apresentados os aglomerados, estrelas, T_{ef} , $\log g$, ξ e as abundâncias de He obtidas em unidades logarítmicas ($\log \epsilon(\text{He})$) para 56 estrelas da amostra de Daflon & Cunha (2004) que serão consideradas

na análise do gradiente radial de abundâncias de He.

Tabela 4.6: Parâmetros estelares e $\log\varepsilon(\text{He})$ da amostra de Daflon & Cunha (2004) ^(a) a partir de uma linha).

Aglo/Assoc	Estrela	$T_{ef}(\text{K})$	$\log g$	ξ (km/s)	$\log\varepsilon(\text{He})$
Sh2-285	BD+00°1491	29480	4.15	6	10.92 ± 0.04
Sh2-284	HD 48691	27870	4.10	9	10.94 ± 0.01
Sh2-247	S247-1	31560	4.08	11	10.96 ± 0.03
NGC2414	LS404	23260	3.97	8	10.96 ± 0.08
NGC1893	S2R3N09	24020	3.80	7	10.91 ± 0.02
Tr27	LS4271	32190	3.85	8	10.98 ± 0.07
	LS4257	29460	4.10	10	$10.96^{(a)}$
Stock16	CPD+61°3579	27840	4.26	6	11.01 ± 0.06
Sh2-47	S47-3	29870	4.10	6.5	10.97 ± 0.06
Sh2-32	HD 314031	27650	4.28	5	11.05
	HD 166033	27290	4.14	4	10.92
SctOB1	HD 172488	26530	3.65	11	10.99 ± 0.07
	HD 172427	26360	3.94	8	11.00 ± 0.03
NGC6611	BD+12°5074	26210	4.29	2	10.91 ± 0.01
	BD+13°4921	29540	4.25	7	11.00 ± 0.03
	BD+13°4930	30830	4.35	7	10.90 ± 0.01
	BD+13°4934	30970	4.32	6	11.00 ± 0.10
NGC6204	LS-3719	24120	3.60	11	10.94 ± 0.06
NGC6231	CPD+41°7723	24920	4.07	4	10.92 ± 0.03
	CPD+41°7730	24670	4.18	4	10.99 ± 0.03
	HD 326332	27030	4.23	7	10.94 ± 0.03
	HD 326364	29610	4.15	10	10.94 ± 0.03
NGC4755	CPD+59°4535	22930	4.18	4	10.89
	CPD+59°4544	24330	4.12	4	10.96 ± 0.01
LacOB1	HD 214680	33690	4.27	11	10.90
	HD 216916	23520	4.00	6	10.89
	HD 217227	19000	4.20	7	$10.88^{(a)}$
	HD 217811	19070	3.92	5	10.89 ± 0.01
AraOB1	HD 149065	21540	4.08	4	11.01 ± 0.03
IC2944	HD 308810	26400	4.21	6	10.93 ± 0.03
	HD 308817	22940	4.25	5	10.91 ± 0.03

Continua ...

Tabela 4.6 – continuação

Aglo/Assoc	Estrela	T_{ef} (K)	$\log g$	ξ (km/s)	$\log \varepsilon(\text{He})$
Cyg OB3	HD 227460	27060	4.34	8	10.88 ^(a)
	HD 228199	29870	4.47	5	10.90 \pm 0.01
	HD 227757	32480	4.22	8	11.00 \pm 0.12
Cep OB3	HD 218342	30020	4.20	9	10.95 \pm 0.09
NGC6604	BD+12°4978	27750	4.25	3	10.88
VulOB1	BD+24°3880	30410	4.57	8	10.98 \pm 0.04
	HD 344783	31010	4.26	9	10.88
CygOB7	HD 197512	23570	4.02	6	10.97 \pm 0.05
	HD 202253	22750	3.95	6	10.88 ^(a)
	HD 202347	23280	4.13	6	10.91 \pm 0.01
CepOB2	HD 205794	26890	4.21	8	10.89 ^(a)
	HD 206183	33310	4.52	5	10.99 ^(a)
	HD 206267d	26100	4.21	5	10.89 \pm 0.01
	HD 206327	21900	3.99	8	10.97 \pm 0.01
	HD 207538	32190	4.32	10	10.93 \pm 0.03
	HD 239724	24790	3.83	12	10.92 ^(a)
	HD 239742	22470	4.07	5	11.00 ^(a)
	HD 205948	24350	4.25	5	10.95 \pm 0.06
	HD 207951	20650	3.88	5	10.91 \pm 0.01
	HD 209339	31250	4.28	3.5	10.90 \pm 0.01
	HD 235618	27180	3.75	9	11.05 \pm 0.21
	HD 239681	26830	3.70	9	10.99 \pm 0.10
	HD 239729	28450	4.22	5	10.96 ^(a)
	HD 239745	27340	4.45	6	10.96 \pm 0.01
	HD 239748	27840	4.42	5	10.90 \pm 0.03

Na Figura 4.16 apresentamos as abundâncias de Hélio em unidades logarítmicas vs. os valores de T_{ef} para as estrelas da amostra de Daflon & Cunha (2004)(painel esquerdo) e para todas as estrelas da amostra (painel direito), as barras de erro representam o desvio padrão, quando mais de uma linha foi analisada. As Figuras mostram que as abundâncias obtidas para as

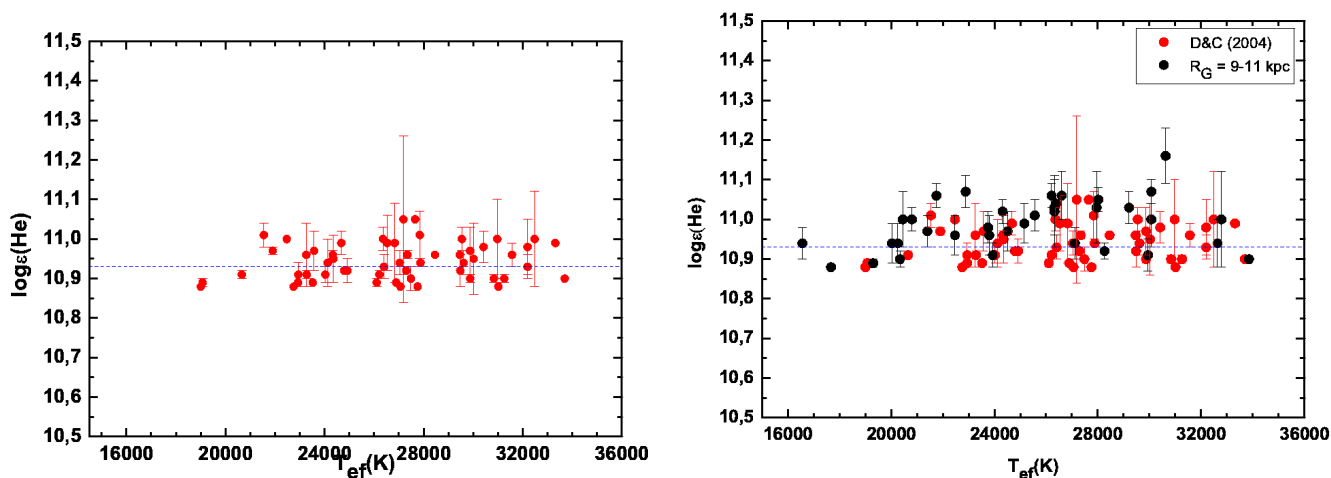


Figura 4.16: Abundâncias de He em função da T_{ef} das estrelas de Daflon & Cunha (2004) (painel esquerdo) e da amostra total (painel direito). A linha tracejada representa a abundância Solar $10,93 \pm 0,01$ (Asplund et al., 2009)

duas amostras independentem do valor de T_{ef} , sugerindo que as abundâncias obtidas são provavelmente livres de erros sistemáticos. O valor médio das abundâncias para as estrelas de Daflon & Cunha (2004) é de $10,94 \pm 0,05$, e para amostra total $10,96 \pm 0,06$ dex, compatível dentro das incertezas com o valor solar de $10,93 \pm 0,01$ dex (Asplund et al., 2009), representado pela linha tracejada. A estrela HD 235618, membro da associação CepOB2, apresenta o maior desvio padrão: para esta estrela, a abundância foi obtida apenas por duas linhas, $\lambda 4388$ e $\lambda 4472$, com valores de abundâncias de 10,90 dex e 11,19 dex, respectivamente, e as duas linhas foram mantidas no cálculo da abundância média.

As abundâncias médias de He para cada aglomerado da amostra total, são apresentadas na Tabela 4.7, onde o erro está representado pelo desvio padrão quando mais de uma estrela foi considerada. O número de estrelas por aglomerado, considerado na média, está indicado entre parênteses. A linha

Tabela 4.7: Abundâncias médias de He.

Amostra	Aglomerado	$\log\varepsilon(\text{He})$
$R_G=9-11$ kpc	NGC 2244	10.92 ± 0.02 (3)
	NGC 2264	11.00 ± 0.06 (3)
	NGC 2362	10.96 ± 0.06 (8)
	NGC 2367	10.99 ± 0.07 (3)
	NGC 2384	11.01 ± 0.04 (5)
	NGC 2439	11.00 ± 0.08 (11)
	NGC 2467	11.03 ± 0.04 (3)
Daflon & Cunha (2004)	Sh2-285	10.92 (1)
	Sh2-284	10.94 (1)
	Sh2-247	10.96 (1)
	NGC 2414	10.96 (1)
	NGC 1893	10.91 (1)
	Tr27	10.97 ± 0.01 (2)
	Stock16	11.01 (1)
	Sh2-47	10.97 (1)
	Sh2-32	10.99 ± 0.09 (2)
	Set OB1	10.99 ± 0.01 (2)
	NGC 6611	10.95 ± 0.05 (4)
	NGC 6204	10.94 (1)
	NGC 6231	10.95 ± 0.03 (4)
	NGC 4755	10.93 ± 0.05 (3)
	Lac OB1	10.89 ± 0.01 (4)
	Ara OB1	11.01 (1)
	IC 2944	10.92 ± 0.02 (2)
	Cyg OB3	10.93 ± 0.07 (3)
	Cep OB3	10.95 (1)
	NGC 6604	10.88 (1)
Vul OB1	10.93 ± 0.07 (2)	
Cyg OB7	10.92 ± 0.04 (3)	
Cep OB2	10.95 ± 0.05 (15)	

horizontal identifica os aglomerados/associações de cada amostra ($R_G=9-11$ kpc e Daflon & Cunha (2004)).

4.1.3 Incertezas

A análise de abundâncias realizadas está sujeita a erros na determinação dos parâmetros atmosféricos e no ajuste dos perfis de linha. A incerteza da temperatura efetiva a partir do parâmetro Q , T_Q , obtida através de calibrações fotométricas, foi analisada no seu respectivo trabalho original. Daflon et al. (1999) argumentam que as incertezas são devidas aos índices fotométricos UBV utilizados, para os quais se considera uma incerteza de 0,01 mag, gerando erros na temperatura efetiva na ordem de 4%. No caso das gravidades superficiais, que foram determinadas a partir do ajuste dos perfis teóricos e observados da linha de H_γ , se considera como incerteza a menor diferença em $\log g$ para a qual se consegue distinguir dois perfis teóricos. Este valor é da ordem de 0,1 dex. Pelo método iterativo (T_{iter}) as incertezas no cálculo da T_{ef} são devidas às medidas dos índices fotométricos de Strömgren e aos perfis de H_γ . Cunha & Lambert (1992) determinaram que os erros na medida dos índices fotométricos são da ordem de 0,01 mag e a combinação das incertezas observacionais estão numa faixa de 0,01-0,02, o que produz uma incerteza de $\pm 1,3\%$ para $T_{ef} = 20000$ K e 2,6 % para $T_{ef} = 30000$ K.

A respeito da velocidade de microturbulência, esta pode ser determinada dentro de um erro de $\pm 1,5$ km/s do gráfico $\log \varepsilon(O)$ vs. ξ (Daflon et al. (2001). Além das incertezas na ξ , deve-se considerar também os erros devido à definição do contínuo, para o qual se assume uma variação do contínuo de 1%; e ao $v_{sen i}$, para o qual se assume $\delta v_{sen i} = 7\%$ baseado na variação de χ^2 como função do $v_{sen i}$ (Daflon et al., 2001a).

Tabela 4.8: Incertezas na Abundância de He.

Correção	HD 217811	NGC 2244 376
$\delta(T_{ef})$	-0,02	+0,14
$\delta(\log g)$	-0,04	-0,05
$\delta \xi$	-0,01	0,00
$\delta(vsen i)$	+0,02	-0,01
$\delta(\text{contínuo})$	-0,04	-0,04
δ_t	0,06	0,15

Consideramos estas incertezas independentes para calcular as variações nas abundâncias produzidas pela variação de cada parâmetro, sendo que apenas um parâmetro foi mudado por vez, enquanto os outros parâmetros permanecem fixos e um novo perfil teórico foi ajustado. Seleccionamos duas estrelas representativas da amostra com alta e baixa temperatura, HD 217811 e NGC 2244 376, respectivamente, e refizemos a análise de abundâncias usando cada um destes parâmetros modificados de acordo com seu respectivo erro e obtivemos variações nas abundâncias de He. O erro total δ_t para as abundâncias, considerando que os erros de cada parâmetro δ_i são estatisticamente independentes, pode ser calculado a partir de

$$\delta_t = \sqrt{\sum(\delta_i)^2} \quad (4.4)$$

Na Tabela 4.8 apresentamos as incertezas para cada uma das estrelas seleccionadas.

4.1.4 Comparação com a literatura

As abundâncias de He de algumas estrelas da nossa amostra já foram determinadas por outros autores. Nesta seção, compararemos nossos resultados com outros já publicados na literatura, para estrelas (Figura 4.17,

painel esquerdo) e para aglomerados (Figura 4.17, painel direito). No caso dos aglomerados, o número de estrelas consideradas na obtenção do valor médio é, em geral diferente de acordo com a publicação.

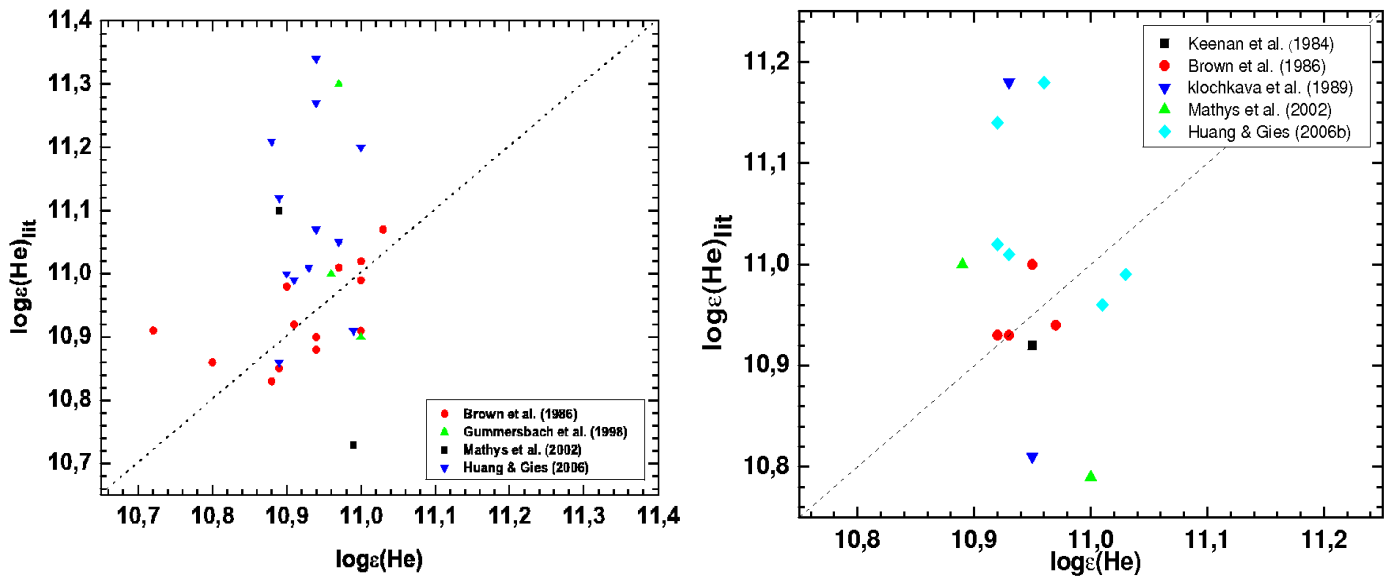


Figura 4.17: Gráfico comparativo das abundâncias de He obtidas neste trabalho com valores da literatura: por estrelas (painel esquerdo) e por aglomerado (painel direito).

Com Gummersbach et al. (1988), temos três estrelas em comum. Para duas destas estrelas, a diferença entre os valores obtidos é menor que 0,1 dex, enquanto que para a outra estrela, a diferença é $\sim 0,4$ dex. Brown et al. (1986a) analisaram as abundâncias de He e metais de quatro estrelas do aglomerado NGC 6611, três delas estão na nossa amostra. Eles obtiveram T_{ef} por equilíbrio de ionização de Si, $\log g$ por ajuste dos perfis da linha de $H\delta$ e as abundâncias de He por síntese em ETL a partir de sete linhas de He I ($\lambda\lambda$ 3965, 4009, 4026, 4121, 4143, 4437 e 4472 Å). Seus resultados são consistentes com os nossos dentro das incertezas, com uma diferença de até

0,08 dex.

Posteriormente, Brown et al. (1986b), com a mesma metodologia, analisaram seis aglomerados da vizinhança solar, três deles em comum com nosso trabalho, NGC 2362, NGC 4755 and IC 2944. Considerando estrelas individuais, nossos resultados são consistentes com uma diferença média de até 0,05 dex, excetuando a estrela CPD+59°4560 (NGC 4755), para a qual a diferença é maior: eles obtiveram um valor quase solar ($10,91 \pm 0,05$) e nós obtivemos uma abundância baixa de $10,72 \pm 0,05$.

Comparando com os resultados por aglomerado, embora em dois aglomerados o número de estrelas utilizado seja diferente, as abundâncias de He obtidas são consistentes, com uma diferença no máximo de 0,03 dex.

Mathys et al., (2002) derivaram abundâncias de He para 21 estrelas pertencentes a três aglomerados abertos; duas estrelas são comuns à nossa amostra: CPD+5945°35 (NGC 4755) e CPD+4177°30 (NGC 6231). Neste trabalho, as abundâncias, para a maior parte das estrelas, foram obtidas em ETL a partir da linha de He I $\lambda 4437 \text{ \AA}$. A respeito de todo o aglomerado, para NGC 4755 (oito estrelas), encontraram uma abundância média de $11,18 \pm 0,14$ e, para NGC 6231 (sete estrelas), $10,81 \pm 0,20$ (incluindo estrelas com abundâncias na faixa de 10,50 até 10,70 dex, valores menores do que os valores de abundâncias para estrelas normais; argumentando que parte da sua amostra são binárias espectroscópicas possivelmente de tipo SB2). As diferenças com nossa análise são de -0,25 dex e 0,14 dex, respectivamente.

No trabalho de Huang & Gies (2006b), já comentado anteriormente, os autores determinaram as abundâncias a partir de três linhas de He ($\lambda 4026 \text{ \AA}$, $\lambda 4388 \text{ \AA}$ e $\lambda 4472 \text{ \AA}$), mas focalisaram sua análise na linha $\lambda 4472 \text{ \AA}$. Com esse trabalho, temos em comum seis aglomerados abertos; comparando-os

com nossos resultados, em geral as abundâncias de He por eles obtidas são maiores que as nossas (excetuando duas estrelas).

Keenan et al. (1984) analisaram cinco estrelas do aglomerado NGC6231, sem estrelas em comum com nosso trabalho, e encontraram uma abundância média de He em ETL consistente com nosso resultado. Klochkova et al. (1990) analisaram sete aglomerados do disco da Galáxia, com dois aglomerados em comum com nosso trabalho, NGC 2264 e LacOB1, sendo as diferenças nas abundâncias de He de 0,11 e -0,11 dex respectivamente.

4.2 Gradiente Radial de Abundâncias de He

4.2.1 Distâncias Galactocêntricas

As distâncias Galactocêntricas projetadas no plano Galáctico foram calculadas da expressão,

$$R_G^2 = R_\odot^2 + (d \cos b)^2 - 2R_\odot d \cos l \cos b \quad (4.5)$$

sendo R_\odot a distância Galactocêntrica do Sol, d a distância do objeto ao Sol e l , b , a longitude e latitude Galáctica do objeto, respectivamente. Todos estes valores foram obtidos da literatura. A distância Galactocêntrica do Sol foi apresentada em diferentes trabalhos na literatura; um resumo dos diferentes métodos e valores de R_\odot obtidos pode ser encontrado em Reid (1993) e mais recentemente em Groenewegen et al. (2008). Estes valores variam desde 7,52 kpc até 8,6 kpc aproximadamente. Um valor geralmente usado é $R_\odot=8,0 \pm 0,5$ kpc, obtido por Reid (1993) da média dos diferentes valores de R_\odot determinados. Neste trabalho, adotamos o valor obtido por MacNamara et al. (2000), $R_\odot=7,9 \pm 0,3$ kpc, também usado por Daflon &

Tabela 4.9: Coordenadas Galácticas, distâncias e distâncias Galactocêntricas dos aglomerados da amostra.

Aglomerado	l	b	d	<d>	R _G
Sh 2-47	15,3	0,1	3,7 ¹ , 3,1 ²	3,4 ± 0,4	4,7 ± 0,5
NGC 6611	17,0	0,8	2,19 ³ , 2,5 ⁴ , 2,6 ⁵ , 1,68 ⁶	2,2 ± 0,4	5,8 ± 0,5
Sh 2-32	7,3	-2,0	1,8 ⁷ , 2,2 ⁸	2,0 ± 0,3	5,9 ± 0,4
NGC 6204	338,3	-1,1	2,51 ³ , 2,6 ⁴ , 1,32 ⁶ , 1,94 ⁹	2,1 ± 0,6	6,0 ± 0,6
Tru 27	355,1	-0,7	2,0 ⁵ , 1,65 ¹⁰ , 2,1 ¹¹	1,9 ± 0,2	6,0 ± 0,3
NGC 6231	343,5	1,2	1,8 ⁴ , 1,6 ⁵ , 1,77 ⁶ , 2,0 ¹²	1,8 ± 0,2	6,2 ± 0,3
NGC 6604	18,3	1,7	0,70 ⁴ , 2,1 ⁵ , 1,64 ¹³	1,5 ± 0,7	6,5 ± 0,7
Ara OB1	336,3	-1,4	1,38 ³ , 1,4 ⁶ , 1,59 ⁹ , 1,1 ¹⁴	1,4 ± 0,2	6,6 ± 0,3
Vul OB1	59,4	-0,1	2,0 ³ , 2,54 ⁹ , 3,5 ¹⁵	2,7 ± 0,7	6,9 ± 0,3
Stock 16	306,1	0,1	1,9 ⁵ , 2,0 ¹⁶	1,9 ± 0,1	6,9 ± 0,3
Sct OB2	39,0	7,6	1,0 ³ , 1,17 ¹⁷	1,1 ± 0,1	7,1 ± 0,3
NGC 4755	303,2	2,5	2,34 ⁴ , 1,03 ⁶ , 1,9 ¹⁸	1,8 ± 0,7	7,1 ± 0,4
IC 2944	294,6	-1,4	2,1 ⁴ , 2,0 ⁵ , 1,95 ⁶ , 2,2 ¹⁹	2,1 ± 0,1	7,3 ± 0,3
Cyg OB3	73,5	2,0	2,29 ³ , 1,9 ⁵ , 2,31 ⁹	2,2 ± 0,2	7,6 ± 0,3
Cyg OB7	90,0	2,0	0,83 ³ , 0,79 ²⁰	0,8 ± 0,1	7,9 ± 0,3
Lac OB1	96,8	-16,1	0,6 ³ , 0,63 ⁹ , 0,368 ²¹	0,6 ± 0,1	8,0 ± 0,3
Cep OB2	99,2	3,8	0,83 ³ , 0,95 ⁵ , 0,96 ⁹ , 0,615 ²¹	0,8 ± 0,2	8,1 ± 0,3
Cep OB3	110,4	2,8	0,87 ³ , 0,725 ⁶ , 0,84 ⁹	0,8 ± 0,1	8,2 ± 0,3
NGC 2264	202,9	2,2	0,67 ³⁴ , 0,66 ³⁵ , 0,76 ³⁶ , 0,91 ³⁷ , 0,88 ³⁸ , 0,95 ²⁰ , 1,12 ³⁹	0,8 ± 0,1	8,7 ± 0,2
NGC 2362	238,2	-5,6	1,39 ³⁴ , 2,09 ⁴⁰ , 1,60 ⁴¹ , 1,38 ⁴² , 1,49 ⁴³ , 1,48 ⁴⁴ , 1,49 ³⁹ , 1,36 ⁴⁵	1,5 ± 0,1	8,8 ± 0,2
NGC 2367	235,6	-3,8	2,00 ³⁴ , 1,40 ⁴⁶ , 2,03 ⁴⁴	1,7 ± 0,4	9,0 ± 0,2
NGC 2244	206,3	-2,1	1,43 ⁴⁵ , 1,39 ⁵³ , 1,67 ²² , 1,66 ⁵⁴ , 1,42 ⁵⁵ , 1,51 ³ , 1,62 ⁶ , 1,63 ⁹ , 1,45 ³⁴	1,5 ± 0,1	9,3 ± 0,1
NGC 2467	243,2	0,3	4,00 ⁵¹ , 1,36 ³⁴ , 3,37 ⁵²	3,7 ± 0,4	9,6 ± 0,9
NGC 2384	235,4	-2,4	2,12 ³⁴ , 2,00 ⁴⁸ , 2,88 ⁴⁴ , 3,16 ⁴⁹ , 2,48 ³⁹ , 3,00 ⁵⁰	2,6 ± 0,5	9,6 ± 0,4
NGC 2439	146,4	-4,4	3,9 ³⁴ , 4,57 ⁴⁴ , 4,20 ⁴⁷	4,2 ± 0,4	10,3 ± 0,3
Sh 2-247	188,9	0,8	3,5 ²³ , 2,2 ²⁴	2,8 ± 0,9	10,7 ± 0,9
NGC 2414	231,0	2,0	3,98 ²⁰ , 4,2 ²⁵	4,1 ± 0,1	10,9 ± 0,3
Sh 2-253/Bo 1	192,4	3,2	4,4 ²³ , 4,8 ²⁶ , 4,06 ²⁷	4,4 ± 0,4	12,2 ± 0,5
NGC 1893	173,6	-1,7	4,0 ⁵ , 3,7 ⁶ , 4,8 ²⁶ , 3,6 ²⁸ , 4,3 ²⁹ , 6,02 ³⁰	4,4 ± 0,9	12,3 ± 0,9
Sh 2-284/Do 25	211,9	-1,3	5,2 ²³ , 5,6 ³¹ , 5,5 ³²	5,4 ± 0,2	12,8 ± 0,3
Sh 2-285	213,9	-0,6	6,9 ²³ , 6,4 ²⁴ , 6,9 ³¹ , 4,3 ³³	5,9 ± 1,4	13,2 ± 1,3

(1) Crampton et al. 1978; (2) Lahulla 1985; (3) Humphreys 1978; (4) Alter et al. 1970; (5) Feinstein 1994; (6) Becker & Fenckart 1971; (7) Blitz et al. 1982; (8) Vogt & Moffat 1975; (9) Mel'nik & Efremov 1995; (10) van der Hucht et al. 1980; (11) Moffat et al. 1977; (12) Crawford et al. 1971; (13) Moffat & Vogt 1975a; (14) Kaltcheva & Georgiev 1992; (15) Sagar & Joshi 1981; (16) Crampton 1971; (17) Reichen et al. 1990; (18) Shobbrook 1984; (19) Tovmassian et al. 1998; (20) Humphreys & McElroy 1984; (21) de Zeeuw et al. 1999; (22) Pérez et al. 1987; (23) Moffat et al. 1979; (24) Lahulla 1987; (25) Fitzgerald & Moffat 1980; (26) Fitzsimmons 1993; (27) Moffat & Vogt 1975b; (28) Cuffey 1973; (29) Tapia et al. 1991; (30) Marco et al. 2000; (31) Turbide & Moffat 1993; (32) Lennon et al. 1990; (33) Rolleston et al. 1994; (34) Loktin et al. 2001; (35) Karchenko; (36) Sung et al. 1997; (37) Neri et al. 1993; (38) Mendoza & Gomez 1980; (39) Melnik et al. 1995; (40) Johnson & Morgan 1953; (41) Perry 1973; (42) Mermilliod 1981; (43) Balona & Lamey 1996; (44) Moitinho et al. 2006; (45) Mayne & Taylor 2008; (46) Carraro 2005; (47) Paunzen & Maitzen (2002); (48) Subramanian & Sagar 1999; (49) Hasan et al. 2008; (50) Vasquez et al. 2010; (51) Feinstein & Vasquez 1989; (52) Loden et al. 1976; (53) Hensberge et al. 2000; (54) Park & Sung 2002; (55) Ogura & Ishida 1981.

Cunha (2004).

As distâncias dos aglomerados d também foram compiladas de diferentes trabalhos da literatura. Estas distâncias foram derivadas, na sua maioria, a partir de diagramas cor-magnitude ou de calibrações de tipo espectral vs. calibrações de cor intrínsecos. Para os sete aglomerados da região de R_G 9-11 kpc, as distâncias encontradas na literatura não são discrepantes entre si, com exceção do aglomerado NGC 2467. Para este aglomerado, Feinstein & Vasquez (1989) obtiveram 4,0 kpc e Dias et al. (2002) obtiveram 1,36 kpc. Para os aglomerados da amostra de Daflon & Cunha (2004), adotamos os valores por eles apresentados em Daflon & Cunha (2004). Maiores detalhes podem ser encontrados nesta referência.

Na Tabela 4.9 são apresentados os dados dos aglomerados na região de 9-11 kpc (em negrito) e da amostra de Daflon & Cunha (2004): as coordenadas Galácticas (colunas [2] e [3]); d (coluna [4]) com a referência respectiva; a distância média e o desvio padrão (coluna [5]) e finalmente a distância Galactocêntrica obtida da relação (4.5).

A Figura 4.18 apresenta a distribuição dos aglomerados da nossa amostra projetada no plano da Galáxia vista desde acima. Os círculos abertos representam aos aglomerados para R_G entre 9 e 11 kpc, os triângulos pretos representam aos aglomerados analisados por Daflon & Cunha (2004) e o Sol está representado a 7,9 kpc.

4.2.2 Resultado

O gradiente radial de abundâncias foi obtido a partir de um ajuste linear, da forma $y = a + b x$, onde o gradiente radial é representado pelo coeficiente b . Para os 30 aglomerados da amostra, com abundâncias

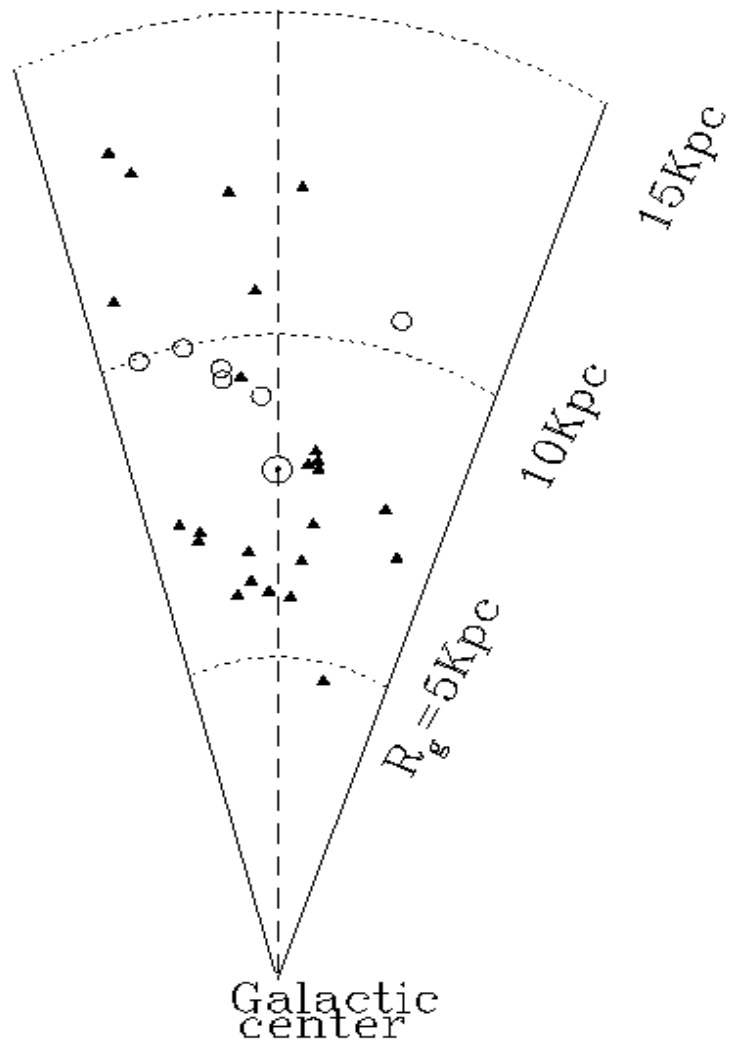


Figura 4.18: Distribuição dos objetos projetados no plano da Galáxia. Os círculos abertos representam os aglomerados com R_G entre 9 e 11 kpc, os triângulos pretos representam aos aglomerados analisados por Daflon & Cunha (2004) e o Sol está representado a 7,9 kpc.

médias e distâncias Galactocêntricas apresentadas nas Tabelas 4.7 e 4.9, respectivamente, determinamos o melhor ajuste linear, dado por:

$$\log \varepsilon(He) = (a \pm \sigma a) + (b \pm \sigma b) R_G = (10,966 \pm 0,028) + (-0,001 \pm 0,003) R_G$$

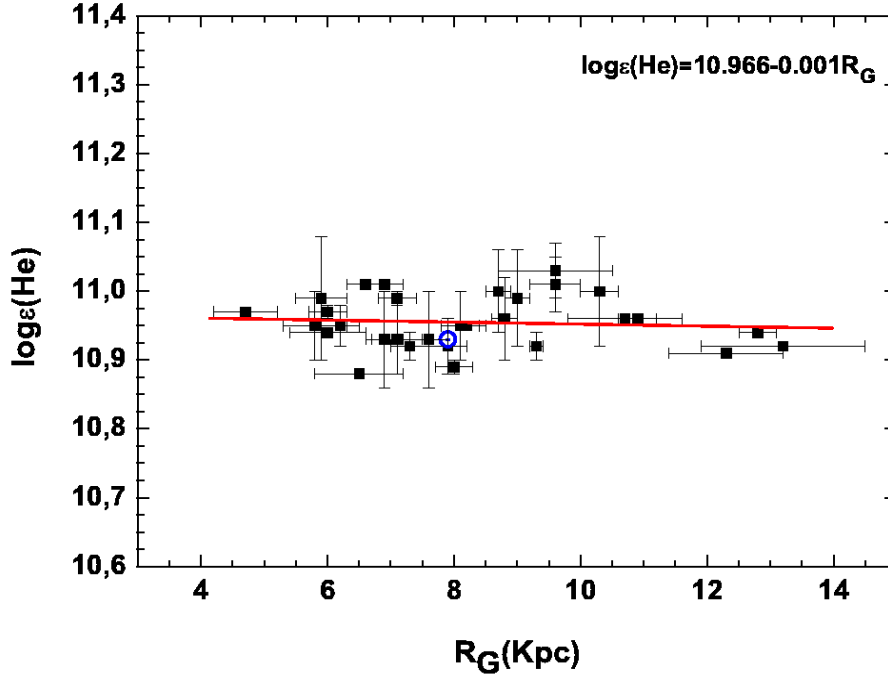


Figura 4.19: Gradiente radial de abundâncias de He, amostra total.

A Figura 4.19 apresenta o resultado para o gradiente radial de abundâncias de He do disco: cada aglomerado está representado por um ponto. As barras de erro horizontal e vertical representam as incertezas em R_G e abundâncias, respectivamente. Para o He, encontramos um gradiente de abundâncias aproximadamente nulo com uma inclinação de $-0,001$ dex/kpc. O valor médio das abundâncias é $10,96 \pm 0,04$ dex, compatível dentro das incertezas com o valor de He solar de $10,93 \pm 0,01$ determinado por Asplund et al. (2009) e representado na figura com um símbolo azul.

Numa primeira aproximação, observa-se que os valores de $\log \epsilon(\text{He})$ para $R_G > \sim 10,7$ kpc parecem ter uma leve queda com relação aos valores de

abundâncias a $R_G < 10,7$ kpc. Calculando as abundâncias médias nestas duas regiões, obtivemos que $\langle \log \varepsilon(\text{He}) \rangle = 10,92 \pm 0,02$ para os aglomerados a $R_G > \sim 10,7$ kpc e para os aglomerados a $4,7 < R_G < \sim 10,7$ kpc, é $\langle \log \varepsilon(\text{He}) \rangle = 10,96 \pm 0,04$. Ou seja, as abundâncias médias são consistentes dentro das incertezas. Na região de 9-10,7 kpc, a abundância média é um pouco mais alta, $\langle \log \varepsilon(\text{He}) \rangle = 10,99 \pm 0,06$, mas ainda consistente. Este resultado sugere que a distribuição de abundâncias de He é praticamente constante ao longo do raio Galactocêntrico.

4.3 Discussão

4.3.1 Distribuição de He na literatura

Existem na literatura algumas poucas análises da distribuição de abundâncias de He ao longo do disco da Galáxia. As análises foram realizadas com diferentes objetos tais como regiões H II, nebulosas planetárias, aglomerados abertos e estrelas OB (nestes últimos objetos, apenas na vizinhança solar). Nestes trabalhos, a distância R_\odot usada é diferente da que nós utilizamos. Isto no entanto, segundo Amnuel (1993), não afeta o valor do gradiente, mas sim o deslocamento ao longo de R_G .

Para as regiões H II, o estudo de Shaver et al. (1983) apresenta resultados de abundâncias para o He para 33 objetos, usando medições no ótico e no rádio. Estes objetos estão distribuídos a distâncias Galactocêntricas de 3,5 até 13,7 kpc. Shaver et al. sugerem um gradiente de abundâncias quase constante ($d \log(\text{He}/\text{H})/dR = -0.001$ dex/kpc) mas com alta dispersão. Esteban et al. (1999) encontraram um gradiente de $d \log(\text{He}/\text{H})/dR = -0.004$ dex/kpc, a partir de linhas de recombinação de três regiões H II dentro de 5,9 - 8,4 kpc. Posteriormente Deharveng et al. (2000) analisaram diferentes

zonas de 34 diferentes regiões H II na faixa de $R_G = 6,6 - 17,7$ kpc e derivaram abundâncias iônicas, He^+/H^+ , a partir das linhas de He I ($\lambda 5876 \text{ \AA}$) e H β . Seus resultados entretanto, não foram conclusivos. Os estudos de Shaver et al. (1983) e Deharveng et al. (2000) concluem que suas medições incluem tanto hélio neutro como ionizado e relatam a dificuldade de se determinar só o hélio neutro presente nestes objetos.

As abundâncias de He nas nebulosas planetárias (NP), assim como nas cefeidas, apresentam uma contribuição por processos nucleossintéticos e de *mixing* durante a evolução estelar. As nebulosas planetárias podem sofrer contaminação de He pela estrela progenitora durante os processos de dragagem aumentando a abundância de He. Para as nebulosas planetárias, existem alguns trabalhos na literatura sobre o gradiente de abundâncias de He (como foi resumido por Esteban & Peimbert, 1995 e Maciel, 2001), com os resultados variando na faixa de -0.001 até -0.03 dex/kpc. Por exemplo, D’Odorico & Peimbert (1976), analisando a parte externa do disco, para $R_G = 8 - 13,7$ kpc, encontraram um gradiente $d\log(\text{He}/\text{H})/dR \sim -0,03$ dex/kpc a partir de 11 NP. Pasquali & Perinoto (1993) obtiveram $d\log(\text{He}/\text{H})/dR \sim -0,009$ dex/kpc a partir de uma amostra de 277 NP. Maciel (2001) analisou uma amostra de 103 nebulosas planetárias entre $R_G = 3,96 - 13,59$ kpc, e testou a contaminação de He pela estrela progenitora (com a correção de van den Hoek & Groenewegen, 1997). Ele obteve gradientes quase planos e comenta que as correções apenas variam a abundância média de He/H. Ele também argumenta que, como a contaminação do He é função da massa estelar, aparentemente estrelas centrais das nebulosas planetárias com massas diferentes estão espalhadas homoganeamente ao longo de R_G , destruindo qualquer variação sistemática e que, devido às incertezas nas distâncias

e abundâncias, é improvável que o gradiente seja medido com nebulosas planetárias, sendo só possível detectar um valor máximo do gradiente, $d\log(\text{He}/\text{H})/dR \simeq -0.02 \text{ dex/kpc}$.

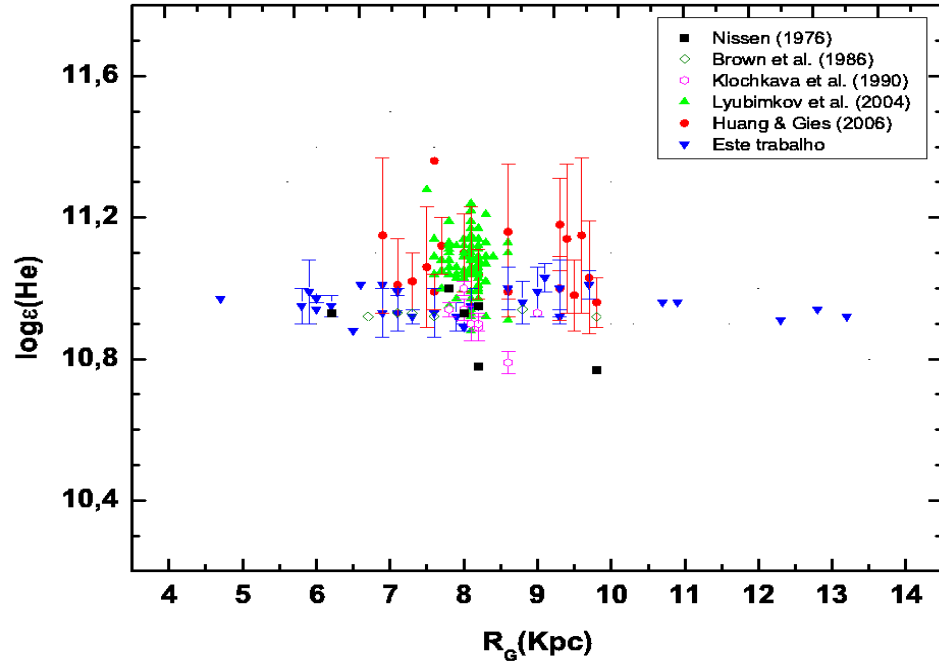


Figura 4.20: Comparação com as distribuições de abundâncias de He em estrelas B da literatura.

Quanto às abundâncias de He em estrelas OB, alguns trabalhos se restringem à região mais próxima do Sol. Um dos primeiros trabalhos a analisar a distribuição de abundâncias de He é o de Nissen (1976), para 91 estrelas de seis aglomerados abertos e estrelas de campo, na região de 6,2 até 9,8 kpc, encontrando abundâncias de He na faixa de 10,77 até 11,00. Posteriormente, Brown et al. (1986b) analisaram seis aglomerados e associações, ao redor de $R_G=6,7 - 8,8$ kpc, e encontraram valores médios de $\log \varepsilon(\text{He})$ entre $10,92 \pm 0,08$ até $10,98 \pm 0,11$ dex para os aglomerados

estudados.

Klochkova et al. (1990), num estudo das variações temporais e espaciais do He ao longo do disco Galáctico, apresentaram resultados de 140 estrelas B de 11 aglomerados abertos com R entre 6,7 até 9,8 kpc. Os autores dividiram a amostra de cada aglomerado em dois grupos, com base na temperatura ($T_{ef} < 16000$ K e $T_{ef} > 16000$ K). Embora tenham encontrado diferenças entre as médias das abundâncias de cada grupo em cada aglomerado, eles concluíram que as abundâncias do Hélio médias independem de R_G , com valores médios de $\log\varepsilon(\text{He})$ próximos do valor solar.

Gummersbach et al. (1998) determinaram as abundâncias de diferentes metais e de He em não-ETL, a partir de uma amostra de 16 estrelas B de 11 aglomerados com R_G entre 5 e 14 kpc, sem resultados conclusivos para o He. As abundâncias por eles apresentadas tem um erro de 0,3 dex, e são valores altos, especialmente da parte interna do disco, chegando a 11,50 dex; na parte externa do disco, no entanto, eles obtiveram valores solares.

Os trabalhos de Lyubimkov et al. (2004) e Huang & Gies (2006b) já foram comentados anteriormente. No primeiro trabalho, Lyubimkov et al. apresentam as abundâncias de He/H a partir de duas linhas de He I em não-ETL de 100 estrelas B da vizinhança solar, com R_G entre 7,4 até 8,6 kpc. As abundâncias por eles determinadas estão na faixa de 10,88 - 11,28 dex, com uma abundância média de $11,07 \pm 0,07$. Huang & Gies (2006b) analisaram 461 estrelas B de 19 aglomerados a $R_G=7,1 - 9,8$ kpc, cujas abundâncias foram determinadas a partir da linha de He I 4472 Å. Considerando apenas as estrelas com $T_{ef} > 15000$ K e $\log\varepsilon(\text{He}) > 10,88$ de sua amostra, a abundância média por eles obtida é de $11,08 \pm 0,10$. Przybilla et al. (2008) analisaram as abundâncias de He e metais, em não-ETL, de seis estrelas próximas do

Tabela 4.10: Gradientes de abundâncias de He da literatura.

Refêrencia	Gradiente(dex/kpc)	Objeto	N	R_G
D'Odorico et al.(1976)	-0.03	PN	11	8 - 13.7
Peimbert & Serrano (1980)	-0.02	PN	21	6,1 - 12,4
Shaver et al. (1983)	-0.001	H II	67	3.5 - 13.7
Faúndez-Abans & Maciel (1986)	-0.02	PN	39	8,05 - 13,83
Pasquali & Perinoto (1993)	-0.009	PN	227	$\sim 1 - 14$
Maciel & Chiappini(1994)	-0.002	PN	91	3.96 - 13.59
Esteban et al (1999)	-0.004	H II	3	5.9 - 8.4
Deharveng et al (2000)	-	H II	34	6.6 - 17.7
Maciel (2001)	-	PN	103	3.96 - 13.59

Sol com temperaturas entre 20800 - 32000 K. Para o He, encontraram uma abundância média de $10,98 \pm 0,02$ dex.

Um resumo dos resultados de gradientes obtidos nos trabalhos citados é apresentado na Tabela 4.10. A Figura 4.20 apresenta a comparação de nosso resultado com os resultados de outras análises de abundâncias de He em estrelas B, extraídas de seus trabalhos originais, sem considerar os resultados de Gummersbach et al. (1988) devido a sua alta incerteza. Numa primeira aproximação, todas apresentam comportamento linear, mas em alguns casos, as abundâncias obtidas são maiores do que os nossos resultados. Comparando os resultados, observamos que as abundâncias de Lyubimkov et al.(2004) e Huang & Gies (2006b) são maiores do que as nossas. A distribuição de Brown et al. (1986) e Klochkova et al. (1990) são consistentes dentro da faixa de R_G comum, enquanto que Nissen (1976) é consistente só na parte interna do disco.

Em comparação com os gradientes obtidos para os outros elementos, seria de se esperar que o gradiente do He apresentasse uma inclinação compatível

dentro das incertezas, principalmente aqueles produzidos pelas estrelas de baixa massa e massa intermediária (como C ou N, por exemplo). Contudo, a produção do He é dominada pela nucleossíntese primordial, o que resulta que o gradiente de abundância seja mais plano do que os gradientes dos metais.

4.3.2 Revisão dos modelos - previsões

Existem alguns poucos trabalhos na literatura a respeito dos modelos de evolução química da Galáxia que apresentam previsões para a distribuição de abundâncias do hélio. Entre estes, temos os trabalhos de Matteucci & François (1989), Hou et al (2000) e Chiappini et al. (2002), que detalharemos a seguir.

Matteucci & François (1989)

Neste modelo considera-se que a Galáxia se formou durante um episódio de acreção, onde o halo, o disco espesso e o disco fino se formaram em sequência como um processo contínuo. O disco é constituído por várias camadas concêntricas com uma largura de 2 kpc cada, sem fluxo radial entre as camadas adjacentes e a escala de tempo de sua formação é função de R_G . Para o Hélio, este modelo prevê um gradiente de abundâncias de -0.0085 dex/kpc, para R_G na faixa de 4 - 14 kpc e com $R_\odot=10$ kpc e uma idade do disco de 13 Ganos.

Hou et al. (2000)

As considerações básicas deste modelo já foram apresentadas no Capítulo 1. Aqui, para complementar, apenas comentaremos o seus resultados a respeito do Hélio. Neste modelo, os autores consideraram as contribuições das estrelas de alta massa de Maeder (1992) e de Woosley & Weaver (1995), testando os

efeitos de perda de massa, respectivamente. Assim, neste último, o He e outros elementos que são expelidos pelos ventos estelares, poderiam estar subestimados. No entanto, os autores argumentam que este efeito só é forte a altas metalicidades e que é desprezível a baixas metalicidades. Além disso, neste modelo não foram consideradas as contribuições de estrelas de massa intermediária, que são os maiores contribuidores do enriquecimento galáctico do He durante os episódios de dragagem (segundo e terceiro). Assim, as previsões das abundâncias de He poderiam estar subestimadas. Hou et al. (2000) obtiveram gradientes planos de abundâncias de He, com valores de $-0,004$ dex/kpc (considerando os efeitos de perda de massa) e $-0,003$ dex/kpc (sem considerar os efeitos de perda de massa), os dois um pouco mais inclinados que o nosso resultado de $-0,001$ dex/kpc mas, ainda assim, bastante plano. Além disso, devido à ausência das contribuições das estrelas de massa intermediária no seu modelo (embora provavelmente não mudaria o valor do gradiente, mas sim os valores de abundância de He), os autores argumentam que não é possível ter um resultado conclusivo sobre o He.

Chiappini et al. (2002)

Chiappini et al. (2002) apresentaram as previsões da evolução temporal e distribuição radial das abundâncias ao longo do disco Galáctico dos elementos leves D, ^3He e ^4He e suas dependências a respeito das abundâncias primordiais. Estas previsões estão baseadas no modelo de Chiappini et al. (2001). Em Chiappini et al. (2002), a produção do ^3He está correlacionada com a produção de ^4He . Neste modelo, com a finalidade de resolver o problema da sobreprodução de ^3He , consideraram um processo "*extra-mixing*" (para estrelas de baixa massa e massa intermediária), que dá conta

da destruição de ${}^3\text{He}$. Eles apresentaram diferentes modelos com diferentes porcentagens de "*extra-mixing*" e de abundâncias primordiais de D, ${}^3\text{He}$ e ${}^4\text{He}$. Para seu melhor modelo, para R_G na faixa de 4 - 18 kpc e uma abundância de He primordial em função da massa de $Y_p = 0,246$, eles obtiveram um gradiente ao longo do disco Galáctico de $\approx -0,007$ dex/kpc, mais inclinado que o nosso de $-0,001$ dex/kpc.

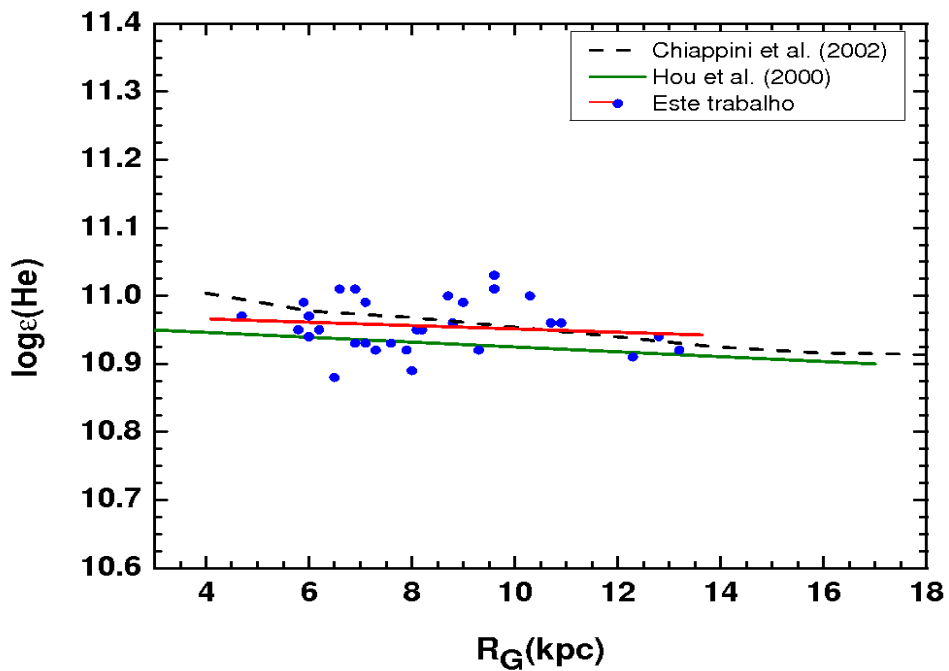


Figura 4.21: Comparação entre o gradiente de He obtido neste trabalho (linha vermelha) com os gradientes teóricos de Hou et al. (2000, linha verde) e Chiappini et al. (2002, linha preta tracejada).

A Figura 4.21 apresenta os gradientes radiais de abundâncias de He teóricos de Hou et al. (2000, linha verde) e Chiappini et al. (2002, linha preta tracejada), obtidos dos seus trabalhos originais, comparados

com as abundâncias de He de nossos aglomerados e a distribuição radial de He obtida (pontos azuis e linha vermelha, respectivamente). O valor da abundância de He no Sol previsto pelo modelo de Hou et al. (2000) é pouco menor do que o valor de referência de Asplund et al. (2009) enquanto que o modelo de Chiappini et al. (2002) prevê uma abundância de He um pouco maior, mas ainda compatíveis dentro das incertezas. A respeito das abundâncias de He para os aglomerados, Hou et al. (2000), prevê um gradiente com uma inclinação maior e menores valores de abundância que o nosso resultado (devido provavelmente à falta de contribuições das estrelas de massa intermediária), enquanto que, a distribuição de Chiappini et al. (2002), embora com inclinação levemente diferente, apresenta valores de abundâncias consistentes com os nossos.

Capítulo 5

A descontinuidade no gradiente de abundâncias

No capítulo anterior, foi apresentada a análise da distribuição radial das abundâncias do He ao longo do disco da Galáxia. Neste capítulo, pretendemos determinar as abundâncias em não-ETL de metais como C, N, O, Mg e Si da amostra da região de $R_G = 9$ a 11 kpc. Além disso, complementando a amostra de Daflon & Cunha (2004), pretendemos fazer uma análise do gradiente radial de abundâncias ao longo do disco da Galáxia para os metais, focalizando na parte externa do disco. Nesta região, existe uma controvérsia na distribuição de abundâncias dos metais, já que, enquanto alguns trabalhos na literatura encontraram (e alguns modelos teóricos prevêem) uma descontinuidade na distribuição de abundâncias, outros trabalhos sugerem que este comportamento é um artifício.

5.1 Cálculo de abundâncias

A análise de abundâncias de metais das estrelas individuais foi realizada através da síntese de perfis calculados em condições não-ETL, seguindo a

mesma metodologia empregada para a análise de He descrita no capítulo anterior, na seção 4.1.

5.1.1 Procedimento

A. Seleção das linhas

As linhas espectrais do carbono (C II e C III), nitrogênio (N II e N III), oxigênio (O II), magnésio (Mg II), e silício (Si II e Si III), foram selecionadas de Kilian et al. (1991) e Aller & Jugaku (1958). O número total de linhas utilizadas para a análise foi de cinco linhas para o carbono, sete linhas para o nitrogênio, 18 linhas para o oxigênio, uma linha para o magnésio e cinco linhas para o silício.

B. Dados atômicos

Os dados atômicos, números quânticos e a energia dos níveis de transição envolvidos, para os elementos analisados foram extraídos de diferentes fontes: VALD, TOPbase e NIST. Os valores de $\log(gf)$ foram extraídos em sua maioria da TOPbase e do VALD (para linha 4676.23 Å, no caso do O II). Na Tabela 5.1, apresentamos a lista das linhas selecionadas para cada elemento e os dados atômicos dos íons utilizados.

Tabela 5.1: Dados atômicos.

Íon	$\lambda(\text{Å})$	$\log(gf)$	ji	$E_i(\text{cm}^{-1})$	jk	$E_k(\text{cm}^{-1})$	Transição	
C II	4267,001	0,563	1,5	145549,27	2,5	168978,34	$2s^23d - 2s^24f$	
	4267,261	0,716	2,5	145550,70	3,5	168978,34	$2s^23d - 2s^24f$	
	4267,261	-0,584	2,5	145550,70	2,5	168978,34	$2s^23d - 2s^24f$	
	5133,282	-0,178	1,5	166990,73	2,5	186466,02	$2s2p(3P^0)3s - 2s2p(3P^0)3p$	
	5143,495	-0,212	1,5	166990,73	0,5	186427,35	$2s2p(3P^0)3s - 2s2p(3P^0)3p$	
	5145,165	0,189	2,5	167035,71	2,5	186466,02	$2s2p(3P^0)3s - 2s2p(3P^0)3p$	
	5151,085	-0,179	2,5	167035,71	1,5	186443,69	$2s2p(3P^0)3s - 2s2p(3P^0)3p$	
	N II	4236,356	-2,807	1	166521,69	1	190120,24	$2s^22p3p - 2s^22p3d$
		4607,153	-0,522	0	148908,59	1	170607,89	$2s^22p3s - 2s^22p3p$
4643,086		-0,371	2	149076,52	1	170607,89	$2s^22p3s - 2s^22p3p$	
5001,134		0,258	1	166521,69	2	186511,58	$2s^22p3p - 2s^22p3d$	

Continua ...

Tabela 5.1 – continuação

Íon	$\lambda(\text{Å})$	$\log(gf)$	ji	Ei(cm^{-1})	jk	Ek(cm^{-1})	Transição	
N III	5001,474	0,435	2	166582,45	3	186570,98	$2s^2 2p^3 p - 2s^2 2p^3 d$	
	5005,150	0,587	3	166678,64	4	186652,49	$2s^2 2p^3 p - 2s^2 2p^3 d$	
	5005,300	-0,912	2	205654,22	2	225627,47	$2s^2 p^2(4P)3s - 2s^2 p^2(4P)3p$	
	5007,328	0,145	1	168892,21	2	188857,37	$2s^2 2p^3 p - 2s^2 2p^3 d$	
	5010,621	-0,625	1	148940,17	1	168892,21	$2s^2 2p^3 s - 2s^2 2p^3 p$	
O II	4634,140	-0,086	0,5	245665,40	0,5	267238,4	$2s^2 3p - 2s^2 3d$	
	4640,640	0,168	1,5	245701,3	2,5	267244,0	$2s^2 3p - 2s^2 3d$	
O II	4349,426	0,060	2,5	185499,124	2,5	208484,202	$2s^2 2p^2(3P)3s - 2s^2 2p^2(3P)3p$	
	4353,592	0,220	2,5	232796,298	3,5	255759,384	$2s^2 2p^2(3P)3d - 2s^2 2p^2(3P)4fG$	
	4414,456	-1,483	1,5	232527,09	1,5	255173,58	$2s^2 2p^2(1D)3p - 2s^2 2p^2(3P)4d$	
	4414,899	0,172	1,5	189068,514	2,5	211712,732	$2s^2 2p^2(3P)3s - 2s^2 2p^2(3P)3p$	
	4416,975	-0,077	0,5	188888,543	1,5	211522,117	$2s^2 2p^2(3P)3s - 2s^2 2p^2(3P)3p$	
	4452,378	-0,788	1,5	189068,514	1,5	211522,117	$2s^2 2p^2(3P)3s - 2s^2 2p^2(3P)3p$	
	4453,966	-2,945	1,5	232535,949	1,5	254981,55 4	$2s^2 2p^2(3P)3d - 2s^2 p^3(5S^0)3s$	
	4590,974	0,350	2,5	206971,68	3,5	228747,45	$2s^2 2p^2(1D)3s - 2s^2 2p^2(1D)3p$	
	4609,436	0,710	2,5	234454,634	3,5	256143,187	$2s^2 2p^2(3P)3d - 2s^2 2p^2(3P)4fF$	
	4610,202	-0,170	1,5	234402,797	2,5	256087,746	$2s^2 2p^2(3P)3d - 2s^2 2p^2(3P)4fF$	
	4638,8558	-0,332	0,5	185235,281	1,5	206786,286	$2s^2 2p^2(3P)3s - 2s^2 2p^2(3P)3p$	
	4641,8103	0,055	1,5	185340,577	2,5	206877,865	$2s^2 2p^2(3P)3s - 2s^2 2p^2(3P)3p$	
	4649,1347	0,308	2,5	185499,124	3,5	207002,482	$2s^2 2p^2(3P)3s - 2s^2 2p^2(3P)3p$	
	4661,6324	-0,278	1,5	185340,577	1,5	206786,286	$2s^2 2p^2(3P)3s - 2s^2 2p^2(3P)3p$	
	4676,2350	-0,394	2,5	185499,124	2,5	206877,865	$2s^2 2p^2(3P)3s - 2s^2 2p^2(3P)3p$	
	4890,856	-0,437	1,5	212161,881	0,5	232602,492	$2s^2 2p^2(3P)3p - 2s^2 2p^2(3P)3d$	
	4906,830	-0,161	1,5	212161,881	1,5	232535,949	$2s^2 2p^2(3P)3p - 2s^2 2p^2(3P)3d$	
	4941,072	-0,053	0,5	214169,920	1,5	234402,797	$2s^2 2p^2(3P)3p - 2s^2 2p^2(3P)3d$	
	4943,005	0,239	1,5	214229,671	2,5	234454,634	$2s^2 2p^2(3P)3p - 2s^2 2p^2(3P)3d$	
	4955,707	-0,574	1,5	214229,671	1,5	234402,797	$2s^2 2p^2(3P)3p - 2s^2 2p^2(3P)3d$	
	5190,498	-0,720	0,5	214169,920	1,5	233430,53	$2s^2 2p^2(3P)3p - 2s^2 2p^2(3P)3d$	
	Mg II	4481,126	0,749	2,5	71490,19	3,5	93799,75	$2p^6 3d - 2p^6 4f$
		4481,150	-0,553	2,5	71490,19	2,5	93799,63	$2p^6 3d - 2p^6 4f$
		4481,325	0,594	1,5	71491,06	2,5	93799,63	$2p^6 3d - 2p^6 4f$
	Si II	4128,054	0,359	1,5	79338,50	2,5	103556,16	$3s^2 3d - 3s^2 4f$
4130,872		-0,783	2,5	79355,02	2,5	103556,16	$3s^2 3d - 3s^2 4f$	
Si III	4130,894	0,552	2,5	79355,02	3,5	103556,03	$3s^2 3d - 3s^2 4f$	
	4552,622	0,292	1	153377,05	2	175336,26	$3s4s - 3s4p$	
	4567,840	0,068	1	153377,05	1	175263,10	$3s4s - 3s4p$	
	4574,757	-0,409	1	153377,05	0	175230,01	$3s4s - 3s4p$	

C. Microturbulência

Diferente da análise do He, na qual a velocidade de microturbulência foi determinada a partir das linhas de He I, para os metais, a velocidade de microturbulência foi determinada a partir das linhas de O, que é o elemento que apresenta o maior número de linhas nos espectros deste tipo de estrelas. Para determinar o valor de ξ , consideramos que a microturbulência deve ser

independente da intensidade da linha. Para isto calculamos, para cada linha selecionada, a abundância de O para diferentes valores de microturbulência: 0, 5, 10 e, caso necessário, 15 km/s, sendo o valor de ξ escolhido aquele no qual as abundâncias de O das linhas apresentam a menor dispersão.

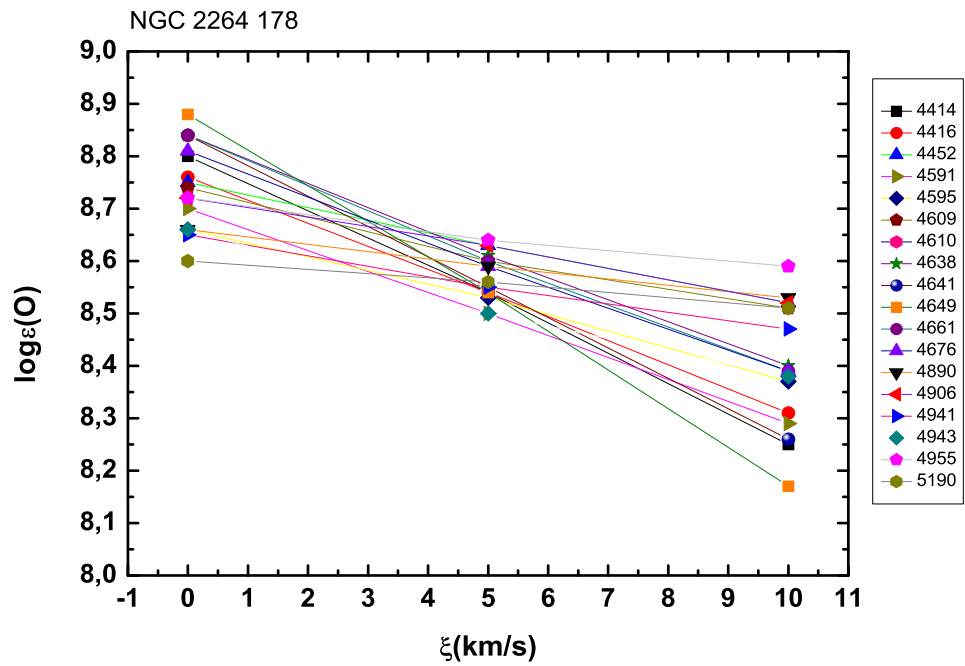


Figura 5.1: Determinação da microturbulência para a estrela NGC 2264 178.

A Figura 5.1 apresenta as abundâncias de O vs. ξ para cada linha de O selecionada da estrela NGC 2264 178. Neste caso, a região de menor dispersão está em torno de 4 km/s, valor que foi selecionado como o ξ dessa estrela.

D. Comparação $\xi(\text{He})$ com $\xi(\text{O})$

As linhas de He I utilizadas na análise anterior são relativamente pouco numerosas e algumas delas são pouco sensíveis à variação da velocidade de microturbulência. Por outro lado, as linhas de O II são mais numerosas neste tipo de estrelas e mais sensíveis à variação de ξ . Assim, os resultados obtidos a partir das linhas de O II em geral diferem dos ξ obtidos a partir das linhas de He I. Esta diferença, na faixa de $\sim 2 - 3$ km/s, não implica numa variação significativa nos valores finais de $\log \varepsilon(\text{He})$, já que as quatro linhas usadas para determiná-los são pouco sensíveis a variação de ξ . No caso do O, diferentes valores de ξ podem produzir diferenças entre 0,4 a 0,8 dex nos valores finais de $\log \varepsilon(\text{O})$.

A Figura 5.2 apresenta a comparação entre as ξ obtidas a partir das linhas de He I (eixo-x) e O II (eixo y), onde a linha contínua representa a igualdade. Na parte inferior do gráfico observamos as diferenças ($\xi_{\text{He}i} - \xi_{\text{O}ii}$) entre os valores obtidos.

5.1.2 Abundâncias para $R_G=9-11$ kpc

Oxigênio (O)

Uma vez determinada a microturbulência, as abundâncias de O em unidades logarítmicas ($\log \varepsilon(\text{O})$) para cada linha foram determinadas por interpolação, e a abundância para cada estrela foi obtida da média das linhas individuais. Esta análise foi concluída para 22 estrelas da amostra pertencentes a sete aglomerados da região $R_G = 9 - 11$ kpc. Para as demais estrelas, tal análise não foi possível, devido à alta rotação estelar.

A Figura 5.3 apresenta as abundâncias de O em função da T_{ef} para as estrelas da região de 9-11 kpc. Os valores obtidos tem como média $8.53 \pm$

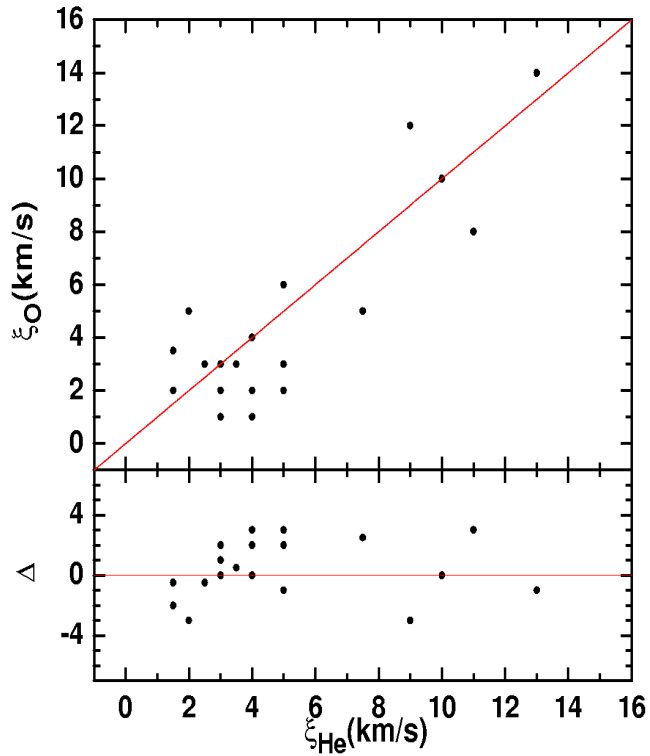


Figura 5.2: Comparação entre as velocidades de microturbulência obtidas a partir das linhas de He I e O II.

0.16 dex, isto é, um pouco menor (mas compatível dentro das incertezas) que o valor solar ($\log \varepsilon(\text{O})_{\text{Sol}} = 8,69 \pm 0,05$, Asplund et al., 2009), representado na figura pela linha pontilhada. Nesta figura, as abundâncias independem da T_{ef} , sugerindo que as abundâncias obtidas são provavelmente livres de erros sistemáticos.

Os valores de $\log \varepsilon(\text{O})$ obtidos para as estrelas analisadas junto com os erros, representados pelo desvio padrão, são apresentados na oitava coluna da Tabela 5.2, onde também são apresentados os parâmetros atmosféricos das estrelas e as abundâncias obtidas para os outros elementos analisados.

Tabela 5.2: Parâmetros atmosféricos e abundâncias metálicas das estrelas da amostra da região $R_G=9-11$ kpc.

Aglomerado	Estrela	Tef(K)	Logg	ξ (km/s)	$\log\varepsilon(C)$	$\log\varepsilon(N)$	$\log\varepsilon(O)$ (n)	$\log\varepsilon(Mg)$	$\log\varepsilon(Si)$
NGC 2244	NGC 2244 201	27110	4,28	3,5	8,49 (1)	$7,67 \pm 0,05$	$8,66 \pm 0,05$ (19)	7,31	$7,43 \pm 0,10$
	NGC 2244 376	29940	4,08	4	-	$7,59 \pm 0,10$	$8,21 \pm 0,04$ (8)	7,18	-
NGC 2264	NGC 2264 178	28010	4,30	4	$8,46 \pm 0,05$	$7,85 \pm 0,08$	$8,61 \pm 0,04$ (17)	7,42	$7,50 \pm 0,07$
NGC 2362	NGC 2362 14	20450	4,10	2,5	$8,38 \pm 0,03$	$7,52 \pm 0,13$	$8,62 \pm 0,09$ (7)	7,34	$7,36 \pm 0,07$
	NGC 2362 39	20260	4,22	1,5	$8,31 \pm 0,05$	$7,67 \pm 0,12$	$8,61 \pm 0,10$ (9)	7,46	$7,36 \pm 0,07$
	CD-24 5165	24310	4,00	2	$8,49 \pm 0,04$	$7,66 \pm 0,15$	$8,59 \pm 0,06$ (10)	7,49	$7,56 \pm 0,00$
	CD-24 5180	26320	3,96	3	$8,24 \pm 0,09$	$7,51 \pm 0,10$	$8,70 \pm 0,06$ (18)	7,36	$7,39 \pm 0,05$
NGC 2367	BD-21 1881	26320	4,15	3	$8,24 \pm 0,02$	$7,40 \pm 0,08$	$8,59 \pm 0,05$ (17)	7,35	$7,19 \pm 0,06$
	BD-21 1882	26380	3,87	4	$8,27 \pm 0,04$	$7,60 \pm 0,11$	$8,70 \pm 0,07$ (17)	7,37	$7,53 \pm 0,08$
NGC 2384	BD-20 1918	25150	4,12	4	$8,36 \pm 0,02$	$7,55 \pm 0,08$	$8,55 \pm 0,08$ (15)	7,43	7,40
	CPD-20 2376	27950	4,05	3	$8,36 \pm 0,02$	$7,69 \pm 0,09$	$8,72 \pm 0,05$ (13)	7,50	$7,58 \pm 0,01$
	CPD-20 2379	22470	3,97	5	$8,29 \pm 0,08$	7,59	$8,64 \pm 0,07$ (6)	7,29	$7,16 \pm 0,13$
	NGC 2384 2	26600	3,65	7,5	$8,20 \pm 0,06$	$7,57 \pm 0,12$	$8,70 \pm 0,08$ (18)	7,26	$7,40 \pm 0,03$
NGC 2439	CPD-31 1781	23790	3,30	13	$8,37 \pm 0,04$	$7,60 \pm 0,11$	$8,34 \pm 0,09$ (15)	7,45	$7,28 \pm 0,03$
	NGC 2439 23	23750	3,85	2	$8,39 \pm 0,03$	$7,65 \pm 0,05$	$8,47 \pm 0,09$ (13)	7,54	$7,28 \pm 0,05$
	HD 61851	28260	3,74	10	$8,22 \pm 0,13$	-	$8,49 \pm 0,10$ (4)	7,41	$7,47 \pm 0,01$
	NGC 2439 4	24500	3,85	1,5	$8,40 \pm 0,09$	-	$8,46 \pm 0,10$ (5)	7,56	$7,32 \pm 0,12$
	NGC 2439 5	26210	3,85	3	-	-	$8,37 \pm 0,10$ (5)	7,51	$7,44 \pm 0,04$
	NGC 2439 20	21750	3,45	5	$8,28 \pm 0,04$	-	$8,70 \pm 0,09$ (8)	7,32	$7,44 \pm 0,03$
NGC 2467	NGC 2467 96	22880	3,25	5	8,30	7,40	$8,25 \pm 0,11$ (3)	7,78	$7,58 \pm 0,06$
	NGC 2467 97	25560	3,50	9	$8,23 \pm 0,14$	$7,95 \pm 0,19$	$8,34 \pm 0,08$ (13)	7,61	$7,46 \pm 0,06$
	NGC 2467 98	30070	3,95	11	$8,31 \pm 0,01$	$7,79 \pm 0,01$	$8,31 \pm 0,05$ (5)	7,40	-

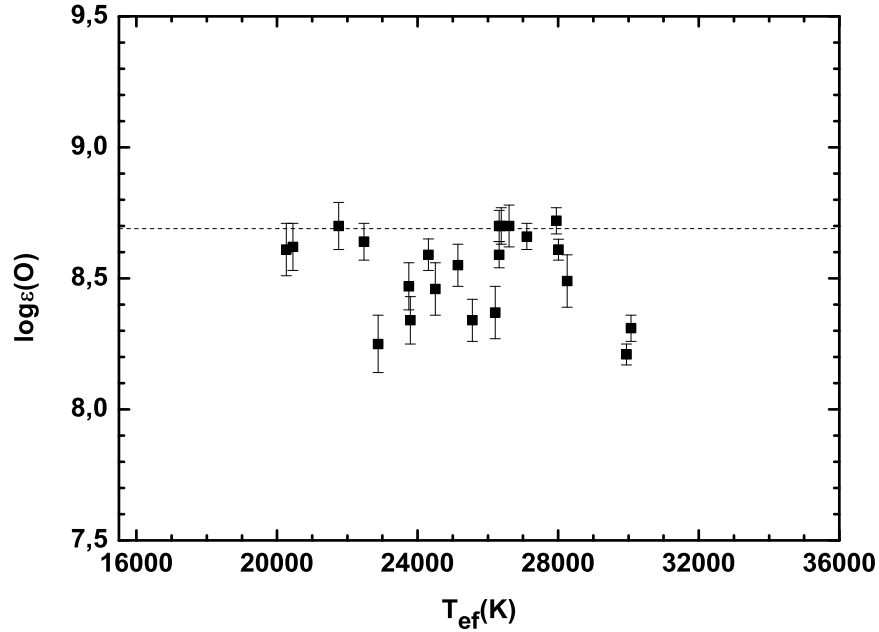


Figura 5.3: $\text{Log}\varepsilon(\text{O})$ vs. T_{ef} para as estrelas da região de $R_G \sim 9\text{-}11$ kpc.

Carbono (C)

As abundâncias de C ($\log\varepsilon(\text{C})$) foram determinadas a partir de cinco linhas de C II ($\lambda 4267 \text{ \AA}$, $\lambda 5133 \text{ \AA}$, $\lambda 5143 \text{ \AA}$, $\lambda 5145 \text{ \AA}$ e $\lambda 5151 \text{ \AA}$). Dentre estas linhas, a linha de C II ($\lambda 4267 \text{ \AA}$) é a mais intensa e pode apresentar abundâncias discrepantes com relação às outras linhas selecionadas. No entanto, nesta análise, os valores de abundâncias encontrados são compatíveis com os obtidos para as outras linhas de C II; com exceção das estrelas NGC 2244 376, NGC 2439 5 e NGC 2467 96 que apresentam para esta linha abundâncias discrepantes dos valores obtidos para as outras estrelas. Assim, para estas estrelas, a linha $\lambda 4267 \text{ \AA}$ não foi considerada na análise. Para o cálculo de

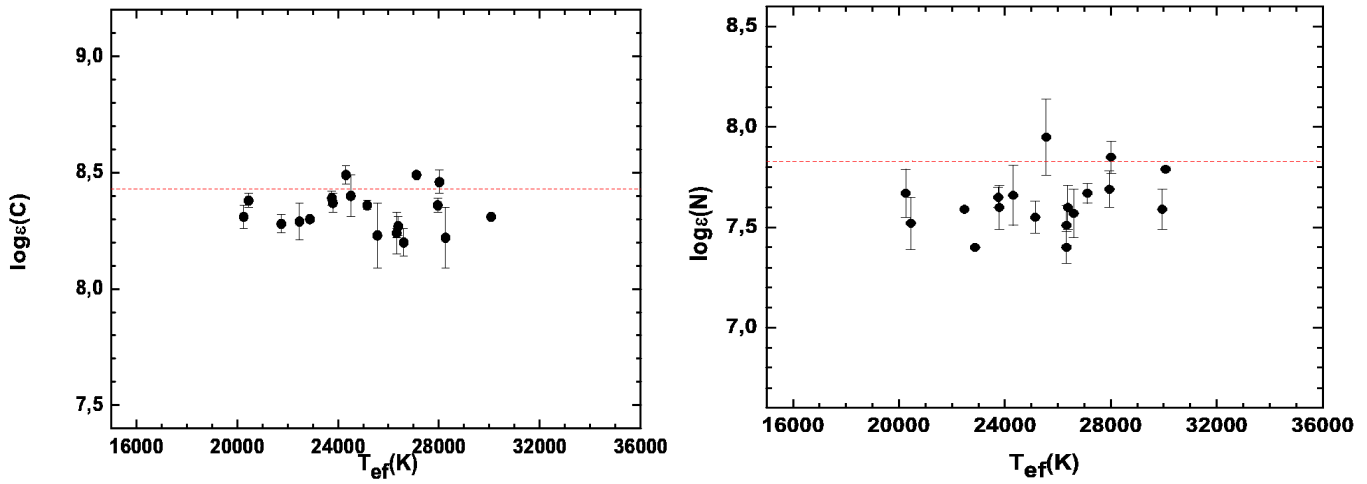


Figura 5.4: $\text{Log}\epsilon(C)$ vs. T_{ef} (painel esquerdo) e, $\text{Log}\epsilon(N)$ vs. T_{ef} (painel direito), para as estrelas da região de $R_G \sim 9\text{-}11$ kpc.

$\log \epsilon(C)$, assim como para os demais metais analisados, os valores de ξ obtidos a partir das linhas de O II foram usados, de modo que assim o número de estrelas analisadas está restrito as estrelas com ξ determinado. Como no caso de $\log \epsilon(O)$, a abundância para cada estrela é obtida da média das linhas individuais. Esta análise foi possível para 20 estrelas da amostra.

A Tabela 5.2, na sexta coluna, apresenta os valores de $\text{Log}\epsilon(C)$ obtidos para as estrelas analisadas. As abundâncias de C em função da T_{ef} são apresentados na Figura 5.4 (painel esquerdo). A média dos valores obtidos é $8,33 \pm 0,09$ dex, sendo o valor solar ($A(C)=8,43 \pm 0,05$, Asplund et al., 2009), representado na figura pela linha pontilhada. Assim como para o O, se observa que as abundâncias independem da T_{ef} , sugerindo que as abundâncias obtidas são provavelmente livres de erros sistemáticos.

Nitrogênio (N)

As abundâncias de Nitrogênio foram obtidas a partir de oito linhas de N II ($\lambda 4237 \text{ \AA}$, $\lambda 4241.78 \text{ \AA}$, $\lambda 4607,15 \text{ \AA}$, $\lambda 4643.08 \text{ \AA}$, $\lambda 5001 \text{ \AA}$, $\lambda 5005,15 \text{ \AA}$, $\lambda 5007,33 \text{ \AA}$, $\lambda 5010,62 \text{ \AA}$) e duas linhas de N III ($\lambda 4634 \text{ \AA}$ e $\lambda 4640 \text{ \AA}$). Esta análise foi possível para 18 estrelas da amostra. O valor médio das abundâncias é de $7,63 \pm 0,14 \text{ dex}$, isto é menor que o valor solar, $A(N)=7,83 \pm 0,05 \text{ dex}$. de Asplund et al. (2009). Na Tabela 5.2, na sétima coluna, são apresentados os $\log \varepsilon(N)$ obtidos. A Figura 5.4 (painel direito) apresenta os valores de $\log \varepsilon(N)$ vs. T_{ef} , sendo o valor solar representado pela linha tracejada.

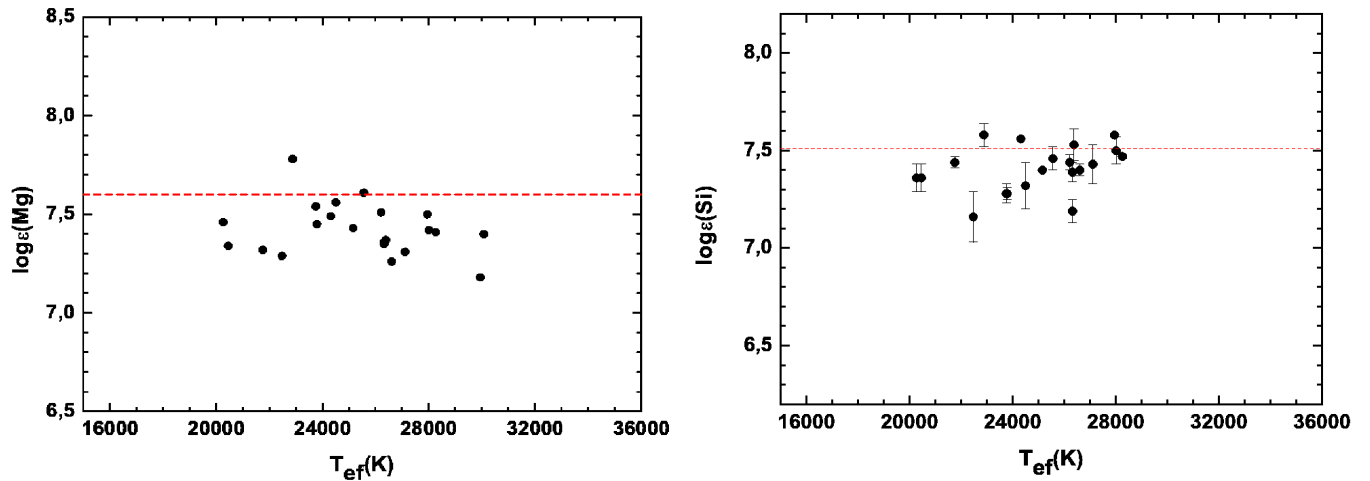


Figura 5.5: $\text{Log} \varepsilon(\text{Mg})$ vs. T_{ef} (painel esquerdo) e, $\text{Log} \varepsilon(\text{Si})$ vs. T_{ef} (painel direito), para as estrelas da região de $R_G \sim 9-11 \text{ kpc}$.

Magnésio (Mg)

A análise das abundâncias de magnésio foi feita usando a linha de Mg II ($\lambda 4481 \text{ \AA}$). Esta linha, a altas velocidades de rotação, pode ter sobreposição

com a linha de Al III ($\lambda 4479 \text{ \AA}$). No entanto, para os valores de $v_{\text{sen}i}$ considerados, a síntese feita no SYNPLLOT permite ajustar bem estas duas linhas. Foi possível determinar as abundâncias de Mg para 22 estrelas da amostra pertencentes a sete aglomerados da região de 9-11 kpc.

A Figura 5.5(painel esquerdo) apresenta os valores de $\log\varepsilon(\text{Mg})$ vs. T_{ef} para as estrelas da região de 9 - 11 kpc, a linha tracejada representa o valor solar, $A(\text{Mg})=7,60 \pm 0,04 \text{ dex}$. de Asplund et al. (2009). Para este grupo de estrelas, o valor médio das abundâncias obtido é de $7.43 \pm 0.13 \text{ dex}$.

Silício (Si)

As abundâncias de Silício foram obtidas a partir de três linhas de Si III ($\lambda 4553 \text{ \AA}$, $\lambda 4567 \text{ \AA}$ e $\lambda 4574 \text{ \AA}$) e duas linhas de Si II ($\lambda 4128 \text{ \AA}$ e $\lambda 4130 \text{ \AA}$) para estrelas com temperaturas mais baixas. Esta análise foi possível para 20 estrelas da amostra, sendo o valor médio das abundâncias de $7,41 \pm 0,12 \text{ dex}$, isto é menor que o valor solar, $A(\text{Si})=7,51 \pm 0,03 \text{ dex}$. de Asplund et al. (2009). A Tabela 5.2 na décima coluna apresenta os valores de $\log\varepsilon(\text{Si})$ obtidos para as estrelas analisadas. A Figura 5.5(painel direito) apresenta os valores de $\log\varepsilon(\text{Si})$ vs. T_{ef} , na qual a linha tracejada representa o valor solar.

A Tabela 5.3 apresenta as abundâncias médias por aglomerado de C, N, O, Mg e Si, da região $R_G=9-11 \text{ kpc}$. Das Figuras 5.4 e 5.5 observa-se que em geral, as abundâncias de C, N, Mg e Si das estrelas independem da T_{ef} .

5.1.3 Incertezas

Como mencionado na seção 4.1.3, a análise de abundâncias está sujeita a erros na determinação dos parâmetros atmosféricos e no ajuste dos perfis de linha. Para calcular as incertezas nas abundâncias dos metais, consideraremos os

Tabela 5.3: Abundâncias médias por aglomerado da região $R_G=9-11$ kpc.

Aglomerado	$\log\varepsilon(\text{C})$	$\log\varepsilon(\text{N})$	$\log\varepsilon(\text{O})$	$\log\varepsilon(\text{Mg})$	$\log\varepsilon(\text{Si})$
NGC 2244	8,49	$7,63 \pm 0,06$	$8,44 \pm 0,32$	$7,25 \pm 0,09$	7,43
NGC 2264	8,46	7,85	8,61	7,42	7,50
NGC 2362	$8,36 \pm 0,11$	$7,59 \pm 0,09$	$8,63 \pm 0,05$	$7,41 \pm 0,07$	$7,42 \pm 0,10$
NGC 2367	$8,26 \pm 0,02$	$7,50 \pm 0,14$	$8,65 \pm 0,08$	$7,36 \pm 0,01$	$7,36 \pm 0,24$
NGC 2384	$8,30 \pm 0,08$	$7,60 \pm 0,06$	$8,65 \pm 0,08$	$7,37 \pm 0,11$	$7,38 \pm 0,17$
NGC 2439	$8,33 \pm 0,08$	$7,62 \pm 0,03$	$8,47 \pm 0,13$	$7,47 \pm 0,09$	$7,37 \pm 0,09$
NGC 2467	$8,28 \pm 0,04$	$7,71 \pm 0,28$	$8,45 \pm 0,27$	$7,60 \pm 0,19$	$7,52 \pm 0,08$

mesmos critérios usados na determinação das incertezas para o He, explicados no Capítulo 4 na seção 4.1.3.

As incertezas devido a T_{ef} , $\log g$, ξ , v_{seni} e o contínuo foram consideradas independentes para calcular as variações nas abundâncias para variação de um parâmetro por vez, enquanto os outros parâmetros permaneciam fixos, e um novo perfil teórico foi ajustado. A Tabela 5.4 apresenta os erros de cada parâmetro e os erros totais δ_t (obtidos da equação 4.4) para duas estrelas representativas da amostra, CPD+20°2376 e NGC 2362 14, com alta e baixa temperatura, respectivamente.

5.2 Comparação das abundâncias obtidas com DETAIL e TLUSTY

Nos capítulos 2 e 4, foram explicadas as diferenças na metodologia e programas usados para determinar os parâmetros atmosféricos entre os trabalhos de Daflon & Cunha (2004) e o nosso. Para o He, estas diferentes abordagens não geraram diferenças significativas nos valores finais de abundâncias. Para os metais, testaremos se existem diferenças significativas nos valores de abundâncias, comparando os perfis teóricos e, seguidamente

Tabela 5.4: Incertezas na Abundância.

Íon	correção	NGC 2362 14	CPD+20°2376
C II	$\delta(T_{ef})$	-0,07	0,07
	$\delta(\log g)$	0,02	0,00
	$\delta \xi$	-0,01	0,00
	$\delta(vseni)$	0,04	0,03
	$\delta(\text{contínuo})$	0,03	0,03
	δ_t	0,09	0,08
N II	$\delta(T_{ef})$	-0,11	0,07
	$\delta(\log g)$	0,04	-0,01
	$\delta \xi$	-0,02	-0,01
	$\delta(vseni)$	0,02	0,03
	$\delta(\text{contínuo})$	0,04	0,03
	δ_t	0,13	0,08
O II	$\delta(T_{ef})$	-0,18	0,05
	$\delta(\log g)$	0,03	0,01
	$\delta \xi$	-0,04	-0,07
	$\delta(vseni)$	0,04	0,07
	$\delta(\text{contínuo})$	0,05	0,02
	δ_t	0,20	0,11
Mg II	$\delta(T_{ef})$	0,06	0,07
	$\delta(\log g)$	-0,01	-0,01
	$\delta \xi$	-0,11	-0,07
	$\delta(vseni)$	0,06	0,04
	$\delta(\text{contínuo})$	0,02	0,02
	δ_t	0,14	0,11
Si III	$\delta(T_{ef})$	-0,11	0,10
	$\delta(\log g)$	0,04	0,00
	$\delta \xi$	-0,07	-0,14
	$\delta(vseni)$	0,04	0,08
	$\delta(\text{contínuo})$	0,02	0,01
	δ_t	0,14	0,19

compararemos as abundâncias de C, N, O, Mg e Si, para sete estrelas, obtidas a partir dos dois diferentes métodos.

5.2.1 Comparação dos perfis teóricos

Como um primeiro passo na comparação, comparamos uma rede de perfis teóricos gerados com DETAIL e SURFACE com uma rede obtida com TLUSTY e SYNPLLOT, para $T_{ef}=26000$ K, $\log g=4,00$, $\xi=5$ km/s e abundâncias 0,3 dex menores que o valor solar de Grevesse & Sauval (1998), isto é, $A(N)=7,67$; $A(O)=8,57$; $A(Mg)=7,28$ e $A(Si)=7,25$.

As Figuras 5.6, 5.7, 5.8 e 5.9 apresentam a comparação entre os perfis teóricos gerados com DETAIL+SURFACE (linha preta) e TLUSTY+SYNPLLOT (linha vermelha), para as linhas de N, O, Mg e Si selecionadas e indicadas em cada gráfico. De modo geral, para o nitrogênio (exceto a linha $\lambda 4237$ Å), oxigênio e silício, os perfis teóricos gerados com TLUSTY e SYNPLLOT são menores que os gerados com DETAIL e SURFACE; no entanto, para o magnésio e a linha $\lambda 4237$ Å de N II, são maiores. Esta diferença nos perfis teóricos implica em diferentes valores de abundâncias.

Como próximo passo, dependendo da linha, aumentamos ou diminuímos os valores de abundâncias até ajustar ambos perfis teóricos, com a finalidade de determinar se a diferença nos perfis gera uma diferença comum nas abundâncias das linhas para cada elemento. A Tabela 5.5 apresenta os valores de abundâncias para N, O, Mg e Si necessárias para o ajuste ($\varepsilon(X)$, sendo $X=N,O,Mg$ ou Si), assim como os valores de ξ e a diferença entre a abundância do modelo teórico de DETAIL ($\varepsilon(X)_t$) e as abundâncias necessárias para o ajuste. Se observa que, para as diferentes linhas de um mesmo íon, os valores de $\varepsilon(X)_t - \varepsilon(X)$ não são constantes, embora em alguns casos

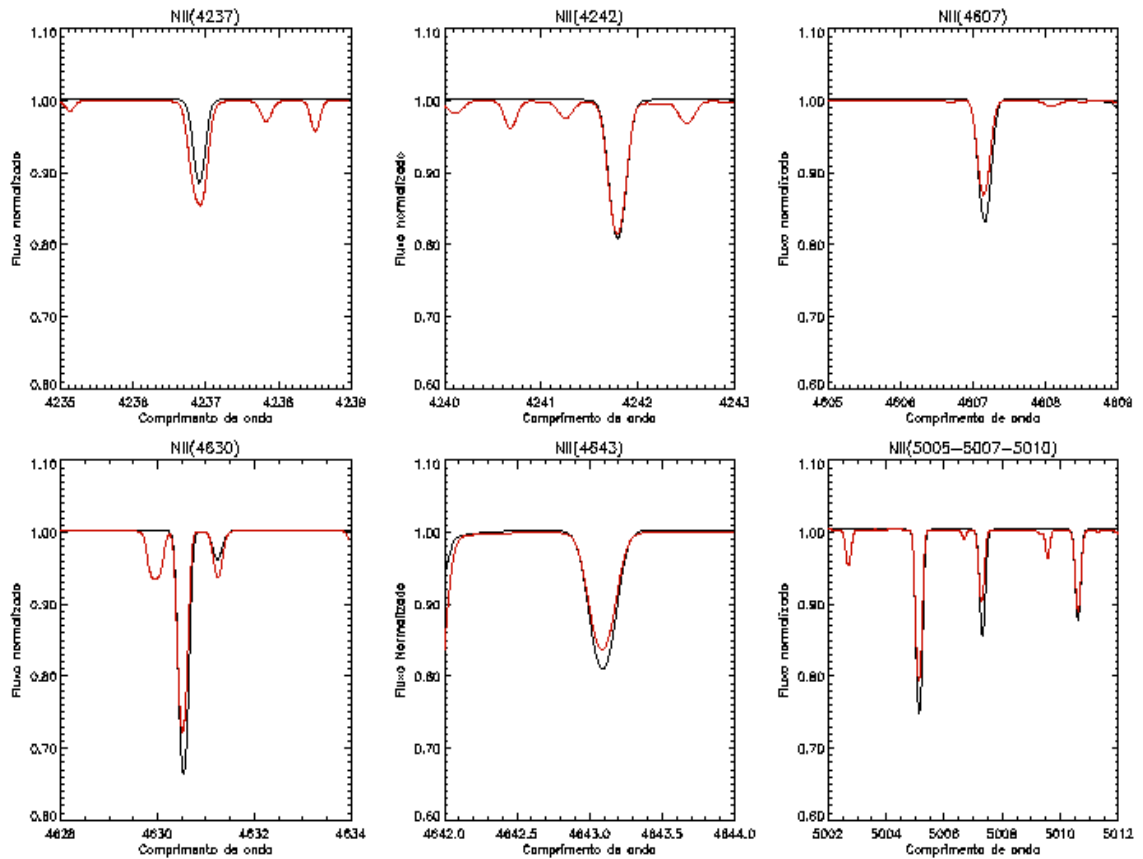


Figura 5.6: Comparação entre perfis teóricos de N II gerados com DETAIL e SURFACE (linha preta) e TLUSTY e SYNLOT (linha vermelha).

pertencam ao mesmo multipletto, como no caso do tripleto das linhas de Si III e algumas linhas de N II. No caso do silício, as diferenças podem chegar até 0,47 dex. Para o Nitrogênio, à exceção de duas linhas, a diferença é maior que 0,10 dex; a linha $\lambda 4237 \text{ \AA}$ tem um comportamento inverso em relação às outras linhas de N II. Para o oxigênio, as diferenças estão na faixa de 0,03 a 0,24 dex, com exceção da linha de $\lambda 4466 \text{ \AA}$, localizada na asa da linha de $H\gamma$. As linhas da série $\lambda 4639 \text{ \AA}$, $\lambda 4641 \text{ \AA}$, $\lambda 4649 \text{ \AA}$ e $\lambda 4661 \text{ \AA}$, apresentam a

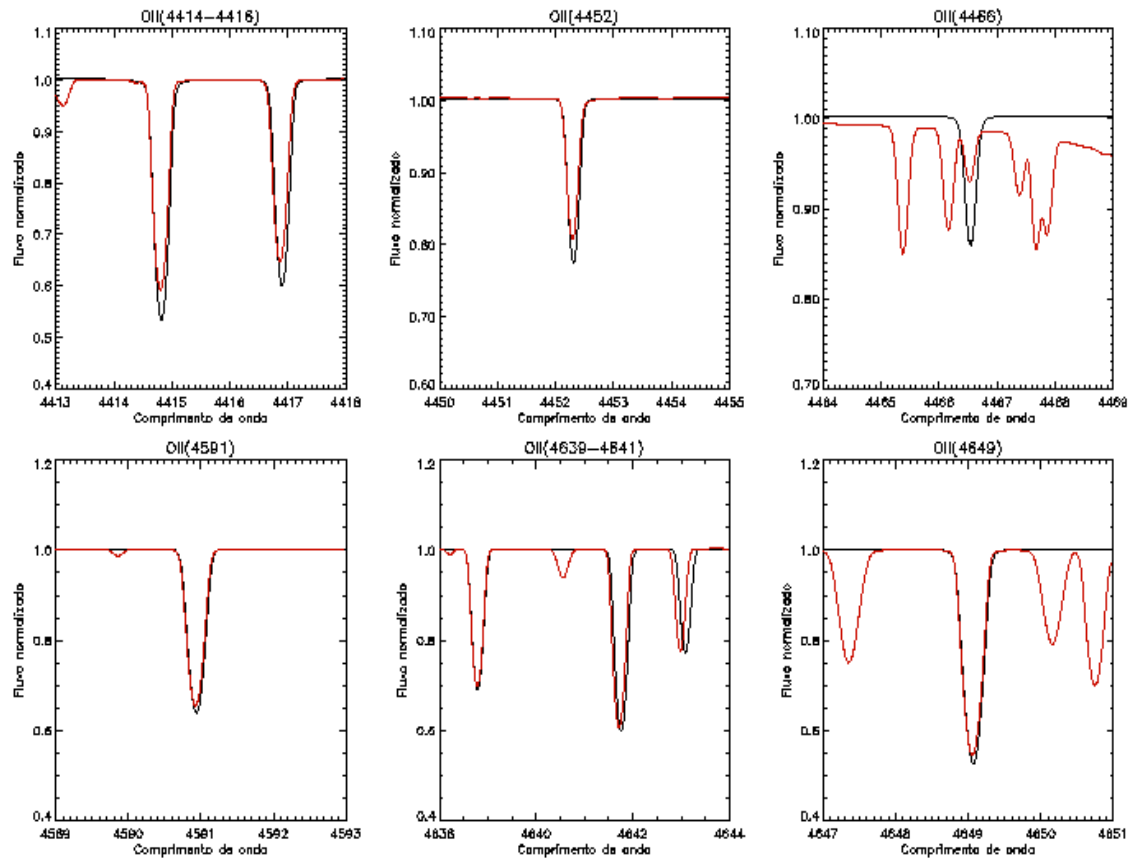


Figura 5.7: Comparação entre perfis teóricos de O II gerados com DETAIL e SURFACE (linha preta) e TLUSTY e SYNPLLOT (linha vermelha).

menor diferença ($\sim <0,06$ dex).

5.2.2 Comparação dos cálculos de abundâncias

Com a finalidade de avaliar as diferenças nos valores de abundâncias, testamos se é possível obter um fator de correção entre os dois resultados. As abundâncias de C, N, O, Mg e Si de sete estrelas da amostra de Daflon & Cunha (2004) foram recalculadas, com o TLUSTY + SYNPEC,

Tabela 5.5: Íons, comprimentos de onda das linhas de teste, com abundâncias e ξ necessários para o ajuste dos perfis teóricos.

Íon	λ (Å)	$\varepsilon(X)$	ξ (km/s)	$\varepsilon(X)_t - \varepsilon(X)$
N II	4237	7,48	3,0	0,19
	4242	7,70	4,6	-0,03
	4607	7,84	5,0	-0,17
	4630	7,85	4,2	-0,18
	4643	7,77	4,6	-0,10
	5005	7,84	4,0	-0,17
	5007	7,93	4,3	-0,26
	5010	7,71	4,3	-0,04
O II	4414	8,81	4,5	-0,24
	4416	8,75	4,5	-0,18
	4452	8,70	4,5	-0,13
	4466	9,19	5,0	-0,62
	4591	8,61	4,6	-0,04
	4639	8,59	5,0	-0,02
	4641	8,60	5,0	-0,03
	4649	8,63	5,0	-0,06
	4661	8,62	5,0	-0,04
	4890	8,69	5,0	-0,13
	4906	8,72	5,0	-0,15
	4941	8,77	5,0	-0,20
	4943	8,75	5,0	-0,18
	Mg II	4480	7,11	5,0
Si III	4552	7,72	4,0	-0,47
	4567	7,66	4,0	-0,41
	4574	7,49	4,1	-0,25

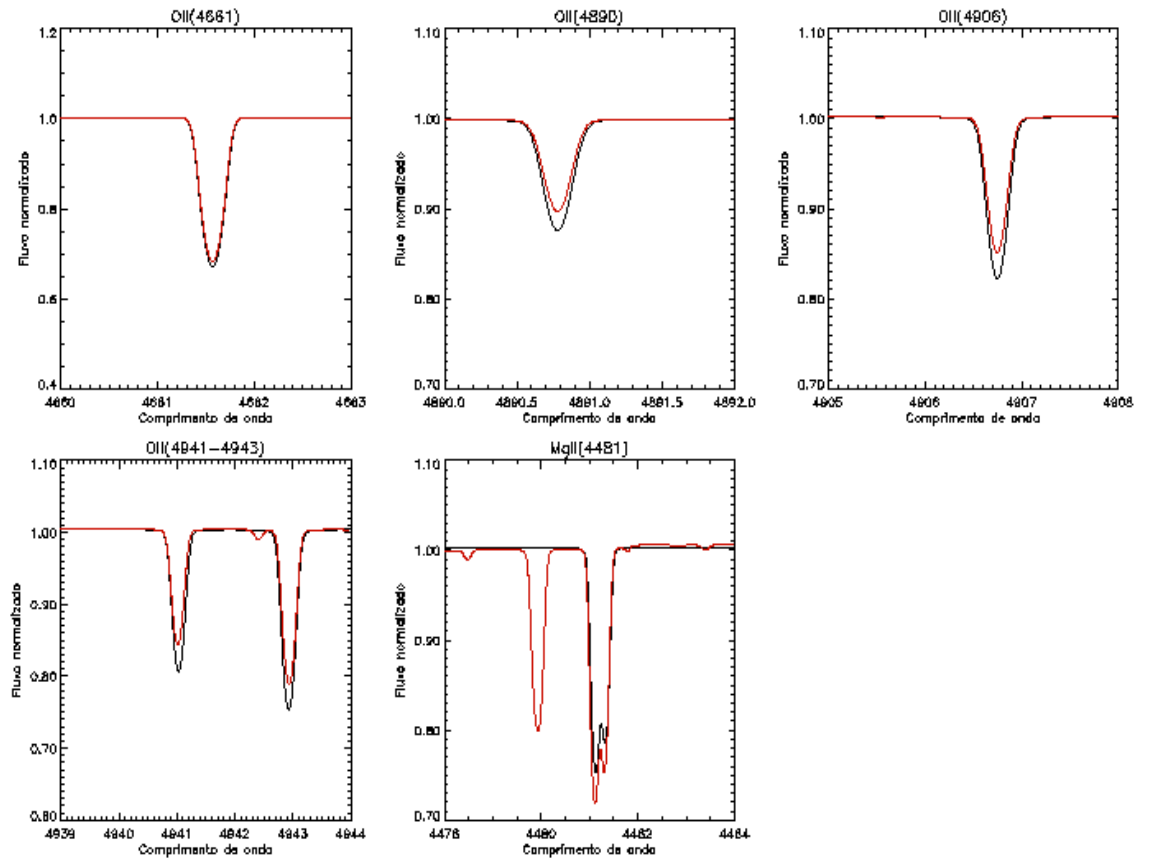


Figura 5.8: Comparação entre perfis teóricos de O II e Mg II gerados com DETAIL e SURFACE (linha preta) e TLUSTY e SYNPLOTT (linha vermelha).

e comparadas com os resultados originais de abundâncias. Para esta comparação, mantivemos os parâmetros atmosféricos determinados por Daflon & Cunha (2004). As estrelas selecionadas pertencem a diferentes aglomerados e regiões H II da parte externa (S2R3N09 e BD+00°1491) e da parte interna do disco (BD+23°5074, HD 326332, HD 172427, HD 149065 e Sh47-3), com diferentes valores de temperatura e baixos valores de $v_{\text{sen}i}$. As estrelas selecionadas, junto com os aglomerados e regiões H II a que

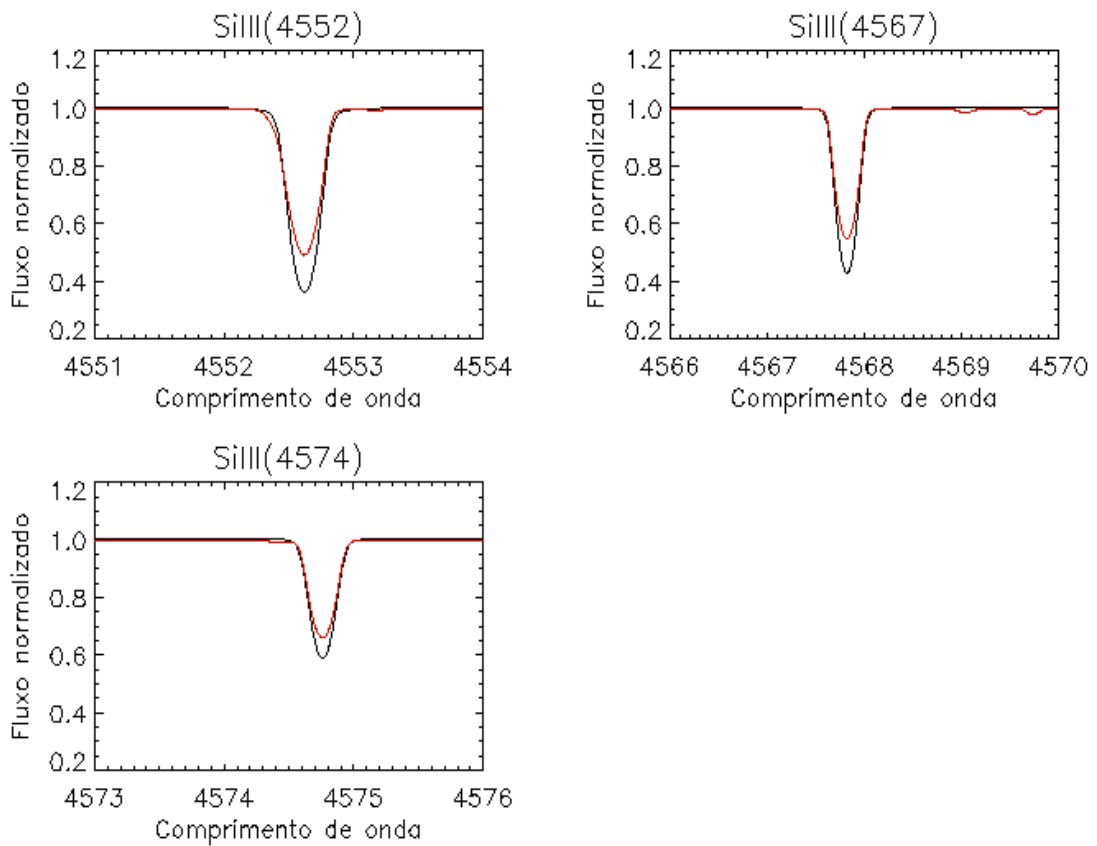


Figura 5.9: Comparação entre perfis teóricos de Si III gerados com DETAIL e SURFACE (linha preta) e TLUSTY e SYNPL0T (linha vermelha).

pertencem, os parâmetros atmosféricos e ξ , são apresentados na Tabela 5.6.

Na Tabela 5.7 apresentamos as abundâncias para cada linha de C, N, O, Si, Mg e S obtidas com DETAIL + SURFACE (D-S) e o TLUSTY + SYNPEC (T-S) e a diferença entre eles, para as sete estrelas de teste. De modo geral, como se previa da comparação entre os perfis teóricos, para o C, N (com exceção da linha de N II 4237Å), O, Si e S, as abundâncias de D-S são maiores que as de T-S, enquanto que para o Mg e a linha de N II ($\lambda 4237 \text{ \AA}$), são menores.

Tabela 5.6: Parâmetros atmosféricos e valores de ξ das estrelas selecionadas para a comparação das abundâncias medidas com ambos métodos.

Aglomerado	Estrela	T_{ef} (K)	$\log g$	ξ (km/s)
NGC 1893	S2R3N09	26380	3,98	7
NGC 6231	HD 326332	27030	4,23	7
Sct OB2	HD 172427	26360	3,94	8
Sh-2 285	BD+00°1491	29480	3,95	6
Sh-2 47	Sh47-3	29870	4,10	6,5
AraOB1	HD 149065	22040	4,27	4
NGC 6611	BD+12°5074	26210	4,37	2

A estrela BD+12°5074, diferente das outras estrelas, apresenta abundâncias de Silício (D-S) maiores que com T-S. Também se observa que, para algumas estrelas, as abundâncias de D-S para algumas linhas de O II, são maiores que as de T-S.

As diferenças entre as abundâncias não tem um padrão estabelecido e, embora para algumas estrelas e para algumas linhas, a diferença seja semelhante às diferenças da Tabela 5.5, não se pode generalizar este resultado para todas as linhas. Apenas para a linha de N II $\lambda 4267 \text{ \AA}$ observamos um certo padrão. Além disso, não se observa alguma relação entre as diferenças em abundância com alguns parâmetros, como T_{ef} , $\log g$ ou ξ .

Na Tabela 5.8 apresentamos as abundâncias médias de $\log \varepsilon(\text{C})$, $\log \varepsilon(\text{N})$, $\log \varepsilon(\text{O})$, $\log \varepsilon(\text{Mg})$ e $\log \varepsilon(\text{Si})$ para as sete estrelas de teste, obtidas com os dois métodos. As Figuras 5.10, 5.11, 5.12 apresentam as comparações entre abundâncias médias de C, N, O, Mg e Si para cada estrela de teste, obtidas a partir de D-S(eixo-x) e T-S(eixo-y).

Tabela 5.7: Abundâncias de C, N, O, Mg e Si linha por linha de sete estrelas obtidas por Daflon & Cunha (2004) e neste trabalho.

Ion	λ	S2R309			HD 326332			HD 172427			BD+00°1491			S47-3			HD 149065			BD+12 °5074		
		D-S	T-S	dif	D-S	T-S	dif	D-S	T-S	dif	D-S	T-S	dif	D-S	T-S	dif	D-S	T-S	dif	D-S	T-S	dif
C III	5143	8,03	8,30	-0,27	8,26	8,39	-0,13	8,25	8,45	-0,20	8,08	8,17	-0,09	8,20	8,25	-0,05	8,29	8,42	-0,13	-	-	-
	5145	7,88	8,18	-0,30	8,13	8,32	-0,19	8,13	8,45	-0,32	8,08	8,17	-0,09	8,21	8,24	-0,03	8,25	8,34	-0,09	-	-	-
	5151	8,09	8,36	-0,27	8,21	8,27	-0,06	8,41	8,48	-0,07	8,14	8,22	-0,08	8,23	8,25	-0,02	8,27	8,33	-0,06	-	-	-
N II	4237	-	-	-	7,69	7,49	0,20	-	-	-	7,64	7,45	0,19	-	-	-	7,80	7,54	0,26	7,77	7,54	0,23
	4242	-	-	-	7,57	7,63	-0,06	7,58	7,67	-0,09	7,50	7,59	-0,09	7,63	7,68	-0,05	7,50	7,59	-0,09	-	-	-
	4607	7,53	7,88	-0,35	7,61	7,78	-0,17	7,60	7,76	-0,16	7,49	7,70	-0,21	7,43	7,66	-0,23	7,65	7,76	-0,11	7,60	7,71	-0,11
	4643	7,35	7,59	-0,24	7,53	7,69	-0,16	-	-	-	7,36	7,56	-0,20	7,43	7,58	-0,15	7,60	7,65	-0,05	7,48	7,59	-0,11
	5005	7,30	7,55	-0,25	7,60	7,80	-0,20	7,58	7,74	-0,16	7,48	7,71	-0,23	7,49	7,68	-0,19	7,58	7,65	-0,07	7,40	7,51	-0,11
	5007	7,28	7,56	-0,28	7,50	7,79	-0,29	-	-	-	7,40	7,67	-0,27	7,63	7,78	-0,15	7,58	7,69	-0,11	7,40	7,52	-0,12
	5010	7,30	7,56	-0,26	7,58	7,71	-0,13	-	-	-	7,46	7,51	-0,05	7,59	7,64	-0,05	7,58	7,58	-	-	-	-
O II	4414	8,33	8,33	-	8,26	8,48	-0,22	8,34	8,57	-0,23	8,21	8,56	-0,35	8,32	8,55	-0,23	8,30	8,49	-0,19	8,35	8,44	-0,09
	4416	8,57	8,67	-0,10	8,42	8,59	-0,17	8,36	8,58	-0,22	8,44	8,68	-0,24	8,46	8,63	-0,17	8,42	8,55	-0,13	8,35	8,36	-0,01
	4452	8,40	8,38	0,02	8,55	8,62	-0,07	8,75	8,89	-0,14	8,55	8,74	-0,19	8,66	8,74	-0,08	8,47	8,59	-0,12	8,42	8,52	-0,10
	4466	-	-	-	8,68	8,61	0,07	-	-	-	8,65	nab	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	4591	8,31	8,58	-0,27	8,44	8,52	-0,08	8,72	8,76	-0,04	8,36	8,58	-0,22	8,46	8,50	-0,04	8,53	8,58	-0,05	8,50	8,42	0,08
	4609	8,29	8,25	0,04	8,36	8,74	-0,38	8,29	8,53	-0,24	8,14	8,63	-0,49	8,31	8,68	-0,37	b	b	-	8,26	8,57	-0,31
	4639	8,38	8,60	-0,22	8,77	8,72	0,05	-	-	-	8,64	8,75	-0,10	8,74	8,76	-0,02	8,57	8,51	0,06	8,50	8,48	0,02
	4641	8,31	8,49	-0,18	8,55	8,60	-0,05	-	-	-	8,51	8,68	-0,17	8,67	8,70	-0,03	8,50	8,57	-0,07	8,50	8,50	0,00
	4649	8,19	8,39	-0,20	8,45	8,54	-0,09	-	-	-	8,48	8,63	-0,15	8,60	8,61	-0,01	8,35	8,55	-0,20	8,45	8,35	0,10
	4661	8,27	8,45	-0,18	8,68	8,73	-0,05	-	-	-	8,58	8,70	-0,12	8,70	8,75	-0,05	8,52	8,62	-0,10	8,55	8,51	0,04
	4890	-	-	-	8,58	8,66	-0,08	8,51	8,63	-0,12	8,61	8,81	-0,20	8,45	8,51	-0,06	-	-	-	-	-	-
	4906	8,50	8,54	-0,04	8,62	8,76	-0,14	8,70	8,85	-0,15	8,48	8,75	-0,27	8,59	8,73	-0,14	-	-	-	8,55	8,63	-0,08
	4941	8,40	8,43	-0,03	8,26	8,54	-0,28	8,42	8,65	-0,23	8,30	8,60	-0,30	8,41	8,60	-0,19	-	-	-	-	-	-
	4943	8,33	8,40	-0,07	8,37	8,60	-0,23	8,42	8,61	-0,19	8,30	8,60	-0,30	8,41	8,56	-0,15	-	-	-	-	-	-
5190	-	-	-	8,46	8,55	-0,09	8,58	8,63	-0,05	8,55	8,67	-0,11	8,46	8,49	-0,03	-	-	-	8,49	8,60	-0,11	
Mg II	4481	7,18	nab	-	7,43	7,34	0,09	7,7	7,52	0,18	7,34	7,25	0,09	7,48	7,39	0,09	7,56	7,35	0,21	7,21	7,13	0,08
Si III	4552	6,64	6,78	-0,14	7,01	7,30	-0,29	7,87	8,03	-0,16	7,15	7,38	-0,24	7,37	7,47	-0,10	7,08	7,19	-0,11	7,32	6,96	0,36
	4567	6,88	7,04	-0,16	7,08	7,36	-0,28	7,71	8,02	-0,31	7,27	7,43	-0,16	7,35	7,53	-0,18	7,04	7,34	-0,3	7,25	7,06	0,19
	4574	6,92	7,08	-0,16	7,27	7,38	-0,11	7,68	7,89	-0,21	7,40	7,50	-0,10	7,50	7,55	-0,05	7,15	7,36	-0,21	7,58	7,28	0,3

nab: não ajusta bem

b: linhas sobrepostas

Tabela 5.8: Abundâncias médias de C, N, O, Mg e Si de sete estrelas obtidas por Daflon & Cunha (2004) (D-S) e neste trabalho (T-S).

Estrela	$\log\epsilon(\text{C})$		$\log\epsilon(\text{N})$		$\log\epsilon(\text{O})$		$\log\epsilon(\text{Mg})$		$\log\epsilon(\text{Si})$	
	D-S	T-S	D-S	T-S	D-S	T-S	D-S	T-S	D-S	T-S
S2R309	8,00 $\pm 0,11$	8,28 $\pm 0,09$	7,35 $\pm 0,10$	7,63 $\pm 0,14$	8,36 $\pm 0,10$	8,46 $\pm 0,12$	7,18 -	- -	6,81 $\pm 0,15$	6,97 $\pm 0,16$
HD 326332	8,20 $\pm 0,06$	8,33 $\pm 0,06$	7,58 $\pm 0,06$	7,70 $\pm 0,11$	8,50 $\pm 0,15$	8,62 $\pm 0,09$	7,43 -	7,34 -	7,12 $\pm 0,13$	7,35 $\pm 0,04$
HD 172427	8,26 $\pm 0,14$	8,46 $\pm 0,02$	7,59 $\pm 0,01$	7,72 $\pm 0,05$	8,51 $\pm 0,17$	8,67 $\pm 0,12$	7,7 -	7,52 -	7,75 $\pm 0,10$	7,98 $\pm 0,08$
BD+00°1491	8,10 $\pm 0,03$	8,19 $\pm 0,03$	7,48 $\pm 0,09$	7,60 $\pm 0,10$	8,44 $\pm 0,15$	8,67 $\pm 0,07$	7,34 -	7,25 -	7,27 $\pm 0,13$	7,44 $\pm 0,06$
S47-3	8,21 $\pm 0,01$	8,25 $\pm 0,01$	7,53 $\pm 0,10$	7,67 $\pm 0,07$	8,52 $\pm 0,14$	8,63 $\pm 0,10$	7,48 -	7,39 -	7,41 $\pm 0,08$	7,52 $\pm 0,04$
HD 149065	8,27 $\pm 0,02$	8,36 $\pm 0,05$	7,61 $\pm 0,09$	7,64 $\pm 0,07$	8,46 $\pm 0,09$	8,56 $\pm 0,04$	7,56 -	7,35 -	7,09 $\pm 0,06$	7,30 $\pm 0,09$
BD+12°5074	- -	- -	7,53 $\pm 0,16$	7,57 $\pm 0,08$	8,45 $\pm 0,09$	8,49 $\pm 0,09$	7,21 -	7,13 -	7,38 $\pm 0,17$	7,10 $\pm 0,16$

5.3 Re-análise das estrelas da amostra de Daflon & Cunha(2004)

Como observado na sub-seção anterior, as diferentes abordagens na determinação dos parâmetros atmosféricos e as diferenças nos programas usados para determinar abundâncias, geram diferenças consideráveis nas abundâncias obtidas. Estas diferenças não têm um padrão estabelecido a partir do qual seja possível usar um fator de correção entre os dois resultados. Como o nosso objetivo era complementar a análise de Daflon & Cunha (2004) do gradiente de abundâncias de metais do disco, com estrelas da região $R_G=9-11$ kpc para uma determinação consistente da distribuição radial das abundâncias dos metais para as estrelas de toda a amostra (Daflon & Cunha (2004) e $R_G=9-11$ kpc), optamos por recalculamos os parâmetros atmosféricos

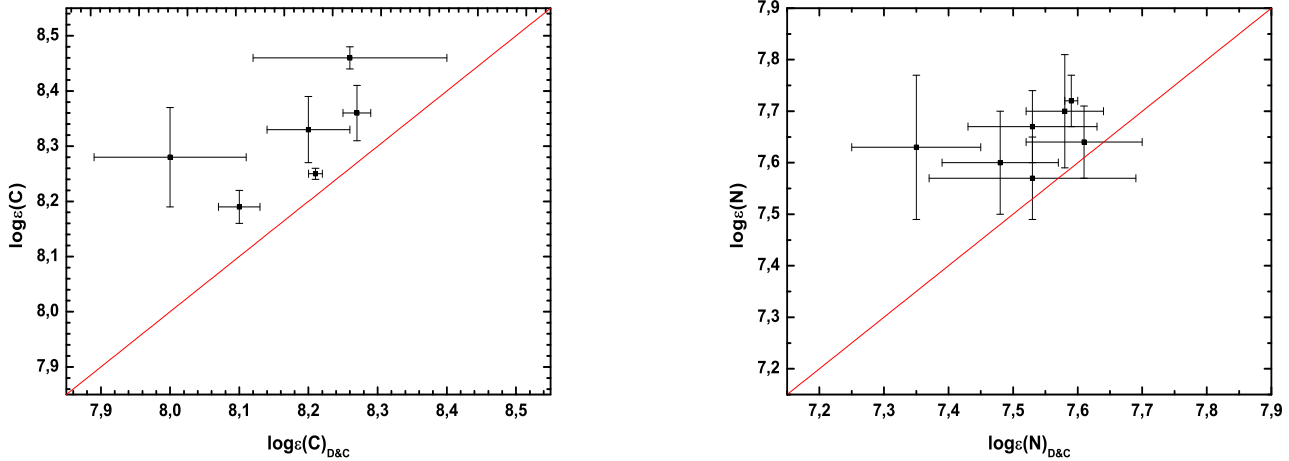


Figura 5.10: Comparação entre as abundâncias médias de carbono (painel esquerdo) e nitrogênio (painel direito) obtidas por Daflon & Cunha (2004) e neste trabalho.

e as abundâncias em não-ETL para as estrelas de Daflon & Cunha (2004). Para a conclusão desta tese, e por questões de calendário, optamos por refazer apenas a análise do oxigênio neste momento. Os demais elementos serão re-analisados assim que for possível.

5.3.1 Parâmetros atmosféricos

A temperatura efetiva foi determinada a partir das calibrações para T_{ef} descritas no Capítulo 2. Daflon & Cunha (2004) determinaram T_{ef} pelo método iterativo (T_{iter}) quando possível e, nos outros casos, usaram a calibração para o parâmetro Q para obter T_Q . Utilizamos os mesmos índices fotométricos e coeficientes de extinção (no caso de T_{iter}) de Daflon & Cunha (2004). A gravidade superficial também foi recalculada com perfis teóricos da linha de $H\gamma$ em não-ETL. Na Tabela 5.9 se apresentam os novos valores

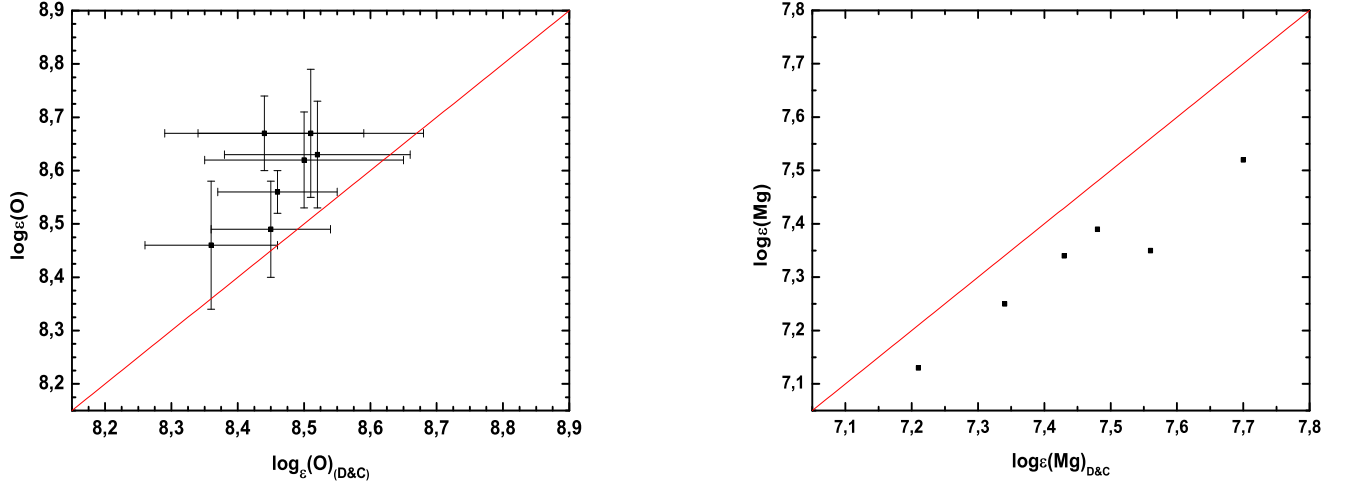


Figura 5.11: Comparação entre as abundâncias médias de oxigênio (painel esquerdo) e magnésio (painel direito) obtidas por Daflon & Cunha (2004) e neste trabalho.

de T_{ef} e $\log g$ obtidos para as estrelas de Daflon & Cunha (2004).

Comparando os valores de T_{iter} e $\log g$ obtidos em não -ETL (Tabela 5.9) e em ETL (Tabelas A.3, A.4 e A.5), observamos que as diferenças entre as temperaturas efetivas é pequena, com diferenças de até 620K ($\sim 2,2\%$). A comparação entre as temperaturas efetivas obtidas por D-S (*eixo-x*) e as re-calculadas neste trabalho (*eixo-y*) é apresentada na Figura 5.13(painel esquerdo) onde a igualdade é representada pela linha transversal. A comparação foi feita para as estrelas com T_{iter} recalculadas. Para as estrelas com T_Q , o valor da T_{ef} não sofreu alteração. O valor de $\log g$, no entanto, pode apresentar variações consideráveis, com uma diferença média de $\sim 0,2$ dex. A Figura 5.13(painel direito) apresenta a comparação entre os $\log g$ obtidos por D-S (*eixo-x*) e as recalculadas neste trabalho (*eixo-y*): os $\log g$ obtidos em não-ETL são menores que os obtidas em ETL, para menores

Tabela 5.9: Parâmetros atmosféricos e abundâncias de Oxigênio recalculados das estrelas da amostra de Daflon & Cunha (2004).

Estrela	T_{ef} (K)	$Logg$	ξ (km/s)	$Log\varepsilon(O)$
HD 149065	21520*	4.22	3	$8,71 \pm 0,04$
HD 308810	26620*	4.00	2	$8,65 \pm 0,06$
HD 308817	22930*	4.20	3	$8,65 \pm 0,13$
CPD+59°4532	23580*	4.11	5	$8,47 \pm 0,02$
CPD+59°4535	22950	4.30	4	$8,62 \pm 0,16$
CPD+59°4544	24360	4.35	3	$8,65 \pm 0,09$
LS 3719	24120	3.30	12	$8,76 \pm 0,02$
CPD+41°7723	24790	3.96	1,5	$8,69 \pm 0,06$
CPD+41°7730	24700*	4.09	3	$8,64 \pm 0,06$
HD 326332	26720	3.96	7	$8,68 \pm 0,10$
HD 326364	29610	4.10	9	$8,64 \pm 0,09$
BD+12°4978	27750	4.10	2	$8,52 \pm 0,15$
BD+12°5074	26210	4.29	2	$8,47 \pm 0,09$
BD+13°4921	29540	4.50	4	$8,77 \pm 0,06$
HD 172427	26360	3.48	8	$8,71 \pm 0,12$
HD 172488	26530	3.50	11	$8,79 \pm 0,04$
HD 166033	27290	4.02	5	$8,55 \pm 0,12$
HD 314031	27650	4.25	4	$8,56 \pm 0,15$
S 47-3	29870	4.26	7	$8,64 \pm 0,09$
CPD+61°3579	27840	4.10	10	$8,43 \pm 0,05$
LS 4257	29460	3.88	10	$8,78 \pm 0,14$
S2R3N09	24020	3.69	3	$8,61 \pm 0,06$
S2R2N43	26160	3.90	4	$8,44 \pm 0,08$
LS 404	23260	3.80	5	$8,35 \pm 0,12$
LS 428	28140	4.43	2	$8,25 \pm 0,08$
LS 45	22830	4.00	8	$8,57 \pm 0,09$
HD 48691	27250*	3.82	10	$8,56 \pm 0,06$
BD+00°1491	29480	4.25	6	$8,63 \pm 0,06$

* T_{iter}

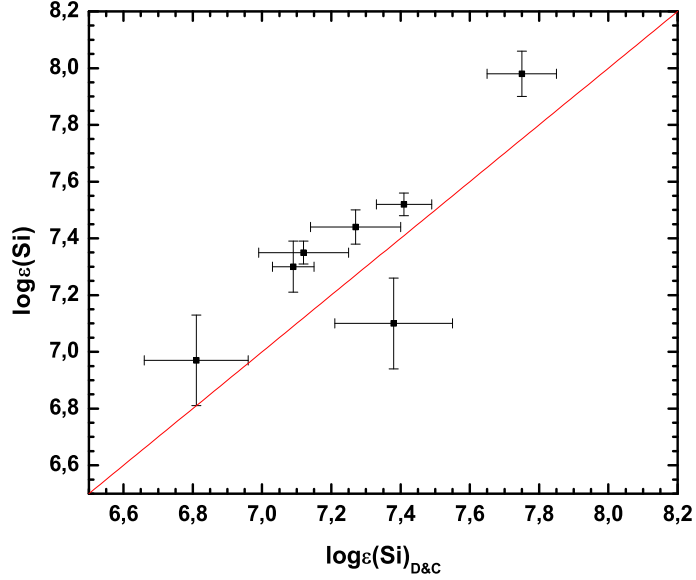


Figura 5.12: Comparação entre as abundâncias médias de silício obtidas por Daflon & Cunha (2004) e neste trabalho.

valores de $\log g$ ($\log g < 4$) a diferença é maior e sistemática. Para $\sim \log g > 4$, os $\log g$ em não-ETL são menores que em ETL, embora espalhados ao longo da linha da igualdade.

5.3.2 Abundâncias de oxigênio

As abundâncias de oxigênio foram determinadas como descrito em 5.1.2. Primeiramente foram determinadas as velocidades de microturbulência, seguindo a mesma metodologia utilizada na subseção 5.1.1. Esta análise foi restrita às estrelas de Daflon & Cunha (2004) que foram observadas com o FEROS (Daflon & Cunha, 2004b) e com $T_{ef} < 30000$ K, totalizando 28 estrelas. Na Tabela 5.9, apresentamos os novos valores de ξ e $\log \varepsilon(\text{O})$ obtidos

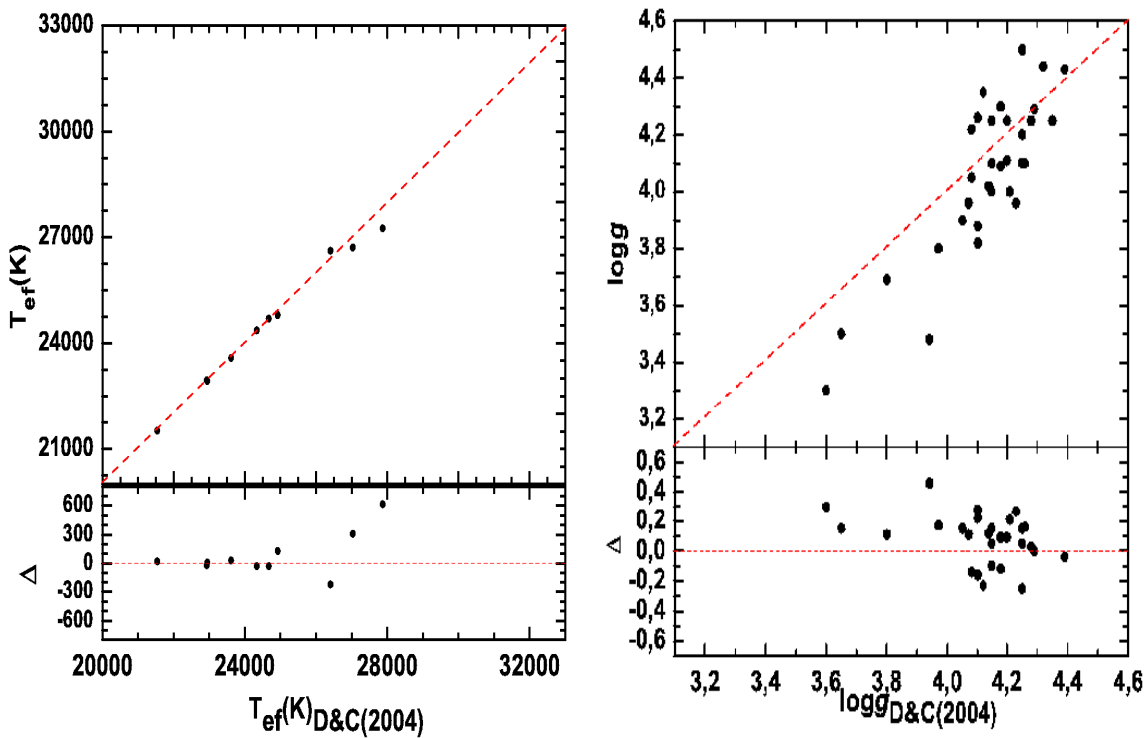


Figura 5.13: Comparação entre as T_{ef} (painel esquerdo) e $\log g$ (painel direito) determinadas por Daflon & Cunha (2004) e neste trabalho.

para as estrelas de Daflon & Cunha (2004).

A Figura 5.14 apresenta os valores de $\log \varepsilon(\text{O})$ vs. T_{ef} para todas as estrelas da amostra (incluindo as estrelas dos aglomerados de $R_G=9-11$ kpc). Neste caso, também se observa que os valores de abundância independem da T_{ef} . Para estas estrelas a abundância média é de $8,60 \pm 0,13$; menor que a abundância solar, representada pela linha tracejada ($A(\text{O})=8,69 \pm 0,05$, Asplund et al., 2009).

A Figura 5.15 (painel esquerdo) apresenta a comparação entre as ξ obtidas por Daflon & Cunha (2004) (*eixo-x*) e as recalculadas neste trabalho (*eixo-y*). Observamos que os valores se encontram espalhados ao longo da linha

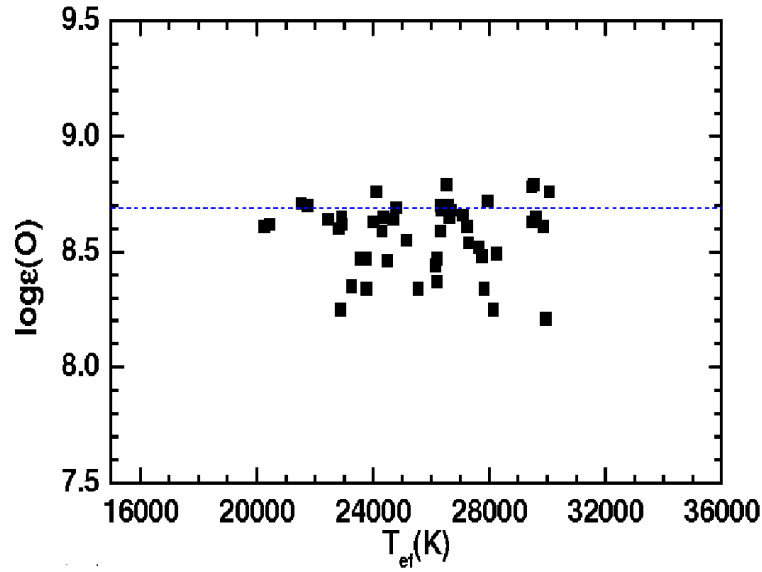


Figura 5.14: $\text{Log}\epsilon(\text{O})$ vs. T_{ef} para todas as estrelas das amostras Daflon & Cunha (2004) e $R_G=9-11$ kpc.

contínua que representa a igualdade. Nossas novas medidas são, na sua maioria, iguais ou menores às determinadas por Daflon & Cunha (2004), com uma diferença de até 4 km/s. A respeito dos valores de abundância, a comparação entre os $\text{log}\epsilon(\text{O})$ obtidos por Daflon & Cunha (2004) (*eixo-x*) e os recalculados (*eixo-y*) é apresentada na Figura 5.15 (painel direito). A diferença entre estes valores é apresentada na parte inferior da Figura, sendo a diferença média entre eles de $\sim 0,2$ dex. Como esperado, independentemente da calibração de T_{ef} usada, os valores obtidos inteiramente em não-ETL são maiores que aqueles obtidos por Daflon & Cunha (2004), com exceção de seis estrelas, que apresentam diferenças em abundâncias menores em $\sim 0,10$ dex.

A Tabela 5.10 apresenta as abundâncias de O dos 24 aglomerados, representadas pelo valor médio dos $\text{log}\epsilon(\text{O})$ das estrelas individuais, além dos

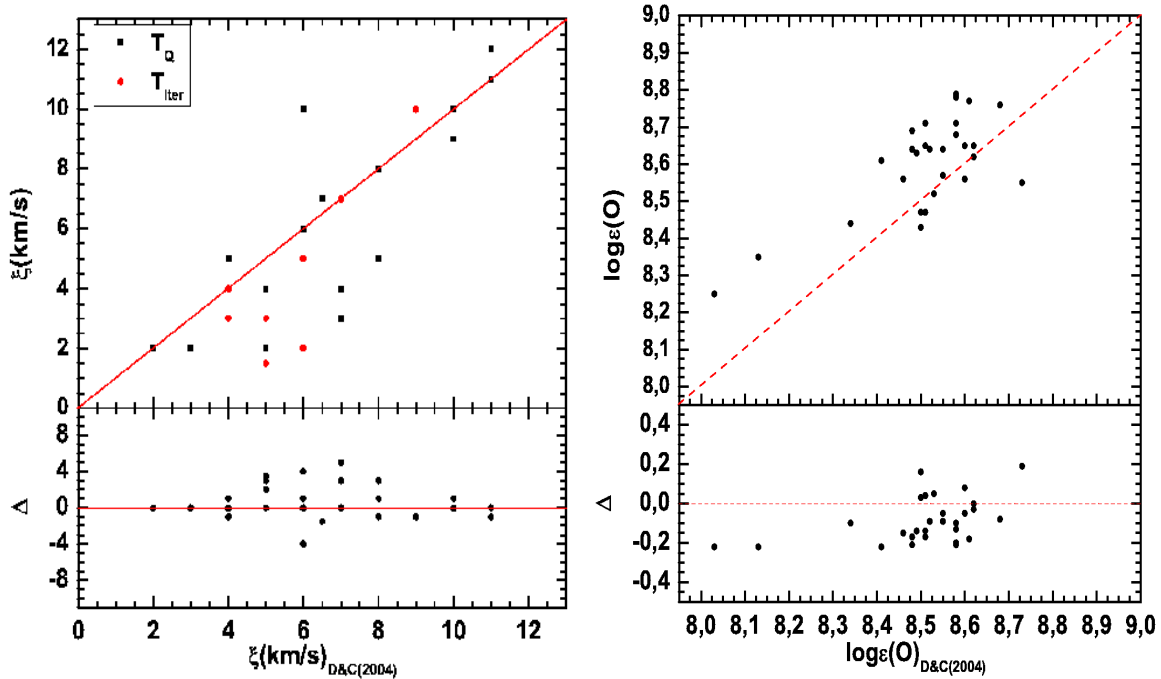


Figura 5.15: Comparação entre as ξ (painel esquerdo) e $\log \epsilon(\text{O})$ (painel direito) determinadas em ETL e em não-ETL.

R_G e, entre parênteses, o número de estrelas por aglomerado. Os aglomerados da região entre 9 e 11 kpc estão destacados em negrito.

5.4 Gradientes radiais de abundâncias

Uma das motivações deste trabalho foi complementar o trabalho de Daflon & Cunha (2004) sobre os gradientes de abundâncias de metais, obtidos a partir de estrelas OB em aglomerados abertos e regiões H II (aqui identificados genericamente como aglomerados). A amostra de Daflon & Cunha (2004) consta de 25 aglomerados, 18 na parte interna e sete na parte externa do disco. Na parte interna do disco, sua amostra é formada por 60 estrelas e,

Tabela 5.10: Abundâncias de oxigênio por aglomerado.

Associação	$R_G(\text{kpc})$	$\text{Log}\varepsilon(\text{O})$	(n)
Sh2-47	4,71	8,64	(1)
NGC 6611	5,83	$8,62 \pm 0,21$	(2)
Sh2-32	5,92	$8,56 \pm 0,01$	(2)
NGC 6204	6,00	8,76	(1)
Tr27	6,01	8,78	(1)
NGC 6231	6,20	$8,66 \pm 0,03$	(4)
NGC 6604	6,49	8,52	(1)
AraOB1	6,64	8,71	(1)
Stock16	6,95	8,43	(1)
NGC 4755	7,08	$8,58 \pm 0,10$	(3)
SctOB1	7,09	$8,75 \pm 0,06$	(2)
IC2944	7,28	8,65	(2)
NGC 2264	8,70	8,61	(1)
NGC 2362	8,80	$8,63 \pm 0,05$	(4)
NGC 2367	9,00	$8,65 \pm 0,08$	(2)
NGC 2467	9,10	$8,45 \pm 0,27$	(3)
NGC 2244	9,30	$8,44 \pm 0,32$	(2)
NGC 2439	9,30	$8,47 \pm 0,13$	(6)
NGC 2384	9,70	$8,65 \pm 0,08$	(4)
NGC 2414	10,95	$8,30 \pm 0,07$	(2)
Sh2-253	12,23	8,57	(1)
NGC 1893	12,38	$8,53 \pm 0,12$	(2)
Sh2-284	12,81	8,56	(1)
Sh2-285	13,21	8,63	(1)

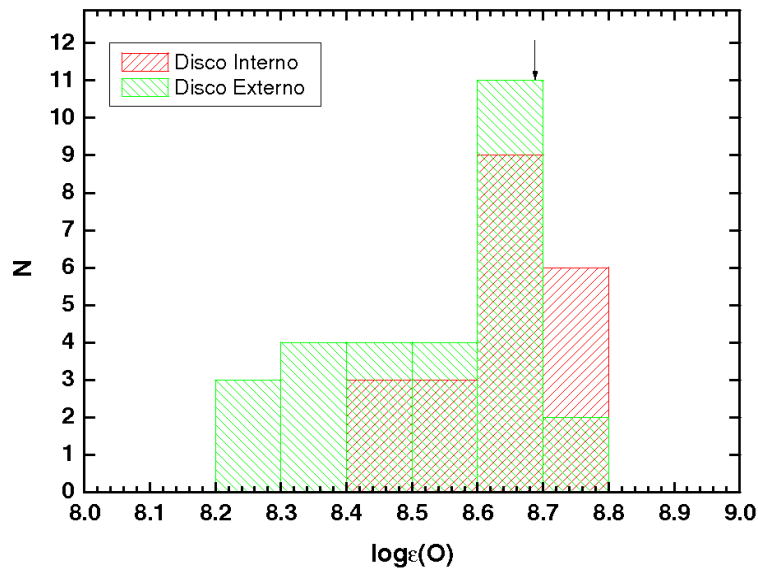


Figura 5.16: Distribuição de $\log \varepsilon(\text{O})$ para estrelas das regiões interna e externa do disco Galáctico.

na parte externa, por nove estrelas. Nossa amostra, no entanto, consta de 24 aglomerados, 12 na parte interna e 12 na parte externa do disco, com um total de 50 estrelas, sendo que 29 delas estão na parte externa. Assim a nossa amostra maior na parte externa, permite uma melhor análise das abundâncias e do gradiente radial nessa região tão controversa.

A distribuição das abundâncias de O das 21 estrelas da parte interna e 29 estrelas da parte externa do disco são apresentadas na Figura 5.16, como histogramas vermelho e verde, respectivamente. A maioria das estrelas da parte externa está localizada a 2 kpc do Sol. Na parte externa do disco, há uma tendência a abundâncias menores enquanto que na parte interna, a tendência é a abundâncias maiores. As distribuições de abundâncias para as duas regiões apresentam máximos no mesmo ponto, em torno de 8,60 - 8,70

dex, sendo o valor solar de $8,69 \pm 0,05$ representado pela seta. A abundância média na parte interna do disco é de $8,63 \pm 0,12$ dex, enquanto que na parte externa do disco é de $8,52 \pm 0,16$ dex.

5.4.1 Descontinuidade

Análises de diferentes objetos como Twarog et al (1997) para aglomerados abertos, o grupo de Andrievsky et al. (2002a, 2002b) e Luck et al.(2003) para cefeidas, para citar alguns exemplos (ver capítulo 1), sugerem a existência de uma descontinuidade na distribuição de abundâncias do disco Galáctico a um $R_G \sim 10$ kpc. Anos depois, Luck et al (2006) compilaram resultados de diversos trabalhos prévios e concluíram que a descontinuidade nessa região não existe e que o comportamento bimodal na distribuição das abundâncias se deve à falta de objetos nessa região do disco.

Daflon & Cunha (2004) encontraram, para as estrelas da parte externa do disco, abundâncias ~ 0.3 dex menores que as abundâncias das estrelas da parte interna do disco, sugerindo uma descontinuidade na distribuição das abundâncias dos metais ao longo do disco da Galáxia. Esta análise foi realizada, como mencionado, com nove estrelas na parte externa das quais apenas três estrelas pertencem à região de 9-11 kpc.

Modelos teóricos como Mishurov (2002), Fu et al (2009), Colavitti et al (2008) também predizem o comportamento bimodal do gradiente de abundâncias, embora ocorrendo a R_G diferentes.

Na nossa análise, o gradiente radial de abundâncias de O foi obtido a partir de um ajuste linear, da forma $y = a + b x$, onde o gradiente radial é representado pelo coeficiente b . Para o oxigênio, o melhor ajuste linear, é

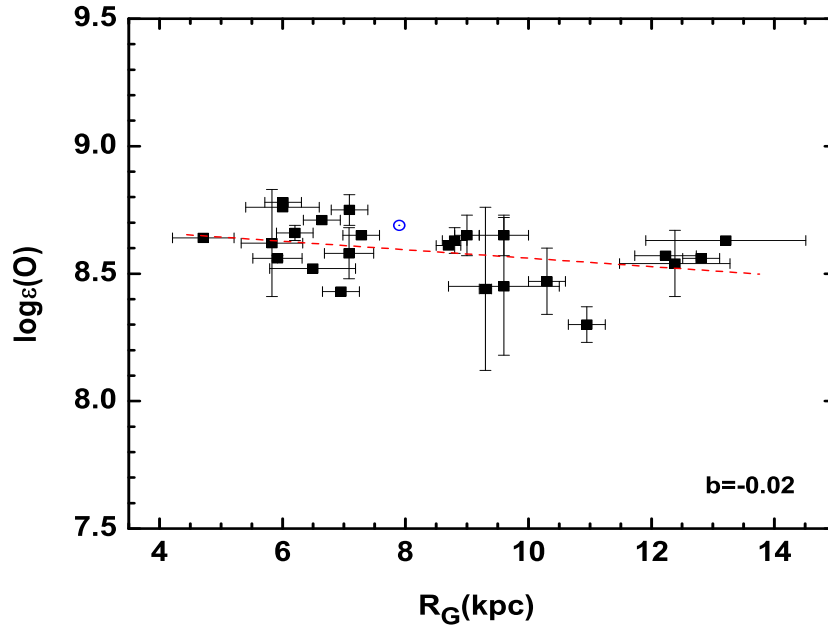


Figura 5.17: Gradiente radial de oxigênio.

dado por,

$$\log \varepsilon(O) = (a \pm \sigma a) + (b \pm \sigma b)R_G = (8,75 \pm 0,08) + (-0,02 \pm 0,01)R_G$$

isto é, obtivemos um gradiente plano, de aproximadamente $-0,02$ dex/kpc. Na Figura 5.17 apresentamos a distribuição de abundâncias de O em função de R_G , cada ponto representa um aglomerado e a linha, o ajuste linear. O Sol está representado com abundância de 8.69 dex. (Asplund et al., 2009).

A dispersão de abundâncias na região de 9-11 kpc, no entanto, é relativamente alta, com uma abundância média de 8.55 ± 0.16 dex. Nessa região, os aglomerados NGC 2244 e NGC 2467, em especial, apresentam uma grande dispersão. No primeiro deles, nós apenas calculamos a abundância

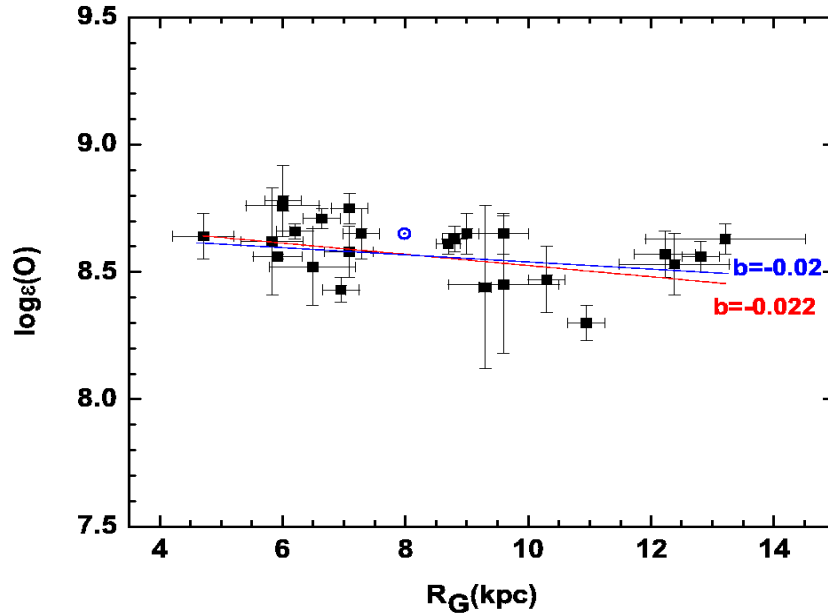


Figura 5.18: Gradientes radiais de oxigênio, considerando diferentes pesos.

para duas estrelas desse aglomerado, sendo que uma delas (NGC 2244 201) apresenta uma abundância relativamente alta para esta região. Zevallos Herencia (2007) analisando a influência que os métodos para determinar T_{ef} produzem no cálculo de abundâncias, também encontrou que, para esta estrela, independentemente da calibração usada, suas abundâncias eram mais altas que as das outras estrelas do mesmo aglomerado.

A dispersão nas abundâncias médias de nossos aglomerados não é constante: para alguns deles é muito alta, enquanto que as abundâncias de outros aglomerados estão representadas apenas por uma estrela, especialmente na parte externa do disco. Fazendo um ajuste linear considerando os pesos estatísticos (*linear fit weight*), temos um novo ajuste

dado por

$$\log \varepsilon(O) = (a \pm \sigma a) + (b \pm \sigma b)R_G = (8,746 \pm 2,575) + (-0,022 \pm 0,287)R_G$$

com um gradiente plano de $-0,022$ dex/kpc, muito semelhante ao primeiro valor apresentado. Para os aglomerados com apenas uma estrela, a incerteza na abundância da estrela foi considerada como a incerteza na abundância do aglomerado. Na Figura 5.18 apresentamos a distribuição de abundâncias de Oxigênio em função de R_G , mostrando os dois ajustes; considerando os pesos (linha vermelha) e sem considerar os pesos (linha azul). Vemos que apenas para R_G maiores se pode notar uma pequena diferença entre os dois ajustes.

A respeito da descontinuidade em $R_G \sim 9-11$ kpc, nossa amostra desta região consta de 24 estrelas. Numa primeira aproximação parece que a descontinuidade na distribuição de abundâncias nessa região não existe, embora a dispersão ainda seja alta. Dos oito aglomerados desta região, cinco apresentam abundâncias de oxigênio solares. No entanto, mesmo considerando a amostra mais externa que foi analisada agora, pode-se observar que para $R_G > 11$ kpc uma amostragem maior definiria melhor o resultado. A nossa amostra contém poucos aglomerados e, em alguns deles, foi possível analisar apenas uma estrela.

Os nossos resultados para o hélio (Capítulo 4) também não favorecem a existência de uma descontinuidade na distribuição de abundâncias.

5.4.2 Comparação com a literatura

No Capítulo 1, foi apresentada uma revisão dos gradientes de abundâncias de He e metais obtidas da literatura a partir de diferentes objetos do disco como estrelas OB, nebulosas planetárias, regiões H II, cefeidas e aglomerados abertos. Para o Oxigênio, apresentamos na Tabela 5.11 um resumo desses

Tabela 5.11: Gradientes radiais de oxigênio da literatura.

Objeto	grad (dex/kpc)	R_{\odot}	R_G	Referência
Regiões H II	$-0,07 \pm 0,015$	10	5 - 13	Shaver et al. 1983
Estrelas B	$-0,01 \pm 0,02$	10	8,5 - 17	Gehren et al. 1985
Estrelas B	$-0,015 \pm 0,014$	8,5	5,5 - 10,3	Fitzsimmons et al. (1990)
Estrelas B	$-0,03 \pm 0,02$	8,5	6 - 13	Fitzsimmons et al. 1992
Estrelas B	$-0,000 \pm 0,009$	8,5	6 - 17	Kaufer et al. 1994
Estrelas B	$-0,021 \pm 0,012$	8,7	6 - 15	Kilian-Montenbruck et al. 1994
Nebulosas Planetarias	$-0,069 \pm 0,006$	8,5	4 - 13	Maciel & Köppen 1994
Regiões H II	$-0,036 \pm 0,020$	8,5	12 - 18	Vílchez & Esteban, 1996
Regiões H II	$-0,064 \pm 0,009$	8,5	0 - 12	Aflerbach et al. 1997
Estrelas B	$-0,07 \pm 0,01$	8,5	6 - 18	Smartt & Rolleston, 1997
Estrelas B	$-0,067 \pm 0,024$	8,5	5 - 14	Gummersbach et al. 1998
Nebulosas Planetarias	$-0,058 \pm 0,007$	7,6	3 - 14	Maciel & Quireza 1999
Regiões H II	$-0,039 \pm 0,005$	8,5	5 - 15	Deharveng et al. 2000
Estrelas B	$-0,031 \pm 0,012$	7,9	4,7 - 13,2	Daflon & Cunha 2004
Regiões H II	$-0,0446 \pm 0,0049$	8,5	5 - 15	Balser et al. 2011

resultados, onde se indica o objeto analisado, o valor do gradiente, a distância do Sol ao centro da Galáxia R_{\odot} , a distância Galactocêntrica R_G e a referência.

Estes valores dos gradientes estão na faixa de $-0,07$ dex/kpc (os mais inclinados) até valores nulos ou quase nulos (como os obtidos por Gehren et al., 1985 e Fitzsimmons et al., 1990). O nosso resultado para o O é um gradiente plano de $-0,020$ dex/kpc (ou de $-0,022$ dex/kpc no caso de um ajuste linear com pesos), ligeiramente mais plano que o de Daflon & Cunha (2004). Para estrelas B, os gradientes de outros trabalhos estão na faixa de $-0,07$ até 0 dex/kpc; para regiões H II, os gradientes estão na faixa de $-0,07$ até $-0,039$ dex/kpc; e gradientes mais inclinados, na faixa de $-0,069$ até $-0,058$ dex/kpc, para nebulosas planetárias. Estes resultados da literatura foram obtidos para diferentes faixas de R_G . Maciel (2007) também comenta sobre a diferença nos valores dos gradientes a partir de diferentes objetos, e sugere que variações radiais ou temporais dos gradientes poderiam explicar tais discrepâncias.

5.4.3 Revisão dos Modelos teóricos

Na Figura 5.19 apresentamos a comparação entre as abundâncias em não-ETL dos aglomerados, regiões H II e associações OB na nossa amostra com os gradientes radiais teóricos de oxigênio de Hou et al. (2000, linha rosa), Alibés et al. (2000, linhas verdes contínua e pontilhada), Chiappini et al. (2001, linha vermelha)¹, Fu et al. (2009, linha preta)¹ e Marcon-Uchida (2009, linha lilás)¹.

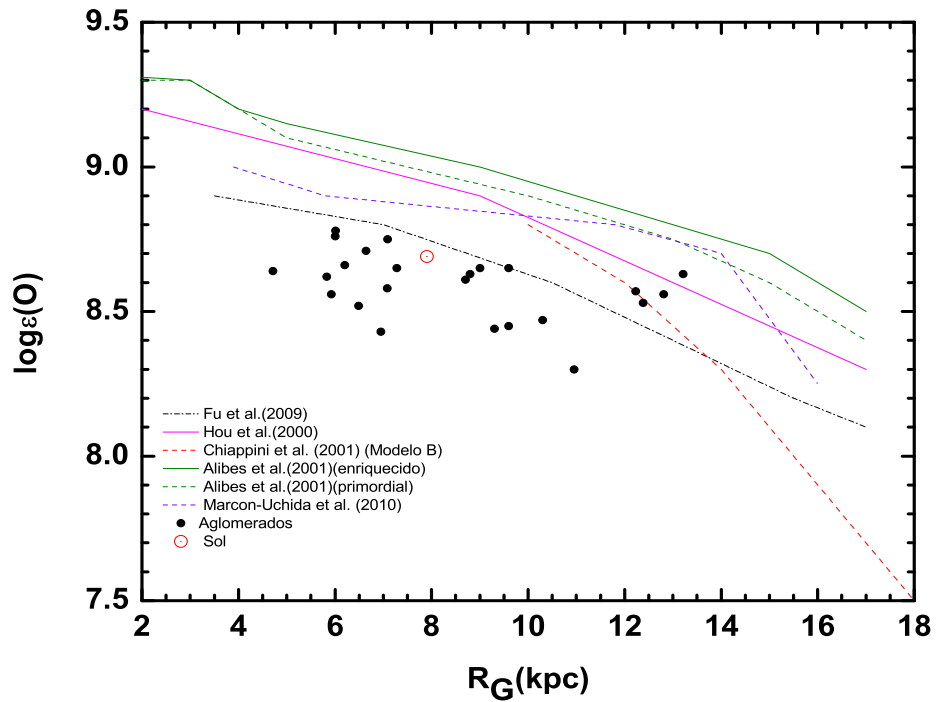


Figura 5.19: Abundâncias dos aglomerados comparadas com os gradientes radiais previstos por diferentes modelos identificados na figura.

¹Segundo os autores, o melhor modelo

Comparando as abundâncias obtidas para nossos aglomerados, vemos que todos os gradientes teóricos previstos para o oxigênio estão acima dos nossos resultados. O modelo de Fu et al. (2009) é o que melhor reproduz a abundância solar. Esta diferença é basicamente porque os modelos teóricos geralmente, na tentativa de reproduzir as abundâncias solares, usam valores solares relativamente antigos e mais altos, na faixa de 8,95 dex.

Também observamos que a inclinação de nosso gradiente é menor que as inclinações dos modelos teóricos. Comparando-os, estes também apresentam diversas inclinações embora tenham tendências similares: os gradientes mais inclinados são os de Chiappini et al. (2001) seguidos pelos de Hou et al. (2000) e Fu et al. (2009). Segundo Matteucci (2003), a diferença nas inclinações é devido basicamente as diferentes taxas de formação estelar em função da distância Galactocêntrica usadas nos modelos teóricos.

Enfim, podemos concluir que os modelos de EQG ainda não estão definidos, com base nas amostras atuais das distribuições de abundância. A escassez de dados observacionais a R_G maior que 13 kpc ainda é um fator crítico para vincular observacionalmente os modelos de EQG.

Capítulo 6

Conclusões e Perspectivas

Neste trabalho apresentamos a determinação do gradiente radial de abundâncias do Hélio e Oxigênio ao longo do disco fino da Galáxia a partir de uma amostra de 136 estrelas OB, pertencentes a associações OB, regiões HII e aglomerados abertos. Analisamos se a descontinuidade no gradiente radial de abundâncias, encontrada em alguns trabalhos como Daflon & Cunha (2004) e prevista em alguns modelos teóricos, é real ou não. Para isto, foram analisadas 68 estrelas pertencentes a sete aglomerados da região de 9-11 kpc. Previamente foram determinadas as T_{ef} , $\log g$ e a velocidade de rotação projetada para as estrelas da amostra. Para as estrelas da região de 9-11 kpc, se determinaram também as abundâncias dos metais (C, N, Mg e Si). Finalmente apresentamos também uma comparação entre duas diferentes abordagens para determinar abundâncias, uma híbrida (ETL + não-ETL) e outra inteiramente em não-ETL. Os nossos principais resultados estão resumidos a seguir:

- Determinamos a T_{ef} a partir da calibração fotométrica para o parâmetro Q livre de avermelhamento, (Daflon et al., 1999), enquanto a gravidade superficial foi determinada a partir do ajuste (não iterativo)

de perfis teóricos da linha de H_γ em não-ETL, considerando o valor de T_Q como a T_{ef} da estrela. Por este método foi possível determinar a T_{ef} para 37 estrelas da amostra da região de 9-11 kpc. Para seis estrelas, determinamos a T_{ef} e $\log g$ iterativamente, a partir de uma calibração dos índices fotométricos de Strömngren (c_1 e β) e do ajuste dos perfis teórico e observados da linha de H_γ em não-ETL.

- Determinamos para um mesmo valor de T_{ef} , o $\log g$ a partir das linhas de H_γ , H_β e H_δ ($\log g_{H_\gamma}$, $\log g_{H_\beta}$ e $\log g_{H_\delta}$, respectivamente). Encontramos que $\log g_{H_\gamma}$ e $\log g_{H_\delta}$ estão em concordância, com uma diferença máxima de 1% e uma diferença média de 0,04 dex. Por outro lado, $\log g_{H_\beta}$ são sistematicamente menores que $\log g_{H_\gamma}$ e $\log g_{H_\delta}$, com uma diferença média entre $\log g_{H_\gamma}$ e $\log g_{H_\beta}$ de 0,18 dex.
- Determinamos as velocidades de rotação projetada a partir da calibração proposta por Daflon et al. (2007), que relaciona os $fwhm$ teóricos das linhas de He I ($\lambda\lambda 4026, 4387$ e 4471 \AA) com o $v \sin i$. Com este método conseguimos determinar a velocidade de rotação projetada para 34 estrelas da amostra.
- Determinamos as abundâncias de Hélio, por síntese espectral, a partir de uma análise em não-ETL de oito linhas de He I ($\lambda\lambda 4026, 4387, 4471, 4921, 5015, 5047, 5875$ e 6678 \AA). Da amostra da região de 9-11 kpc, determinamos as abundâncias de He para 36 estrelas, com velocidades de microturbulência determinadas a partir das linhas de He I. Da amostra de Daflon & Cunha, determinamos as abundâncias para 56 estrelas. Esta análise foi realizada, usando os parâmetros atmosféricos determinados por Daflon & Cunha (2004), com ξ determinado a partir

das linhas de O II. Previamente testamos se as diferentes abordagens poderiam produzir diferenças significativas nas abundâncias de He. Para sete estrelas usadas no teste, encontramos que para o He os resultados são consistentes dentro das incertezas, apenas para duas estrelas a diferença nas abundâncias é $\sim 0,11$ dex. .

- Da amostra total analisada, 18 estrelas apresentam abundâncias de Hélio menores que o valor do Hélio primordial. Isto poderia significar que as estrelas são peculiares (fracas em hélio) ou binárias espectroscópicas. Para determinar sua natureza, é necessário realizar uma análise especial que está fora dos objetivos desta tese.
- Determinamos as abundâncias de metais C, N, O, Mg e Si para estrelas da região de 9-11 kpc. Para o oxigênio, obtivemos valores entre 8,44 - 8,65 dex. Para o carbono, nossos resultados estão entre 8,28 - 8,49 dex. Para o nitrogênio, obtivemos valores entre 7,50 - 7,85 dex. Para o magnésio, obtivemos abundâncias entre 7,25 - 7,60 dex e finalmente para o silício, obtivemos abundâncias entre 7,37 - 7,50 dex.
- Avaliamos as diferenças nos valores de abundâncias de metais (C, N, O, Mg e Si) encontradas usando os programas D-S e T-S. Para isto, para cada linha selecionada, comparamos os perfis teóricos gerados pelo D-S com os de T-S. Também recalculamos as abundâncias dos metais com o TLUSTY + SYNSPEC, e as comparamos com os resultados originais de abundâncias (ATLAS+DETAIL + SURFACE). Para esta comparação, mantivemos os parâmetros atmosféricos determinados por Daflon & Cunha. Encontramos que nossos resultados com exceção do Mg II e a linha de N II ($\lambda 4237 \text{ \AA}$) apresentam abundâncias maiores. Além disso, não foi possível obter um fator de correção entre os dois resultados.

- Reanalisamos os parâmetros atmosféricos das estrelas de Daflon & Cunha, usando as calibrações T_{iter} e T_Q e os perfis da linha de H_γ em não-ETL. Recalculamos as abundâncias de Oxigênio e ξ para essas estrelas. Esta análise foi possível para 28 estrelas. Comparando nossos resultados com os de Daflon & Cunha encontramos diferenças nas abundâncias de 0,2 dex, sendo os nossos resultados, na sua maioria, maiores que aqueles por elas determinados.
- Determinamos a distribuição radial de abundâncias de Hélio e Oxigênio ao longo do disco fino da Galáxia. Para o He encontramos um gradiente quase plano de $-0,001$ dex/kpc. Para o oxigênio encontramos um gradiente de $-0,02$ dex/kpc. Considerando um ajuste com diferentes pesos estatísticos encontramos um valor semelhante $-0,022$ dex/kpc. Contudo, a nossa amostra para R_G maiores é ainda pequena, especialmente para $R_G > 11$ kpc. Assim para uma melhor definição do gradiente é necessário realizar uma melhor análise nessa região.
- Quanto à forma do gradiente radial de abundâncias, encontramos que, para o oxigênio, embora a dispersão nas abundâncias ainda seja um pouco alta nesta região, não são compatíveis com uma descontinuidade na distribuição radial de abundâncias. Este resultado poderá ser melhor definido com base em uma amostra mais completa para $R_G > 11$ kpc. Nossos resultados também não favorecem a existência de uma descontinuidade na distribuição de abundâncias de hélio.

Perspectivas de trabalho futuro

Os resultados apresentados nesta tese devem ser estendidos para outros elementos e regiões do disco Galáctico, além de ter outros possíveis desdobramentos, como a análise de associações OB distantes

1. A análise de abundâncias deve ser estendida para outros metais tais como C, N, Mg e Si, para as estrelas da amostra de Daflon & Cunha (2004), com os programas TLUSTY + SYNSPEC. Com base nestes resultados adicionais, será possível determinar os gradientes de abundâncias para os elementos analisados.
2. É necessário complementar a distribuição de abundâncias para as regiões mais externas do disco Galáctico, a fim de melhor vincular os modelos de EQG. Para tal análise, já encontra-se disponível uma amostra de 147 estrelas B localizadas em $R_G > 10$ kpc observadas com o espectrógrafo MIKE acoplado ao telescópio Magellan 6,5 m, Las Campanas, Chile.
3. Outro desdobramento interessante deste trabalho é analisar estrelas pertencentes aos aglomerados da região Cassiopeia-Perseus. Estes aglomerados povoam o braço de Perseus, o braço mais externo da Galáxia, e definem um complexo de associações OB e regiões OB, bastante rico em estrelas jovens e massivas. Todos estes objetos apresentam declinação entre $+55^\circ$ e $+65^\circ$ e poderiam ser observados a partir do telescópio CFHT acoplado ao telescópio Espadons.

Apêndice A

Compilação de Parâmetros Atmosféricos e Abundâncias

Tabela A.1: Parâmetros estelares das estrelas de Cepheus OB2, Daflon et al. (1999).

Estrela	T.E.	V	Q	$T_{ef}(K)$	$\log g$
HD 205794	B0.5 V	8.43	-0.795	26890	4.21
HD 205948*	B2 V	8.65	-0.747	24350	4.25
HD 206183	O9.5 V	7.40	-0.891	33310	4.52
HD 206267D	B0 V	8.02	-0.781	26100	4.21
HD 206327	B2 V	9.19	-0.689	21900	3.99
HD 207538	O9 V	7.31	-0.876	32190	4.32
HD 207951*	B2 V	8.18	-0.651	20650	3.88
HD 208266*	B1 V	8.12	-0.757	24840	3.98
HD 209339*	B0 V	6.66	-0.863	31250	4.28
HD 239724	B1 V	9.14	-0.756	24790	3.83
HD 239729*	B0 V	8.34	-0.821	28450	4.22
HD 239742	B2 V	9.41	-0.704	22470	4.07
HD 239743	B2 V	9.01	-0.680	21580	3.99

Tabela A.2: Parâmetros estelares Daflon et al. (2001a).

Aglomerado	Estrela	T_{ef} (K)	$\log g$
Vul OB1	BD +24o 3880	30410	4.57
	HD 344783	31010	4.26
Cyg OB3	BD +35o 3956	24840	4.25
	HD 191566	27290	3.98
	HD 227460	27060	4.34
	HD 227586	27830	4.15
	HD 227696	29100	4.45
	HD 227757	32480	4.22
	HD 227877	23260	4.50
	HD 228199	29870	4.47
Cyg OB7	HD 197512	23570	4.02
	HD 199579	32930	4.12
	HD 201666	19900	4.23
	HD 202163	18560	4.30
	HD 202253	22750	3.95
	HD 202347	23280	4.13
	HD 203064	36300	3.62
Lac OB1	HD 214167	26720	5.00
	HD 214680	33690	4.27
	HD 216916	23520	4.00
	HD 217227	19000	4.20
	HD 217811	19070	3.92
Cep OB3	HD 218674	18840	3.75
	BD +62o 2125	23480	4.05
	BD +62o 2127	22630	3.96
	HD 217657	27950	4.38
	HD 218342	30020	4.20

Tabela A.3: Parâmetros estelares Daflon et al. (2001b).

Estrela	Aglomerado	T_{ef} (K)	$\log g$
HD 202347	Cyg OB7	23280	4.13
HD 205948	Cep OB2	24350	4.25
HD 207951	Cep OB2	20650	3.88
HD 209339	Cep OB2	31250	4.28
HD 227696	Cyg OB3	29100	4.45
HD 228199	Cyg OB3	29870	4.45
HD 235618	Cep OB2	27180	3.75
HD 239681	Cep OB2	26830	3.70
HD 239710	Cep OB2	21900	4.50
HD 239729	Cep OB2	28450	4.22
HD 239745	Cep OB2	27340	4.45
HD 239748	Cep OB2	27480	4.42

Tabela A.4: Parâmetros estelares Daflon et al. (2004a).

Estrela	$T_{ef}(K)$	$\log g$	B-V	U-B	b-y	c_1	β
HD 149065	21,540	4.08	-0.02	-0.68	0.049	0.160	2.646
HD 308810	26,400	4.21	0.54	-0.40	0.137	0.027	2.627
HD 308817	22,940	4.25	0.09	-0.65	0.121	0.128	2.634
CPD -59o 4532	23,610	4.20	0.18	-0.60	0.172	0.116	2.632
CPD -59o 4535	22,930	4.18	0.16	-0.60	0.166	0.137	2.641
CPD -59o 4544	24,330	4.12	0.11	-0.66	0.146	0.090	2.619
CPD -59o 4560	22,390	3.91	0.13	-0.63	0.174	0.152	2.622
LS 3719	24,120	3.60	0.35	-0.49
CPD -41o 7723	24,920	4.07	0.14	-0.65	0.177	0.078	2.632
CPD -41o 7730	24,670	4.18	0.19	-0.61	0.201	0.089	2.635
HD 326332	27,030	4.23	0.24	-0.63	0.253	0.047	2.611
HD 326364	29,610	4.15	0.36	-0.58	0.321	-0.055	2.612
BD -12o 4978	27,750	4.25	0.68	-0.32
BD -12o 5074	26,210	4.29	0.57
BD -13o 4921	29,540	4.25	0.47	-0.50	0.43	-0.01	2.62
BD -13o 4930	30,830	4.35	0.26	-0.67	0.28	-0.06	2.59
BD -13o 4934	30,970	4.32	0.29	-0.65	0.28	-0.02	2.59
HD 172427	26,360	3.94	0.48	-0.44
HD 172488	26,530	3.65	0.54	-0.40
HD 166033	27,290	4.14	0.13	-0.70
HD 314031	27,650	4.28	0.16	-0.69
Sh2 47-3	29,870	4.10	0.43
CPD -61o 3579	27,840	4.26	0.21	-0.66
LS 4257	29,460	4.10	0.94	-0.16
LS 4271	32,190	3.85	0.79	-0.29

Tabela A.5: Parâmetros estelares Daffon et al. (2004b).

Estrela	$T_{ef}(K)$	$\log g$	B-V	U-B	b-y	c_1	β
S2R3N09	24020	3.80	+0.19	-0.60
S2R2N43	26160	4.05	+0.15	-0.67
LS 404	23260	3.97	+0.56	-0.32
LS 428	28140	4.39	+0.30	-0.60
Sh 2-247-1	31560	4.08	+0.66	-0.41
LS 45	22830	4.15	+0.24	-0.54
HD 48691	27870	4.10	+0.06	-0.80	0.136	0.002	2.596
BD -00o 1491	29480	4.15	+0.26	-0.65
HD 46202	31500	4.20	+0.18	-0.74	0.207	-0.036	2.616

Tabela A.6: Abundâncias de Oxigênio de Daflon & Cunha (2004) (parte A).

Estrela	ξ	$\log\varepsilon(\text{O})$
S2R3N09	7	$8,41 \pm 0,12$
S2R2N43	7	$8,34 \pm 0,13$
LS 404	8	$8,13 \pm 0,10$
LS 428	5	$8,03 \pm 0,07$
Sh 2-247-1	10	$8,20 \pm 0,15$
LS 45	8	$8,55 \pm 0,15$
HD 48691	9	$8,46 \pm 0,06$
BD -00o1491	6	$8,49 \pm 0,13$
HD 149065	4	$8,58 \pm 0,09$
HD 308810	6	$8,51 \pm 0,12$
HD 308817	5	$8,60 \pm 0,13$
CPD+59o 4532	6	$8,51 \pm 0,07$
CPD+59o 4535	4	$8,62 \pm 0,13$
CPD+59o 4544	4	$8,62 \pm 0,09$
CPD+59o 4560	9	$8,58 \pm 0,10$
LS 3719	11	$8,68 \pm 0,11$
CPD+41o 7723	4	$8,48 \pm 0,11$
CPD+41o 7730	4	$8,55 \pm 0,08$
HD 326332	7	$8,58 \pm 0,13$
HD 326364	10	$8,48 \pm 0,13$
BD+12o 4978	3	$8,53 \pm 0,11$
BD+12o 5074	2	$8,50 \pm 0,10$
BD+13o 4921	7	$8,61 \pm 0,17$
BD+13o 4930	7	$8,54 \pm 0,17$
BD+13o 4934	6	$8,67 \pm 0,13$
HD 172427	8	$8,51 \pm 0,16$
HD 172488	11	$8,58 \pm 0,17$
HD 166033	4	$8,73 \pm 0,07$
HD 314031	5	$8,60 \pm 0,14$
Sh2 47-3	6,5	$8,52 \pm 0,14$
CPD+61o3579	6	$8,50 \pm 0,11$
LS 4257	10	$8,58 \pm 0,17$
LS 4271	8	$8,52 \pm 0,20$

Tabela A.7: Abundâncias de Oxigênio de Daflon & Cunha (2004) (Parte B).

Estrela	ξ	$\log\varepsilon(\text{O})$
HD 202347	7,5	8,54±0,12
HD 205948	7	8,29±0,03
HD 207951	6,5	8,72±0,10
HD 209339	7	8,36±0,12
HD 227696	12	8,60±0,16
HD 228199	8	8,67±0,16
HD 235618	12	8,47±0,15
HD 239681	10	8,48±0,17
HD 239710	8	8,60±0,13
HD 239729	6	8,28±0,10
HD 239745	8	8,46±0,09
HD 239748	6	8,54 ±0,08
BD+24°3880	8.0	8.64±0.06
HD 344783	9.0	8.29±0.06
HD 227460	8.0	8.70±0.09
HD 227586	8.0	8.49±0.09
HD 227757	8.0	8.42±0.12
HD 197512	6.0	8.61±0.10
HD 202253	6.0	8.92±0.06
HD 214167	6.0	8.50±0.08
HD 214680	11.0	8.58±0.12
HD 216916	6.0	8.65±0.08
HD 217227	7.0	8.92±0.08
HD 217811	5.0	8.72±0.11
BD+62°2125	10.0	8.67±0.08
HD 217657	8.0	8.40±0.09
HD 218342	9.0	8.54±0.11

Tabela A.8: Abundâncias médias de Oxigênio dos aglomerados de Daflon & Cunha (2004).

Aglomerado	$\log\varepsilon(\text{O})$
Sh 2-47	8.52 (1)
NGC 6611	8.58 \pm 0.07(4)
Sh 2-32	8.66 \pm 0.09(2)
NGC 6204	8.68 (1)
Tru 27	8.55 \pm 0.04(2)
NGC 6231	8.52 \pm 0.05(4)
NGC 6604	8.53 (1)
Ara OB1	8.58 (1)
Vul OB1	8.46 \pm 0.25(2)
Stock 16	8.50 (1)
Sct OB2	8.54 \pm 0.05(2)
NGC 4755	8.58 \pm 0.05(4)
IC 2944	8.55 \pm 0.06(2)
Cyg OB3	8.58 \pm 0.12(5)
Cyg OB7	8.69 \pm 0.20(3)
Lac OB1	8.67 \pm 0.16(5)
Cep OB2	8.53 \pm 0.14(17)
Cep OB3	8.54 \pm 0.13(3)
Ori OB1	8.72 \pm 0.13(18)
Mon OB2	8.08 (1)
Sh 2-247	8.20 (1)
NGC 2414	8.08 \pm 0.07(2)
Sh 2-253	8.55 (1)
NGC 1893	8.37 \pm 0.05(2)
Sh 2-284	8.46 (1)
Sh 2-285	8.49 (1)

Referências Bibliográficas

- [1] Afflerbach A., Churchwell E. & Werner M. W., 1997, ApJ, 478, 190
- [2] Alibés A., Labay J. & Canal R., 2001, A&A, 370, 1103
- [3] Allen, C.W., 1990, Astrophysical Quantities 3erd ed., Athlone Press, London
- [4] Aller L.H. & Jugaku J., 1958, ApJ, 127, 125
- [5] Alter, G., Balazs, B., Ruprecht, J. 1970, Catalogue of Star Clusters and Associations (Hungary: Akademiai Kiada Budapest)
- [6] Amnuel P.R., Guseinov O.Kh., Novruzova Kh.I. & Rustamov Iu.S., 1984, Ap&SS, 107, 19
- [7] Amnuel, P. R., 1993, MNRAS, 261, 263
- [8] Andrievsky S. M., Kovtyukh V.V., Luck R.E., Lépine J.R.D., Maciel W.J. & Beletsky Y.V., 2004, A&A, 392, 491
- [9] Andrievsky S. M., Luck R. E., Martin P. & Lépine J. R. D., 2004, A&A, 413, 159

- [10] Asplund M., Grevesse N. & Sauval, Scott P, ARA&A, 2009, 47, 481A
- [11] Auer L.H. & Mihalas D., 1972, ApJS, 24, 193
- [12] Auer L.H. & Mihalas D., 1973, ApJS, 25, 433
- [13] Aver E., Olive K.A. & Skillman E.D., 2010, JCAP, 05, 003
- [14] Balona L. A., 1984, MNRAS, 211, 973
- [15] Balona L. A., & Feast M. W. 1975, MNRAS, 172, 191
- [16] Balona L. A. & Laney C. D., 1996, MNRAS, 281, 1341
- [17] Balser, Dana S.; Rood, Robert T.; Bania, T. M.; Anderson, L. D., 2011, ApJ, 738, 27
- [18] Barnard A.J., Cooper J. & Shamey L.J., 1969, A&A, 1, 28
- [19] Barnard A.J., Cooper J. & Smith E.W., 1974, J.Q.S.R.T., 14, 1025
- [20] Becker W., & Fenckart R. 1971, A&AS, 4, 241
- [21] Becker S. R., & Butler K., 1990, A&AS. 84, 95
- [22] Blitz L., Fich M., & Stark A. A. 1982, ApJS, 49, 183
- [23] Boissier S. & Prantzos N., 1999, MNRAS, 307, 857
- [24] Brown, P.J.F., Dufton, P.L., Lennon, D.J., Keenan F.P. & Kilkenny, D. 1986a, A&A, 155, 113

- [25] Brown, P.J.F., Dufton, P.L., Lennon, D.J., & Keenan, F.P. 1986b, MNRAS, 220, 1003
- [26] Butler K., 1984, Ph.D. Thesis, University of London
- [27] Butler K.,Mendoza C. & Zeippen, C. J., 1993, J.Phys.B, 26, 4409
- [28] Butler K., 1994, <http://ccp7.dur.ac.uk/Docs/detail.ps>
- [29] Cardelli J.A., Clayton G.C. & Mathis J.S., 1989, ApJ, 345, 245
- [30] Caputo F., Marconi M., Musella I. & Pont F., 2001, A&A, 372, 544
- [31] Chiappini, C., Matteucci, F. & Romano, D., 2001, ApJ, 554, 1044
- [32] Chiappini, C., Renda, A. & Matteucci, F., 2002, A&A, 395, 798
- [33] Code A.D., Davis J., Bless R. C. & Hanbury Brown, R., 1976, ApJ, 203, 417
- [34] Colavitti E., Cescutti G., Matteucci F. & Murante G., 2009, A&A 496, 429
- [35] Crampton, D.L., 1971, ApJ, 76, 260
- [36] Crampton, D. L., Georgelin, Y. M., & Georgelin, Y. P. 1978, A&A, 66, 1
- [37] Crawford D. L., & Mander J., 1966, ApJ, 71, 114.
- [38] Crawford D. L., Barnes J. V., Hill G., & Perry C. L. 1971, ApJ, 76, 1048

- [39] Crowther P. A., 1998, IAUS, 189, 137.
- [40] Cunha K. & Lambert D. L., 1992, ApJ, 399, 586
- [41] Cunha K. & Lambert D. L., 1994, The Astrophysical Journal, 426, 170
- [42] Cunto W., Mendoza C., Ochsenbein F. & Zeippen C.J., 1993, A&A, 275, L5
- [43] Cuffey J., 1973, ApJ, 78, 747
- [44] de Zeeuw P.T., Hoogerwerf R., de Bruijne J.H.J., Brown A.G.A. & Blaauw A., 1999, AJ, 117, 354
- [45] Daflon S., Dissertação de Mestrado, 1997, Observatório Nacional.
- [46] Daflon S., Tese de Doutorado, 2002, Observatório Nacional.
- [47] Daflon S., Cunha K. & Becker S. R., 1999, ApJ, 522, 950.
- [48] Daflon S., Cunha K. Becker S. R. & Smith V., 2001a, ApJ, 552, 309
- [49] Daflon S., Cunha K. Butler K. & Smith V., 2001b, ApJ, 563, 325
- [50] Daflon S., Cunha K. & Butler K., 2004a, ApJ, 604, 362
- [51] Daflon S., Cunha K. & Butler K., 2004b, ApJ, 606, 514
- [52] Daflon S. & Cunha K., 2004, ApJ, 617, 1115
- [53] Daflon S., Cunha K., de Araújo F.X., Wolff S. & Przybilla N., 2007, ApJ, 134, 1570

- [54] Dearborn D.S.P, Steigman G. & Tosi M., 1996, *ApJ*, 465, 887
- [55] Deharveng, L., Peña, M., Caplan, J. & Costero, R., 2000, *MNRAS*, 311, 329
- [56] Dias W.S., Alessi B.S., Moitinho A. & Lépine J. R. D., 2002, *A&A*, 389, 871
- [57] Dominiciano de Souza A., Kervella P., Jankov S., Abe L., Vakili F., di Folco E. & Paresce F., 2003, *A&A*, 407, 147
- [58] DÓdorico S.D. & Peimbert, M., 1976, *A&A*, 47,341
- [59] Esteban C. & Peimbert M., 1995, *RMxAC*, 3, 133
- [60] Feinstein A. 1994, *Rev. Mex. AA*, 29, 141
- [61] Feinstein A. & Vazquez R.A., 1989, *A&AS*, 77, 321
- [62] Fernley J. A., Hibbert A., Kingston A. E. & Seaton M.J., 1999, *J.Phys.B*, 32, 5507
- [63] Fitzgerald M.P. & Moffat A.F.J., 1980, *MNRAS*, 193, 761
- [64] Fitzpatrick E. L. & Massa D., 2007, *ApJ*, 663, 320
- [65] Fitzsimmons A., Brown P.J.F., Dufton P.L. & Lennon D.J., 1990, *A&A*, 232, 437
- [66] Fitzsimmons A., Brown P.J.F., Dufton P.L. & Lennon D.J., 1992

- [67] Fitzsimmons A., 1993, *A&AS*, 99, 15
- [68] Fich M. & Silkey M., 1991, *ApJ*, 107, 114
- [69] Fu J., Hou J.L., Yin J. & Chang R.X., 2009, *ApJ*, 696, 668
- [70] Galli D., Stanghellini L., Tosi M. & Palla F., 1997, *ApJ*, 477, 218
- [71] Gehren T., Nissen P.E., Kudritzki R.P. & Butler K., 1985, in proceedings of the ESO workshop on "Production and distribution of C, N, O elements". p. 171, Garching
- [72] Gies D.R., & Lambert D.L., 1992, *ApJ*, 387, 673
- [73] Griem H.R., 1968, *ApJ*, 157, 963
- [74] Griem H.R., Baranger M., Kolb A.C. & Oertel G., 1962, *Phys. Rev.*, 125, 177
- [75] Gold M., 1984, Diplomarbeit, Ludwig Maximilian Universität
- [76] Groenewegen M.A.T., Udalski A. & Bono G., 2008, *A&A*, 481, 441
- [77] Gummersbach C.A., Kaufer, A., Schäfer D.R., Szeifert T. & Wolf B., 1998, *A&AS*, 338, 881
- [78] Hasan P., Hasan S.N. & Shah U., 2008, *Ap&SS*, 318, 25
- [79] Hensberge H., Pavlovski K. & Verschueren W., 2000, *A&A*, 358, 553
- [80] Henry R.B.C., Kwitter K.B. & Balick B., 2004, *AJ*, 127, 2284

- [81] Henry R.B.C., Kwitter K.B., Jaskot A.E., Balick B., Morrison M.A., Milingo J.B., 2010, *ApJ*, 724, 748
- [82] Hou J.L., Prantzos, N. & Boissier, S. 2000, *A&A*, 362, 921
- [83] Huang W. & Gies D.R., 2006a, *ApJ*, 648, 580
- [84] Huang W. & Gies D.R., 2006b, *ApJ*, 648, 606
- [85] Hubeny I., 1988, *Comput. Phys. Commun.*, 52, 103.
- [86] Hubeny I. & Lanz T., 1995, *ApJ*, 439, 875
- [87] Hubeny I. & Lanz T., 1997, <http://nova.astro.umd.edu>
- [88] Hubeny I., 2010, *Graduate School in Astronomy, XIV Special Courses at the National Observatory of Rio de Janeiro*, AIP Conference Proceedings, Volume 1268, Melville, New York.
- [89] Humphreys, R. M. 1978, *ApJS*, 38, 309
- [90] Humphreys R.M. & McElroy D.B., 1984, *Catalogue of Stars in Stellar Associations and Young Clusters* (Univ. Minnesota Press)
- [91] Izotov Y.I. & Thuan T.X., 2010, *ApJ*, 710, L67I
- [92] Johnson H.L., 1950, *ApJ*. 112, 240
- [93] Johnson H.L., 1958, *Lowell Obs. Bull.*, 4, 37
- [94] Johnson H.L., & Morgan W.W., 1953, *ApJ*, 117, 313

- [95] Kaltcheva N.T. & Georgiev L.N., 1992, MNRAS, 259, 166
- [96] Kaufer A., Szeifert Th., Krenzin R., Baschek B. & Wolf B., 1994, A&A, 289, 740
- [97] Kaufer A., Stahl O., Tubbesing S., Nørregaard P., Avila G., Francois P., Pasquini L. & Pizzella A., 1999, *Messenger*, 95, 8
- [98] Keenan F.P., Brown P.J.F., Dufton P.L. & Lennon D.J., 1984, ApJ, 279, L11
- [99] Kilian J., Montenbruck O. & Nissen P.E., 1991, A&AS, 88, 101.
- [100] Kilian J., Becker S.R., Gehren, T. & Nissen P.E., 1991, A&A, 244, 419
- [101] Klochkova V.G. & Panchuk V.E., 1990, Soviet Astronomy Letters, vol. 16, p.264
- [102] Kurucz R.L., 1993, ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s Grid CD-Rom 13, Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge.
- [103] Lahulla, J. F. 1985, A&AS, 61, 537
- [104] Lanz T. & Hubeny I., 2003, ApJS, 146, 417
- [105] Lanz T. & Hubeny I., 2007, ApJS, 169, 83
- [106] Lennon D.J., Dufton P.L., Fitzsimmons A., Gehren T., & Nissen P.E., 1990, A&A, 240, 349

- [107] Lester J.B., Gray R.O. & Kurucz R.L., 1986, ApJS, 61, 509.
- [108] Loden L.O., 1966, Ark. Astr., 4, 65
- [109] Loden L. O., Loden K., Nordstrom B. & Sundman A., 1976, A&AS, 23, 283
- [110] Loktin A.V., Gerasimenko T.P. & Malysheva L.K.,
- [111] Luck R. E., Kovtyukh V. V. & Andrievsky S. M., 2006, A.J., 132, 902
- [112] Luck R.E., Gieren W.P., Andrievsky S.M., Kovtyukh V.V., FouquP., Pont F. & Kienzle F., 2003, A&A, 401, 939
- [113] Luo D., & Pradhan A. K., 1989, J. Phys. B, 22, 3377
- [114] Lyubimkov L.S., Rachkovskaya T.M., Rostopchin S.I., & Lambert D.L., 2002, MNRAS, 333, 9
- [115] Lyubimkov L.S., Rostopchin S.I. Lambert D.L., 2004, Mon. Not. R. Astron.Soc. 351, 745
- [116] Maciel A., 1992, A&A, 264, 105
- [117] Maciel, W.J. & Köppen J., 1994, A&A, 282, 436
- [118] Maciel, W.J. & Chiappini, C., 1994, Ap&SS, 219, 231
- [119] Maciel W. J. & Quireza C., 1999, A&A, 345, 629
- [120] Maciel, W.J., 2001, Astroph.Space Sci, 277, 545

- [121] Maciel W.J., Costa R.D.D. & Uchida M.M.M., 2003, A&A, 397, 667
- [122] Maciel W. J., Lago L.G. & Costa R. D. D., 2005, A&A, 433, 127
- [123] Maciel, W. J.; Lago, L. G.; Costa, R. D. D., 2006, A&A, 453, 587
- [124] Maeder A., 1992, A&A, 264, 105
- [125] Marco A., Bernabeu G. & Negueruela I., 2001, AJ, 121, 2075
- [126] McCarthy J.K., Sandiford B.A., Boyd D. & Booth J., 1993, PASP, 105, 881
- [127] McNamara D.H., Madsen J.B., Barnes J. & Ericksen B.F., 2000, PASP, 112, 202
- [128] Melník A. M., & Efremov Yu. N. 1995, AZh Pisma, 21, 13
- [129] Magrini L., Sestito P., Randich S. & Galli D., 2009, A&A, 494, 95
- [130] Marcon-Uchida M.M., Matteucci F. & Costa R.D.D., 2010, A&A, 520, A35
- [131] Martayan C., Fremat Y., Hubert A.M., Floquet M., Zorec J. & Neiner C., 2007, A&A, 462, 683
- [132] Martin W. C., Sugar J., Musgrove A. Wiese, W. L. & Fuhr J. R. 1999, NIST Atomic Spectra Database
- [133] Massey P. & Thompson A.B., 1991, ApJ, 101, 1408

- [134] Massey P., Puls, J., Pauldrach A. W. A., Bresolin F., Kudritzki R. P. & Simon T., 2005, *ApJ*, 627, 477
- [135] Mathys G., Andrievsky S.M., Barbuy B., Cunha K. & Korotin S.A., 2002, *A&A*, 387, 890
- [136] Matteucci F. & François, P., 1989, *MNRAS*, 239, 885
- [137] Matteucci F. 2008, arXiv0804.1492
- [138] Mendoza C., Eissner W., Le Dourneuf M. & Zeppen C.J., 1995, *J. Phys. B*, 28, 3485
- [139] Mendoza V.E.E. & Gomez T., 1980, *MNRAS*, 190, 623
- [140] Mermilliod, J. C., 1981, *A&AS*, 44, 467
- [141] Meynet A. & Maeder G., 2000, *ARA&A*, 38, 143
- [142] Mihalas D., Barnard A.J., Cooper J. & Smith E.W., 1974, *ApJ*, 190, 315
- [143] Mihalas D., Barnard A.J., Cooper J. & Smith E.W., 1975, *ApJ*, 197, 139
- [144] Mishurov, Yu.N., Lépine, J.R.D. & Acharova, I.A., 2002, *ApJ*, 571L, 113
- [145] Moffat A. F. J., Fitzgerald M. P., & Jackson P. D. 1977, *ApJ*, 215, 106

- [146] Moffat A.F.J. & Vogt N., 1975a, A&AS, 20, 155
- [147] Moffat A.F.J. & Vogt N., 1975b, A&AS, 20, 85
- [148] Moffat A.F.J., Fitzgerald M.P. Jackson P.D., 1979, A&AS, 38, 197
- [149] Moitinho A., Vázquez R.A., Carraro G., Baume G., Giorgi E.E. & Lyra W., 2006, MNRAS, 368, L77
- [150] Najarro F., Hillier D. J., Puls J., Lanz T. & Martins F., 2006, A&A, 456, 659
- [151] Napiwotzky R., Schönberner D. & Wenske V., 1993, A&A, 268, 653
- [152] Neri L.J., Chavarria K.C. & de Lara E., 1993, A&AS, 102, 201
- [153] Nieva M.F. & Przybilla N., 2007, A&A, 467, 295
- [154] Nieva M.F. & Przybilla N., 2008, A&A, 481, 199
- [155] Nissen P. E., 1976, A&A, 50, 343
- [156] Ogura K. & Ishida K., 1981, PASJ, 33, 149.
- [157] Olive K.A., Steigman G. & Skillman E.D., 1997, ApJ, 483, 788
- [158] Olive K.A., 2010, arXiv1005.3955O
- [159] Pancino E., Carrera R., Rossetti E. & Gallart C., 2010, A&A, 511, A56
- [160] Park B.G. & Sung H., 2002, ApJ, 123, 892

- [161] Pasquali, A. & Perinotto, M., 1993, *A&A*, 280, 581
- [162] Paunzen E. & Maitzen H. M., 2002, *A&A*, 385, 867
- [163] Peach G., Saraph H. E. & Seaton M. J., 1988, *J. Phys. B*, 21, 3669
- [164] Pedicelli, S., Bono G., Lemasle B., Franis P., Groenewegen M., Lub J., Pel J.W., Laney D., Piersimoni A., Romaniello M., Buonanno R., Caputo F., Cassisi S., Castelli F., Leurini S., Pietrinferni A., Primas F. & Pritchard J., 2009, *A&A*, 504, 81
- [165] Peimbert M., 1978, *IAUS*, 76, 215
- [166] Peimbert M. & Peimbert A., 2000, *The Light Elements and their Evolution*, *Proceedings of IAU Symposium*, Volume 198, 194
- [167] Pérez M.R., Thé P.S. & Werterlund B.E., 1987, *PASP*, 99, 1050
- [168] Perinotto M. & Morbidelli L., 2006, *MNRAS*, 372, 45
- [169] Perry Ch.L., 1973, *Spectral Classification and Multicolour Photometry*.
IAU Symposium no. 50 p.192
- [170] Portinari L. & Chiosi C., 2000, *A&A*, 355, 929
- [171] Pottasch, S. R.; Bernard-Salas, J., 2006, *A&A*, 457, 189
- [172] Przybilla N., Butler K., Heber U. & Jeffery C.S., 2005, *A&A*, 443, 25
- [173] Przybilla N., Nieva M.F. & Butler K., 2008, *ApJ*, 688, L103

- [174] Pyatkes S. A., 1991, BSAO, 32, 89
- [175] Reid M.J., 1993, ARA&A, 31, 345
- [176] Reichen M., Lanz T., Golay M. & Huguenin D., 1990, Ap&SS, 163, 275
- [177] Rolleston W.R.J., Smartt S.J., Dufton P.L. & Ryans R.S.I., 2000, A&A, 363, 537
- [178] Rolleston W.R.J., Dufton P.L. & Fitzsimmons A., 1994, A&A, 284, 72
- [179] Romano D., Tosi M., Matteucci F. & Chiappini C., 2003, MNRAS, 346, 295
- [180] Romano D., 2011, Light Elements in the Universe, Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium, Volume 268, 431
- [181] Sagar R. & Joshi U.C., 1981, Ap&SS, 75, 465
- [182] Scharmer G.B., 1981, ApJ 249, 720
- [183] Schönrich, R. & Binney, J., 2009, MNRAS, 399, 1145
- [184] Shamey, Louis Joseph, 1969, PhDT, 47
- [185] Shaver, P.A., McGee, R.X., Newton, L.M., Danks, A.C., & Pottasch, S.R., 1983, MNRAS, 204, 53
- [186] Shobbrook, R. R. 1984, MNRAS, 206, 273

- [187] Slettebak A., Collins G. W.II, Parkinson T.D., Boyce P.B. & White N.M., 1975, ApJS, 29, 137S
- [188] Slettebak A., ApJS, 50, 55
- [189] Smartt S.J. & Rolleston W.R.J., 1997, ApJ, 481, L47
- [190] Smartt S.J. & Rolleston W.R.J., 2001, A&A, 367, 86
- [191] Spitoni, E. & Matteucci, F., 2011, A&A, 531, A72
- [192] Stanghellini L.& Haywood M., 2010, ApJ, 714, 1096
- [193] Strömgren B., 1963, QJRAS, 4, 8.
- [194] Strömgren B., 1966, ARA&A, 4, 433S.
- [195] Subramaniam A. & Sagar R., 1999, AJ, 117, 937
- [196] Sung H., Bessell M.S. & Lee S.W., 1997, ApJ, 114, 2644
- [197] Tapia M., Costero R., Echevarría, J. & Roth M., 1991, MNRAS, 253, 649
- [198] Thuan T. X. & Izotov Y.I., 2000, The Light Elements and their Evolution, Proceedings of IAU Symposium, Volume 198, 176
- [199] Tovmassian H.M., Epemian R.A., Kovhannesian R.Kh., Cruz-Gonzalez G. & Navarro S.G., 1998, AJ, 115, 1083
- [200] Tully J. A., Seaton M. J. & Berrington K. A., 1990, J.Phys.B, 23, 3811

- [201] Turbide L. & Moffat A.F.J., 1993, ApJ, 105, 1831
- [202] Twarog B.A., Ashman K.M. & Anthony-Twarog B.J., 1997, AJ, 114, 2556
- [203] van den Hoek, L. B.; Groenewegen, M. A. T., A&AS, 123, 305
van der Hucht, K. A., Thé, P. S., & Bakker, R. 1980, PASP, 92, 837
- [204] Vasquez J., Cappa C.E., Pineault S. & Duronea N.U., 2010, MNRAS, 405, 1976
- [205] Verschueren W., 1991, PhD tese, Vrije Universiteit Brussel.
- [206] Vilchez J.M. & Esteban C., 1996, MNRAS, 280, 720
- [207] Vogel S.N. & Kuhi L.V., ApJ...245..960V
- [208] Vogt N., & Moffat A.F.J., 1972, Astron. Astrophys. Suppl. 7, 133
Vogt, N., & Moffat, A. F. J. 1975, A&A, 45, 405
- [209] Vrancken M., Hensberge H., David M. & Verschueren W., 1997, A&A, 320, 878
- [210] Walker M.F. 1956, ApJS, 2, 365
- [211] Werner K., Husfeld D., 1985, A&A, 148, 417
- [212] Wolff S. C., Strom, S. E., Dror, D., Lanz, L. & Venn K., 2006, ApJ, 132, 749

- [213] Woosley S.E. & Weaver T.A., 1995, *ApJS*, 101, 181
- [214] White S.D.M. 1975, *Astrophys. J.*, 197,67
- [215] Yong D., Carney B.W. & Teixeira de Almeida M.L., 2006, *AJ*, 131,
2256
- [216] Zevallos Herencia, M.I., 2007, *Dissertação de Mestrado*, Observatório
Nacional