



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

**Análise de Estrelas Pós-AGB Quentes e  
Candidatas: Abundâncias Químicas como  
Critério de Classificação**

**Tese de Doutorado**

Autor: **Daniel R. C. Mello**  
Orientadora: **Simone Daflon**

## **Banca Examinadora**

Dr<sup>a</sup> Simone Daflon dos Santos (ON/MCTI)  
Orientadora

Dr. Claudio Bastos Pereira (ON/MCTI)  
Examinador

Dr<sup>a</sup> Jane Cristina Gregório-Hetem (IAG/USP)  
Examinadora

Dr. Ronaldo Savarino Levenhagen (UNIFESP)  
Examinador

Dr<sup>a</sup> Silvia Lorenz-Martins (OV/UFRJ)  
Examinadora

Dr. Dalton de Faria Lopes (ON/MCTI)  
Suplente

Dr. Wagner Luiz Ferreira Marcolino (OV/UFRJ)  
Suplente

Tese de Doutorado apresentada no auditório do Observatório Nacional em 30 de Setembro de 2011 para obtenção do título de Doutor em Astronomia.

*Lime and limpid green, a second scene  
A fight between the blue you once knew.  
Floating down, the sound resounds  
Around the icy waters underground.  
Jupiter and Saturn, Oberon,  
Miranda and Titania.  
Neptune, Titan,  
Stars can frighten.*

*Syd Barrett*



# Conteúdo

<b>Agradecimentos</b>	<b>vi</b>
<b>Resumo</b>	<b>viii</b>
<b>Abstract</b>	<b>x</b>
<b>Lista de Figuras</b>	<b>xvi</b>
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
1.1 População I × População II . . . . .	4
1.2 Objetivos deste trabalho . . . . .	6
<b>2 Dados Observacionais e Seleção da Amostra</b>	<b>7</b>
2.1 Seleção das amostras . . . . .	7
2.1.1 Pós-AGB quentes . . . . .	7
2.1.2 Estrelas OB em altas latitudes galácticas . . . . .	8
2.2 Observações . . . . .	8
2.2.1 Primeiro contato: análise qualitativa . . . . .	10
2.3 Velocidades radiais . . . . .	11
2.3.1 Análise de binaridade . . . . .	13
<b>3 Metodologia</b>	<b>21</b>
3.1 Introdução . . . . .	21
3.1.1 Modelos atmosféricos . . . . .	23
3.1.2 Formação de linhas espectrais . . . . .	24
3.2 Programas utilizados . . . . .	24
3.2.1 Rede de modelos atmosféricos gerados com TLUSTY . . . . .	24
3.2.2 Modelos atômicos . . . . .	25

---

3.2.3	Listas de linhas . . . . .	28
3.2.4	SYNSPEC e Synplot . . . . .	37
3.3	Determinação dos parâmetros atmosféricos . . . . .	38
3.3.1	Temperatura efetiva a gravidade superficial . . . . .	39
3.3.2	Microturbulência . . . . .	44
3.3.3	Velocidade de rotação . . . . .	46
<b>4</b>	<b>Evolução das estrelas de baixa massa e massa intermediária</b>	<b>49</b>
4.1	Evolução pré-AGB . . . . .	49
4.2	Evolução na fase AGB . . . . .	53
4.2.1	A Terceira dragagem . . . . .	56
4.2.2	Evidências observacionais da fase AGB . . . . .	58
4.2.3	Nucleossíntese na fase AGB . . . . .	61
4.2.4	<i>Hot Bottom Burning</i> - HBB . . . . .	65
4.3	A fase Pós-AGB . . . . .	69
4.3.1	Características da fase Pós-AGB . . . . .	69
4.3.2	Detecção e tipos espectrais . . . . .	71
4.3.3	Modelos evolutivos Pós-AGB . . . . .	73
4.3.4	Abundâncias químicas . . . . .	76
4.3.5	Fotoionização do envoltório e o surgimento das Nebulosas Planetárias . . . . .	79
<b>5</b>	<b>Abundâncias Químicas em Estrelas Pós-AGB Quentes</b>	<b>83</b>
5.1	Introdução . . . . .	84
5.2	Descrição do espectro . . . . .	85
5.2.1	Perfis P-Cyg . . . . .	89
5.3	Análise . . . . .	89
5.3.1	Propriedades físicas dos objetos: Os parâmetros atmosféricos . . . . .	89
5.3.2	Abundâncias químicas . . . . .	95
5.4	Discussão . . . . .	103
5.4.1	Massas e metalicidades . . . . .	103
5.4.2	Características individuais dos objetos . . . . .	105
5.4.3	Padrão de abundâncias . . . . .	116
<b>6</b>	<b>Estrelas OB em altas Latitudes Galácticas</b>	<b>125</b>
6.1	Introdução . . . . .	125

---

6.2	Análise . . . . .	127
6.2.1	Parâmetros atmosféricos . . . . .	129
6.2.2	Abundâncias químicas . . . . .	140
6.3	Discussão . . . . .	143
6.3.1	Estimativas de massas e idades . . . . .	143
6.3.2	Comparação dos resultados de composição química com a literatura . . . . .	147
6.3.3	Considerações finais . . . . .	168
<b>7</b>	<b>Conclusões e Perspectivas</b>	<b>171</b>
7.1	Estrelas Pós-AGB quentes . . . . .	171
7.2	Estrelas OB em altas latitudes galácticas . . . . .	173
7.3	Perspectivas . . . . .	175
	<b>Bibliografia</b>	<b>177</b>
<b>A</b>	<b>Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)</b>	<b>189</b>





# Agradecimentos

- Agradeço à Simone Daflon pela orientação a este trabalho, o vasto conhecimento transmitido e o incentivo em todos os momentos.
- Ao Dr. Ivan Hubeny pela contribuição valiosa durante a implementação dos códigos TLUSTY e SYNSPEC e pelas dicas e sugestões de enorme importância para o desenvolvimento deste trabalho.
- Um agradecimento à CAPES pela bolsa de estudos concedida e à Comissão de Pós-Graduação pelo financiamento das missões observacionais realizadas no *European Southern Observatory* (ESO).
- Um agradecimento aos professores do Observatório Nacional, em especial a Claudio Bastos Pereira pelos comentários e sugestões acerca das estrelas estudadas nesta tese e aos professores Wladimir Ortega e Francisco Xavier de Araújo pela expressiva influência em minha formação acadêmica.
- Agradeço à pós-doutoranda Carolina Chavero pela ajuda com o LaTeX durante a fase final de compilação desta Tese.
- A todos os servidores da instituição, e um agradecimento especial aos funcionários da Biblioteca e da secretaria da Pós-Graduação.
- Agradeço a todos os amigos do Observatório Nacional, em especial aos amigos da sala 03, pelos momentos de apoio e descontração.
- Agradeço aos meus pais João e Maria e à minha irmã Raquel, por sempre encontrar neles, momentos de satisfação, paz e confiança.
- Um agradecimento muito especial à minha Fabíola Anne, pelo carinho e compreensão.
- Enfim, agradeço a todos aqueles que de alguma forma contribuíram para que a realização deste trabalho fosse possível.



## Resumo

Com o intuito de incrementar nosso conhecimento acerca do padrão de composição química dos objetos Pós-AGB e identificar possíveis objetos evoluídos em uma amostra de estrelas OB em altas latitudes galácticas, investigamos neste trabalho, abundâncias de hélio, carbono, nitrogênio, oxigênio, magnésio, silício e enxofre para duas amostras estelares, a saber, Estrelas Pós-AGB quentes classificadas e Estrelas OB, ambas em altas latitudes galácticas. Um total de 26 objetos foram estudados, sendo que destes, 11 não possuem análise de abundâncias na literatura até o presente momento. A análise química seguiu metodologia consistente para as atmosferas de estrelas OB: modelos atmosféricos e teoria de formação de linhas com formalismo não-ETL. A comparação entre os espectros observados de alta resolução dos objetos com os espectros teóricos, permitiu a determinação dos parâmetros atmosféricos e a obtenção das abundâncias químicas através do ajuste linha-por-linha. Com relação à amostra das raras estrelas Pós-AGB quentes, nossos resultados sugerem novas possibilidades de interpretação dos processos de nucleossíntese e mistura ocorrentes na fase AGB, responsáveis pelo padrão de abundâncias obtido para os objetos desta amostra. Entre outras particularidades, nossos resultados indicam sub-abundância em carbono e uma relevante sobre-abundância em nitrogênio para grande parte das estrelas. A análise da amostra de Estrelas OB em altas latitudes revelou abundâncias típicas de estrelas OB da População I do disco galáctico para um grupo de estrelas, associadas a altas velocidades radiais, o que indicaria que estes objetos tiveram origem no disco galáctico, sendo posteriormente ejetados a altas velocidades por mecanismos dinâmicos. Por outro lado, para outros 4 objetos desta amostra, nossos resultados são compatíveis com um estágio evolutivo mais avançado. Entre estes objetos, duas estrelas apresentam padrão de abundância similar ao das Pós-AGB quentes analisadas.

**Palavras chaves:** Estrelas: Parâmetros atmosféricos — Estrelas: abundâncias químicas — Estrelas: Pós-AGB — Estrelas: Evolução Estelar



## Abstract

In order to define the abundance pattern of hot post-AGB stars and identify possible evolved objects among the high galactic latitude OB stars, we investigated in this work abundances of helium, carbon, nitrogen, oxygen, magnesium, silicon and sulfur for two stellar samples, namely, classified hot post-AGB stars and high Galactic latitude OB stars. A total of 26 objects have been studied. The chemical analysis followed a self-consistent methodology combining non-LTE model atmospheres with non-LTE line formation theory. The comparison between the observed high-resolution spectra with theoretical spectra allowed the determination of atmospheric parameters and the chemical abundances. Regarding the sample of the rare hot post-AGB stars, our results provide a new interpretation for the nucleosynthesis and mixing processes occurring in the AGB phase, responsible for the abundance pattern obtained for the objects of this sample. Among other features, our results indicate under-abundance of carbon and a significant over-abundance of nitrogen for most of the hot post-AGB stars. The analysis of the sample of halo OB stars revealed different characteristics. In general, the obtained abundances are typical of Population I OB stars of the galactic disk for a group of stars. This result, coupled with high radial velocities, seems to indicate that these objects have been formed in the galactic disk and subsequently ejected to the Halo through dynamic mechanisms. On the other hand, for 4 objects of this sample, our results seem to indicate an advanced evolutionary status: the abundance pattern of two stars is consistent with that obtained for the hot post-AGB stars.

**Key words:** Stars: Fundamental parameters — Stars: Abundances — Stars: Post-AGB — Stars: Stellar Evolution.

# Informação eletrônica

A grande maioria das referências utilizadas nesta Tese, bem como a procura por catálogos e códigos e a obtenção de espectros sintéticos, podem ser encontradas nas seguintes páginas eletrônicas:

- [http://adsbs.harvard.edu/article\\_service.html](http://adsbs.harvard.edu/article_service.html)
- <http://arxiv.org/archive/astro-ph>
- <http://nova.astro.umd.edu/>
- <http://www.lsw.uni-heidelberg.de/cgi-bin/websynspec.cgi>
- <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
- <http://www.ncac.torun.pl/postagb2>
- <http://vizier.u-strasbg.fr/>
- <http://www.eso.org/public/teles-instr/lasilla.html>
- [http://www.sc.eso.org/santiago/uvespop/field\\_stars\\_uptonow.html](http://www.sc.eso.org/santiago/uvespop/field_stars_uptonow.html)

# Lista de Figuras

1.1	Diagrama HR teórico mostrando trajetórias evolutivas obtidas por Maeder & Meynet (1989) para estrelas com massas no intervalo 0.85 — 120 $M_{\odot}$ . . .	2
2.1	<i>European Southern Observatory</i> em La Silla, Chile, com telescópio de 2.2m em primeiro plano . . . . .	9
2.2	Espectros normalizados para as estrelas da amostra de estrelas OB em altas latitudes galácticas HD149363, HD125924, CPD-6891 e HD209684 . . . .	12
2.3	Ajuste da linha C II em 4267Å para medições de velocidade radial da estrela HD125924 . . . . .	14
2.4	Espectro normalizado da estrela SAO209306, mostrando a duplicidade das linhas espectrais em H $\alpha$ e He I 6678Å. . . . .	16
3.1	Rede de modelos atmosféricos BSTAR2006 . . . . .	26
3.2	Rede de modelos atmosféricos OSTAR2002 . . . . .	27
3.3	Diagrama de Grotrian para as transições possíveis para o íon C II . . . . .	28
3.4	Captura de tela exemplificando o ambiente de trabalho com Synplot . . . .	38
3.5	Espectro sintético gerado com Synplot sobreposto ao espectro observado para a estrela TonS195 . . . . .	41
3.6	Diagnóstico da microturbulência para a estrela HD125924 usando o diagrama $EW \times \log \epsilon(O)$ para as linhas de O II . . . . .	45
3.7	Variação do perfil de linha para diferentes valores de $v_{seni}$ para a linha de N II em 3995Å . . . . .	47
4.1	Esquema evolutivo de duas estrelas de baixa — intermediária massa (massas de 1 $M_{\odot}$ e 5 $M_{\odot}$ ) saindo da Sequência Principal até chegar ao ramo das anãs brancas . . . . .	51

4.2	Figura mostrando esquematicamente a estrutura de uma estrela AGB com as principais regiões e processos ocorrentes . . . . .	55
4.3	Evolução temporal de diversas propriedades físicas durante a fase TP-AGB para estrelas com massas de 2.5 e 5 $M_{\odot}$ . . . . .	57
4.4	Contribuição para luminosidade superficial estelar das camadas de queima de hidrogênio $L_H$ e hélio $L_{He}$ na fase TP-AGB durante a ocorrência de um pulso térmico . . . . .	58
4.5	Processo de terceira dragagem ( <i>third dredge-up</i> ) ocorrendo durante os últimos pulsos térmicos da fase TP-AGB . . . . .	59
4.6	Diagrama cor-cor do IRAS mostrando as diversas regiões ocupadas por diversos objetos com fluxo IRAS detectado . . . . .	62
4.7	Espectro sintético e observado da estrela carbonada BD+57 2161 mostrando diversas linhas espectrais devido a elementos do processo-s . . . . .	64
4.8	Evolução da temperatura na base do envoltório convectivo durante a fase TP-AGB para uma estrela de massa $M = 6 M_{\odot}$ e metalicidade solar . . . . .	66
4.9	Abundâncias superficiais de $^{12}\text{C}$ , $^{13}\text{C}$ e $^{14}\text{N}$ durante a evolução TP-AGB para uma estrela de massa $M = 6 M_{\odot}$ e metalicidade solar, indicando a ocorrência do HBB . . . . .	67
4.10	Razão C/O durante a evolução na fase TP-AGB para modelos estelares com três diferentes massas (4, 5 e 6 $M_{\odot}$ ) e metalicidades (0.02, 0.004 e 0.008) . . . . .	68
4.11	Distribuição espectral de energia do objeto Pós-AGB HD56126 . . . . .	71
4.12	Distribuição de tipos espectrais em estrelas Pós-AGB segundo amostra de Suárez et al. (2006) com base no catálogo IRAS . . . . .	74
4.13	Trajatórias evolutivas geradas com queima de H para estrelas Pós-AGB com metalicidade $Z = 0.016$ . . . . .	75
4.14	Estrela Pós-AGB de tipo espectral B8 HD44179 (Retângulo Vermelho) . . . . .	78
4.15	Esquema de classificação evolutiva proposto por García-Lario & Perea Calderón (2003) para estrelas Pós-AGB com química rica em oxigênio, com base nos espectros de baixa resolução espectral do ISO . . . . .	81
4.16	Pós-AGB IRAS19590-1249 (LSIV-12 111) . . . . .	82
5.1	Espectros normalizados das estrelas da amostra na região 4600Å — 4700Å com a identificação das principais linhas espectrais . . . . .	87



---

5.2	Presença de perfil P-Cyg na linha de $H\beta$ para a estrela Pós-AGB quente LSE3	90
5.3	Região espectral em torno da linha de $H\alpha$ para as estrelas Pós-AGB quentes analisadas neste trabalho	91
5.4	O equilíbrio de ionização Si III/IV para a Pós-AGB quente TYC6234-178-1 (IRAS17203-1534)	93
5.5	Diagnóstico da microturbulência para a Pós-AGB quente LSE76 usando o diagrama $EW \times \log\epsilon(O)$ para as linhas de O II	94
5.6	Comparação entre perfis teóricos das asas das linhas de Balmer gerados para atmosferas típicas de estrelas da Sequência Principal e de estrelas evoluídas, considerando diferentes valores de $\log g$ com passo de 0.05 dex	96
5.7	Ajuste do espectro teórico ao espectro observado para a estrela TYC6234-178-1 (IRAS17203-1534) para 4 linhas espectrais	98
5.8	Abundâncias relativas para as estrelas da amostra	101
5.9	Estrelas Pós-AGB quentes no diagrama $\log T_{ef} \times \log g$ com as trajetórias evolutivas Pós-AGB de Bloeker (1995) para massas centrais de 0.605, 0.625, 0.696, 0.836 e 0.940 $M_{\odot}$ e as trajetórias evolutivas de Schoenberner (1983) para massas centrais de 0.546 e 0.565 $M_{\odot}$	106
5.10	Abundâncias químicas relativas encontradas neste trabalho para a Pós-AGB quente LSIV-12 111 (IRAS19590-1249) comparadas com resultados de McCausland et al. (1992) e Ryans et al. (2003)	113
5.11	Abundâncias relativas no diagrama $\log(O/N) \times \log(C/N)$ para várias classes de estrelas comparadas às Pós-AGB quentes analisadas	118
5.12	Comparação entre as distribuições das abundâncias de carbono obtidas em nossa análise e outros resultados da literatura	119
5.13	Comparação entre as distribuições das abundâncias de nitrogênio obtidas em nossa análise e outros resultados da literatura	120
5.14	Diagrama $(He / H) \times (N / H)$ para as Pós-AGB quentes analisadas	123
6.1	Diagrama HR mostrando várias trajetórias evolutivas Pós-Sequência Principal para estrelas com massas entre 3.2 e 20 $M_{\odot}$ e trajetórias evolutivas Pós-AGB com massas centrais variando de 0.61 a 0.94 $M_{\odot}$	128

6.2	Espectro sintético sobreposto ao espectro observado para a estrela LSE14, mostrando o ajuste da linha $H\gamma$ para estimativa da gravidade superficial $\log g$ utilizando o método fotométrico . . . . .	131
6.3	Espectro sintético sobreposto ao espectro observado para a estrela LSE14, mostrando o ajuste da linha $H\gamma$ para estimativa da gravidade superficial $\log g$ pelo método espectroscópico . . . . .	132
6.4	Comparação entre temperaturas efetivas obtidas pelos métodos iterativo e espectroscópico para estrelas OB em altas latitudes . . . . .	135
6.5	Comparação entre gravidades superficiais obtidas pelos métodos fotométrico e espectroscópico para estrelas OB em altas latitudes . . . . .	136
6.6	Diagnóstico da microturbulência $\xi$ para a estrela HD149363 . . . . .	137
6.7	Distribuição da velocidade rotacional projetada $v_{\text{seni}}$ para as estrelas OB em altas latitudes galácticas . . . . .	139
6.8	Abundâncias relativas para as estrelas OB em altas latitudes galácticas . . . . .	142
6.9	Estrelas OB em altas latitudes galácticas no diagrama $\log T_{\text{ef}} \times \log g$ com as trajetórias evolutivas de Claret (2004) para $M_{\text{ZAMS}}$ correspondendo a 3.98, 5, 6.31, 7.94, 10 e 15.9 $M_{\odot}$ , as trajetórias evolutivas Pós-AGB de Schoenberner (1983) para massas centrais de 0.546 e 0.565 $M_{\odot}$ e as de Bloeker (1995) para massas centrais de 0.605, 0.625, 0.696, 0.836 e 0.940 $M_{\odot}$ . . . . .	145
6.10	Abundâncias químicas relativas para a estrela HD149363 obtidas nesta tese e comparadas aos valores de Martin (2004) . . . . .	148
6.11	Espectros das estrelas LSE148, CPD-247094, CPD-6891 e HD86796 centrados em torno de $H\alpha$ mostrando linhas estreitas devido a baixa rotação . . . . .	154
6.12	Comparativo entre as abundâncias obtidas nesta tese e às obtidas por Magee et al. (2001) para estrela CPD-6891 . . . . .	158
6.13	Comparativo entre as abundâncias obtidas nesta tese e às obtidas por Magee et al. (2001) para estrela CPD-247094 . . . . .	159
6.14	Abundâncias relativas no diagrama $\log(\text{O/N}) \times \log(\text{C/N})$ para os objetos CPD-6891 e CPD-247094 . . . . .	160
6.15	Comparativo entre os espectros de TonS195 e HD86796 na região espectral 4430-4500Å com indicativo das principais linhas espectrais . . . . .	164

---

6.16	Comparativo entre os espectros de HD21305 e BD-15115 na região espectral 4540-4600Å com indicativo das principais linhas espectrais . . . . .	165
6.17	Abundâncias relativas para a provável estrela BHB, HD21305 . . . . .	166
6.18	Estrelas OB em altas latitudes galácticas no diagrama $\log T_{ef} \times \log g$ com trajetórias HB e Pós-HB de Dorman et al. (1993) e trajetórias evolutivas Pós-AGB de Schoenberner (1983) e Bloeker (1995) . . . . .	167
A.1	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-I . . . . .	190
A.2	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-II . . . . .	191
A.3	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-III . . . . .	192
A.4	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-IV . . . . .	193
A.5	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-V . . . . .	194
A.6	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-VI . . . . .	195
A.7	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-VII . . . . .	196
A.8	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-VIII . . . . .	197
A.9	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-IX . . . . .	198
A.10	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-X . . . . .	199
A.11	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XI . . . . .	200
A.12	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XII . . . . .	201
A.13	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XIII . . . . .	202
A.14	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XIV . . . . .	203
A.15	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XV . . . . .	204
A.16	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XVI . . . . .	205
A.17	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XVII . . . . .	206
A.18	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XVIII . . . . .	207
A.19	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XIX . . . . .	208
A.20	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XX . . . . .	209
A.21	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XXI . . . . .	210
A.22	Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XXII . . . . .	211



# Capítulo 1

## Introdução

Este trabalho trata de estrelas com espectro tipo OB (estrelas O e *early-B*) em diferentes regimes de massa, idades e estágios evolutivos. As estrelas OB, quando na Sequência Principal, estão localizadas no disco fino Galáctico e estão entre as estrelas mais jovens e massivas conhecidas com massas  $M \geq 8 M_{\odot}$ . Entre os exemplos extremos podemos citar os objetos HD269810 (Gvaramadze et al., 2010),  $\zeta$  Puppis (Puls et al., 2006) e HD93250 (Weidner & Vink, 2010) que possuem massas estimadas maiores que  $50 M_{\odot}$ . A Figura 1.1 mostra trajetórias evolutivas para estrelas com diferentes massas a partir da Sequência Principal calculadas por Maeder & Meynet (1989). Estrelas na Sequência Principal são divididas em geral, em três grandes grupos: as massivas, definidas com  $M \geq 8.0 M_{\odot}$ , as de massa intermediária com  $2.5 M_{\odot} \leq M \leq 8.0 M_{\odot}$  e as de baixa massa com  $0.8 M_{\odot} \leq M \leq 2.5 M_{\odot}$ . Estrelas OB massivas evoluem de forma rápida e boa parte delas são progenitoras de Supernovas do Tipo II, enriquecendo o meio interestelar de forma intensa com elementos pesados gerados em seus interiores. Entretanto, em termos quantitativos, o contingente de matéria despejada pelas estrelas de baixa massa e massa intermediária no meio interestelar é muito maior, já que espera-se que 99% das estrelas do universo estejam nesta faixa de massa (Aller, 1994). A evolução destes objetos pouco massivos é, entretanto, lenta, se comparada a evolução dos objetos de tipo espectral OB de População I do disco galáctico.

O espectro óptico de uma estrela do tipo OB é caracterizado por intensas linhas fotossféricas de hidrogênio, hélio e linhas de diversos metais em diferentes estágios de ionização, como nitrogênio, oxigênio e silício. Todavia, estas características não são exclusivas apenas das estrelas do tipo OB massivas do disco. Algumas etapas evolutivas finais das

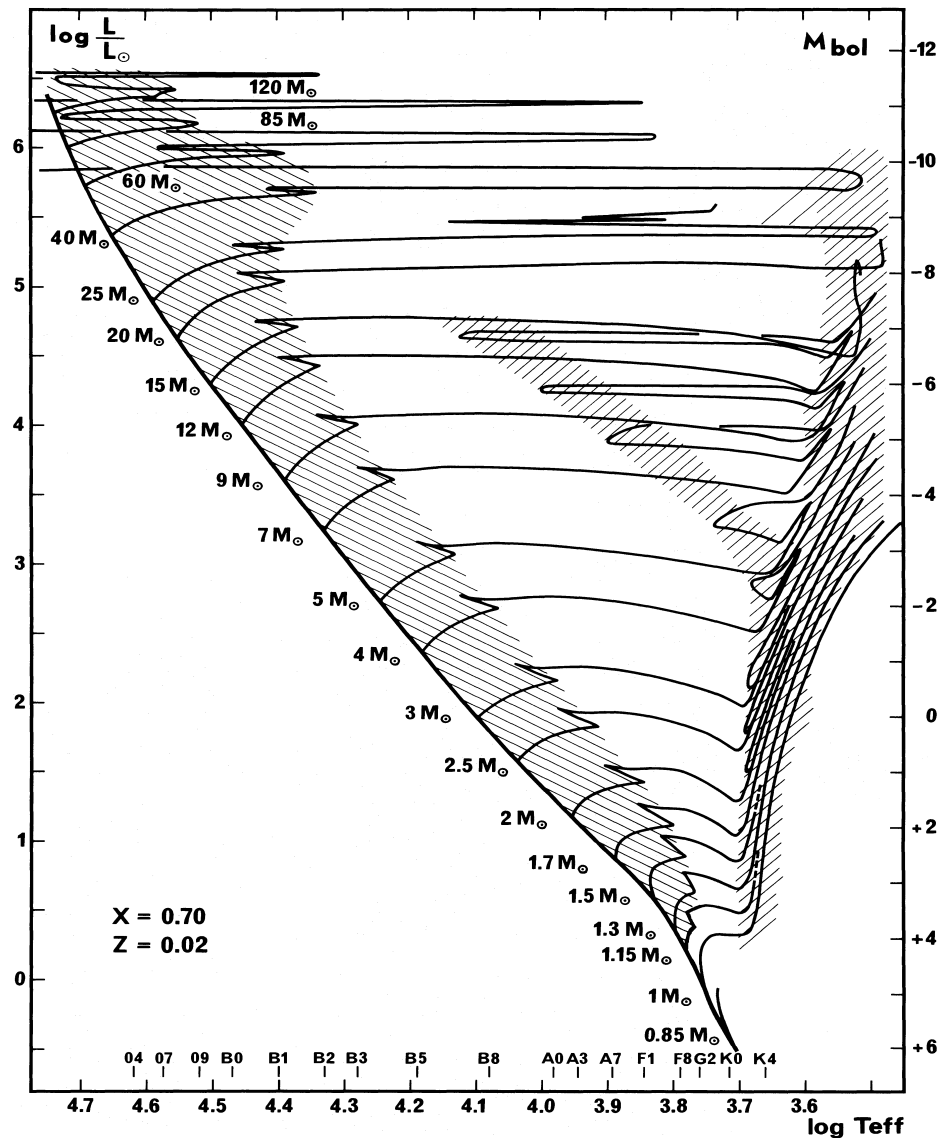


Figura 1.1: Diagrama HR teórico mostrando trajetórias evolutivas obtidas por Maeder & Meynet (1989) para estrelas com massas no intervalo  $0.85 - 120 M_{\odot}$ . Estrelas O e *early*-B estão entre as mais massivas com  $M \geq 8 M_{\odot}$ . As zonas hachuradas indicam regiões de queima nuclear duradoura.

estrelas de baixa estão situadas no diagrama HR em regiões em que as temperaturas efetivas são típicas de estrelas OB. Estas regiões estão delimitadas pelas estrelas sub-anãs azuis (sdB, sdO ou sdOB), pelas estrelas azuis do ramo horizontal (BHB), pelas Estrelas Centrais de Nebulosas Planetárias e por suas predecessoras, as estrelas Pós-AGB. Entretanto,

estes objetos não possuem distribuição galáctica restrita ao plano como a grande maioria das estrelas OB massivas.

Estrelas OB pouco brilhantes e distantes do disco galáctico foram inicialmente descobertas no final da década de 40, principalmente devido ao trabalho de Humason & Zwicky (1947). As análises posteriores de Bidelman nos anos 50 (Bidelman, 1951), vieram incrementar as informações sobre este novo grupo ainda desconhecido de estrelas OB. A constatação de que boa parte das estrelas possuíam altas velocidades radiais levou muitos autores a considerá-las realmente como objetos do Halo. Devido ao fato das estrelas OB de População I terem idades na Sequência Principal relativamente curtas, isto significa que, ou os objetos encontrados em altas latitudes galácticas foram formados nesta região, ou tiveram origem no disco e foram posteriormente ejetados a altas velocidades. Um dos primeiros trabalhos a realizar um amplo levantamento destes objetos foi o de Greenstein & Sargent (1974). Estudando uma amostra de 189 objetos em espectroscopia de baixa resolução, os autores encontraram 50 objetos indistinguíveis das estrelas de População I, porém com velocidades incompatíveis com o cenário de ejeção. Como o cenário de formação *in situ* no Halo não era ainda cogitado, os autores concluíram que se tratavam de objetos evoluídos de População II, como estrelas azuis do ramo horizontal ou estrelas Pós-AGB.

Todos os objetos de tipo espectral OB discutidos nos parágrafos anteriores podem *a priori*, possuir temperaturas efetivas e gravidades superficiais semelhantes. Como os espectros são altamente dependentes destes dois parâmetros, é relativamente difícil distinguir entre as duas populações apenas com base em espectroscopia de baixa resolução ou cores fotométricas. Entretanto, algumas características particulares permitem a distinção entre as duas classes:

1. Estrelas de População I ejetadas do plano Galáctico mostram composições fotosféricas relativamente similares às estrelas OB do disco. Em geral, elas possuem velocidades radiais que as permitem alcançar altas latitudes durante seus tempos evolutivos na Sequência Principal.

2. Estrelas evoluídas possuem composições químicas que, em geral, indicam sinais de enriquecimento ou depleção de elementos específicos devido a eventos de mistura ocorridos em etapas evolutivas anteriores. Alguns destes objetos podem apresentar luminosidades menores que suas equivalentes de alta massa do disco. A luminosidade mal determinada pode acarretar em estimativas errôneas para suas distâncias e conseqüentemente, comprometer as informações sobre sua dinâmica no Halo.
3. Estrelas massivas formadas *in situ* em altas latitudes devem possuir composições químicas consistentes com a composição de nuvens encontradas em altas latitudes (*Intermediate Velocity Clouds* - IVCs ou *High Velocity Clouds* - HVCs) e sua dinâmica estelar deve ser compatível com a dinâmica do Halo.

Neste sentido, a utilização de espectros de alta resolução é de fundamental importância para obtenção da composição química dos objetos, no intento de classificar com segurança os objetos em altas latitudes.

## 1.1 População I $\times$ População II

As estrelas de População I com origem no disco galáctico foram formadas em ambientes quimicamente enriquecidos e suas abundâncias devem refletir este fato. Em geral, estes objetos apresentam metalicidade normal ou, em certos casos, acima do valor solar de  $Z = 0.02$ . No caso dos objetos evoluídos de População II, seus padrões de abundâncias podem revelar cenários mais complexos, pois envolvem o somatório da composição inicial da nuvem onde o objeto foi formado, possíveis depleções de certos elementos para o envoltório de poeira, se presente e, os já mencionados enriquecimentos ou depleções fotosféricas causadas pelos eventos de mistura.

Tobin (1987) identificou estrelas evoluídas em altas latitudes, entre elas, Pós-AGB, sub-anãs azuis (sdOB) e outros objetos evoluídos, abrindo um campo inexplorado de busca por objetos raros, possibilitando o surgimento de novas teorias, evidências observacionais e questões acerca dos últimos estágios de evolução estelar (McCausland et al., 1992). Entre



estes objetos evoluídos, as estrelas Pós-AGB possuem características espectrais e evolutivas particulares, devido principalmente a eventos nucleossintéticos e de mistura importantes, ocorrentes em uma região do diagrama HR conhecida como Ramo Assintótico da Gigantes (*Asymptotic Giant Branch*). As estrelas Pós-AGB com baixas temperaturas efetivas (Pós-AGB clássicas) são mais comuns, mas é crescente o interesse pelos objetos Pós-AGB de tipos espectrais OB, conhecidas como estrelas Pós-AGB quentes (*hot Post-AGB Stars*). Estes objetos apresentam um espectro fotosférico típico de estrelas OB, juntamente com um rico espectro de emissão devido ao envoltório de poeira e gás, presente em grande parte dos objetos. A partir dos dados disponibilizados pelo satélite IRAS no final da década de 80 e dos trabalhos de McCausland et al. (1992), Conlon et al. (1993a), entre outros, utilizando espectroscopia de média e alta resolução, as abundâncias químicas destes objetos têm sido determinadas, mas uma compreensão sólida e detalhada dos processos que as produzem ainda não foi alcançado.

As estrelas azuis do ramo horizontal (*Blue Horizontal Branch stars - BHB*) possuem velocidades rotacionais significativamente menores que as estrelas jovens da Sequência Principal de mesmo tipo espectral. Além disso, o padrão de abundância destes objetos quase sempre revela enriquecimento ou depleção em hélio, e abundâncias metálicas diferentes daquelas esperadas para estrelas de tipo espectral B da Sequência Principal. Os objetos classificados como sub-anãs azuis (sdBs ou sdOBs), ou estrelas do ramo horizontal extremo (*EHB Stars*) possuem valores de gravidade superficial entre 5 - 6 dex (Heber, 2009), o que as diferenciam das estrelas normais de População I, que possuem gravidades superficiais mais baixas. As estrelas sdOBs podem percorrer caminhos evolutivos diversos e seu padrão de abundâncias é mais complexo, revelando em alguns casos sobre-abundâncias de elementos como He, Cr, Fe, Mn e Ni. Muitos destes objetos apresentam pulsações ou fazem parte de sistemas binários cerrados (Heber, 2009).

A acurácia na determinação de abundâncias depende diretamente da metodologia utilizada na análise. As atmosferas de estrelas OB são dominadas por processos radiativos, implicando em desvio das condições de equilíbrio termodinâmico local (ETL). Desta forma, do ponto de vista mais realista, é ideal a utilização de metodologia fora do ETL, consistente com as condições físicas reinantes nas atmosferas. Entretanto, são relativamente poucos os trabalhos de análise química de estrelas Pós-AGB quentes, ou mesmo Estrelas

OB em altas latitudes galácticas na literatura que façam uso desta abordagem, como os trabalhos de Ryans et al. (2003), Lehner et al. (2000) e Trundle et al. (2007).

## 1.2 Objetivos deste trabalho

Com as motivações apresentadas na Seção anterior, nesta tese visamos obter abundâncias químicas em não-ETL para amostras de estrelas Pós-AGB quentes e estrelas OB em altas latitudes galácticas, buscando um padrão de abundâncias para as estrelas Pós-AGB quentes e identificar objetos evoluídos em altas latitudes. No Capítulo 2, descrevemos a seleção e as observações de nossas amostras e apresentamos as velocidades radiais obtidas. No terceiro capítulo, a metodologia de análise é descrita com os programas utilizados, as listas de linhas utilizadas e as estratégias para obtenção dos parâmetros atmosféricos e abundâncias. O capítulo 4 é dedicado a descrição dos principais processos evolutivos ocorrentes para estrelas de baixa massa - massa intermediária, que apresentam relação direta com os objetivos deste trabalho. Nos Capítulos 5 e 6 respectivamente, são apresentados os resultados das análises das Pós-AGB quentes e estrelas OB em altas latitudes. O Capítulo 7 sumariza nossas principais conclusões e perspectivas de trabalho futuro. O apêndice final mostra, a título de consulta, o atlas espectral em alta resolução da estrela Pós-AGB quente LSE63.

## **Capítulo 2**

# **Dados Observacionais e Seleção da Amostra**

Neste capítulo, descrevemos como foi realizada a seleção da amostra e as informações acerca dos dados observacionais utilizados para a análise química das estrelas. Como mencionado no Capítulo 1, espectros de alta resolução são necessários para uma análise química satisfatória, já que permitem a investigação de um número maior de linhas espectrais com maior confiabilidade.

### **2.1 Seleção das amostras**

Nosso trabalho foi realizado para duas amostras distintas: Estrelas Pós-AGB quentes classificadas da literatura e Estrelas OB em altas latitudes galácticas. Boa parte das estrelas do último grupo possui classificação conflitante na literatura ou não foram analisadas em outros trabalhos para determinação de abundâncias químicas. Para o grupo das estrelas Pós-AGB quentes, boa parte delas carece de análise química consistente com seus tipos espectrais, ou seja, análise química em não-ETL. Adicionalmente, a maior parte dos objetos possui apenas estudos fotométricos ou de espectroscopia de baixa resolução.

#### **2.1.1 Pós-AGB quentes**

Nossa amostra contém 20 estrelas Pós-AGB quentes ou candidatas selecionadas com base em espectros de baixa resolução do trabalho de Parthasarathy et al. (2000) e do Catálogo

Toruń (Szczerba et al., 2007, 2011), que contém uma compilação recente (versão de Março de 2010) de objetos Pós-AGB e candidatos. Referências adicionais foram usadas no intuito de incrementar informações acerca da amostra, como os Catálogos LS, LSS e LSE (Drilling & Bergeron, 1995), o atlas espectroscópico de Suárez et al. (2006) e a compilação de Stasińska et al. (2006), que apresenta uma base de dados sobre abundâncias químicas de diversas estrelas Pós-AGB. A identificação dos objetos foi obtida do banco de dados do SIMBAD<sup>1</sup>, assim como as magnitudes e tipos espectrais.

### 2.1.2 Estrelas OB em altas latitudes galácticas

A seleção desta amostra foi feita com base em diversos estudos prévios sobre estrelas OB em altas latitudes galácticas. Uma das referências básicas foi o trabalho de Martin (2004), que contém uma amostra de 49 objetos OB em altas latitudes. Outras referências contudo, foram utilizadas, como os trabalhos de Magee et al. (2001), Conlon et al. (1992) e os já mencionados catálogos LSS, LS e LSE, onde diversas estrelas sem estudo prévio na literatura foram selecionadas para observação. Esta amostra contém 37 objetos selecionados.

## 2.2 Observações

A análise foi baseada em espectros de alta resolução obtidos como o telescópio de 2.2m do ESO (*European Southern Observatory*) em La Silla (Figura 2.1), Chile, com o espectrógrafo echelle FEROS (*Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph*). Uma descrição detalhada do instrumento pode ser encontrada em Kaufer et al. (1999). Os espectros coletados para nossas duas amostras foram obtidos em três missões observacionais realizadas em Setembro de 2007, Maio e Outubro de 2008 dentro do acordo ESO/Observatório Nacional. As alocações foram respectivamente nos períodos 80, 81 e 82.

A resolução espectral do instrumento  $R = \lambda / \Delta \lambda$  é de 48000, correspondendo a 2.2 pixels de  $15\mu\text{m}$  e a cobertura espectral de  $3600\text{\AA}$  a  $9200\text{\AA}$  em 39 ordens. A redução dos dados seguiu o procedimento padrão, usando o *pipeline* do FEROS, utilizando rotinas do

---

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

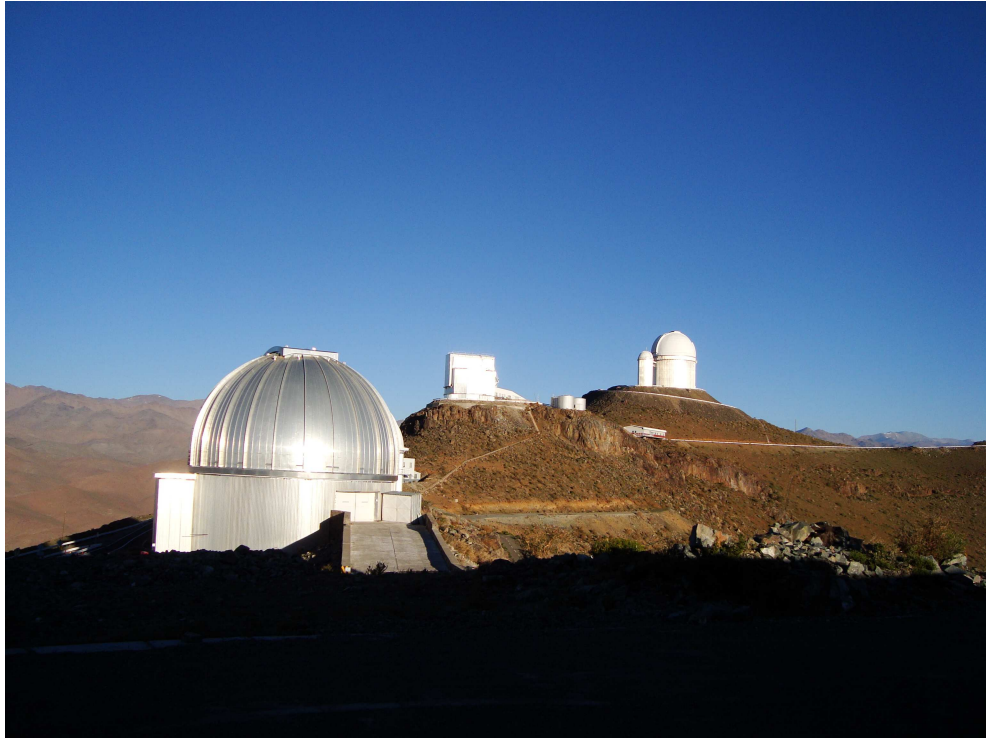


Figura 2.1: *European Southern Observatory* em La Silla, Chile, com telescópio de 2.2m em primeiro plano. Créditos da fotografia: o autor desta tese em Outubro de 2008.

programa MIDAS (*Munich Image Data Analysis System*). A razão sinal ruído (S/N) foi determinada pelas medidas da flutuação do fluxo rms em diversas regiões do contínuum estelar e valores de S/N  $\sim$  de 100 - 150 foram obtidos para todos os objetos. A Tabela 2.1 mostra os detalhes observacionais para cada objeto. As três primeiras colunas mostram a identificação e as coordenadas equatoriais  $\alpha(2000)$  e  $\delta(2000)$ , respectivamente. Da quarta até a sétima coluna, são mostrados sequencialmente os tipos espectrais, a magnitude na banda V, os tempos de exposição e o sinal ruído S/N em 5000Å. As duas últimas colunas mostram respectivamente, o período ESO em que o espectro foi coletado e a identificação do objeto com relação à amostra. Como convenção, a amostra PAGB, denota as estrelas Pós-AGB e candidatas e a amostra OBALG denota as estrelas OB em altas latitudes galácticas. Nesta tabela, os tempos de exposição foram calculados com o próprio algoritmo do ESO disponível na web page <http://www.eso.org/observing/etc/>. Os tipos espectrais e magnitudes na banda V foram obtidas da base de dados do SIMBAD.

### 2.2.1 Primeiro contato: análise qualitativa

Depois de coletados os espectros nas missões descritas, uma primeira análise qualitativa foi feita para todas as estrelas da amostra a fim de identificar assinaturas espectrais importantes e características gerais como estimativas da velocidade rotacional projetada  $v_{\text{sen}i}$ , presença ou não de linhas de emissão e uma primeira estimativa rudimentar da temperatura efetiva. Esta estimativa para estrelas OB é feita, em geral, comparando as intensidades e razões de intensidades para diversas linhas conhecidas, como as linhas do tripleto do silício em 4552, 4567 e 4574Å, as linhas de He II em 4541 e 4686Å e a razão entre a linha de He I em 4471Å e a linha de Mg II em 4481Å. Esta primeira abordagem qualitativa é de suma importância, pois é a partir dela que as estratégias de análise das abundâncias químicas são traçadas.

Como será descrito no Capítulo 3, nossa análise química está limitada em temperatura efetiva pela faixa de temperatura referente à rede de modelos atmosféricos utilizados. Devido a este fato, estrelas fora da faixa de temperatura entre 15000K e 50000K não podem ser analisadas em formalismo não-ETL por nossa metodologia. Outra imposição restritiva está relacionada a estrelas cujo valor da velocidade rotacional projetada exceda ao valor limite de  $120 \text{ kms}^{-1}$ . Esta imposição vem do fato de que em estrelas com alto  $v_{\text{sen}i}$ , muitas das linhas espectrais estão misturadas (*blended*) com suas linhas vizinhas, o que, dependendo do caso, gera grandes incertezas na delimitação do continuum estelar, podendo acarretar em espectros normalizados de forma insatisfatória e conseqüentemente, gerando parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas inconsistentes (Daflon et al., 2007). Devido a estes motivos, 31 estrelas observadas não foram de fato utilizadas na análise química. Apesar disso, julgamos importante apontar estes motivos, já que porventura, as estrelas descartadas aqui podem ser utilizadas em estudos futuros com diferentes objetivos e metodologia apropriada. Listamos estes objetos na Tabela 2.2, indicando para todos eles, os motivos para a exclusão da análise. A nossa amostra final portanto, é constituída por 9 estrelas Pós-AGB quentes e 17 estrelas OB em altas latitudes.

Selecionados os objetos a serem analisados do ponto de vista quantitativo, a normaliza-

ção ao continuum dos espectros em torno das linhas espectrais de interesse foi feita com o auxílio do pacote IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*)<sup>2</sup>. Este processo consiste em selecionar regiões livres de linhas para a definição do continuum estelar e ajustar uma função a esta região, de acordo com as funções disponíveis no pacote do IRAF. Posteriormente, toda a região selecionada do espectro é dividida pelo valor de fluxo calculado com a função escolhida, obtendo assim o fluxo normalizado para o continuum unitário para a região espectral selecionada. Para exemplificar a qualidade de nossos espectros, a Figura 2.2 mostra a região espectral entre 4590 e 4690Å para 4 estrelas da amostra de estrelas OB em alta latitude selecionadas para análise química, a saber: HD149363, HD125924, CPD-6891 e HD209684. Os espectros estão normalizados ao continuum unitário e deslocados em fluxo para melhor visualização. As principais linhas espectrais estão indicadas.

## 2.3 Velocidades radiais

Os espectros coletados de alta resolução permitiram as medidas dos centros de diversas linhas espectrais para cada objeto e desta forma, fomos capazes de obter as velocidades radiais  $V_r$  para as estrelas da amostra. O cálculo de  $V_r$  leva em conta o deslocamento do centro da linha em relação ao comprimento de onda de repouso  $\lambda_{lab}$  devido ao deslocamento estelar na linha de visada. Esta velocidade pode ser obtida pelo Efeito Doppler-Fizeau, que no caso não relativístico pode ser escrita como:

$$V_r = c \left( \frac{\lambda_{obs} - \lambda_{lab}}{\lambda_{lab}} \right) \quad (2.1)$$

onde  $\lambda_{obs}$  representa o comprimento de onda observado. As medições de  $V_r$  foram realizadas para linhas espectrais isoladas. Linhas pouco intensas não foram utilizadas por apresentarem maior incerteza nas medidas. Os comprimentos de onda dos centros dos perfis de absorção foram medidos utilizando a rotina *deblend* do IRAF, onde delimitamos o

<sup>2</sup>Distribuído pelo NOAO em <http://iraf.noao.edu/iraf/web/docs/prog.html>

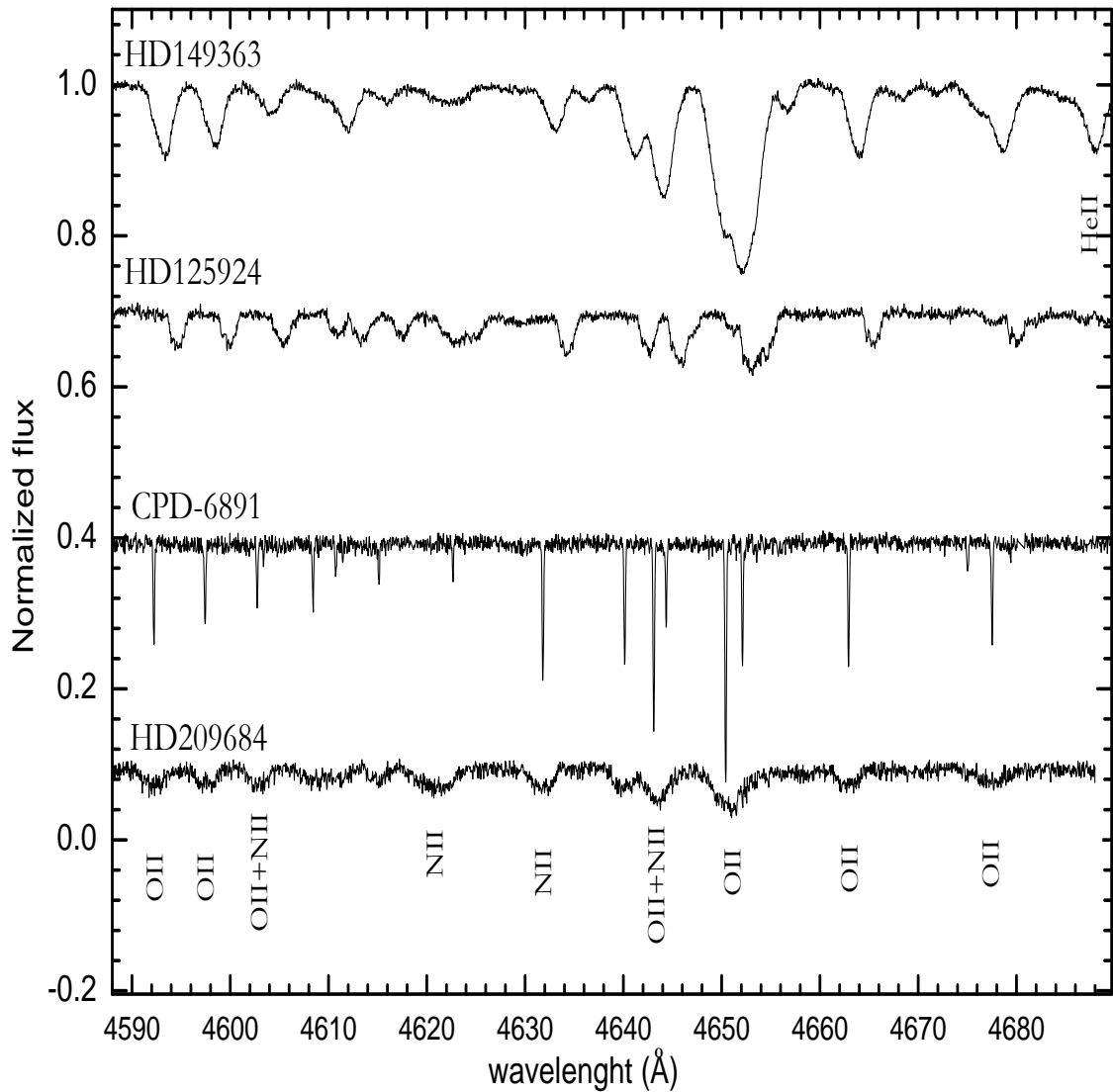


Figura 2.2: Espectros normalizados para as estrelas da amostra de estrelas OB em altas latitudes galácticas HD149363, HD125924, CPD-6891 e HD209684, mostrando a qualidade dos espectros obtidos com FEROS. As principais linhas de interesse astrofísico estão indicadas.

início e o fim da linha no continuum estelar, definimos os centros das linhas escolhidas e optamos por uma função que melhor se ajuste aos perfis. Em geral, o perfil de *voigt* foi o mais utilizado por apresentar os melhores resultados, já que esta função se ajusta satisfa-



toriamente às asas e aos centros das linhas. A Figura 2.3 exemplifica um dos ajustes com *deblend* para a linha de C II em 4267Å para a estrela HD125924. A velocidade rotacional projetada é a maior fonte de incerteza nas medidas de  $V_r$ , já que este parâmetro atua como mecanismo de alargamento importante em linhas espectrais de estrelas OB, possuindo estas em geral, valores elevados de  $v_{\text{seni}}$ . Para a identificação do comprimento de onda de repouso  $\lambda_{lab}$  das linhas espectrais, utilizamos o catálogo ILLSS (Coluzzi, 1999). Para as velocidades radiais obtidas, não foi necessária a aplicação de correções baricêntricas, já que os espectros coletados no ESO já se encontram com comprimentos de onda corrigidos do movimento do sistema Sol-Terra-Lua. A Tabela 2.3 mostra portanto, as velocidades radiais heliocêntricas médias obtidas para as estrelas selecionadas para análise química. Nesta tabela, a coluna 2 indica o número de linhas  $n$  utilizadas nas medições, a coluna 3 indica os valores obtidos de  $V_r$  e a coluna 4 contém os respectivos desvios padrões dessas medidas.

### 2.3.1 Análise de binaridade

Durante a análise qualitativa dos espectros das estrelas da amostra, algumas mostraram evidências de binaridade, como pode ser verificado na Tabela 2.2. O objeto LSIV-0229 aparece no catálogo Toruń (Szczerba et al., 2007) como uma Pós-AGB quente associada ao tipo espectral B1III. Todavia nosso espectro não corresponde a uma estrela com esta classificação espectral, sendo o referido objeto possivelmente uma estrela binária de tipo espectral F. A estrela CD-545573 aparece no catálogo Toruń como uma candidata a Pós-AGB quente e nosso espectro mostra um objeto de tipo espectral A com linhas espectrais apresentando considerável assimetria nas asas esquerdas. O mesmo caso ocorre para LS3591, apesar desta estrela ser de fato classificada como uma Pós-AGB quente (Parthasarathy et al., 2000). Entretanto, nesta discussão, o objeto mais interessante é a estrela SAO209306:

#### **SAO209306**

Durante a avaliação da amostra de estrelas Pós-AGB quentes, verificamos que o espectro do objeto SAO209306 apresenta linhas de absorção duplicadas de He I, interpre-

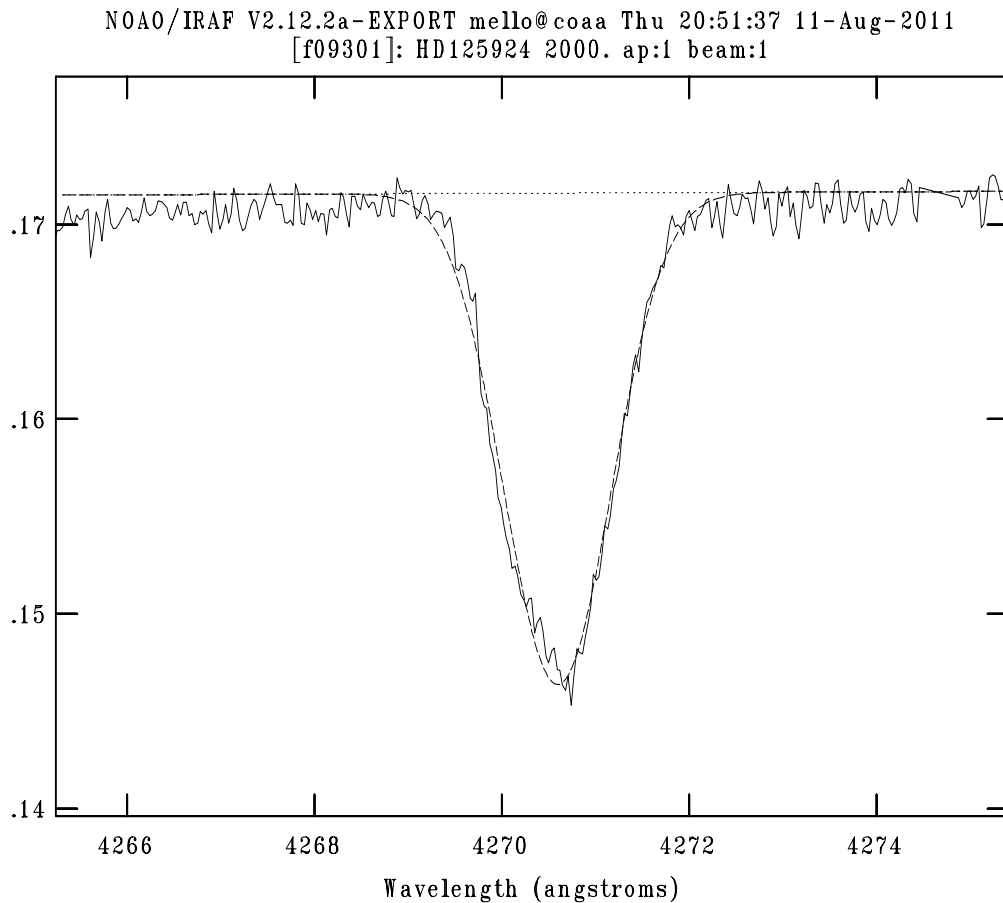


Figura 2.3: Ajuste da linha C II em  $4267\text{\AA}$  para medições de velocidade radial da estrela HD125924. A linha tracejada indica o ajuste feito com a rotina *deblend* do IRAF.

tadas portanto, como evidência espectroscópica de binaridade. Este objeto foi selecionado devido a cores IRAS similares às estrelas Pós-AGB e Nebulosas Planetárias e por sua classificação conflitante na literatura. Nosso intuito inicial era portanto elucidar esta questão por meio da análise química do objeto. O objeto SAO209306 foi descrito como uma estrela B3 associada a uma nebulosa de emissão por Sharpless (1953). Crampton (1971) classificou o objeto como uma estrela O7.5 associada a região HII Sharpless15, com base em fotometria UBV. Ratag et al. (1990) e Umana et al. (2004), utilizando observações com telescópio VLA na faixa do rádio, detectaram emissão nebulosa típica de Nebulosa

Planetária (*Planetary Nebulae* - PNe). Com base nos fluxos IRAS e no tipo espectral do objeto, Parthasarathy et al. (2000) classificaram SAO209306 como uma estrela Pós-AGB quente de tipo espectral O8III. Por outro lado, de Wit et al. (2005), descreveram SAO209306 como uma provável estrela de campo associada ao aglomerado aberto Col 347. Suárez et al. (2006) com base em espectros de baixa resolução, classificaram este objeto como uma massiva estrela jovem. Além disso, Crampton (1972) detectou uma variação de  $213 \text{ kms}^{-1}$  nas medidas de velocidades radiais suspeitando da binaridade ou variabilidade deste objeto. O mesmo argumento foi apresentado em uma compilação de estrelas tipo O por Gies (1987), onde SAO209306 foi citada como uma provável SB1 com tipo espectral O8V.

Em nosso espectro, observamos evidência direta de que SAO209306 seja uma binária espectroscópica com perfis duplicados (*double-lined spectroscopic binary* - SB2) como mostrado na Figura 2.4. A alta velocidade rotacional projetada  $v_{\text{seni}}$  do objeto ( $> 150 \text{ kms}^{-1}$ ) não nos permitiu a observação confiável de um número satisfatório de linhas metálicas e desta forma, as medidas de  $V_r$  foram efetuadas para linhas de hélio e algumas poucas linhas metálicas, como as linhas de O III e Si IV. Nenhuma evidência de duplicidade espectral foi observada nas linhas de He II, sugerindo que a estrela secundária do sistema possui uma temperatura efetiva  $T_{\text{ef}}$  um pouco menor que a estrela primária. A Tabela 2.4 mostra as velocidades radiais obtidas para as duas componentes do sistema. A primeira e a segunda coluna nesta tabela apresentam, respectivamente, a linha associada e o comprimento de onda de repouso. A terceira e a quarta mostram os comprimentos de onda medidos e as duas últimas colunas indicam as velocidades radiais heliocêntricas obtidas para a data HJD 2454608.68675. Nesta tabela, a componente 1 indica a estrela primária. Observações futuras adicionais seriam de grande valia para permitir a geração da curva de velocidade radial do sistema e posterior estimativa do período, dos parâmetros orbitais e das massas das componentes.

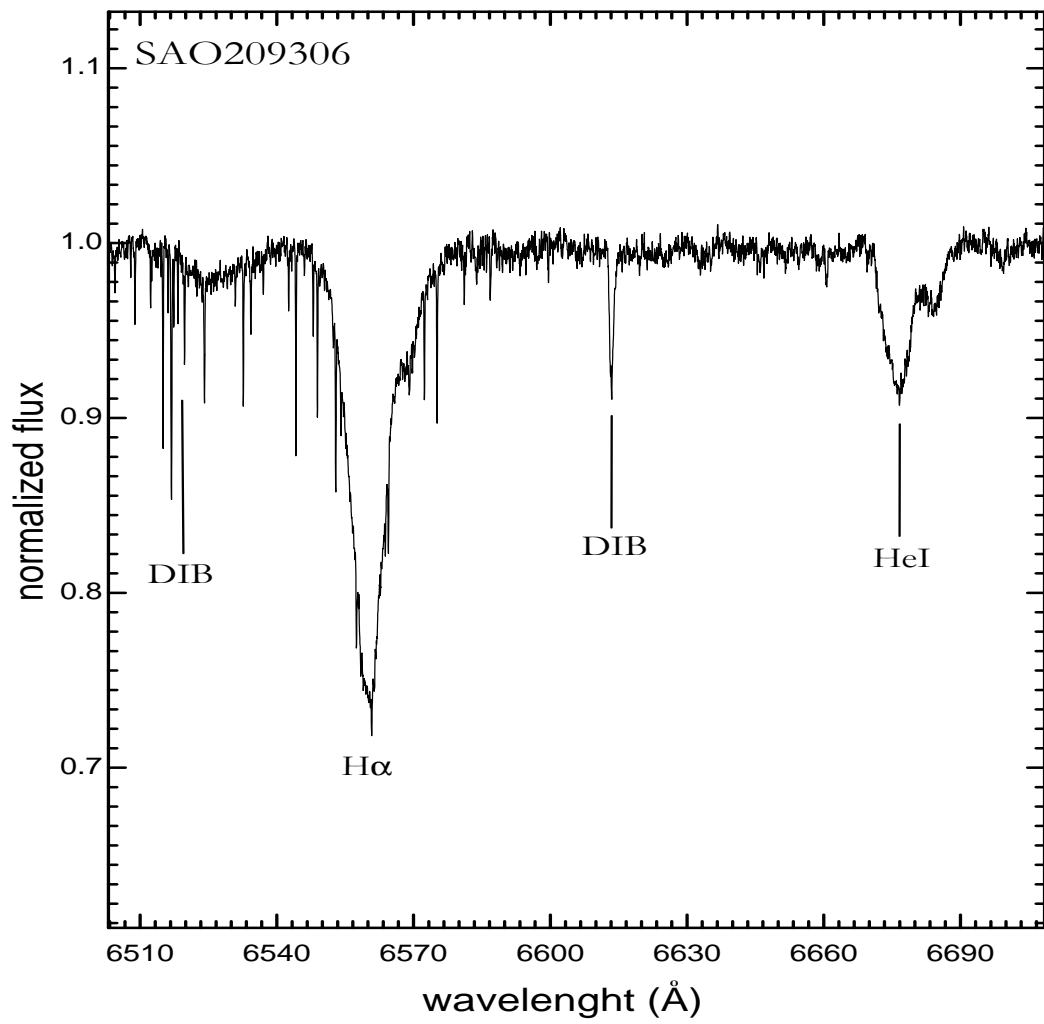


Figura 2.4: Espectro normalizado da estrela SAO209306, mostrando a duplicidade das linhas espectrais em H $\alpha$  e He I 6678Å.

Tabela 2.1: Detalhes observacionais das amostras.

Nome	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	MK	V	Exposição (s)	S/N (em 5000Å)	Período	Amostra
HD1112	00 15 27.2	-03 39 15.1	B9	9.1	600	160	80	OBALG
BD-15115	00 38 20.2	-14 59 54.1	B2V	10.8	2400	200	80	OBALG
SB357	00 53 01.7	-36 20 20.7	B6Ib	12.5	2 × 3000	100	80	OBALG
TonS195	01 09 04.1	-33 07 40.3	B3	12.1	2400	100	80	OBALG
CPD-6891	01 49 40.3	-67 50 01.5	B2?	11.1	3600	150	82	OBALG
TonS308	03 02 25.0	-26 01 42.6	B2	12.6	2 × 3000	100	80	OBALG
US3785	03 15 11.7	+12 44 45.3	B?	13.4(B)	2400	60	80	OBALG
HD21305	03 25 35.9	-20 20 03.5	B4III	10.3	1800	100	80	OBALG
HD86796	10 00 35.2	-10 53 27.1	B8	9.14	2400	160	82	OBALG
BD-073199	11 15 22.3	-07 49 29.9	B3	9.4	2400	120	81	OBALG
BD-103529	12 40 51.5	-10 54 10.0	B5	10.9	3000	140	81	OBALG
LSE220	12 47 45.8	-73 18 02.6	B3IV/V	10.2	2800	180	81	OBALG
LSE120	12 52 19.3	-41 19 37.5	O?	10.1	2800	130	81	OBALG
LSE203	13 44 45.7	-39 29 00.8	B	9.9	2400	140	81	OBALG
LSE273	14 20 41.3	-69 48 15.1	B6III	8.5	900	120	81	OBALG
HD125924	14 22 43.0	-08 14 53.6	B2IV	9.7	2400	230	81	OBALG
LSE214	15 34 53.8	-75 40 05.9	B1Vn	9.6	2400	100	81	OBALG
HD140543	15 44 56.6	-21 48 53.8	B1Iab	8.9	1800	110	81	OBALG
HD149363	16 34 28.3	-06 08 10.2	B1III	7.8	800	170	81	OBALG
LSE255	17 14 31.7	-56 00 27.2	B2III	8.0	800	130	81	OBALG
LSE14	19 31 41.7	-17 13 48.9	B2III	8.9	1800	220	81	OBALG
LSE117	19 49 55.6	-37 11 36.6	O	12.6	2 × 1800	100	80	OBALG
LSE36	19 51 25.3	-28 13 30.3	B2III	9.2	900	150	80	OBALG
LSE21	19 55 38.2	-23 13 42.2	sdOB?	11.7	2 × 1800	110	80	OBALG
LSE37	19 56 40.4	-17 55 17.0	B2II	9.2	600	100	80	OBALG
LSE116	20 01 58.8	-38 15 32.5	O	10.8	2400	130	80	OBALG
LSE109	20 14 02.4	+12 41 27.8	A?	9.2	1200	100	80	OBALG
LSE110	20 28 07.2	+14 33 03.5	O	10.8	2400	140	80	OBALG
LSE114	20 43 30.9	+14 07 18.5	O	11.0	2400	130	80	OBALG
CPD-247094	20 51 29.8	-24 09 05.6	B3?	11.8	2 × 3000	160	82	OBALG
HD206144	21 40 33.3	-17 36 00.5	B2IIn	9.4	900	150	80	OBALG
HD209684	22 05 31.1	-13 46 12.8	B2/B3III	9.8	1200	150	80	OBALG
PHL2018	22 38 56.0	-23 53 00.0	B3	11.7	2 × 2400	100	80	OBALG
HD216135	22 50 28.2	-13 18 44.3	B5V	10.1	1200	120	80	OBALG
HD218970	23 12 30.6	-21 06 43.4	B2/B3IV	9.7	1200	150	80	OBALG
HD220787	23 26 45.5	-11 01 57.3	B3III	8.3	480	160	80	OBALG
PB5418	23 30 49.0	+05 26 06.0	B2(D)	12.4	2 × 3000	90	80	OBALG
HD105262	12 07 10.8	+12 59 07.6	B9	7.1	800	200	81	PAGB
LS3099	13 29 51.0	-56 06 53.7	O+	10.8	2200	170	81	PAGB
CD-545573	14 10 38.8	-55 00 26.8	A3Iab	10.4	2800	160	81	PAGB
LS3268	14 37 10.1	-64 48 04.7	B3Iab:e	10.9	3000	120	81	PAGB
CD-535736	14 52 28.7	-54 17 42.8	A?	10.9	3000	100	81	PAGB
LS3593	16 24 39.4	-54 38 08.6	B8Iab	9.5	2400	170	81	PAGB
LS3591	16 25 02.6	-60 03 32.3	A3Iab	9.7	2400	180	81	PAGB
LSIV-4 01	16 56 27.7	-04 47 23.7	B7Ib	12.1	2 × 3600	120	81	PAGB
LSE3	17 10 24.1	-18 49 00.7	B3IIIe	11.5	2 × 3600	150	81	PAGB
TYC6234-178-1	17 23 11.9	-15 37 15.1	B1IIIpe	12.5	3 × 3200	130	81	PAGB
LSE76	17 35 02.5	-49 26 26.4	B1IIe	10.7	2200	120	81	PAGB
SAO209306	17 49 16.5	-31 15 18.1	O8III	7.9	800	200	81	PAGB
LSS4634	18 05 38.3	-34 09 30.2	B2IIIe	11.6	2 × 3600	100	81	PAGB
LSIV-1297	18 39 35.9	-12 30 10.4	B	9.9	2400	150	81	PAGB
LSE63	18 40 22.0	-31 56 48.8	B1Iabe	11.9	2 × 2800	110	81	PAGB
LSE148	19 07 07.8	-41 43 16.0	B6Ib	10.2	2800	150	81	PAGB
LSIV-0229	19 18 22.7	-02 42 10.8	B1II	11.5	2 × 2600	130	80	PAGB
SS441	19 36 17.5	-03 53 25.3	B1ape	12.5	2 × 3000	100	80	PAGB
LSII+2317	19 42 05.5	+23 18 59.4	B1e	10.2	2800	120	81	PAGB
LSIV-12111	20 01 49.8	-12 41 17.6	B1Ibe	11.4	2 × 1800	170	80	PAGB

Tabela 2.2: Objetos descartados da análise química.

Nome	Motivo
HD1112	$T_{ef} < 15000K$
SB357	alto $v_{seni}$
US3785	alto $v_{seni}$ , baixo S/N
BD-073199	alto $v_{seni}$
HD105262	$T_{ef} < 15000K$
BD-103529	alto $v_{seni}$
LSE120	alto $v_{seni}$
LSE203	baixo S/N, alto $v_{seni}$
CD-545573	$T_{ef} < 15000K$ , binária
CD-535736	$T_{ef} < 15000K$
LSE214	alto $v_{seni}$
HD140543	alto $v_{seni}$
LS3593	$T_{ef} < 15000K$
LS3591	$T_{ef} < 15000K$ , binária
LSIV-4 01	$T_{ef} < 15000K$
SAO209306	alto $v_{seni}$ , binária
LSIV-1297	alto $v_{seni}$
LSIV-0229	estrela RV Tau, binária
SS441	Nebulosa Planetária?
LSII+2317	alto $v_{seni}$
LSE117	$T_{ef} < 15000K$
LSE36	alto $v_{seni}$ , variável $\beta$ Cep
LSE21	sdOB?, $T_{ef} > 50000K$
LSE37	alto $v_{seni}$
LSE116	alto $v_{seni}$
LSE109	$T_{ef} < 15000K$ , alto $v_{seni}$
LSE110	alto $v_{seni}$
LSE114	alto $v_{seni}$
HD206144	alto $v_{seni}$
PHL2018	$T_{ef} < 15000K$
PB5418	baixo S/N

Tabela 2.3: Velocidades radiais heliocêntricas medidas para as estrelas da amostra final.

Nome	n	$V_r$ (kms <sup>-1</sup> )	$\sigma$
BD-15115	89	+91.60	1.97
TonS195	32	+280.30	3.00
CD-6891	78	+82.20	0.90
TonS308	56	+97.93	10.35
HD21305	68	+74.00	3.76
HD86796	82	+44.10	2.00
LSE220	64	-44.50	8.80
LS3099	56	+62.40	3.40
LSE273	43	+7.20	4.00
HD125924	71	+242.90	7.00
LS3268	60	-29.80	2.10
HD149363	25	+147.60	4.00
LSE3	48	+12.40	1.50
LSE255	32	+13.15	3.40
TYC6234-178-1	53	+51.40	2.10
LSE76	46	+42.30	3.20
LSS4634	38	-03.40	3.80
LSE63	34	+10.70	1.00
LSE148	25	-133.60	2.10
LSE14	28	-48.78	6.50
LSIV-12 111	61	+86.90	1.70
CPD-247094	74	-45.10	1.00
HD209684	29	+79.90	7.60
HD216135	37	-12.60	6.00
HD218970	45	+98.00	9.00
HD220787	75	+25.39	2.25

Tabela 2.4: Velocidades radiais heliocêntricas medidas para as componentes do sistema SAO209306 na data HJD 2454608.68675.

linha	$\lambda_{lab}(\text{Å})$	$\lambda_1(\text{Å})$	$\lambda_2(\text{Å})$	$V_{r1}(\text{kms}^{-1})$	$V_{r2}(\text{kms}^{-1})$
He I	4026.19	4024.64	4030.14	-115.34	+294.19
He II	4199.83	4198.10	-	-123.49	-
Si IV	4212.44	4210.94	-	-106.75	-
He I	4387.93	4386.71	4392.03	-83.22	+280.25
He II	4541.59	4539.82	-	-116.84	-
He II	4685.68	4683.86	-	-116.57	-
He I	4921.93	4920.27	4926.65	-101.05	+287.55
He I	5015.67	5013.97	5020.67	-101.91	+298.56
He II	5411.52	5409.29	-	-123.76	-
O III	5592.37	5590.09	-	-122.22	-
He I	5875.99	5873.54	5881.42	-124.95	+277.09
He I	6678.15	6676.27	6684.19	-84.35	+271.19



# Capítulo 3

## Metodologia

Neste Capítulo, descrevemos as ferramentas teóricas e a metodologia utilizada na análise espectral de nossos objetos selecionados conforme critérios mencionados no Capítulo 2. O tratamento não-ETL foi aplicado para obtenção dos modelos atmosféricos, bem como para a geração dos espectros teóricos utilizados para análise das abundâncias.

### 3.1 Introdução

A energia resultante das reações nucleares no interior estelar é transportada até a fotosfera estelar devido a um pequeno, mas não nulo, gradiente de temperatura. Nas atmosferas estelares, a radiação encontra diferentes condições físicas se comparadas às condições do interior estelar, onde foi gerada. Um campo de radiação não isotrópico, menor opacidade e maior gradiente de temperatura implicam em um desequilíbrio entre matéria e radiação, promovendo condições que se afastam do equilíbrio termodinâmico (ET). Neste caso, a distribuição espectral de energia se afasta daquela que caracteriza um corpo negro. As temperaturas reinantes nas atmosferas estelares permitem a ocorrência de íons, átomos e até moléculas (no caso das estrelas mais frias) capazes de absorver a radiação em diferentes comprimentos de ondas e o registro destes eventos está nas linhas espectrais formadas. É através das linhas espectrais que as informações acerca das condições físicas reinantes em atmosferas estelares, ou em outras regiões de interesse astrofísico, como regiões HII, podem ser investigadas. As intensidades das linhas espectrais dependem da quantidade de átomos que estão absorvendo fótons na direção da linha de visada e nos fornecem informação das abundâncias das espécies químicas presentes.

Embora tenhamos mencionado a impossibilidade de ET para atmosferas estelares, pode-se imaginar condições necessárias em que o equilíbrio seja satisfeito, mesmo que localmente. Neste caso, define-se que o equilíbrio termodinâmico local (ETL) ocorre quando o caminho médio dos fótons e partículas é menor que as distâncias para quais se verificam variações de temperatura. Esta hipótese supõe a atmosfera estelar dividida em diversas camadas com uma temperatura  $T$  associada a cada camada. Em ETL, o campo de radiação de cada camada pode ser descrito pela Lei de Planck através de:

$$B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/KT} - 1} \quad (3.1)$$

Neste caso, a função fonte do campo de radiação  $S_\nu$  pode ser descrita pela função de Planck  $B_\nu$ , que é apenas função da temperatura  $T$ , que pode ser definida para diferentes fenômenos físicos ocorrentes. Os estados de excitação são descritos pela Equação de Boltzmann e os de ionização descritos pela Equação de Saha, o que fornece uma série de simplificações na teoria de formação das linhas espectrais, tornando os cálculos mais simples e menos dispendiosos computacionalmente. O código ATLAS (Kurucz, 1970), por exemplo, usa a hipótese ETL para gerar modelos atmosféricos que descrevem as condições físicas atuantes em diversas camadas da atmosfera estelar, como pressão, densidade, temperatura e opacidade média. O ATLAS, em suas diversas versões têm sido usado com bastante sucesso no estudo de diversos casos astrofísicos.

Apesar do sucesso, a hipótese do ETL implica em diversas limitações para o estudo das atmosferas estelares. Em ambientes cuja taxa de transições colisionais dominam, a hipótese ETL é uma boa aproximação, como ocorre por exemplo, nos interiores estelares ou nas atmosferas de estrelas de tipo solar, mas por outro lado, ela é falha onde transições radiativas dominam. Este comportamento torna-se ainda mais crítico para estrelas OB (*early type stars*), cujas altas temperaturas efetivas contribuem para um intenso campo de radiação, e para as estrelas Supergigantes, cujas baixas densidades desfavorecem as transições colisionais. Em semelhantes condições de falha do ETL, a função de Planck não pode ser usada para caracterizar o campo de radiação e as equações do equilíbrio estatístico, acopladas à equação do transporte radiativo, devem ser usadas para descrever as razões entre as populações dos níveis envolvidos das transições.

### 3.1.1 Modelos atmosféricos

Modelos atmosféricos são idealizações do ponto de vista matemático que procuram representar as condições físicas reinantes nas atmosferas estelares. São de suma importância por caracterizar o campo de radiação estelar, já que é a partir dos modelos que o espectro emitido pela atmosfera estelar pode ser modelado. As simplificações matemáticas geralmente impostas na geração dos modelos são:

**Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL):** Esta é a principal hipótese presente em diversos códigos de geração de modelos. Neste caso, as camadas atmosféricas podem ser caracterizadas apenas por uma temperatura  $T$  e por um campo de radiação completamente isotrópico, cuja função fonte  $S_\nu$  é dada pela Lei de Planck  $B_\nu$ . O estado de excitação atômica é dado pela equação de Boltzmann e o de ionização pela equação de Saha.

**Atmosfera plano-paralela:** a espessura de cada camada e das camadas como um todo são consideradas desprezíveis se comparadas ao raio estelar  $R$ . Esta simplificação é importante, pois permite a descrição das camadas em uma única coordenada: a profundidade.

**Equilíbrio radiativo:** O fluxo radiativo e convectivo é constante com a profundidade. Esta hipótese assume que nenhuma energia é criada na atmosfera.

**Equilíbrio hidrostático:** Assume que a pressão do gás está em equilíbrio perfeito com a atração gravitacional ( $dP/dr = -\rho g$ ). Qualquer elemento de volume nas camadas atmosféricas tem aceleração nula, inexistindo movimentos em larga escala como pulsações ou perda de massa.

Na última década, começaram a ser desenvolvidos modelos atmosféricos em 3D mais realistas principalmente para dar conta dos movimentos convectivos. Estes modelos tentam descrever uma atmosfera sem a hipótese hidrostática, resolvendo simultaneamente as equações hidrodinâmicas e do transporte radiativo. Apesar da alta demanda computacional na geração destes modelos, diversas melhorias estão sendo propostas para novos modelos em 3D incluindo processos como rotação, difusão radiativa e desvios do ETL. Como este assunto está fora dos objetivos deste trabalho, citamos apenas como algumas referências

úteis, os trabalhos de Asplund (2003) e Ludwig et al. (2010).

### 3.1.2 Formação de linhas espectrais

A teoria de formação de linhas baseia-se nos modelos atmosféricos calculados com base nas hipóteses descritas na subseção anterior e nos dados atômicos para as espécies químicas presentes na atmosfera estelar. Os processos radiativos e colisionais ocorrentes no meio são levados em conta e as populações dos níveis dos átomos e íons são quantificados e o espectro emergente pode ser calculado. Para o cálculo do fluxo emergente torna-se necessária a quantificação da função fonte do campo de radiação  $S_\nu$ . Diferentemente da aproximação ETL, onde a função fonte depende apenas dos coeficientes de emissão  $j_\nu$  e de absorção  $k_\nu$ , em formalismo não-ETL a função fonte depende diretamente das populações dos níveis energéticos e estes por sua vez, dependem do campo de radiação. Desse modo, as equações do equilíbrio estatístico estão acopladas com a equação do transporte radiativo e precisam ser resolvidas de modo iterativo.

## 3.2 Programas utilizados

### 3.2.1 Rede de modelos atmosféricos gerados com TLUSTY

As atmosferas de todas as estrelas de nossa amostra foram analisadas usando as redes de modelos BSTAR2006 e OSTAR2002 gerados em formalismo não-ETL com o programa TLUSTY (Hubeny & Lanz, 1995). Este código gera modelos com as mesmas hipóteses descritas na seção anterior, exceto para o caso ETL, incorporando um consistente efeito de obscurecimento de linhas (*line blanketing*) em não-ETL. O programa TLUSTY foi desenvolvido originalmente por I. Hubeny em 1988 e detalhes da versão original podem ser encontrados em Hubeny (1988). No entanto, diversas melhorias foram desenvolvidas nos anos subsequentes. Em nossa análise, utilizamos modelos gerados pela versão mais recente do programa (*version 202*).

A rede BSTAR2006 (Lanz & Hubeny, 2007) foi calculada para 16 valores de temperatura efetiva ( $15000\text{K} \leq T_{ef} \leq 30000\text{K}$ ) com passo de 1000K e para 13 valores de gravidade

superficial ( $1.75 \leq \log g \leq 4.75$ ) com passo de 0.25 dex. A velocidade de microturbulência  $\xi$  é mantida constante com um valor de  $2 \text{ kms}^{-1}$ . Os modelos foram computados presumindo 6 valores de metalicidade variando de 2 a 1/10 do valor solar ( $Z = 0.02$ ). Modelos adicionais para Supergigantes OB ( $\log g \leq 3.0$ ) foram calculados para altos valores de  $\xi$  ( $10 \text{ kms}^{-1}$ ) e para composições químicas enriquecidas em hélio e nitrogênio e depletadas em carbono. A rede de modelos OSTAR2002 (Lanz & Hubeny, 2003) foi calculada para 12 valores de temperatura efetiva ( $27500\text{K} \leq T_{ef} \leq 55000\text{K}$ ) com passo de 2500K e para 8 valores de gravidade superficial ( $3.0 \leq \log g \leq 4.75$ ) com passo de 0.25dex e para 10 valores de composições químicas. Em ambas as redes, o limite inferior na gravidade superficial para uma dada temperatura é condicionado pelo valor aproximado do limite de Eddington. As diversas composições químicas disponíveis foram escolhidas por serem representativas de diversos tipos de ambientes astrofísicos, a saber: o centro galáctico, as Nuvens de Magalhães (MCs), galáxias anãs-azuis compactas como IZw8 e galáxias em altos redshifts. As Figuras 3.1 e 3.2 mostram as redes de modelos com suas respectivas abrangências em  $T_{ef}$  e gravidade superficial.

### 3.2.2 Modelos atômicos

Modelos atômicos sofisticados estão disponíveis para diversas espécies iônicas. Os modelos são caracterizados em arquivos de dados que tratam individualmente o elemento químico e o número de níveis de energia (ou subníveis). As seções de choque de fotoionização e as forças do oscilador foram extraídas do *Opacity Project Database — TOPbase*, ao passo que os níveis de energia foram obtidos a partir de valores experimentais e foram obtidos da base de dados *NIST atomic spectra database*. Foram utilizados os dados atômicos de Kurucz para os elementos do grupo de Ferro. Para cada modelo, um arquivo de dados e o diagrama de Grotrian correspondente podem ser encontrados na web page do programa TLUSTY<sup>1</sup>. A Figura 3.3 ilustra o diagrama de Grotrian para as transições do C II.

1. *Hélio*: O hélio neutro é modelado por 24 níveis atômicos enquanto os modelos para o hélio ionizado incluem os 20 primeiros níveis ligados. Ao todo, 974 linhas deste elemento são incluídas;

---

<sup>1</sup><http://nova.astro.umd.edu/>

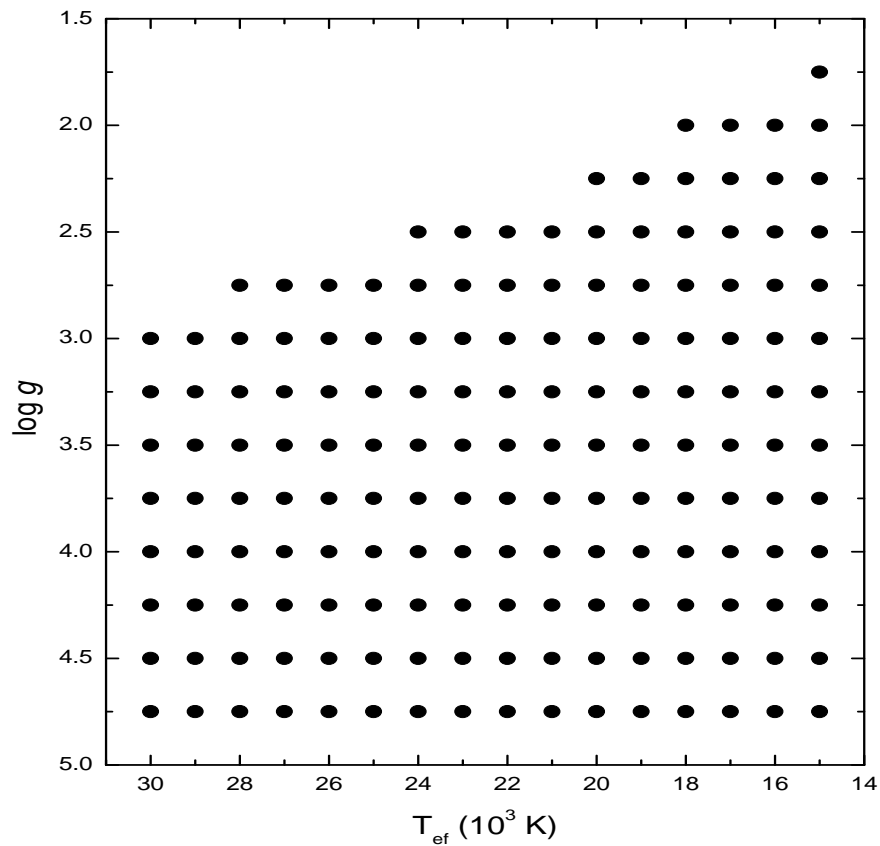


Figura 3.1: Rede de modelos atmosféricos BSTAR2006 gerados com o programa TLUSTY.

2. *Carbono*: O C II é modelado por 5 superníveis e 17 níveis individuais, ao passo que o C III inclui 16 níveis e 7 superníveis (rede BSTAR2006) e 34 níveis e 16 superníveis (rede OSTAR2002);
3. *Nitrogênio*: Os dados atômicos para o nitrogênio permitem a reprodução de 4 estágios de ionização diferentes do N II ao N V, sendo que o nível fundamental para o N VI ainda está presente para a rede OSTAR2002. Para a rede BSTAR2006, os modelos de N II incluem 32 níveis e 10 superníveis, enquanto para OSTAR2002, são 18 níveis e 8 superníveis;
4. *Oxigênio*: O O II inclui 36 níveis e 12 superníveis (BSTAR2006) e 21 níveis e 8 superníveis na rede OSTAR2002. Os modelos para o O III incluem 20 níveis e 9

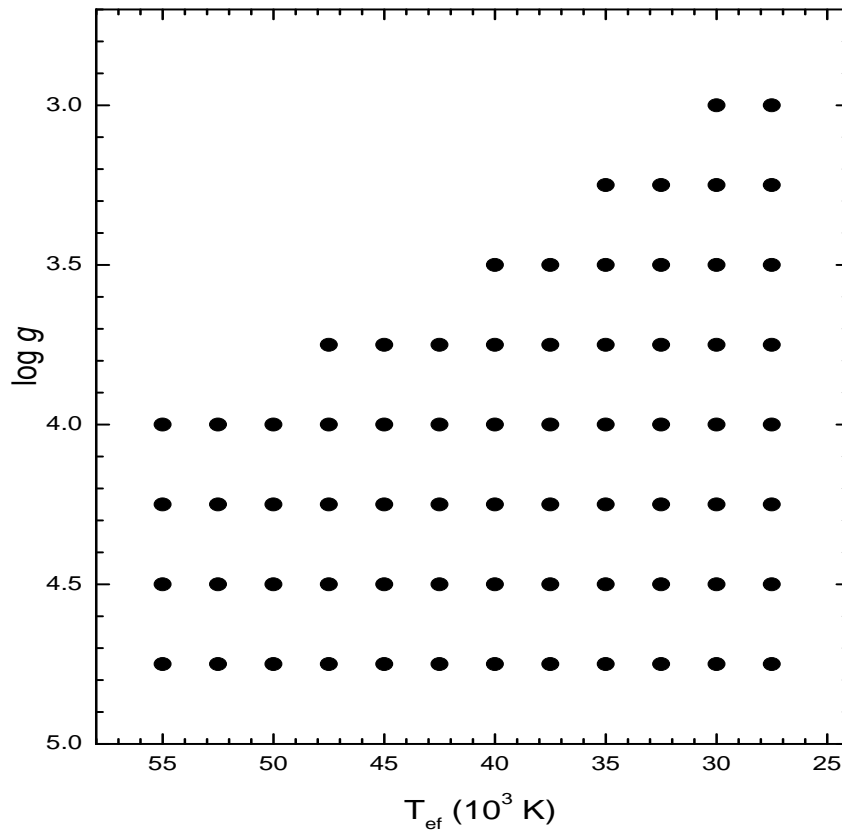


Figura 3.2: Rede de modelos atmosféricos OSTAR2002 gerados com o programa TLUSTY.

superníveis na rede OSTAR2002. Ao todo, 3484 linhas de O II e 3855 linhas de O III são reproduzidas;

5. *Magnésio*: O magnésio ionizado é modelado com 21 níveis e 4 superníveis. Um total de 306 linhas deste elemento podem ser geradas pelo SYNSPEC;
6. *Silício*: O Si I e os três primeiros estágios de ionização do silício são modelados. Ao todo são 36 níveis e 4 superníveis para o Si II, 24 níveis e 6 superníveis para o Si III e 19 níveis e 4 superníveis para o Si IV;
7. *Enxofre*: Os modelos incluem 23 níveis e 10 superníveis para o S II e 29 níveis e 12 superníveis para o S III. Ao todo, são reproduzidas 4166 e 3452 linhas para o S II e S III respectivamente.

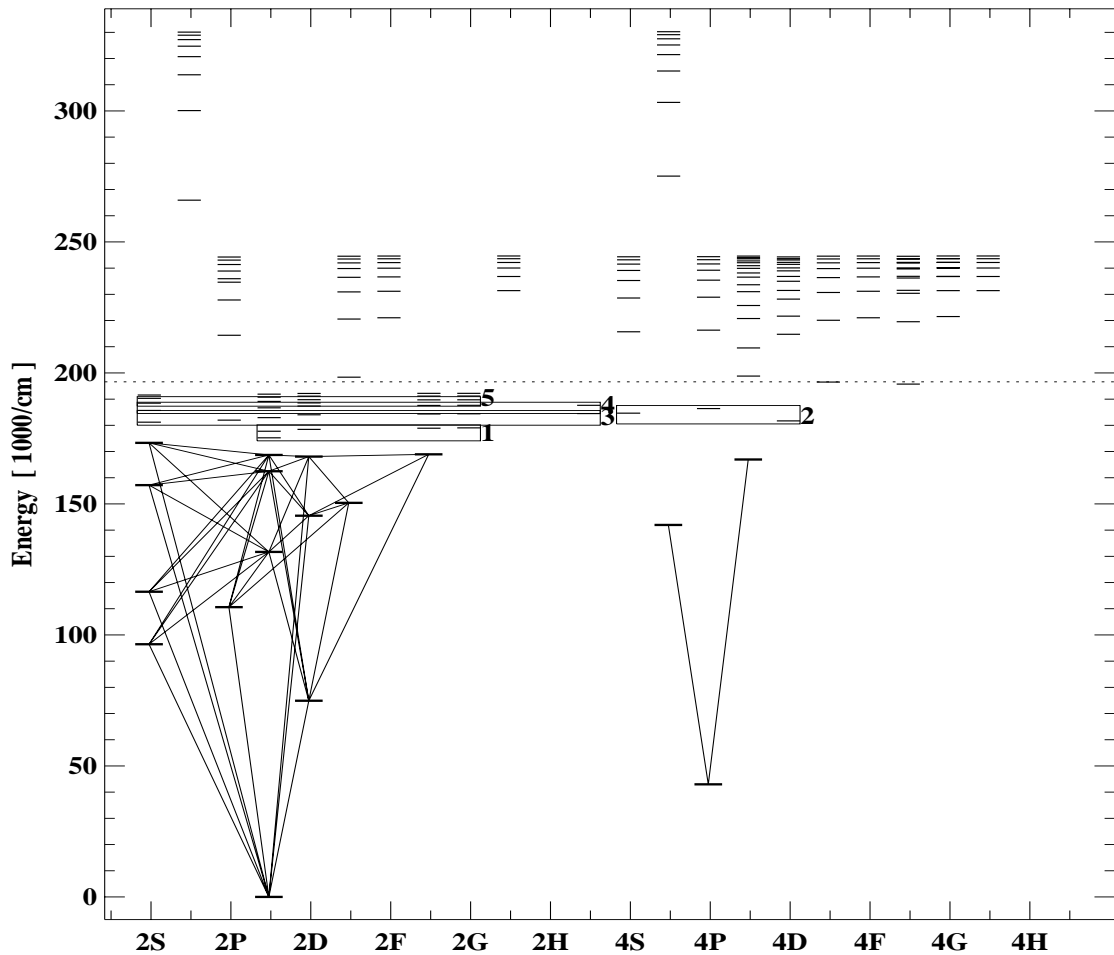


Figura 3.3: Diagrama de Grotrian para as transições possíveis para o íon C II. Os termos das transições estão representados pela notação espectroscópica no eixo das abscissas, enquanto as energias estão no eixo das ordenadas.

### 3.2.3 Listas de linhas

A identificação das linhas de absorção utilizadas para análise foram feitas com auxílio do catálogo ILLSS (Coluzzi, 1999) e da base de dados de espectros teóricos para estrelas OB disponível na *web page* <http://www.lsw.uni-heidelberg.de/cgi-bin/websynspec.cgi>. A Tabela 3.1 exibe as linhas de hélio utilizadas para análise. A primeira coluna desta tabela mostra a espécie iônica, a segunda indica o comprimento de onda da referida linha e a terceira coluna indica o logaritmo da força do oscilador  $\log(gf)$ , que corresponde à probabili-



---

dade da ocorrência da transição em questão. As cinco últimas colunas indicam respectivamente as energias inicial e final das transições, as configurações das transições e os termos quânticos  $J_i$  e  $J_k$  entre os níveis que ocorrem as transições. A Tabela 3.2 mostra as linhas de carbono utilizadas. Embora o número de linhas de carbono na lista seja significativo, em alguns casos boa parte delas não foi utilizada para determinação de abundâncias, principalmente para a amostra de Pós-AGB quentes, devido a presença de linhas de emissão, perfis P-Cyg, ou localização das linhas nas asas das linhas de hidrogênio, como no caso das linhas de C II em 6578 e 6582Å. As Tabelas 3.3 a 3.7, mostram respectivamente as linhas de nitrogênio, oxigênio, magnésio, silício e enxofre utilizadas nesta análise.

Tabela 3.1: Linhas de hélio utilizadas para análise química das estrelas das amostras.

íon	$\lambda(\text{\AA})$	$\log(gf)$	$E_i(\text{cm}^{-1})$	$E_k(\text{cm}^{-1})$	configuração	termos	$J_i - J_k$
He I	3819.6130	-1.794	169086.8412	195260.0755	1s.2p - 1s.6d	3P* - 3D	1 - 1
He I	3833.5487	-1.971	171134.8951	197212.9878	1s.2p - 1s.10d	1P* - 1D	1 - 2
He I	3867.4838	-2.276	169086.8412	194936.1181	1s.2p - 1s.6s	3P* - 3S	1 - 1
He I	3871.7864	-1.849	171134.8951	196955.4470	1s.2p - 1s.9d	1P* - 1D	1 - 2
He I	3926.5443	-1.647	171134.8951	196595.3723	1s.2p - 1s.8d	1P* - 1D	1 - 2
He I	3964.7288	-1.295	166277.4384	191492.7101	1s.2s - 1s.4p	1S - 1P*	0 - 1
He I	4009.2565	-1.473	171134.8951	196070.1266	1s.2p - 1s.7d	1P* - 1D	1 - 2
He I	4026.1859	-1.448	169086.7647	193917.1502	1s.2p - 1s.5d	3P* - 3D	2 - 2
He I	4120.8107	-1.738	169086.7647	193346.9897	1s.2p - 1s.5s	3P* - 3S	2 - 1
He I	4143.7590	-1.196	171134.8951	195260.7688	1s.2p - 1s.6d	1P* - 1D	1 - 2
He I	4168.9715	-2.338	171134.8951	195114.8672	1s.2p - 1s.6s	1P* - 1S	1 - 0
He I	4387.9291	-0.883	171134.8951	193918.2882	1s.2p - 1s.5d	1P* - 1D	1 - 2
He I	4437.5533	-2.034	171134.8951	193663.5107	1s.2p - 1s.5s	1P* - 1S	1 - 0
He I	4713.1561	-1.452	169086.8412	190298.1115	1s.2p - 1s.4s	3P* - 3S	1 - 1
He I	5015.6780	-0.820	166277.4384	186209.3632	1s.2s - 1s.3p	1S - 1P*	0 - 1
He I	5047.7384	-1.601	171134.8951	190940.2252	1s.2p - 1s.4s	1P* - 1S	1 - 0
He II	4685.7038	0.609	390142.5572	411478.0969	3d - 4f	2D - 2F*	3/2 - 5/2

Tabela 3.2: Linhas de carbono utilizadas para análise química das estrelas das amostras.

íon	$\lambda(\text{\AA})$	$\log(gf)$	$E_i(\text{cm}^{-1})$	$E_k(\text{cm}^{-1})$	configuração	termos	$J_i-J_k$
C II	3920.681	-0.232	131735.52	157234.07	2s2.3p - 2s2.4s	2P* - 2S	3/2 - 1/2
C II	3918.968	-0.533	131724.37	157234.07	2s2.3p - 2s2.4s	2P* - 2S	1/2 - 1/2
C II	4267.261	-0.584	145550.70	168978.34	2s2.3d - 2s2.4f	2D - 2F*	5/2 - 5/2
C II	5132.947	-0.211	166967.13	186443.69	2s.2p.(3P*).3s - 2s.2p.(3P*).3p	4P* - 4P	1/2 - 3/2
C II	5133.282	-0.178	166990.73	186466.02	2s.2p.(3P*).3s - 2s.2p.(3P*).3p	4P* - 4P	3/2 - 5/2
C II	5143.495	-0.212	166990.73	186427.35	2s.2p.(3P*).3s - 2s.2p.(3P*).3p	4P* - 4P	3/2 - 1/2
C II	5145.165	0.189	167035.71	186466.02	2s.2p.(3P*).3s - 2s.2p.(3P*).3p	4P* - 4P	5/2 - 5/2
C II	5151.085	-0.179	167035.71	186443.69	2s.2p.(3P*).3s - 2s.2p.(3P*).3p	4P* - 4P	5/2 - 3/2
C II	5662.460	-0.249	167035.71	184690.98	2s.2p.(3P*).3s - 2s.2p.(3P*).3p	4P* - 4S	5/2 - 3/2
C II	6578.050	-0.026	116537.65	131735.52	2s2.3s - 2s2.3p	2S - 2P*	1/2 - 3/2
C II	6582.880	-0.327	116537.65	131724.37	2s2.3s - 2s2.3p	2S - 2P*	1/2 - 1/2
C II	6779.940	0.025	166990.73	181736.05	2s.2p.(3P*).3s - 2s.2p.(3P*).3p	4P* - 4D	3/2 - 5/2
C II	6783.910	0.304	167035.71	181772.41	2s.2p.(3P*).3s - 2s.2p.(3P*).3p	4P* - 4D	5/2 - 7/2
C II	6787.210	-0.377	166967.13	181696.66	2s.2p.(3P*).3s - 2s.2p.(3P*).3p	4P* - 4D	1/2 - 1/2
C II	6791.470	-0.270	166990.73	181711.03	2s.2p.(3P*).3s - 2s.2p.(3P*).3p	4P* - 4D	3/2 - 3/2
C II	6800.690	-0.343	167035.71	181736.05	2s.2p.(3P*).3s - 2s.2p.(3P*).3p	4P* - 4D	5/2 - 5/2
C III	4186.900	0.918	322702.02	346579.31	1s2.2s.4f - 1s2.2s.5g	1F* - 1G	3 - 4
C III	4647.418	0.070	238213.00	259724.30	1s2.2s.3s - 1s2.2s.3p	3S - 3P*	1 - 2

Tabela 3.3: Linhas de nitrogênio utilizadas para análise química das estrelas das amostras.

íon	$\lambda(\text{Å})$	$\log(gf)$	$E_i(\text{cm}^{-1})$	$E_k(\text{cm}^{-1})$	configuração	termos	$J_i - J_k$
N II	3955.851	-0.813	148940.17	174212.03	2s2.2p.(2P*).3s - 2s2.2p.(2P*).3p	3P* - 1D	1 - 2
N II	3994.997	0.208	149187.80	174212.03	2s2.2p.(2P*).3s - 2s2.2p.(2P*).3p	1P* - 1D	1 - 2
N II	4601.478	-0.428	148940.17	170666.23	2s2.2p.(2P*).3s - 2s2.2p.(2P*).3p	3P* - 3P	1 - 2
N II	4607.153	-0.507	148908.59	170607.89	2s2.2p.(2P*).3s - 2s2.2p.(2P*).3p	3P* - 3P	0 - 1
N II	4613.868	-0.665	148940.17	170607.89	2s2.2p.(2P*).3s - 2s2.2p.(2P*).3p	3P* - 3P	1 - 1
N II	4621.393	-0.514	148940.17	170572.61	2s2.2p.(2P*).3s - 2s2.2p.(2P*).3p	3P* - 3P	1 - 0
N II	4630.539	0.094	149076.52	170666.23	2s2.2p.(2P*).3s - 2s2.2p.(2P*).3p	3P* - 3P	2 - 2
N II	4643.086	-0.359	149076.52	170607.89	2s2.2p.(2P*).3s - 2s2.2p.(2P*).3p	3P* - 3P	2 - 1
N II	4994.370	-0.069	168892.21	188909.17	2s2.2p.(2P*).3p - 2s2.2p.(2P*).3d	3S - 3P*	1 - 1
N II	5001.474	0.441	166582.45	186570.98	2s2.2p.(2P*).3p - 2s2.2p.(2P*).3d	3D - 3F*	2 - 3
N II	5002.703	-1.022	148908.59	168892.21	2s2.2p.(2P*).3s - 2s2.2p.(2P*).3p	3P* - 3S	0 - 1
N II	5005.150	0.594	166678.64	186652.49	2s2.2p.(2P*).3p - 2s2.2p.(2P*).3d	3D - 3F*	3 - 4
N II	5007.328	0.171	168892.21	188857.37	2s2.2p.(2P*).3p - 2s2.2p.(2P*).3d	3S - 3P*	1 - 2
N II	5010.621	-0.607	148940.17	168892.21	2s2.2p.(2P*).3s - 2s2.2p.(2P*).3p	3P* - 3S	1 - 1
N II	5045.099	-0.407	149076.52	168892.21	2s2.2p.(2P*).3s - 2s2.2p.(2P*).3p	3P* - 3S	2 - 1
N II	5666.630	-0.045	148940.17	166582.45	2s2.2p.(2P*).3s - 2s2.2p.(2P*).3p	3P* - 3D	1 - 2
N II	5676.020	-0.367	148908.59	166521.69	2s2.2p.(2P*).3s - 2s2.2p.(2P*).3p	3P* - 3D	0 - 1
N II	5679.560	0.250	149076.52	166678.64	2s2.2p.(2P*).3s - 2s2.2p.(2P*).3p	3P* - 3D	2 - 3
N II	5686.210	-0.549	148940.17	166521.69	2s2.2p.(2P*).3s - 2s2.2p.(2P*).3p	3P* - 3D	1 - 1
N III	4514.850	0.221	287706.90	309849.80	2s.2p.(3P*).3s - 2s.2p.(3P*).3p	4P* - 4D	5/2 - 7/2
N III	4634.130	-0.086	245665.40	267238.40	2s2.3p - 2s2.3d	2P* - 2D	1/2 - 3/2
N III	4640.640	0.168	245701.30	267244.00	2s2.3p - 2s2.3d	2P* - 2D	3/2 - 5/2

Tabela 3.4: Linhas de oxigênio utilizadas para análise química das estrelas das amostras.

íon	$\lambda(\text{\AA})$	$\log(gf)$	$E_i(\text{cm}^{-1})$	$E_k(\text{cm}^{-1})$	configuração	termos	$J_i - J_k$
O II	3911.9580	0.000	206971.680	232527.090	2s2.2p2.(1D).3s - 2s2.2p2.(1D).3p	2D - 2P*	5/2 - 3/2
O II	3945.0376	-0.727	188888.543	214229.671	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	2P - 2P*	1/2 - 3/2
O II	3954.3617	-0.396	188888.543	214169.920	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	2P - 2P*	1/2 - 1/2
O II	3982.7141	-0.703	189068.514	214169.920	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	2P - 2P*	3/2 - 1/2
O II	4062.9367	-0.090	231530.246	256136.036	2s2.2p2.(3P).3d - 2s2.2p2.(3P).4f. F	4F - 2[4]*	9/2 - 9/2
O II	4069.6230	0.150	206730.762	231296.126	2s2.2p2.(3P).3p - 2s2.2p2.(3P).3d	4D* - 4F	1/2 - 3/2
O II	4072.1525	0.552	206877.865	231427.970	2s2.2p2.(3P).3p - 2s2.2p2.(3P).3d	4D* - 4F	5/2 - 7/2
O II	4075.8617	0.693	207002.482	231530.246	2s2.2p2.(3P).3p - 2s2.2p2.(3P).3d	4D* - 4F	7/2 - 9/2
O II	4078.8424	-0.284	206786.286	231296.126	2s2.2p2.(3P).3p - 2s2.2p2.(3P).3d	4D* - 4F	3/2 - 3/2
O II	4092.9287	-0.308	207002.482	231427.970	2s2.2p2.(3P).3p - 2s2.2p2.(3P).3d	4D* - 4F	7/2 - 7/2
O II	4110.7858	-0.389	208392.258	232711.642	2s2.2p2.(3P).3p - 2s2.2p2.(3P).3d	4P* - 4D	3/2 - 1/2
O II	4119.2165	0.452	208484.202	232753.816	2s2.2p2.(3P).3p - 2s2.2p2.(3P).3d	4P* - 4D	5/2 - 7/2
O II	4132.8004	-0.065	208346.104	232535.949	2s2.2p2.(3P).3p - 2s2.2p2.(3P).3d	4P* - 4P	1/2 - 3/2
O II	4153.2977	0.053	208392.258	232462.724	2s2.2p2.(3P).3p - 2s2.2p2.(3P).3d	4P* - 4P	3/2 - 5/2
O II	4156.5302	-0.697	208484.202	232535.949	2s2.2p2.(3P).3p - 2s2.2p2.(3P).3d	4P* - 4P	5/2 - 3/2
O II	4185.4400	0.604	228723.840	252609.460	2s2.2p2.(1D).3p - 2s2.2p2.(1D).3d	2F* - 2G	5/2 - 7/2
O II	4189.7880	0.717	228747.450	252608.28	2s2.2p2.(1D).3p - 2s2.2p2.(1D).3d	2F* - 2G	7/2 - 9/2
O II	4275.5507	0.760	232753.816	256136.036	2s2.2p2.(3P).3d - 2s2.2p2.(3P).4f. F	4D - 2[4]*	7/2 - 9/2
O II	4303.8231	0.640	232462.724	255691.346	2s2.2p2.(3P).3d - 2s2.2p2.(3P).4f. D	4P - 2[3]*	5/2 - 7/2
O II	4317.1390	-0.386	185235.281	208392.258	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	4P - 4P*	1/2 - 3/2
O II	4319.6300	-0.380	185340.577	208484.202	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	4P - 4P*	3/2 - 5/2
O II	4325.7610	-1.098	185235.281	208346.104	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	4P - 4P*	1/2 - 1/2
O II	4327.4600	0.057	229947.070	253048.820	2s2.2p2.(1D).3p - 2s2.2p2.(1D).3d	2D* - 2D	5/2 - 5/2
O II	4345.5600	-0.346	185340.577	208346.104	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	4P - 4P*	3/2 - 1/2
O II	4349.4260	0.060	185499.124	208484.202	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	4P - 4P*	5/2 - 5/2
O II	4366.8950	-0.348	185499.124	208392.258	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	4P - 4P*	5/2 - 3/2
O II	4369.2720	-0.388	211522.117	234402.797	2s2.2p2.(3P).3p - 2s2.2p2.(3P).3d	2D* - 2D	3/2 - 3/2
O II	4414.8990	0.172	189068.514	211712.732	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	2P - 2D*	3/2 - 5/2
O II	4416.9750	-0.077	188888.543	211522.117	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	2P - 2D*	1/2 - 3/2
O II	4443.0100	-0.047	228723.840	251224.790	2s2.2p2.(1D).3p - 2s2.2p2.(1D).3d	2F* - 2F	5/2 - 5/2
O II	4452.3780	-0.788	189068.514	211522.117	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	2P - 2D*	3/2 - 3/2
O II	4590.9740	0.350	206971.680	228747.450	2s2.2p2.(1D).3s - 2s2.2p2.(1D).3p	2D - 2F*	5/2 - 7/2
O II	4596.1770	0.200	206972.720	228723.840	2s2.2p2.(1D).3s - 2s2.2p2.(1D).3p	2D - 2F*	3/2 - 5/2
O II	4638.8558	-0.332	185235.281	206786.286	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	4P - 4D*	1/2 - 3/2
O II	4641.8103	0.055	185340.577	206877.865	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	4P - 4D*	3/2 - 5/2
O II	4649.1347	0.308	185499.124	207002.482	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	4P - 4D*	5/2 - 7/2
O II	4661.6324	-0.278	185340.577	206786.286	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	4P - 4D*	3/2 - 3/2
O II	4673.7331	-1.090	185340.577	206730.762	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	4P - 4D*	3/2 - 1/2
O II	4676.2350	-0.394	185499.124	206877.865	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	4P - 4D*	5/2 - 5/2
O II	4696.3528	-1.380	185499.124	206786.286	2s2.2p2.(3P).3s - 2s2.2p2.(3P).3p	4P - 4D*	5/2 - 3/2
O II	4699.0110	0.418	229947.070	251222.190	2s2.2p2.(1D).3p - 2s2.2p2.(1D).3d	2D* - 2F	5/2 - 7/2
O II	4703.1610	0.263	229968.440	251224.790	2s2.2p2.(1D).3p - 2s2.2p2.(1D).3d	2D* - 2F	3/2 - 5/2
O II	4705.3460	0.477	211712.732	232959.210	2s2.2p2.(3P).3p - 2s2.2p2.(3P).3d	2D* - 2F	5/2 - 7/2
O II	4710.0090	-0.225	211522.117	232747.562	2s2.2p2.(3P).3p - 2s2.2p2.(3P).3d	2D* - 4D	3/2 - 5/2
O II	4906.8300	-0.161	212161.881	232535.949	2s2.2p2.(3P).3p - 2s2.2p2.(3P).3d	4S* - 4P	3/2 - 3/2
O II	4941.0720	-0.053	214169.920	234402.797	2s2.2p2.(3P).3p - 2s2.2p2.(3P).3d	2P* - 2D	1/2 - 3/2
O II	4943.0050	0.239	214229.671	234454.634	2s2.2p2.(3P).3p - 2s2.2p2.(3P).3d	2P* - 2D	3/2 - 5/2
O III	5592.2520	-0.337	273081.330	290958.250	2s2.2p.(2P*).3s - 2s2.2p.(2P*).3p	1P* - 1P	1 - 1

Tabela 3.5: Linhas de magnésio utilizadas para análise química das estrelas das amostras.

íon	$\lambda(\text{\AA})$	$\log(gf)$	$E_i(\text{cm}^{-1})$	$E_k(\text{cm}^{-1})$	configuração	termos	$J_i-J_k$
Mg II	4384.637	-0.776	80619.50	103420.00	2p6.4p - 2p6.5d	2P* - 2D	1/2 - 3/2
Mg II	4390.572	-0.523	80650.02	103419.70	2p6.4p - 2p6.5d	2P* - 2D	3/2 - 5/2
Mg II	4481.126	0.749	71490.19	93799.75	2p6.3d - 2p6.4f	2D - 2F*	5/2 - 7/2

Tabela 3.6: Linhas de silício utilizadas para análise química das estrelas das amostras.

íon	$\lambda(\text{\AA})$	$\log(gf)$	$E_i(\text{cm}^{-1})$	$E_k(\text{cm}^{-1})$	configuração	termos	$J_i-J_k$
Si II	4128.054	0.359	79338.50	103556.16	3s2.3d - 3s2.4f	2D - 2F*	3/2 - 5/2
Si II	4130.894	0.552	79355.02	103556.03	3s2.3d - 3s2.4f	2D - 2F*	5/2 - 7/2
Si II	6347.110	0.149	65500.47	81251.32	3s2.4s - 3s2.4p	2S - 2P*	1/2 - 3/2
Si II	6371.370	-0.082	65500.47	81191.34	3s2.4s - 3s2.4p	2S - 2P*	1/2 - 1/2
Si III	4552.622	0.292	153377.05	175336.26	3s.4s - 3s.4p	3S - 3P*	1 - 2
Si III	4567.840	0.068	153377.05	175263.10	3s.4s - 3s.4p	3S - 3P*	1 - 1
Si III	4574.757	-0.409	153377.05	175230.01	3s.4s - 3s.4p	3S - 3P*	1 - 0
Si III	4819.712	0.823	209559.33	230301.66	3s.4f - 3s.5g	3F* - 3G	3 - 4
Si III	4828.950	0.937	209599.70	230302.35	3s.4f - 3s.5g	3F* - 3G	4 - 5
Si III	5739.730	-0.096	159069.61	176487.19	3s.4s - 3s.4p	1S - 1P*	0 - 1
Si IV	4088.862	0.194	193978.89	218428.67	2p6.4s - 2p6.4p	2S - 2P*	1/2 - 3/2
Si IV	4116.103	-0.110	193978.89	218266.86	2p6.4s - 2p6.4p	2S - 2P*	1/2 - 1/2

Tabela 3.7: Linhas de enxofre utilizadas para análise química das estrelas das amostras.

íon	$\lambda(\text{\AA})$	$\log(gf)$	$E_i(\text{cm}^{-1})$	$E_k(\text{cm}^{-1})$	configuração	termos	$J_i-J_k$
S II	4162.665	0.780	128599.16	152615.46	3s2.3p2.(3P).4p - 3s2.3p2.(3P).4d	4D* - 4F	7/2 - 9/2
S II	4991.969	-0.650	109831.59	129858.18	3s2.3p2.(3P).4s - 3s2.3p2.(3P).4p	4P - 4P*	3/2 - 3/2
S II	5014.042	0.100	113461.54	133399.97	3s2.3p2.(3P).4s - 3s2.3p2.(3P).4p	2P - 2P*	3/2 - 3/2
S II	5027.203	-0.710	105599.06	125485.29	3s2.3p2.(3P).3d - 3s2.3p2.(3P).4p	2P - 2S*	3/2 - 1/2
S II	5032.434	0.270	110268.60	130134.16	3s2.3p2.(3P).4s - 3s2.3p2.(3P).4p	4P - 4P*	5/2 - 5/2
S II	5428.655	-0.130	109560.69	127976.34	3s2.3p2.(3P).4s - 3s2.3p2.(3P).4p	4P - 4D*	1/2 - 3/2
S II	5432.797	0.260	109831.59	128233.20	3s2.3p2.(3P).4s - 3s2.3p2.(3P).4p	4P - 4D*	3/2 - 5/2
S II	5453.855	0.480	110268.60	128599.16	3s2.3p2.(3P).4s - 3s2.3p2.(3P).4p	4P - 4D*	5/2 - 7/2
S II	5473.614	-0.180	109560.69	127825.08	3s2.3p2.(3P).4s - 3s2.3p2.(3P).4p	4P - 4D*	1/2 - 1/2
S II	5639.977	0.280	113461.54	131187.19	3s2.3p2.(3P).4s - 3s2.3p2.(3P).4p	2P - 2D*	3/2 - 5/2
S II	5647.020	0.040	112937.57	130641.11	3s2.3p2.(3P).4s - 3s2.3p2.(3P).4p	2P - 2D*	1/2 - 3/2
S II	5664.773	-0.250	110177.02	127825.08	3s2.3p2.(3P).3d - 3s2.3p2.(3P).4p	4F - 4D*	3/2 - 1/2
S III	4253.499	0.360	147147.11	170650.55	3s2.3p.4s - 3s2.3p.4p	3P* - 3D	2 - 3
S III	4284.904	0.090	146737.55	170068.73	3s2.3p.4s - 3s2.3p.4p	3P* - 3D	1 - 2
S III	4361.468	-0.400	147147.11	170068.73	3s2.3p.4s - 3s2.3p.4p	3P* - 3D	2 - 2



### 3.2.4 SYNSPEC e Synplot

Os espectros teóricos em não-ETL foram gerados a partir dos modelos atmosféricos e com o programa de síntese espectral SYNSPEC <sup>2</sup>. O programa resolve as equações de transferência radiativa, equilíbrio hidrostático e equilíbrio estatístico utilizando o método iterativo conhecido como CL/ALI (*Complete Linearization Approximate Lambda Interaction*). Este método combina as vantagens de seus dois constituintes básicos: a alta taxa de convergência e o baixo tempo de uso computacional em cada iteração. O SYNSPEC pode ser usado para diferentes escolhas de espécies atômicas, íons, níveis de energia, transições e fontes de opacidade.

O Synplot <sup>3</sup> é a interface interativa do programa SYNSPEC e foi escrito em linguagem IDL. O Synplot é utilizado para computar o espectro emergente e permite, por exemplo, simular os efeitos de rotação estelar e alargamento das linhas devido ao perfil instrumental. O Synplot calcula o espectro sintético para um valor desejado de temperatura efetiva  $T_{ef}$  e gravidade superficial  $\log g$  (dentro dos limites das redes de modelos BSTAR2006 e OSTAR2002) por interpolação dos modelos incluindo as populações dos níveis energéticos em não-ETL.

Ao calcular o espectro sintético, o SYNSPEC suporta como entrada os modelos gerados com o TLUSTY (como a rede de modelos utilizada neste trabalho) e o conjunto de modelos em ETL gerados com o código ATLAS. Além dos modelos, os parâmetros de entrada do Synplot incluem as listas de linhas utilizadas, contendo todas as transições e seus níveis de energia, a rotina que executa a convolução do espectro com o alargamento devido ao perfil instrumental e a velocidade rotacional projetada e arquivos extras de constantes de alargamento de linhas diferenciadas. O Synplot apresenta diretamente o espectro sintético gerado pelo SYNSPEC através do acionamento de diversos parâmetros dependendo da escolha do usuário. Os parâmetros atmosféricos ( $T_{ef}$ ,  $\log g$  e  $\xi$ ) são entradas obrigatórias na interface IDL e entre as opcionais, o usuário pode escolher, por exemplo, um conjunto de modelos atmosféricos desejados, gerados para diferentes ambientes de metalicidade, para executar a interpolação nesta rede. Pode-se ainda indicar o intervalo em comprimento de

---

<sup>2</sup><http://nova.astro.umd.edu/Synspec43/synspec.html>

<sup>3</sup><http://aegis.as.arizona.edu/hubeny/pub/synplot.tar.gz>

onda e fluxo para o gráfico do espectro, a identificação das linhas de acordo com seus valores de larguras equivalentes, o desvio do espectro em relação ao comprimento de onda de laboratório, constantes de alargamento diferenciadas para linhas de hidrogênio e hélio, sobrepor o espectro observado diretamente ao espectro teórico e efetuar o ajuste fino das abundâncias de cada espécie química. A Figura 3.4 mostra uma captura de tela exemplificando o ambiente de trabalho com Synplot, mostrando o espectro sintético gerado e sobreposto ao espectro observado da estrela HD149363 na região das linhas do tripleto de Si III em 4550-4600Å.

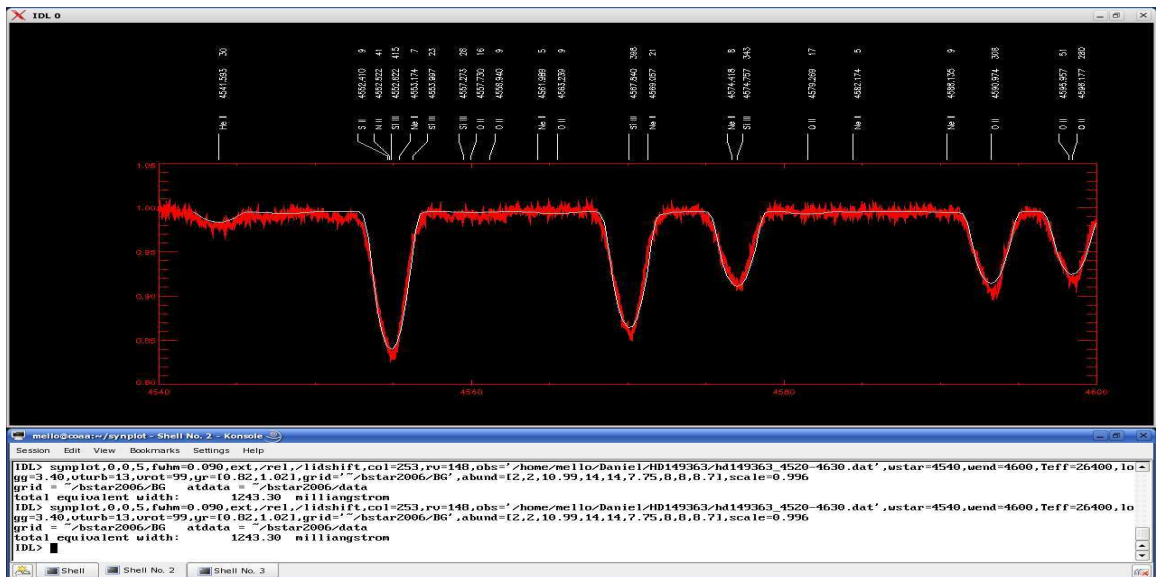


Figura 3.4: Captura de tela mostrando o ambiente de trabalho com Synplot. No painel inferior estão os comandos em execução IDL com os diversos parâmetros utilizados para geração do espectro sintético. O painel superior mostra a região do espectro gerado (linha branca) sobreposto ao espectro observado (linha vermelha) para a estrela HD149363 entre 4540-4600Å, contendo o tripleto de Si III, a linha do He II em 4541Å e as linhas de O II em 4590 e 4596Å.

### 3.3 Determinação dos parâmetros atmosféricos

Os parâmetros atmosféricos temperatura efetiva  $T_{ef}$ , gravidade superficial  $\log g$  e microturbulência  $\xi$ , foram determinados para as duas amostras estelares de maneira quase sim-

ilar, apenas com algumas particularidades que descreveremos nesta seção e comentaremos novamente nos Capítulos 6 e 7, quando julgarmos necessário. A determinação destes parâmetros é o ponto de partida para a obtenção das abundâncias químicas, pois é a partir deles que os modelos atmosféricos para a computação dos espectros teóricos são selecionados.

### 3.3.1 Temperatura efetiva a gravidade superficial

A temperatura efetiva  $T_{ef}$  pode ser definida como sendo a temperatura de um corpo negro que emite a mesma quantidade de energia que a fotosfera estelar por unidade de área e por unidade de tempo. Neste caso, o fluxo estelar total  $F$  pode ser escrito:

$$F \equiv \sigma T_{ef}^4 \quad (3.2)$$

onde  $\sigma$  é a constante de Stefan Boltzmann. A gravidade superficial  $g$  pode ser escrita como:

$$g = \frac{GM}{R^2} \quad (3.3)$$

sendo  $G$  a constante gravitacional,  $M$  e  $R$ , a massa e o raio estelar respectivamente. Em astrofísica estelar, a gravidade superficial é escrita normalmente em escala logarítmica ( $\log g$ ). A gravidade superficial e principalmente a temperatura efetiva são os parâmetros que mais afetam o comportamento as linhas espectrais.

Para determinação da temperatura, utilizamos dois diferentes métodos: fotométrico a espectroscópico. O último método foi amplamente utilizado para todas as estrelas das amostras e fornece a temperatura efetiva diretamente da análise das linhas espectrais. Por um lado, não é necessário possuir dados fotométricos do objeto estudado para se aplicar o

método espectroscópico, mas por outro lado, este método é dependente dos modelos adotados. O método fotométrico foi utilizado apenas para a amostra de estrelas OB em altas latitudes galácticas, servindo como teste ou informação complementar da temperatura efetiva para estas estrelas. Tal método não foi utilizado para estrelas Pós-AGB quentes, devido ao fato destas últimas apresentarem, em geral, envoltórios de gás e poeira, comprometendo os dados fotométricos, quando disponíveis.

### Determinações espectroscópicas

Para estrelas OB, as asas das linhas de hidrogênio são excelentes indicadoras de gravidade superficial, já que elas apresentam uma grande dependência com a pressão eletrônica para  $T_{ef} > 8000\text{K}$  devido ao efeito Stark linear. Desta forma, as linhas da série de Balmer  $H\gamma$  e  $H\delta$  foram utilizadas para estimativa da gravidade superficial. A escolha dessas linhas vem do fato de que elas estão menos suscetíveis à influência de possíveis componentes em emissão nas linhas de Balmer que eventualmente ocorrem para alguns objetos, devido à presença de ventos estelares ou envoltórios de poeira. Veremos no Capítulo 5, dedicado ao estudo das estrelas Pós-AGB quentes, que a determinação de  $\log g$  irá requerer um nível de cuidado extra para a escolha das linhas da série de Balmer a serem utilizadas.

A partir de uma análise qualitativa inicial (ver Seção 2.2.1), um intervalo de temperatura efetiva  $\Delta T_{ef}$  foi escolhido para cada objeto, e espectros sintéticos para as linhas de Balmer foram gerados. A comparação entre espectros teóricos e sintéticos permitiu a quantificação de valores de  $\log g$  associados aos valores de temperaturas. Neste estágio, o parâmetro microturbulência foi fixado em um valor de  $5\text{kms}^{-1}$ , já que a influência deste parâmetro nas asas das linhas de hidrogênio é desprezível. A Figura 3.5 exemplifica o ajuste da linha  $H\gamma$  para a estrela TonS195.

Para a determinação da temperatura efetiva, utilizamos o método do equilíbrio de ionização. Os pares iniciais de  $(T_{ef}, \log g)$  obtidos no primeiro ajuste das linhas de hidrogênio, são tomados para obtenção de abundâncias de espécies químicas com mais de um estágio de ionização consecutivo no intervalo de temperatura considerado. O equilíbrio é alcançado quando as abundâncias dos elementos nestes diferentes estágios de ionização

se equiparam, atingindo assim a temperatura de equilíbrio. As temperaturas foram determinadas aplicando-se o equilíbrio de ionização especialmente para o Si II/Si III, sendo utilizado também o equilíbrio de ionização do He I/He II, S II/S III, Si III/Si IV, N II/N III e O II/O III. Quando possível, mais de um equilíbrio de ionização foi utilizado. Nestes casos, a temperatura adotada reflete a média entre os valores obtidos.

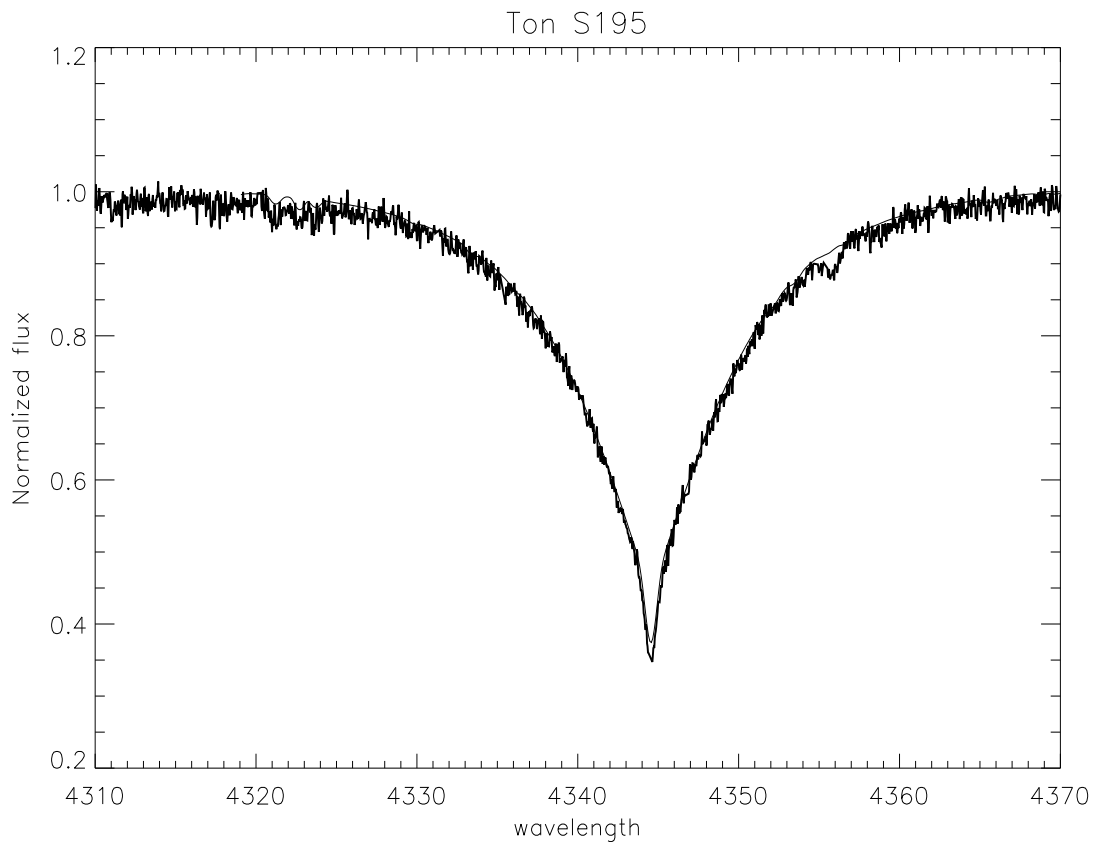


Figura 3.5: Espectro sintético gerado com Synplot sobreposto ao espectro observado para a estrela TonS195, mostrando o ajuste da linha H $\gamma$  para estimativa da gravidade superficial  $\log g$ . Neste caso, os valores obtidos foram:  $T_{ef} = 17200\text{K}$  e  $\log g = 4.07$  dex.

Com o valor de temperatura efetiva determinado, novos ajustes são feitos para as linhas de hidrogênio e a gravidade superficial é então determinada. Como mencionado, utilizamos as linhas H $\gamma$  e H $\delta$  e em geral, os valores de  $\log g$  obtidos para as duas linhas diferem de no máximo 0.1 dex.

### Determinações fotométricas

Os parâmetros atmosféricos também foram determinados com base no sistema fotométrico Strömrgren Strömrgren (1963) com bandas *ubvy* centradas respectivamente em 3500, 4110, 4670 e 5470Å. Este sistema fotométrico é considerado de banda intermediária possuindo filtros com larguras entre 180 e 300Å e desde sua criação, tem sido um dos mais utilizados na astrofísica estelar. Os índices advindos da fotometria Strömrgren têm sido usados para estabelecer diversas calibrações fotométricas para várias classes estelares, permitindo a obtenção dos parâmetros  $T_{ef}$  e  $\log g$ . Para estrelas OB, citamos as importantes calibrações de Balona (1984), Lester et al. (1986), Castelli (1991) e Napiwotzki et al. (1993). Os quatro índices Strömrgren são (b-y),  $c_1$ ,  $m_1$  e  $\beta$ , onde  $\beta$  está centrado na linha de H $\beta$  e é obtido da diferença entre os fluxos da linha de H $\beta$  medidos por dois filtros de banda estreita (15 e 150Å). Os demais índices são assim definidos:

$$c_1 = (u - v) - (v - b) \quad (3.4)$$

$$m_1 = (v - b) - (b - y) \quad (3.5)$$

Os índices Strömrgren são afetados pelo avermelhamento interestelar. O índice livre de avermelhamento ou índice intrínseco (b-y)<sub>o</sub> pode ser obtido por:

$$(b - y)_o = (b - y) - E_{b-y} \quad (3.6)$$

onde  $E_{b-y}$  denota o excesso de cor. O índice livre de avermelhamento  $c_o$  é definido por:

$$c_o = c_1 - 0.24E_{b-y} \quad (3.7)$$

Em estrelas OB, o índice  $c_o$  é um indicador primário de temperatura efetiva, mas também é sensível à gravidade superficial. O índice  $\beta$ , por sua vez, é um indicador primário da gravidade superficial, mas também é sensível a temperatura.

Dada esta interdependência entre os índices  $c_o$  e  $\beta$  com  $T_{ef}$  e  $\log g$ , Gies & Lambert (1992) propuseram um método iterativo que combina calibrações fotométricas com ajustes dos perfis de hidrogênio. Como ponto de partida para a determinação da temperatura efetiva e gravidade superficial através dos índices Strömgren, buscamos na literatura os dados fotométricos disponíveis para as estrelas da amostra e normalizamos o espectro de nossas estrelas ao continuum unitário centrado na linha de  $H\gamma$  com um intervalo de  $40\text{\AA}$ . A partir dos índices Strömgren, o método iterativo foi utilizado, fazendo uso de calibrações dos índices  $c_1$  e dos ajustes dos perfis observados e sintéticos da linha de  $H\gamma$ . Este método é similar ao utilizado por Gies & Lambert (1992) para análise de abundâncias de CNO para estrelas B de campo e por Cunha & Lambert (1992) para análise das abundâncias de oxigênio em estrelas B da associação Órion OB1. O método é executado em programação IDL com os seguintes passos:

1. Com base nos índices fotométricos, dois valores de  $T_{ef}$  são calculados de acordo com as calibrações de Balona (1984) e Lester et al. (1986) e um valor médio de temperatura obtido das duas calibrações é tomado como valor inicial;
2. Os perfis observados da linha de  $H\gamma$  são comparados aos perfis sintéticos calculados em não-ETL com SYNSPEC para  $T_{ef}$  em questão e para vários valores de  $\log g$ . Mecanismos de alargamento de linha como rotação, perfil instrumental e macroturbulência também foram considerados para reprodução dos perfis teóricos. Perfis sintéticos com variações em  $\log g$  de 0.5 dex são comparados ao perfil observado em um intervalo de  $40\text{\AA}$ ;
3. Para cada par de  $\log g$  ajustado, uma comparação é feita através do teste da  $\chi^2$ . Um polinômio é ajustado aos valores obtidos de  $\chi^2$  e o valor mínimo de  $\chi^2$  indica o melhor ajuste da linha de  $H\gamma$  e desta forma, o valor estimado de  $\log g$  neste estágio;

4. Interpolamos este valor de  $\log g$  na rede de modelos e obtemos o perfil teórico interpolado, correspondendo ao valor do  $\chi^2$  mínimo;
5. A partir do valor de  $\log g$  correspondente ao  $\chi^2$  mínimo do último passo, um novo índice  $\beta$  teórico é obtido utilizando o inverso da calibração de Balona (1984). Este novo índice é utilizado para novas determinações de temperatura efetiva e gravidade superficial com a repetição dos passos acima, até que a diferença entre a temperatura da iteração atual e a da anterior seja igual a  $\sim 50\text{K}$ . Quando esta condição é satisfeita, obtemos a temperatura efetiva e a gravidade superficial. Como o método é iterativo, a temperatura efetiva obtida é designada por  $T_{iter}$ .

### 3.3.2 Microturbulência

Podemos entender a velocidade de microturbulência  $\xi$ , ou simplesmente microturbulência, como movimentos térmicos em pequena escala na atmosfera estelar na região de formação das linhas espectrais, alterando seus perfis. A microturbulência atua como mecanismo de alargamento das linhas e tem profunda relevância para determinação das abundâncias químicas. A determinação deste parâmetro para as estrelas da amostra foi feita com a utilização das linhas de O II (ocasionalmente S II), com o requisito de que as abundâncias químicas obtidas sejam independentes da largura equivalente. Isto implica em uma ausência de tendência no plano Largura equivalente (EW)  $\times$  Abundância ( $\log \epsilon(\text{O})$ ).

A largura equivalente  $W_\lambda$  é definida a partir da profundidade de linha  $R_\lambda$ , que está relacionada ao fluxo da linha e do continuum estelar. Esta definição pressupõe uma linha espectral idealizada com perfil retangular, fluxo nulo e uma área de valor igual a linha considerada. Ela pode ser escrita como:

$$W_\lambda = \int R_\lambda d\lambda = \int \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda \quad (3.8)$$

A medida de largura equivalente denota a intensidade da linha espectral e a integral é



estendida a toda linha.

A escolha das linhas de O II para a estimativa de  $\xi$ , vem do fato de que nos espectros de estrelas OB, as linhas deste íon são bastante numerosas e permitem a investigação de linhas fracas e fortes (diversos valores de larguras equivalentes) em várias regiões espectrais. A Figura 3.6 ilustra um exemplo do diagnóstico da microturbulência para a estrela HD125924.

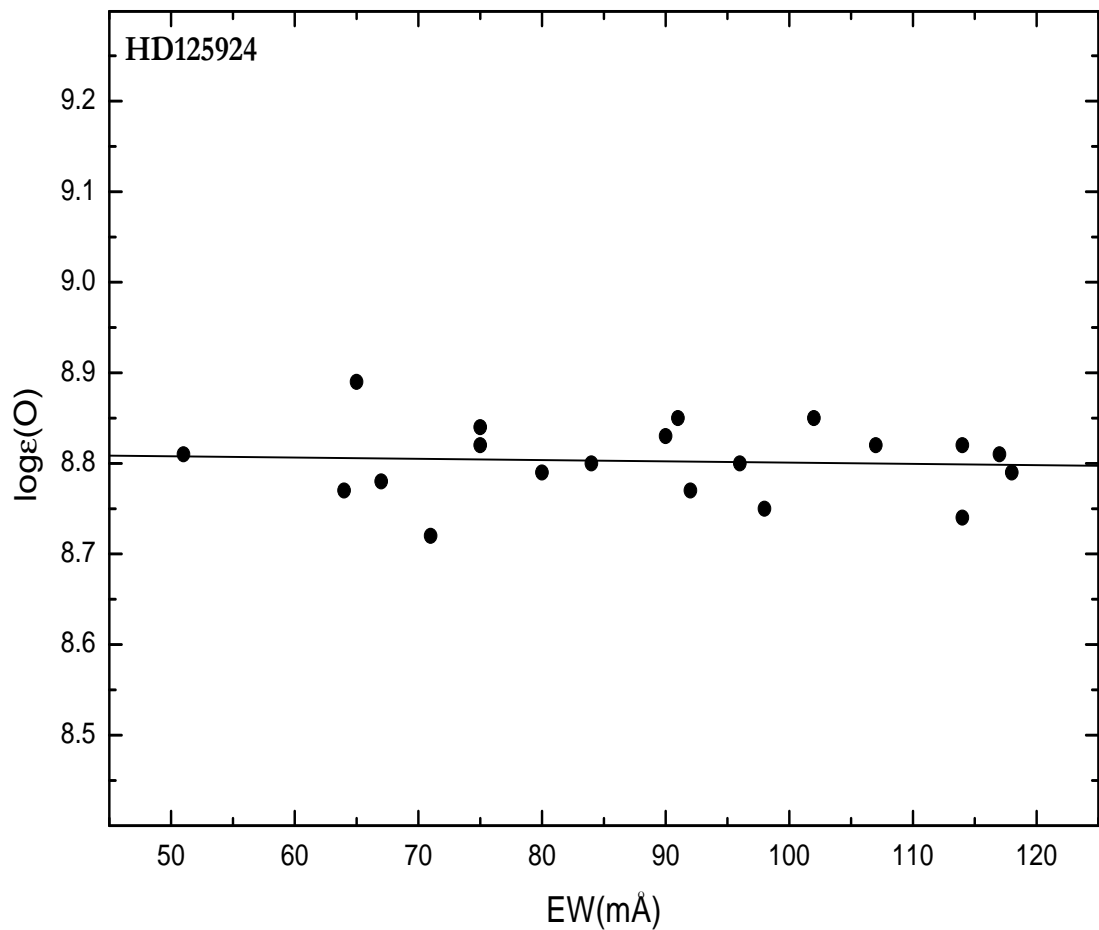


Figura 3.6: Diagnóstico da microturbulência para a estrela HD125924 usando o diagrama  $EW \times \log \epsilon(O)$  para as linhas de O II. O diagrama mostra a ausência de tendência das abundâncias de oxigênio com as intensidades das linhas (inclinação próxima de zero), indicando o melhor valor para a microturbulência  $\xi$ .

### 3.3.3 Velocidade de rotação

A rotação estelar é um parâmetro importante em estrelas OB, que possuem os maiores valores de velocidades rotacionais detectados, uma vez que a velocidade rotacional está ligada diretamente à massa e idade estelar. Como exemplo, as estrelas Be são uma classe de estrelas B que podem apresentar velocidades rotacionais da ordem de  $300 \text{ kms}^{-1}$  (Rivinius et al., 2003). A rotação está relacionada a processos como perda de massa, geração de campos magnéticos e difusão radiativa. Ao observarmos uma estrela, seu eixo de rotação pode não estar orientado perpendicularmente à linha de visada, mas deslocado de um ângulo  $i$ , que denota a inclinação do eixo de rotação em relação a esta direção. Desta forma, a velocidade rotacional é caracterizada realmente por  $v_{\text{sen}i}$ , que reflete a projeção na linha de visada da velocidade real da estrela.

O  $v_{\text{sen}i}$  atua como mecanismo importante de alargamento das linhas espectrais. Para uma estrela em rotação, devido ao efeito Doppler-Fizeau, um hemisfério estelar se aproxima do observador, enquanto que outro se afasta, gerando linhas espectrais deslocadas para o vermelho e para o azul, produzindo desta forma, um perfil de linha alargado. A Figura 3.7 exemplifica a ação da velocidade rotacional projetada no alargamento da linha de N II em  $3995 \text{ \AA}$ . O espectro sintético desta figura foi gerado com Synplot para  $T_{\text{ef}} = 21000 \text{ K}$ ,  $\log g = 4.00 \text{ dex}$ ,  $\xi = 5.0 \text{ kms}^{-1}$  e com valores de  $v_{\text{sen}i}$  variando de 0 a  $150 \text{ kms}^{-1}$  com passo de  $30 \text{ kms}^{-1}$ .

A velocidade rotacional projetada  $v_{\text{sen}i}$  foi considerada um parâmetro livre em nossa análise. Como mencionado na Seção 3.2.4, o Synplot permite a convolução do espectro teórico a valores arbitrários de  $v_{\text{sen}i}$  no intuito de obter o melhor ajuste do espectro observado (o perfil instrumental também foi considerado como mecanismo de alargamento das linhas). Os valores de  $v_{\text{sen}i}$  obtidos para cada objeto analisado são tomados como uma média dos valores individuais obtidos para cada uma das linhas analisadas. A incerteza em  $v_{\text{sen}i}$  foi tomada simplesmente como o desvio padrão dos valores individuais.

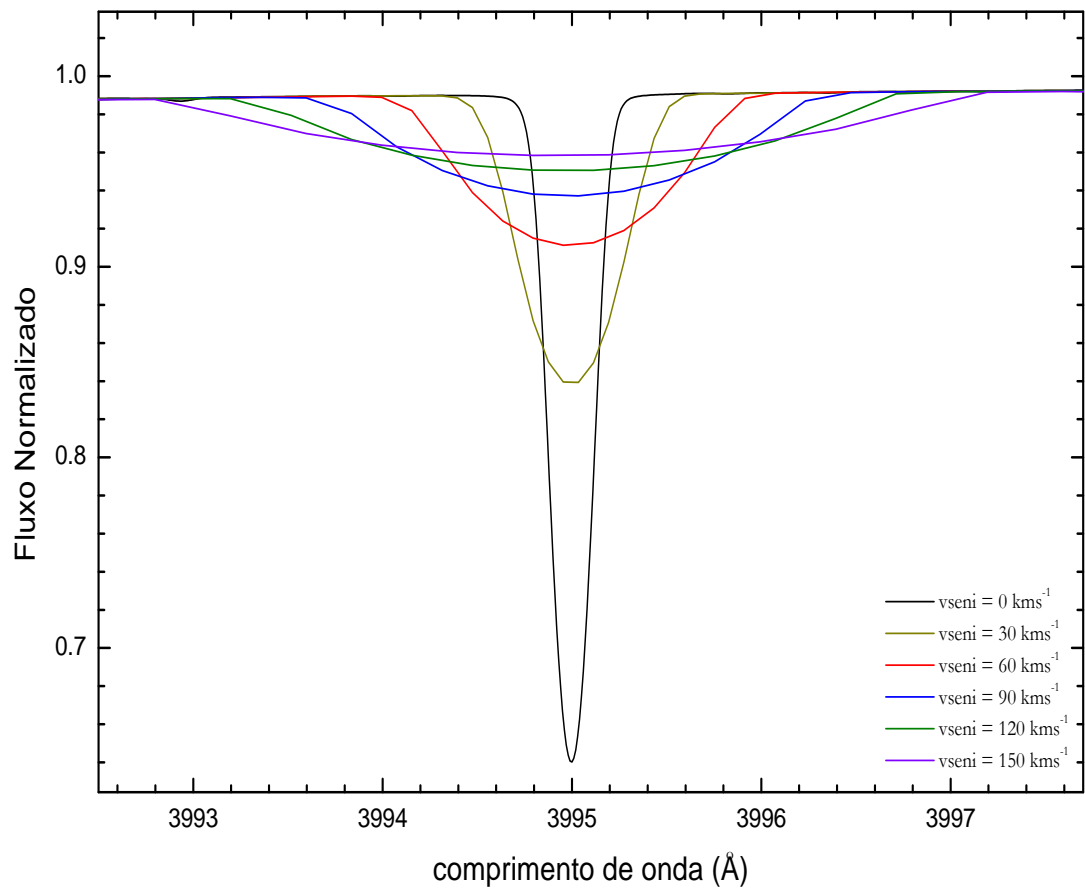


Figura 3.7: Variação do perfil de linha para diferentes valores de  $v_{seni}$  para a linha de N II em 3995 Å. O espectro sintético foi gerado com Synplot para  $T_{ef} = 21000\text{K}$ ,  $\log g = 4.00$  dex e  $\xi = 5.0$  km s<sup>-1</sup>



# Capítulo 4

## Evolução das estrelas de baixa massa e massa intermediária

### 4.1 Evolução pré-AGB

A evolução de estrelas de baixa massa e/ou massa intermediária é um tema amplo e está fora do contexto deste trabalho descrever de forma detalhada todos os processos, cálculos e evidências observacionais inseridas no assunto. O que se fará é uma descrição dos principais processos ocorrentes nas fases pré-AGB, AGB e Pós-AGB, já que mecanismos ocorrentes nestas fases são de extrema importância dentro do contexto desta tese.

Estrelas com massa entre  $0.8$  e  $8M_{\odot}$  inicialmente queimam hidrogênio em hélio em seus núcleos, via cadeia PP, ou ciclo CNO, de forma estável durante a fase que no Diagrama HR, conhecemos como Sequência Principal. As estrelas passam 90% de suas vidas na Sequência Principal e a duração desta fase depende diretamente da massa da estrela. Em seus modelos evolutivos, Schaller et al. (1992) indicam um tempo evolutivo de  $\sim 10^6$  anos da ZAMS (*Zero Age Main Sequence*) até a formação do núcleo de carbono para uma estrela de  $25 M_{\odot}$ , enquanto que para uma estrela de  $1 M_{\odot}$  o tempo gasto seria de  $\sim 10^{10}$  anos, segundo os mesmos autores. Depois da fase de Sequência Principal, todo o hidrogênio no núcleo é exaurido e a estrela move-se no Diagrama HR para o ramo das sub-gigantes e depois para o ramo das gigantes vermelhas (*Red Giant Branch* - RGB). Nesta fase, devido à queima de hidrogênio ocorrendo em uma casca que envolve o núcleo inerte de hélio, a atmosfera estelar se expande, podendo atingir um raio até centenas de vezes maior que o

raio da estrela na Sequência Principal ( $R > 10^5 R_{\odot}$ ). A convecção torna-se o mecanismo de transporte dominante, a opacidade aumenta e a temperatura efetiva decresce, apresentando valores entre 3000 – 4000K. A contração do núcleo favorece o aumento de sua densidade, que leva a um aumento da densidade eletrônica  $n_e$ . Efeitos de degenerescência podem ocorrer para densidades  $\rho$  superiores a  $2 \times 10^{-8} T^{3/2} \text{ gcm}^{-3}$ . Uma vez que a temperatura central  $T_c$  nesta etapa é estimada em  $2 \times 10^7 \text{ K}$ , uma densidade acima de  $2 \times 10^3 \text{ gcm}^{-3}$  favorece a ocorrência de degenerescência do núcleo estelar.

Em etapas evolutivas subsequentes, a contração do núcleo continua com a temperatura central aumentando (cerca de  $10^8 \text{ K}$ ) até permitir o começo da queima do hélio pelo processo  $3\alpha$  (triplo  $\alpha$ ), cuja taxa de produção de energia  $\epsilon$  é muito sensível à temperatura ( $\epsilon_{3\alpha} \propto T^{40}$ ). O início de tais reações implicará em instabilidades no núcleo estelar devido a degenerescência, impedindo que a taxa de transferência de energia ocorra para os elétrons e fazendo com que a temperatura continue crescendo até que explosões súbitas ocorram. Esses eventos são conhecidos como *flashes* do hélio e emitem energia suficiente para romper completamente a degenerescência, permitindo que o núcleo volte a ter um período de queima estável.

Em seguida, a estrela é levada para uma nova região no Diagrama HR: o ramo horizontal (*Horizontal Branch* - HB). Nesta região, a estrela se contrai aumentando sua temperatura efetiva para cerca de 8000K. Com a queima do hélio ocorrendo no núcleo e o hidrogênio queimando em uma casca fina que o envolve, a estrela passa por um aumento gradual de luminosidade. Maiores detalhes da evolução estelar no ramo horizontal podem ser encontrados em Dorman et al. (1993). O esgotamento do hélio no núcleo leva a estrela novamente a uma contração nuclear e a um aumento do raio. Neste ponto a estrela entra no ramo assintótico das gigantes (*Asymptotic Giant Branch* — AGB) e desenvolve aos poucos um núcleo degenerado novamente, um núcleo de carbono-oxigênio (C-O). Neste estágio, a estrela possui uma camada intermediária onde o hélio é queimado e outra mais externa onde o hidrogênio também é queimado, mas não de forma constante durante toda a duração desta fase. Nesta etapa, a energia do núcleo de estrelas de baixa massa e massa intermediária não é suficiente para gerar novos processos nucleares de queima do carbono e oxigênio e o núcleo torna-se inerte. Todo o processo evolutivo da Sequência Principal até o ramo AGB pode ser visualizado na Figura 4.1, onde trajetórias típicas para estrelas

de baixa massa e massa intermediária são representadas.

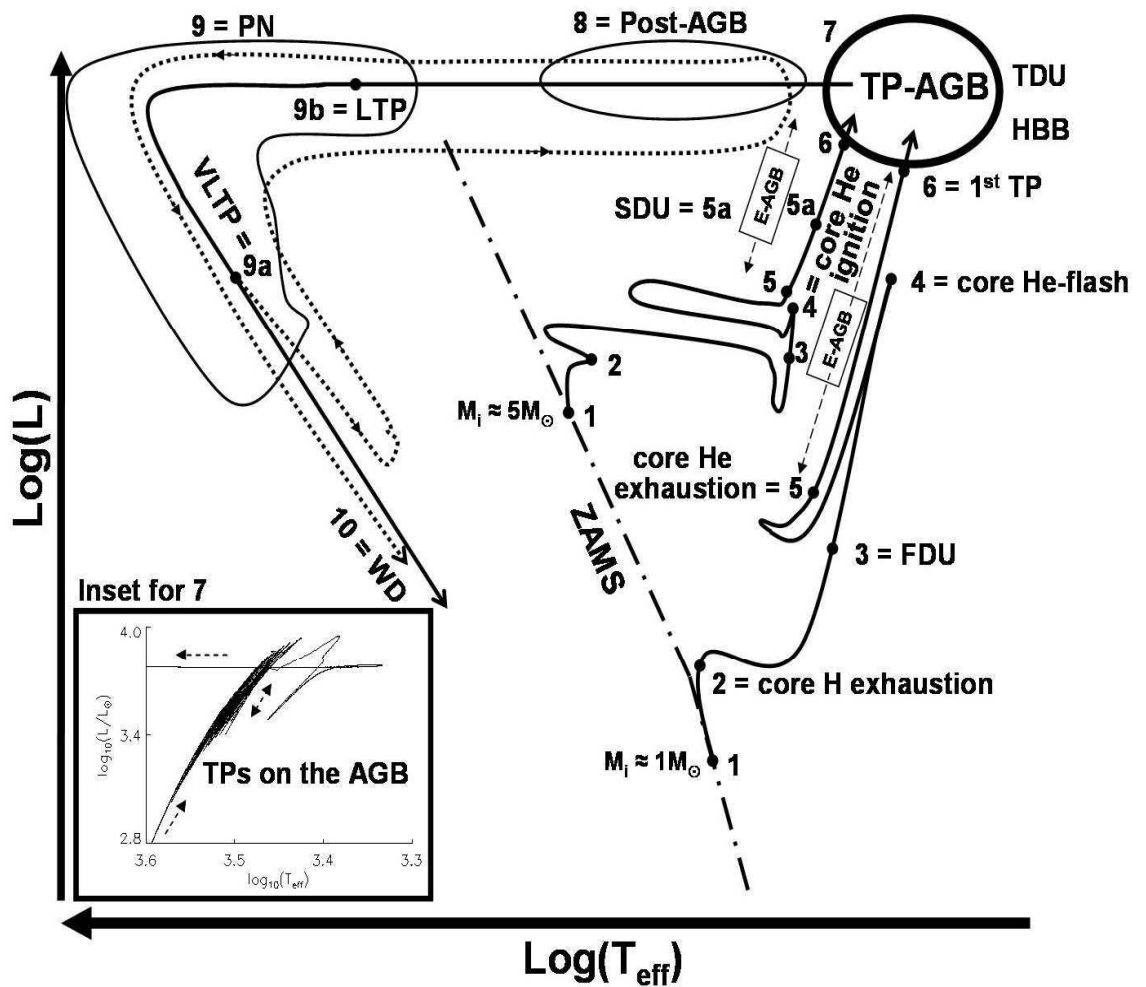


Figura 4.1: Esquema evolutivo de duas estrelas de baixa/intermediária massa (massas de  $1 M_{\odot}$  e  $5 M_{\odot}$ ) saindo da Sequência Principal (ZAMS -1) até chegar ao ramo das anãs brancas (WD - 10), passando pelo ramo das subgigantes, gigantes vermelhas (RGB - 4), ramo horizontal (HB - 5), ramo AGB (6), Pós-AGB(8) e Nebulosas Planetárias (PNe - 9). Os principais eventos de mistura estão também indicados na figura e o pequeno painel no canto inferior esquerdo indica com maior detalhe a fase de pulsos térmicos no ramo AGB (TP-AGB). Figura adaptada de Herwig (2005)

Juntamente com os processos de queima, eventos conhecidos como processos de

dragagem têm importância crucial na composição do material estelar atmosférico AGB e Pós-AGB. Estes eventos ocorrem devido a camadas convectivas que em certos casos podem penetrar camadas mais profundas, como nas camadas fronteiras às camadas de queima do hidrogênio e hélio (*intershell* no caso da fase AGB) e carregar materiais processados destas camadas para a superfície. Três eventos de dragagem podem ocorrer até a fase AGB e a sua ocorrência em determinadas estrelas está intimamente ligado à metalicidade e às massas estelares:

**Primeira dragagem:** ocorre logo depois da entrada da estrela no ramo RGB. Camadas convectivas penetram regiões profundas onde produtos da queima parcial do hidrogênio foram gerados. Como consequência deste evento, os modelos indicam que as abundâncias superficiais podem ser alteradas de maneira que o  $^{12}\text{C}$  decresça por um fator de 30%,  $^{13}\text{C}$  aumente por fator de  $\sim 2 - 3$ ,  $^{14}\text{N}$  aumente por um fator de  $\sim 3 - 4$ , o  $^{18}\text{O}$  seja reduzido por um fator de 30% e haja ainda reduções de Li, Be e B. Maiores detalhes sobre modelos de primeira dragagem podem ser vistos no trabalho de El Eid (1994). Apesar dos modelos reproduzirem de forma satisfatória os resultados observacionais, há ainda algumas questões sem respostas, como o intervalo de massa em que a primeira dragagem atua com maior eficiência. Em alguns casos, os valores da razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  diminuem por um fator de  $\sim 10$ , quando os modelos prevêm uma redução até de um fator de  $\sim 20$ . Um processo extra de mistura (*extra-mixing*) tem sido sugerido por muitos autores para explicar esta incoerência e acredita-se que ele possa ocorrer na base da camada convectiva devido à rotação ou ao movimento de retração do envelope convectivo que, por sua vez, produziria descontinuidades de abundâncias causando as anomalias nas razões de  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  (Boothroyd & Sackmann, 1999). Alguns autores têm denominado este processo de “*Cool Bottom Process*”.

**Segunda dragagem:** este novo episódio de mistura ocorre logo após a saída da estrela do ramo horizontal e ocorre para estrelas com massas superiores a  $4 M_{\odot}$  quando a queima do hélio no núcleo se esgota e uma camada de queima de He se estabelece. Neste cenário, a camada convectiva penetra na camada onde o hidrogênio foi outrora processado, aumentando as abundâncias de  $^4\text{He}$  e  $^{14}\text{N}$  e diminuindo as abundâncias de  $^{12}\text{C}$ ,  $^{13}\text{C}$  e  $^{16}\text{O}$ . Uma boa discussão sobre este evento de mistura pode ser encontrada em Lattanzio & Boothroyd (1997). Cabe ressaltar ainda que a segunda dragagem não ocorre para estrelas de baixa



massa, já que para estas, a camada de hidrogênio não está completamente extinta quando a estrela encontra-se no final do ramo horizontal.

**Terceira dragagem:** O terceiro processo de mistura ocorre já no ramo AGB e possui um nível de complexidade a mais, se comparado aos dois eventos de dragagens anteriores, e será comentado com maiores detalhes na próxima Seção. Por hora, é satisfatório mencionar que neste evento, são trazidos à superfície  ${}^4\text{He}$ ,  ${}^{12}\text{C}$  e diversos outros elementos produzidos por captura lenta de nêutrons. Em estrelas com baixa metalicidade, a terceira dragagem leva ainda ao enriquecimento de muitas outras espécies como  ${}^{22}\text{Ne}$ ,  ${}^{23}\text{Na}$ ,  ${}^{25}\text{Mg}$  e  ${}^{26}\text{Mg}$ .

A eficiência dos processos de dragagem pode ser quantificada pelo parâmetro  $\lambda$ , onde:

$$\lambda = \frac{\Delta M_{dra}}{\Delta M_H} \quad (4.1)$$

onde  $\Delta M_{dra}$  e  $\Delta M_H$  indicam a massa dragada total no final da fase AGB e a massa crescente do núcleo estelar. Cálculos evolutivos indicam que  $\lambda$  cresce com a massa nuclear e é inversamente proporcional à metalicidade. Estima-se que o valor de  $\lambda$  tende à unidade para as estrelas de massa intermediária ( $M \sim 5M_{\odot}$ ), tem valor  $\sim 0.3$  para estrelas de baixa massa, e deve ser nulo para estrelas com envoltório convectivo pouco extenso (Karakas et al., 2002).

## 4.2 Evolução na fase AGB

Sandage & Walker (1966) foram provavelmente os primeiros pesquisadores a utilizar o termo “assintótico” para descrever as estrelas de aglomerados globulares que se encontravam na parte superior direita do Diagrama HR. Aspectos evolutivos ocorrentes nesta fase foram modelados somente a partir da década de 70, principalmente com os trabalhos de Paczyński (1970). O ramo AGB representa a última fase de queima nuclear para as

estrelas de baixa massa e massa intermediária e é marcada por diversos eventos físicos que alteram radicalmente a estrutura estelar, quer nos processos de queima interiores, quer nos processos ocorrentes nas camadas superficiais. Estima-se que 99% das estrelas no universo estejam no intervalo de massa entre  $0.8$  e  $8 M_{\odot}$  e portanto, poderão se tornar estrelas AGB (Aller, 1994). Diferentemente das etapas evolutivas anteriores, a estrutura de uma estrela AGB compreende um núcleo degenerado de C-O de reduzido tamanho (mas que responde por boa parte da massa estelar), uma fina camada de hélio ativa em alguns períodos, uma camada de queima do hidrogênio que opera por períodos importantes, um amplo envoltório convectivo que responde pela maior extensão do objeto e o envoltório cicunstar que é gerado pelos processos de perda de massa. A Figura 4.2 mostra a estrutura de uma estrela AGB típica com  $1 M_{\odot}$ .

A fase AGB é comumente dividida em duas sequências temporais (Iben & Renzini (1983)): Fase AGB Prematura - (*early AGB*) e Fase AGB Tardia - (*late AGB*).

**early AGB:** A estrela entra na fase AGB com a luminosidade estelar crescendo continuamente. As camadas de queima de hélio e hidrogênio estão completamente estabelecidas, sendo que a queima de hélio é a principal fonte de energia, já que a camada de hidrogênio acima desta permanece inerte devido à expansão estelar e ao resfriamento. Para uma estrela com massa  $M \leq 3 M_{\odot}$ , estima-se que esta fase dure cerca de  $10^7$  anos (Vassiliadis & Wood, 1993). A degenerescência do núcleo de C-O assegura que nenhuma reação nuclear ocorrerá no centro devido ao processo de resfriamento deste pela emissão de neutrinos.

**late AGB:** Esta fase é conhecida também como a fase dos pulsos térmicos (*Thermally Pulsing AGB* - TP-AGB). Weigert (1966) e Schwarzschild & Härm (1965) foram os primeiros a propor que a camada de queima de hélio não opera de forma suave e constante, mas está sujeita a instabilidades térmicas. Os pulsos térmicos operam da seguinte maneira: com o fim da fase AGB Prematura, a camada de hidrogênio é reativada e durante a queima nesta camada, o material processado é continuamente injetado na camada interna de queima do hélio, até que a massa depositada nesta camada atinja um valor aproximado de  $10^{-2} M_{\odot}$ . Quando isto ocorre, a reação triplo- $\alpha$  é iniciada e torna-se temporariamente a fonte de energia da estrela, inibindo a queima do hidrogênio em sua camada. Como os elétrons da camada de queima do He encontram-se em estado degenerado, a reação triplo-



mostra a evolução de diversos parâmetros físicos de duas estrelas, com massas de 2.5 e 5  $M_{\odot}$  respectivamente, durante a fase de pulsos térmicos. Nesta figura, podemos observar que a luminosidade estelar cresce continuamente durante os ciclos podendo atingir um valor de  $10^4 L_{\odot}$  e que as estrelas perdem massa de maneira intensa durante os últimos ciclos. A Figura 4.4 mostra as contribuições para a luminosidade estelar devido as duas camadas de queima durante e duração de um pulso térmico.

### 4.2.1 A Terceira dragagem

Os *flashes* do hélio ocorrentes na fase TP-AGB levam ao desenvolvimento de uma zona convectiva na intercamada, ou interface entre camada de queima de H e He (*intershell*), zona esta também conhecida como *pulse-driven convective zone* - PDCZ. Como foi citado, a queima da casca de H domina boa parte da duração de um pulso térmico e esta fase é conhecida como fase de interpulso, que é interrompida pelo novo *flash* do hélio e a formação de uma nova zona convectiva. Os produtos de queima da reação triplo- $\alpha$  são incorporados nesta zona de convecção transitória que pode por vezes, se aproximar da camada de H, quando esta se encontra em estado dormente. Esta zona é composta essencialmente de  $^4\text{He}$  (75%) e  $^{12}\text{C}$  (22%) e embora seu tempo de duração dependa diretamente da massa do núcleo estelar, é de algumas centenas de anos. Durante o *flash*, a intercamada em expansão faz com que a camada de H fique inativa. Em resposta ao incremento de luminosidade gerado pela queima de He, o envoltório convectivo penetra em regiões internas da intercamada e ao entrar em contato com regiões outrora ocupadas pela zona de convecção PDCZ, pode dragar produtos da nucleossíntese da camada de He, enriquecendo a fotosfera estelar com  $^{12}\text{C}$ . As estrelas que passam por este processo são conhecidas como estrelas carbonadas, possuindo a razão  $\text{C/O} > 1$ . Este é o caso das estrelas AGB tipo C que apresentam bandas espectrais de  $\text{C}_2$  e CN ao contrário das estrelas tipo M, que apresentam bandas espectrais de TiO, já que possuem a razão  $\text{C/O} < 1$ . Além do carbono, elementos pesados produzidos por captura lenta de nêutrons são dragados, enriquecendo a superfície estelar com elementos como o Zr, Y e Nb (Iben & Renzini, 1983). Espera-se que a terceira dragagem tenha maior eficiência em estrelas com massas entre 1.2 e 3.0  $M_{\odot}$  (García-Lario, 2006) e decresça com o aumento da metalicidade (Karakas et al., 2002). Estrelas com  $M \leq 1.2 M_{\odot}$  não experimentam uma terceira dragagem efetiva e seus envoltórios circunstelares e/ou atmosferas

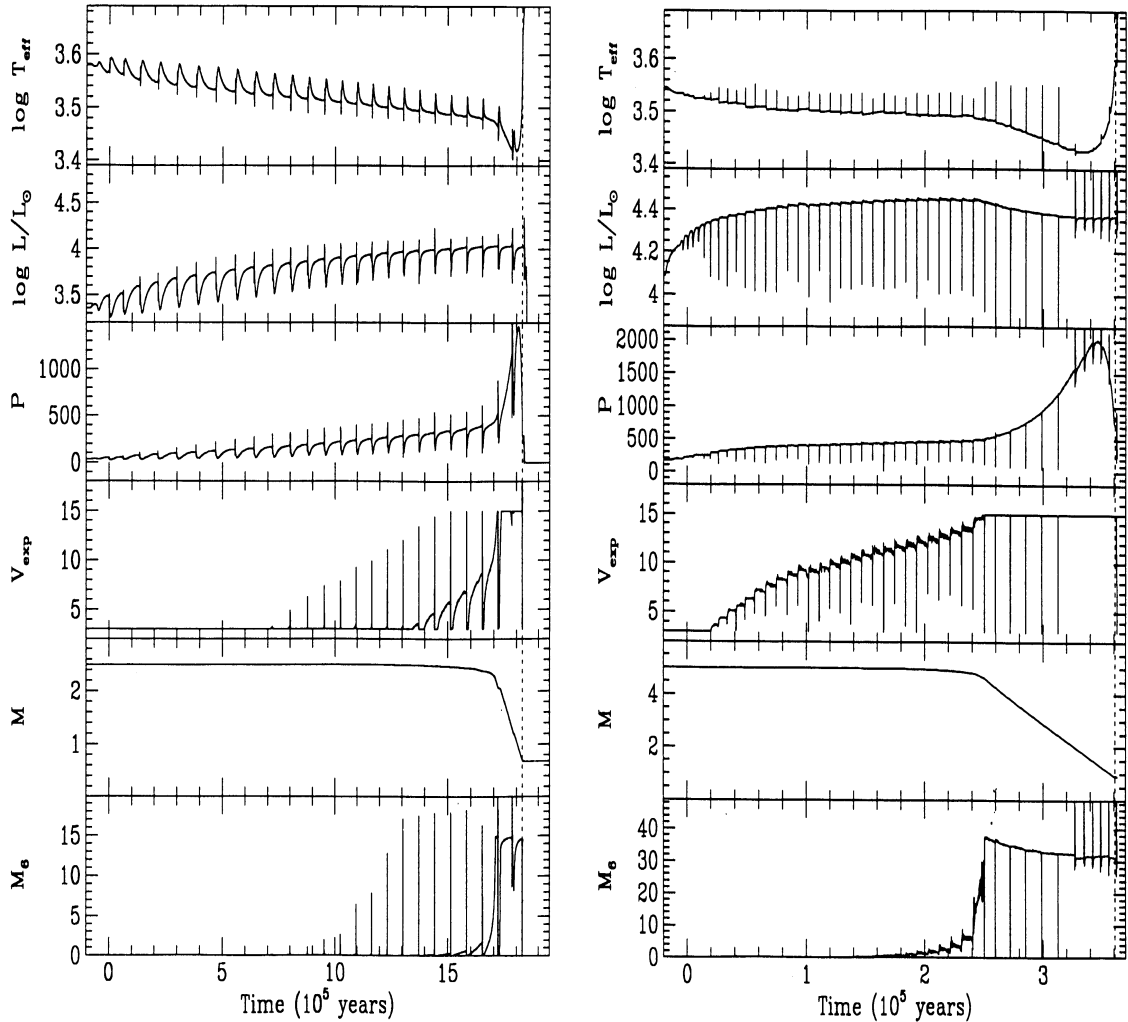


Figura 4.3: Evolução temporal de diversas propriedades físicas durante a fase TP-AGB para estrelas com massas de  $2.5$  (painel esquerdo) e  $5 M_{\odot}$  (painel direito). Os painéis do topo para a base mostram respectivamente as variações da temperatura efetiva ( $T_{eff}$ ), a luminosidade  $L$ , o período de pulsação  $P$ , a velocidade de expansão  $V_{exp}$  em  $\text{kms}^{-1}$  do envoltório, a massa estelar total e a taxa de perda de massa em unidades de  $10^{-6} M_{\odot}/\text{ano}$ . Figura retirada de Vassiliadis & Wood (1993)

mantêm-se com razão  $C/O < 1$  durante toda evolução AGB (Gallino et al., 2004). A Figura 4.5 ilustra o processo de dragagem durante os últimos pulsos térmicos na fase TP-AGB.

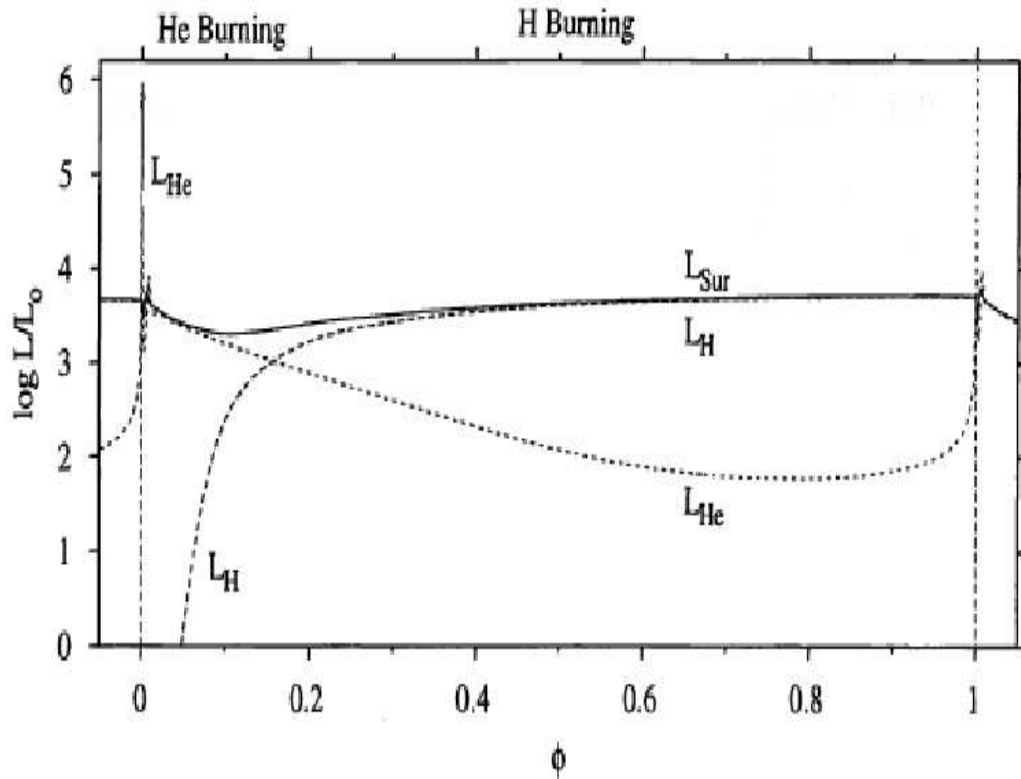


Figura 4.4: Contribuição para luminosidade superficial estelar das camadas de queima de hidrogênio  $L_H$  e hélio  $L_{He}$  na fase TP-AGB durante a ocorrência de um pulso térmico. A quantidade  $\phi$  indica a fase do pulso. Figura retirada de Blöcker (2003).

#### 4.2.2 Evidências observacionais da fase AGB

O advento da astronomia do infravermelho nos anos de 1980-1990, devido principalmente ao satélite IRAS (*Infrared Astronomical Satellite*), permitiu a detecção de diversos objetos com envoltórios de gás e poeira, entre eles as estrelas AGB e Pós-AGB. O satélite ISO (*Infrared Satellite Observatory*) e, recentemente o SPITZER, vieram a enriquecer ainda mais as descobertas.

Na fase TP-AGB, os pulsos térmicos têm papel chave: a estrela torna-se variável durante um curto, mas importante, intervalo de tempo. Estas pulsações não apresentam

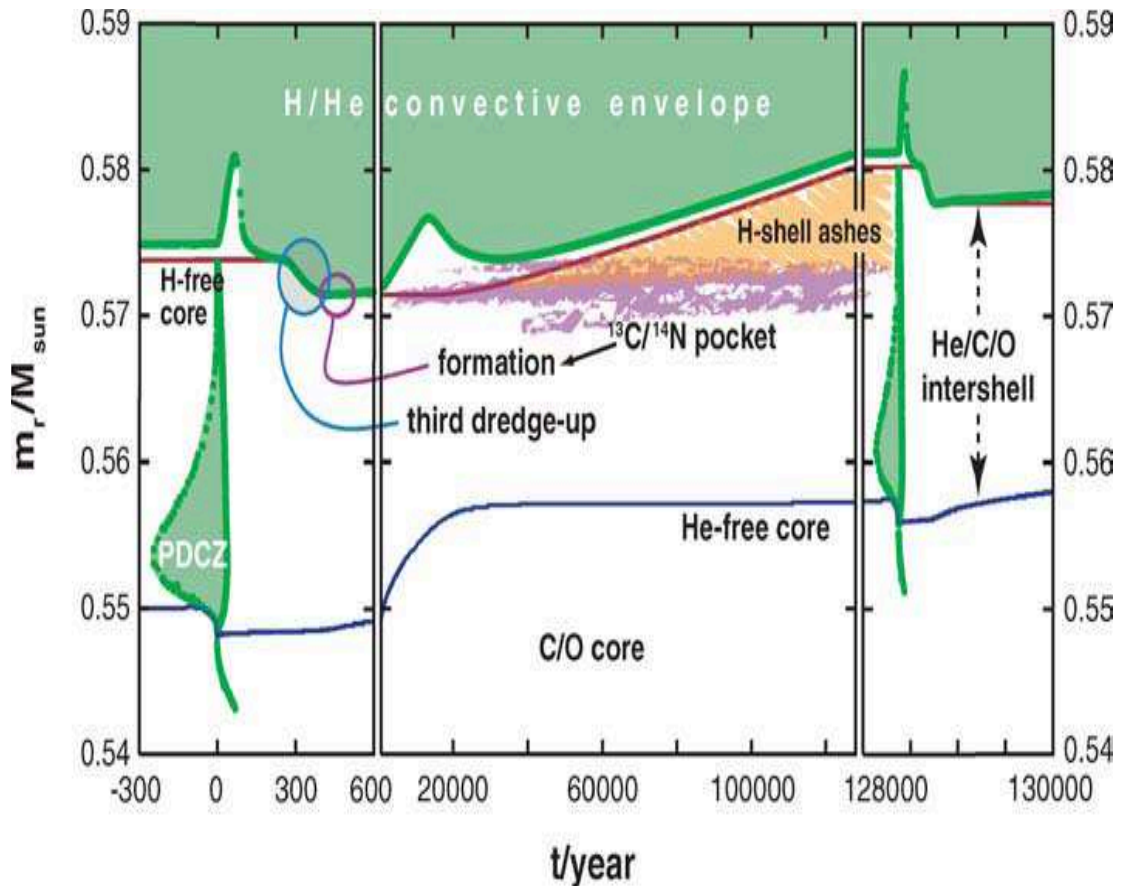


Figura 4.5: Processo de terceira dragagem (*third dredge-up*) ocorrendo durante os últimos pulsos térmicos da fase TP-AGB. A linha vermelha sólida indica a massa da fina camada de queima do H, enquanto a linha azul indica o mesmo para a casca de He. Regiões em verde, indicam áreas convectivas, como o envoltório acima da casca de H e a zona convectiva na *intershell* (PDCZ). Figura retirada de Herwig (2005).

relação direta com os pulsos térmicos, sendo que estes últimos têm duração bem superior aos períodos típicos de algumas classes de variáveis nesta faixa do Diagrama HR, como as do tipo Mira, que possuem períodos de pulsação de aproximadamente 300 dias, e as variáveis semi-regulares, com períodos menores que 150 dias. A variabilidade está relacionada com a massa estelar, a taxa de perda de massa e os modos de vibração.

Se na fase *early*-AGB, a taxa de perda de massa típica  $\dot{M}$  está estimada em  $10^{-7} M_{\odot}/\text{ano}$ ,



na fase tardia este cenário se altera drasticamente. A fase de pulsos térmicos faz com que a ejeção eficiente das camadas estelares mais superficiais facilite a formação de grãos de poeira e moléculas no envoltório estelar fazendo com que ventos estelares regidos por pressão de radiação atuando no conjunto poeira-gás produzam taxas de perda de massa, que podem ser estimadas pela fórmula de Reimers (Reimers, 1975):

$$\dot{M} = -\eta(4 \times 10^{-13}) \frac{LR}{M} \quad (4.2)$$

onde L, R e M denotam respectivamente a luminosidade, o raio e a massa estelar em unidades solares. Empiricamente, o parâmetro  $\eta$  é estimado em 1.4 para estrelas na fase AGB. Estima-se que  $\dot{M}$  seja da ordem de  $10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$  no final da fase TP-AGB. Com estas taxas, o envoltório circunstelar atinge profundidades ópticas cada vez maiores, obscurecendo completamente a estrela no óptico. As propriedades da poeira podem ser estudadas pela análise do excesso no infravermelho dos objetos, permitindo a modelagem da Distribuição Espectral de Energia (*Spectral Energy Distribution - SED*) e a estimativa de diversos parâmetros, como a extensão do envoltório e a temperatura da poeira. Além disso, o estudo das bandas moleculares pode indicar a química predominante no envoltório. Observações na banda do rádio mostram que o envoltório circunstelar pode se estender até  $\sim 1000R_{\star}$  do objeto central (Ortiz, 2010).

O final da fase AGB é marcado pela expulsão quase completa do envoltório convectivo da estrela e do fim das oscilações produzidas pela fase de pulsos térmicos. Alguns objetos no final da fase AGB são conhecidos como objetos OH/IR, devido ao fato do envoltório destes objetos apresentarem uma intensa emissão *maser* de OH na frequência de 1612 MHz. Além do OH, outros *masers* moleculares têm sido identificados como SiO, HCN e H<sub>2</sub>O, fazendo destes objetos, importantes enriquecedores do meio interestelar. Objetos OH/IR possuem envoltórios com química rica em oxigênio e estão entre os objetos AGB mais massivos (Ortiz et al., 2005). Com a contínua dispersão do envoltório para meio interestelar, o núcleo estelar começa a ser visível no óptico e sua temperatura começa a crescer apesar de manter uma luminosidade constante. Os eventos ocorrentes no final da fase AGB dependerão da massa inicial e da metalicidade da estrela e tanto a química como



a dinâmica de seus envoltórios estarão diretamente ligados à dependência com a taxa de perda de massa.

Diagramas de cores no infravermelho, como o Diagrama cor-cor do IRAS são utilizados para identificar ou selecionar diferentes amostras de objetos com envoltórios circunstelares. van der Veen & Habing (1988) notaram que diversas classes desses objetos agrupam-se em regiões específicas do Diagrama cor-cor do IRAS e desde então este Diagrama se tornou uma ferramenta de extrema utilidade. A Figura 4.6 mostra as distintas regiões do Diagrama cor-cor do IRAS habitadas por diferentes objetos com fluxos IRAS detectados. As regiões de I a III são ocupadas por objetos AGB e as regiões IV e V são ocupadas pelas estrelas Pós-AGB e Nebulosas Planetárias.

### 4.2.3 Nucleossíntese na fase AGB

A nucleossíntese em estrelas AGB reflete a coexistência e interação das duas camadas de queima: H e He. Todo processo é dominado por complexos mecanismos de mistura e mudanças periódicas nas condições termodinâmicas da estrutura interna causadas pelos recorrentes períodos de queima na camada de He, principalmente na fase de pulsos. Na camada de hidrogênio, o ciclo p-p ou ciclo CNO serão dominantes dependendo da massa estelar inicial. Na fase TP-AGB no entanto, a queima do hélio é a mais relevante para o enriquecimento químico e esta é realizada mediante a reação  $3\alpha$  para temperaturas centrais  $T_c \simeq 10^8\text{K}$ :



O  ${}^{12}\text{C}$  formado é empurrado até as proximidades da casca de H para regimes de baixas densidades e temperaturas no final da fase de queima da casca de He. Quando a estrela se contrai novamente na fase de interpulso, os núcleos de  ${}^{12}\text{C}$  produzidos, abundantes na intercâmara, entram em contato com prótons na casca de H e outras reações podem ocorrer,

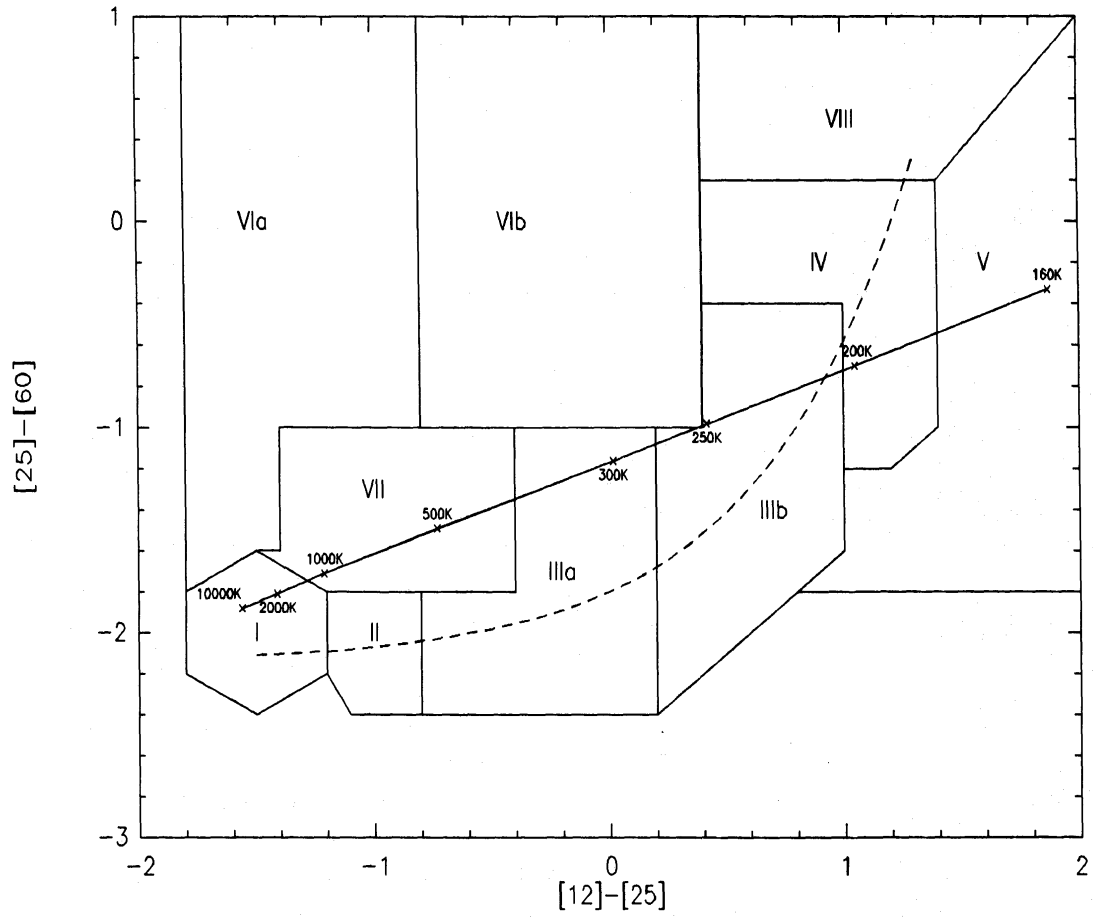
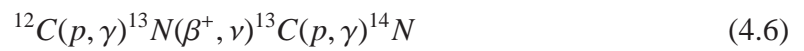


Figura 4.6: Diagrama cor-cor do IRAS mostrando as diversas regiões ocupadas por diversos objetos com fluxo IRAS detectado, entre elas, estrelas AGB (I, II e III), Pós-AGB (IV) e Nebulosas Planetárias (V). A linha tracejada mostra a sequência evolutiva AGB-PN e a linha sólida mostra a evolução típica para a temperatura da poeira do envoltório circunstarlar no mesmo trajeto AGB-PN. Figura retirada de van der Veen & Habing (1988).

como:



O  $^{13}\text{C}$  abundante irá formar o conhecido reservatório de  $^{13}\text{C}$  ( $^{13}\text{C}$  *pocket*). No final da fase quiescente do H, quando um novo pulso térmico está prestes a ocorrer, a camada convectiva induzida pelos *flashes* (PDCZ) empurra o reservatório de  $^{13}\text{C}$  para o interior e, quando este encontra condições em que a temperatura é de  $\approx 10^8\text{K}$  (Straniero et al., 1995), a produção de oxigênio ocorre através de:



Essa reação é uma rica fonte de nêutrons. Durante o *flash* podemos ter outras reações que dependendo da massa e metalicidade estelar, produzirão espécies como  $^{22}\text{Ne}$  e  $^{25}\text{Mg}$ :



sendo esta última reação importante apenas para objetos com  $M \geq 6 M_{\odot}$ . O  $^{22}\text{Ne}$  é outra conhecida fonte de nêutrons e, caso haja captura destes, núcleos pesados podem ser produzidos pelo processo de captura lenta, ou processo-s (*s-process*) na intercâmara.

O processo de captura lenta é um tipo de nucleossíntese que requer condições de menor densidade neutrônica e menor temperatura nas estrelas que o processo de captura rápida (*r-process*). Nessas condições, o índice de captura neutrônica pelos núcleos presentes é lento se o comparamos com a velocidade de desintegração  $\beta$ . O processo de captura lenta produz aproximadamente a metade dos elementos mais pesados que o ferro, alcançando até o  $^{209}\text{Bi}$  ( $Z=83$ ) e, durante a terceira dragagem, estes elementos irão enriquecer a superfície estelar e posteriormente o meio interestelar, quando da diluição do envoltório. Portanto,

este processo desempenha um papel importante dentro da evolução química da Galáxia (Gallino et al., 1998).

Ao contrário do processo de captura rápida, que pode ocorrer em escala de segundos nos interiores de estrelas massivas, o processo-s pode alongar-se em escalas de  $10^6$  anos. O grau segundo o qual o processo-s faz aumentar o número atômico dos elementos ao longo da tabela isotópica depende essencialmente da capacidade da estrela para produzir nêutrons, e da quantidade inicial de ferro presente (metalicidade). Diversos objetos AGB e principalmente Pós-AGB têm sido identificados com abundâncias ricas em elementos do processo-s. A título de exemplo, a Figura 4.7 mostra o espectro da estrela carbonada BD+57°2161, exibindo diversas linhas de elementos do processo-s, como as linhas de Ba e Sm (Začs et al., 2005).

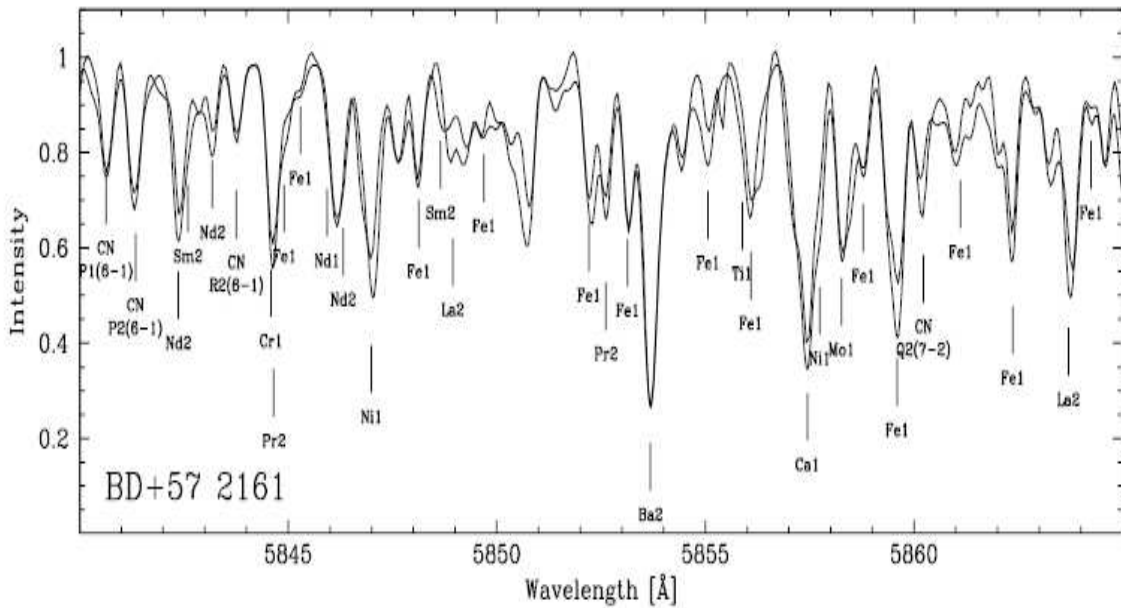


Figura 4.7: Espectro sintético e observado da estrela carbonada BD+57 2161 mostrando diversas linhas espectrais devido a elementos do processo-s, como Ba, Sm e Nd. O espectro sintético foi gerado com  $T_{ef} = 4555\text{K}$ ,  $\log g = 2.5$  dex e  $\xi = 2.0 \text{ km s}^{-1}$ . Figura retirada de Začs et al. (2005).

#### 4.2.4 *Hot Bottom Burning* - HBB

O processo de *Hot Bottom Burning* (HBB) corresponde a queima nuclear da casca de H, quando esta se estende até a base do envoltório convectivo durante a fase de interpulso. Iben (1973) foi o primeiro a mostrar que a queima na base do envoltório convectivo poderia ser ativada em estrelas AGB massivas. Modelos evolutivos mais recentes, como os de Bloeker & Schoenberner (1991), mostraram que a temperatura na base do envelope pode chegar a  $10^8\text{K}$ . A massa mínima para ativação do HBB depende fortemente da composição estelar (metallicidade), variando de aproximadamente  $5 M_{\odot}$  para metalicidade solar ( $Z = 0.02$ ) a  $2 M_{\odot}$  para metalicidade  $Z = 0$  (Siess et al., 2002). A Figura 4.8 mostra a evolução da temperatura na base do camada convectiva durante os pulsos térmicos para uma estrela de  $6 M_{\odot}$  e metalicidade solar. As principais reações nucleares ocorrentes são devidas ao ciclo CNO e dessa forma, espera-se que abundâncias superficiais de nitrogênio e hélio sejam incrementadas. Núcleos pesados como isótopos de neônio, sódio, alumínio e magnésio podem também ser produzidos pelos ciclos Ne-Na e Mg-Al. Estima-se também algum enriquecimento de lítio ( ${}^7\text{Li}$ ), que pode ser sintetizado e transportado até superfície através do mecanismo conhecido como Cameron-Fowler (Cameron & Fowler, 1971).

O HBB têm sido utilizado para explicar diversas questões observacionais como a deficiência de estrelas carbonadas com  $M_{bol} \leq -6$  nas Nuvens de Magalhães, a sobre-abundância de nitrogênio e hélio em Nebulosas Planetárias do Tipo I (Peimbert & Torres-Peimbert, 1983), a alta razão isotópica  ${}^{26}\text{Al}/{}^{27}\text{Al}$  observada em alguns grãos meteoríticos de origem pré-solar (Mowlavi & Meynet, 2000), a detecção de  ${}^7\text{Li}$  em espectros de estrelas OH/IR (García-Hernández et al., 2006), entre outras.

Está fora do contexto desta tese descrever sucintamente toda nucleossíntese ocorrente durante a ativação do HBB. Por hora, concentraremos nas questões mais relevantes para nosso trabalho e apenas mencionamos que uma leitura mais detalhada do processo HBB pode ser encontrada em Lattanzio et al. (1996). Durante a ativação do HBB o  ${}^{12}\text{C}$  incorporado ao envoltório pela terceira dragagem é processado em  ${}^{13}\text{C}$  e  ${}^{14}\text{N}$  pelo ciclo CNO. Nos períodos iniciais em que o HBB está operando, a abundância de  ${}^{13}\text{C}$  experimenta um rápido crescimento, para logo depois decrescer e entrar em equilíbrio com a evolução da abundância de  ${}^{12}\text{C}$  com a continuação do ciclo CNO. Com a próxima dragagem, a quan-

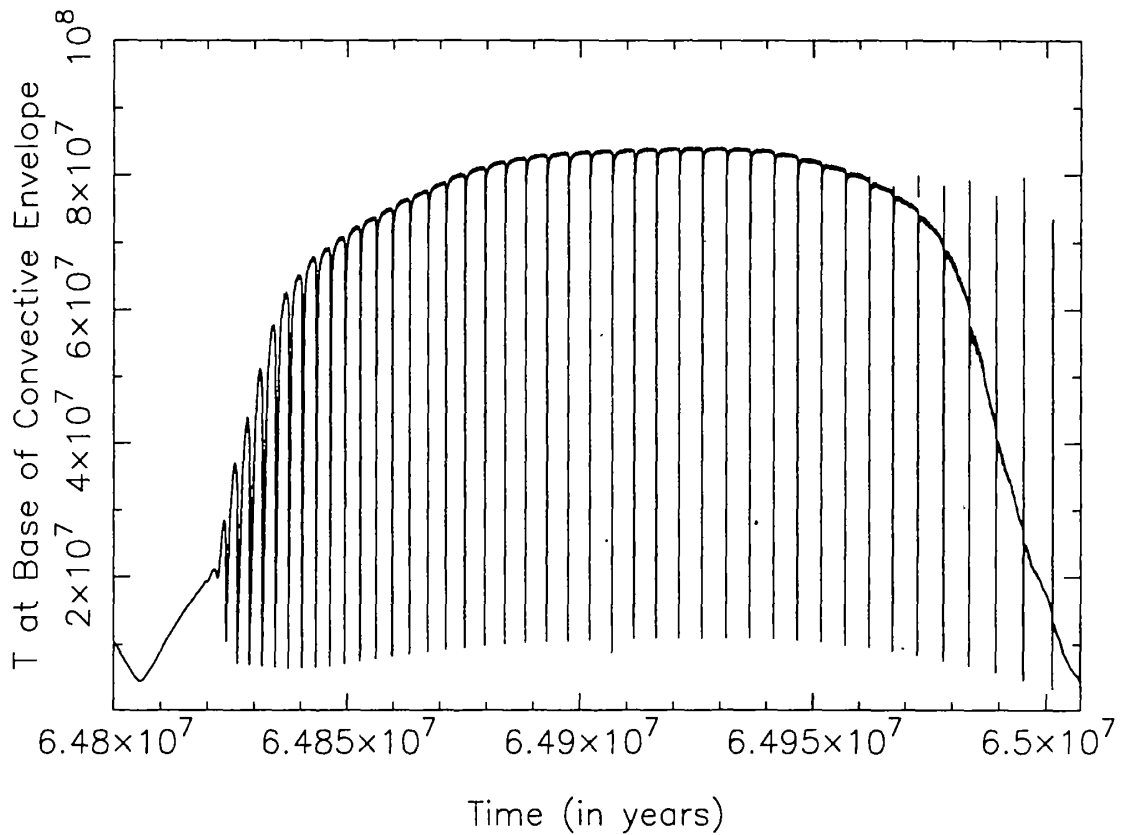


Figura 4.8: Evolução da temperatura na base do envoltório convectivo durante a fase TP-AGB para uma estrela de massa  $M = 6 M_{\odot}$  e metalicidade solar. Figura retirada de Lattanzio et al. (1996).

tidade de  $^{12}\text{C}$  aumenta novamente e é queimada novamente pelo HBB no próximo pulso térmico. Como resultado global, O HBB converte boa parte do  $^{12}\text{C}$  em  $^{14}\text{N}$ , mantendo a razão  $\text{C/O} < 1$ , e assim, evitando a formação de estrelas carbonadas. A Figura 4.9 mostra a evolução das abundâncias de CNO (primários e isótopos) para o mesmo modelo evolutivo da Figura 4.8, ou seja, para uma estrela de massa  $M = 6 M_{\odot}$  e metalicidade solar. Notamos as discontinuidades na curva de  $^{12}\text{C}$  devido à terceira dragagem. A figura mostra ainda que no final da fase TP-AGB, as abundâncias de  $^{12}\text{C}$  podem aumentar novamente, devido ao esgotamento do processo de HBB. Isto deve-se ao fato da diluição do envoltório convectivo para as cercanias circunstelares devido a intensa perda de massa já descrita, desfavorecendo a manutenção da elevada temperatura necessária na base da camada convectiva. Esta característica pode ser vista na Figura 4.8.

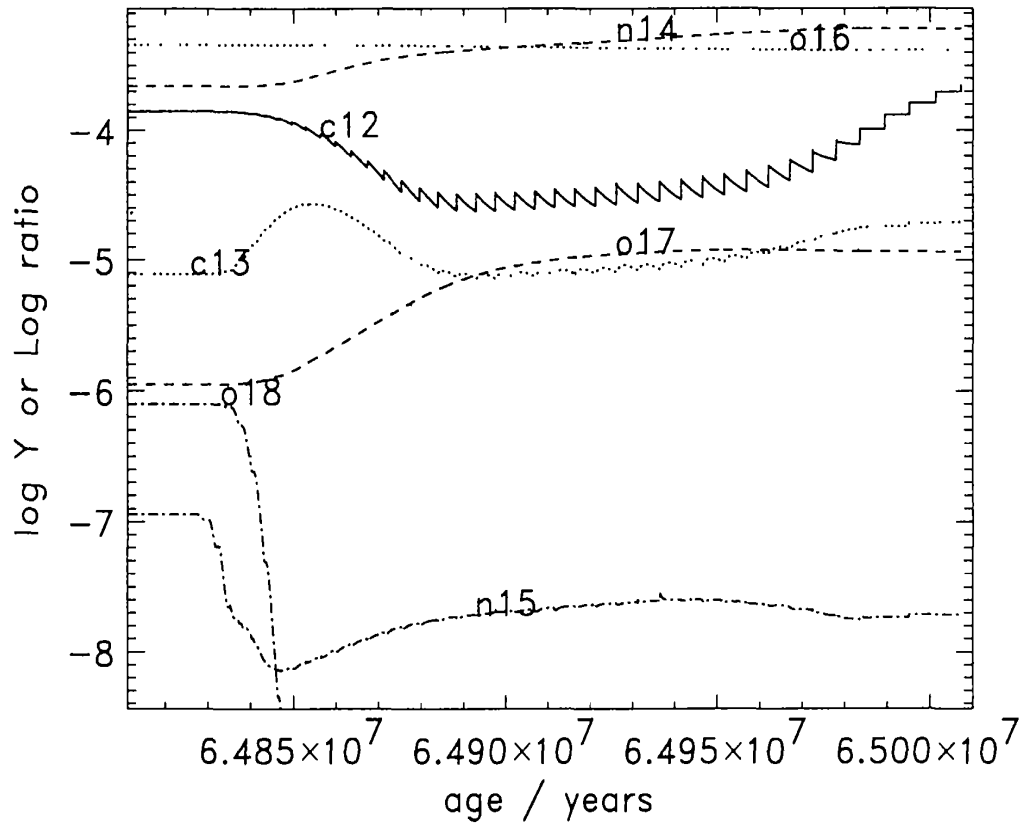


Figura 4.9: Abundâncias superficiais de  $^{12}\text{C}$ ,  $^{13}\text{C}$  e  $^{14}\text{N}$  durante a evolução TP-AGB para uma estrela de massa  $M = 6 M_{\odot}$  e metalicidade solar, indicando a ocorrência do HBB. Figura retirada de Lattanzio et al. (1996).

Modelos recentes e observações têm mostrado a relevante dependência da eficiência do processo de HBB com a metalicidade estelar. Em geral, espera-se que a eficiência do HBB esteja ligada a dependência massa  $\times$  metalicidade do objeto estelar. Investigações de estrelas AGB e Pós-AGB em regiões de baixa metalicidade como as Nuvens de Magalhães têm revelado tal dependência (García-Hernández et al., 2006). Estas questões podem ser melhor compreendidas com a ajuda da Figura 4.10, onde são mostradas as razões C/O para diversos modelos evolutivos com massa  $M$  e metalicidade  $Z$  variáveis. As massas de 4, 5 e  $6 M_{\odot}$  são relacionadas às metalicidades de 0.02 (solar), 0.004 e 0.008, sendo estas últimas semelhantes àsquelas encontradas nas Nuvens de Magalhães.

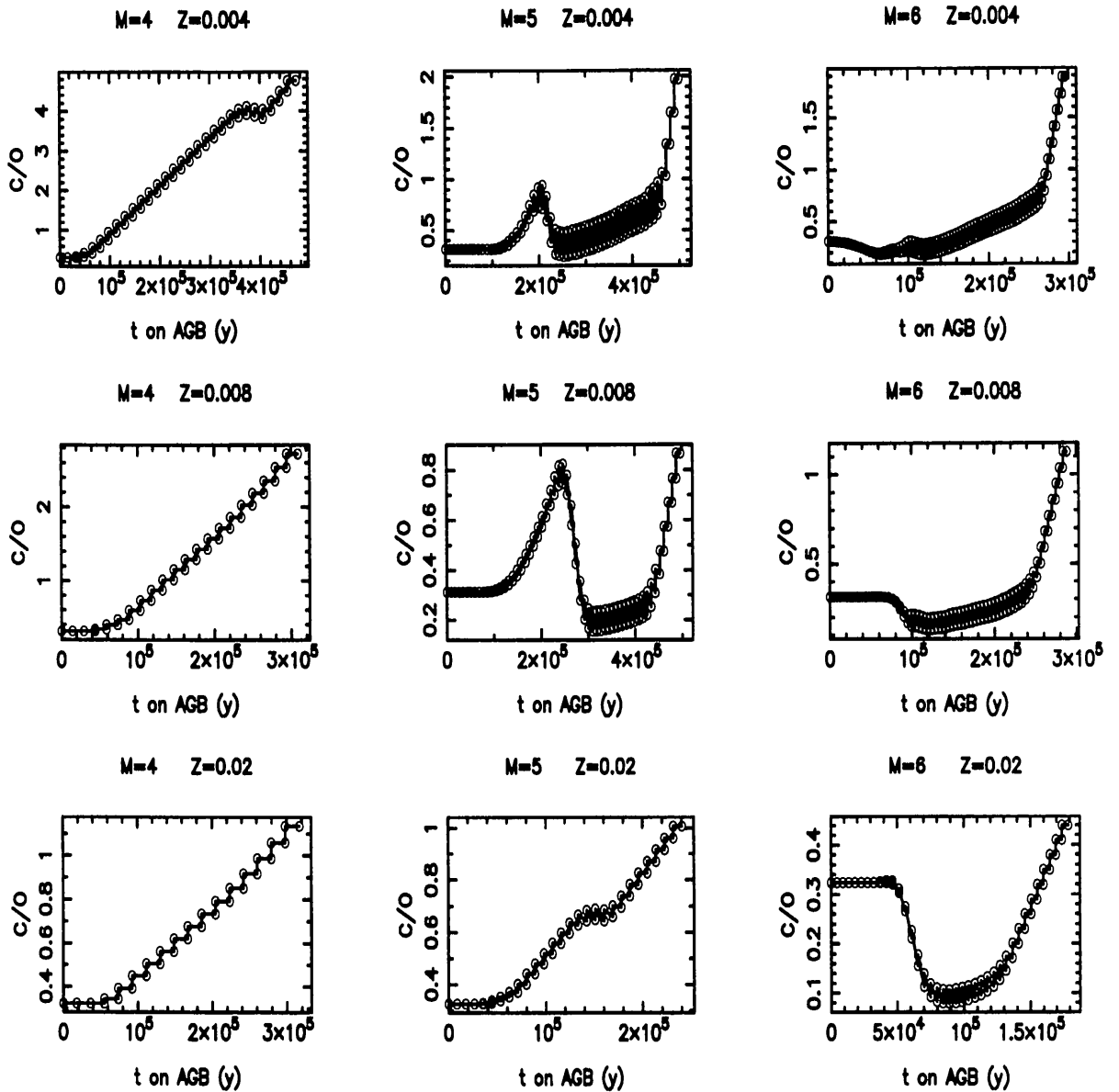


Figura 4.10: Razão C/O durante a evolução na fase TP-AGB para modelos estelares com três diferentes massas (4, 5 e  $6 M_{\odot}$ ) e metalicidades (0.02, 0.004 e 0.008), mostrando a dependência da eficiência do processo HBB com estas quantidades. Figura retirada de Lattanzio et al. (2000).



## 4.3 A fase Pós-AGB

O final da fase AGB é marcado pelo fim do intenso processo de perda de massa. A expulsão da camada convectiva superficial gera um envoltório de gás e poeira que, nos casos dos objetos mais massivos, pode obstruir completamente a estrela na banda óptica do espectro, tornando as observações na região do infravermelho mais adequadas. A definição de um objeto Pós-AGB não é tarefa simples por considerar diversas características, que podem variar de modo relevante dependendo da massa estelar (massa estelar do núcleo de C-O) do objeto Pós-AGB. Devido a este e outros fatores, alguns autores usam diversas denominações para mesma classe de objetos como Pré-Nebulosas Planetárias (PPNe), OH/PN e objetos de transição. O começo da fase Pós-AGB antecede o surgimento da Nebulosa Planetária (PN). Modelos evolutivos indicam que esta fase é bastante curta, tendo duração estimada entre  $10^2$  —  $10^5$  anos dependendo inversamente da massa do núcleo de C-O remanescente e do histórico de perda de massa na fase AGB (Bloeker, 1995). Este fato implica que nem todas as estrelas AGB produzem nebulosas planetárias. Uma estrela com núcleo um pouco mais massivo, como por exemplo com  $1.0 M_{\odot}$ , pode evoluir de forma rápida, fazendo com que sua radiação ionize somente a porção interna do envoltório durante um curto período de tempo. Neste caso, a Nebulosa Planetária talvez nunca possa ser observada. De fato, alguns objetos Pós-AGB têm densos envoltórios, não possuindo contrapartida óptica e espera-se que estejam entre os objetos Pós-AGB mais massivos (García-Lario, 2006). Tais objetos são conhecidos como Pós-AGB obscurecidas (*Obscured post-AGB*). Por outro lado, um núcleo menos massivo ( $0.55 M_{\odot}$ ) pode evoluir mais lentamente, de tal forma que ao atingir a temperatura suficiente para a foto-ionização do envoltório, este talvez já tenha se dispersado, malogrando a formação da nebulosa. Notamos então a dependência imprescindível de uma evolução conjunta estrela central-envoltório para que a PN seja formada. Trabalhos de revisão de grande utilidade sobre a fase Pós-AGB, podem ser encontrados em Hrivnak (1997) e van Winckel (2003).

### 4.3.1 Características da fase Pós-AGB

Algumas características dos objetos Pós-AGB os tornam especiais por permitirem o estudo das últimas fases da evolução estelar de forma mais simples que as estrelas AGB e Nebulosas Planetárias do ponto de vista observacional. Entre estas características citamos:

1. Espectro óptico menos complexo: esta característica representa uma vantagem tanto em relação as estrelas AGB como as Nebulosas Planetárias. Em estrelas AGB, o espectro óptico é dominado em geral por inúmeras e extensas bandas moleculares, tornando a análise espectral mais complexa. Muitas destas bandas ainda possuem dados atômicos incompletos. No caso das PNs, o espectro óptico do objeto central precisa ser tratado com cuidado, pois está em geral sobreposto com o espectro nebuloso fotoionizado.
2. A determinação de massa para os objetos podem ser feitas de modo mais simples para estrelas Pós-AGB do que para AGB e PN, onde processos mais detalhados têm que ser levados em conta.
3. Em estrelas AGB, as hipóteses da atmosfera plano-paralela e equilíbrio hidrostático falham completamente devido principalmente a pulsações e instabilidades, de modo que modelos de atmosferas com geometria esférica são necessários, por serem mais realistas. Esta condição não é observada para estrelas Pós-AGB.
4. As estrelas Pós-AGB apresentam duplo pico na distribuição espectral de energia bastante pronunciado, permitindo estudar propriedades da poeira com maior confiabilidade.
5. Dependendo do interesse astrofísico, as abundâncias químicas das estrelas Pós-AGB podem ser obtidas diretamente do espectro óptico em absorção sem necessidade da análise do espectro nebuloso (PN) ou do envoltório de poeira (AGB).

A Figura 4.11 ilustra o duplo pico na distribuição espectral de energia da estrela Pós-AGB rica em carbono HD56126. Nesta figura, algumas importantes bandas no infravermelho estão identificadas. A taxa de perda de massa na fase Pós-AGB — estimada em  $10^{-8} M_{\odot}/\text{ano}$  — é menor que da fase AGB. No entanto, os ventos estelares são intensos com velocidades da ordem de  $10^3 \text{ km s}^{-1}$  para alguns objetos.

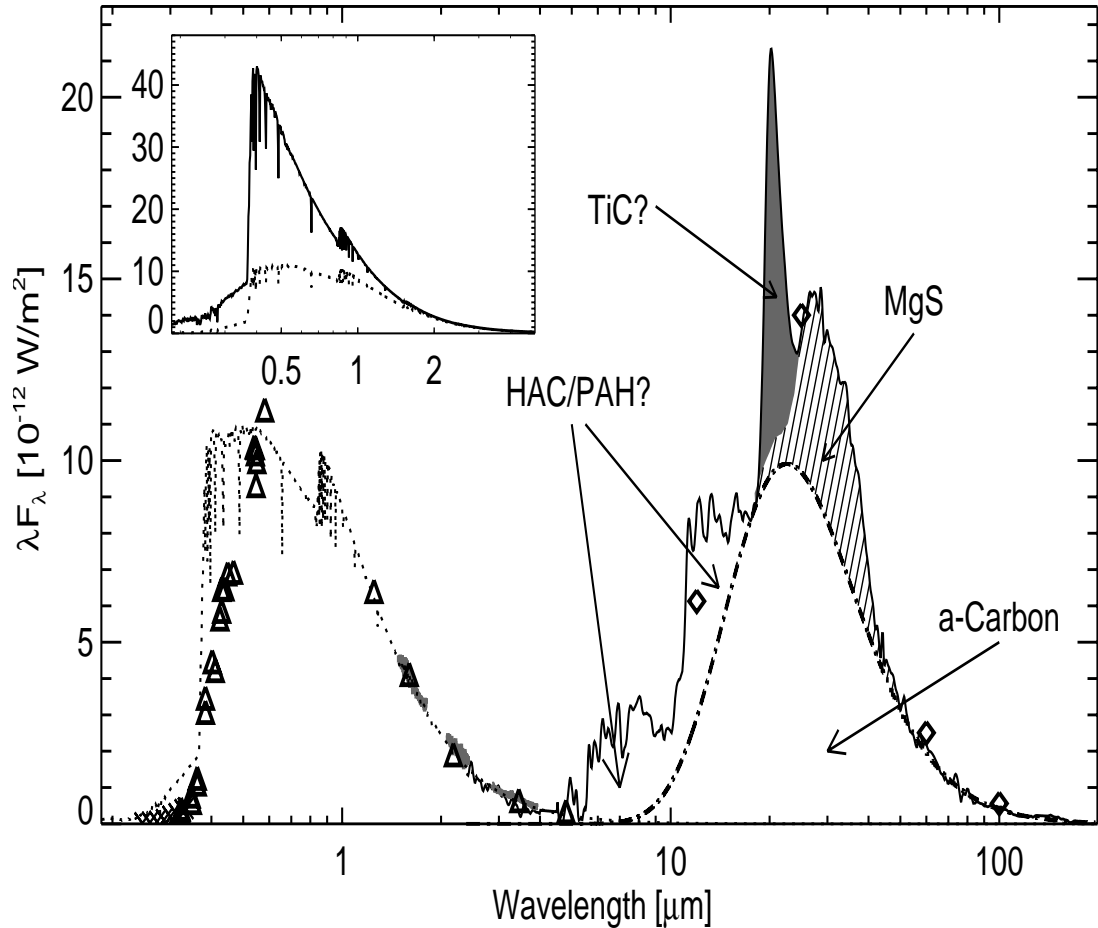


Figura 4.11: Distribuição espectral de energia (SED) do objeto Pós-AGB HD56126. Os dados da região ultravioleta foram obtidos com o IUE (*International Ultraviolet Explorer*), os dados no infravermelho distante são dos satélites IRAS e ISO e os dados no óptico e infravermelho próximo são de Hrivnak et al. (1989). Bandas moleculares típicas de Pós-AGB ricas em carbono são mostradas, como as bandas de PAHs (*Polycyclic Aromatic Hydrocarbons*) e TiC. Figura retirada de Hony et al. (2003).

### 4.3.2 Detecção e tipos espectrais

Como já mencionado, a fase evolutiva de transição AGB-PN é extremamente curta se comparada às fases evolutivas anteriores. Objetos mais massivos (com  $M \geq 5 M_{\odot}$ ) podem passar pela fase Pós-AGB em menos de  $10^2$  anos (Vassiliadis & Wood, 1993). Estes objetos evoluem com luminosidade constante até a fase de PN com  $L \sim 10^3 - 10^4 L_{\odot}$  (Bloeker,

1995). Apesar de raras, diversas estrelas Pós-AGB têm sido identificadas principalmente devido aos satélites IRAS e ISO. Devido ao envoltório circunstelar de poeira, os objetos Pós-AGB emitem grande parte de sua *SED* no infravermelho. Como comentado na Seção 4.2.2, diagramas de cores infravermelhas são úteis na identificação e seleção de diversas classes de objetos com envoltórios. No diagrama cor-cor do IRAS, as cores infravermelhas são assim definidas (van der Veen & Habing, 1988):

$$[12] - [25] = -2.5 \log \frac{F_{12}}{F_{25}} \quad (4.12)$$

$$[25] - [60] = -2.5 \log \frac{F_{25}}{F_{60}} \quad (4.13)$$

onde  $F_{12}$ ,  $F_{25}$  e  $F_{60}$  são os fluxos medidos em 12, 25 and  $60\mu\text{m}$ . Em particular, Pottasch et al. (1988) e van der Veen & Habing (1988) identificaram uma região no diagrama cor-cor do IRAS que é ocupada principalmente por objetos na transição AGB-PN e está delimitada por  $F(12\mu)/F(25\mu) < 0.35$  e  $F(25\mu)/F(60\mu) > 0.3$ .

Baseados nas cores IRAS e diversos levantamentos espectroscópicos, objetos Pós-AGB com tipos espectrais de K a B têm sido descobertos (Parthasarathy et al., 2000), principalmente Pós-AGB tipo F-G (Oudmaijer et al., 1992) entre as fontes opticamente brilhantes do catálogo IRAS. Os estudos sistemáticos de estrelas supergigantes em altas latitudes galácticas, a partir do trabalho pioneiro de Bidelman (1951), tem permitido a detecção de diversos objetos em etapas evolutivas pós-Sequência Principal, como estrelas do ramo horizontal (*Horizontal Branch Stars* - HB), sub-anãs do tipo OB (sdOBs), Nebulosas Planetárias e um número considerável de estrelas Pós-AGB (Conlon et al., 1993a). Estes fatos são tratados com maiores detalhes no Capítulo 6, onde a análise química de 17 estrelas em altas latitudes é descrita. Entre as populações de Pós-AGB em altas latitudes, destacam-se um grupo conhecido como estrelas UU Her e as estrelas Pós-AGB quentes (*hot post-AGB stars*). Estes objetos serão comentados na próxima Seção e serão descritos com maior detalhe no Capítulo 5, sendo um dos principais objetos de análise desta tese.

Por hora, mencionamos que estas estrelas são assim denominadas por apresentarem espectros ópticos semelhantes à estrelas OB, presentes principalmente no disco galáctico.

Uma compilação recente de objetos classificados como Pós-AGB e objetos candidatos pode ser encontrada em Szczerba et al. (2011). Esta compilação, que contém 391 objetos classificados e 83 possíveis candidatos, é também conhecida como *The Toruń catalogue of Galactic post-AGB and related objects*<sup>1</sup>. O catálogo espectral de objetos de transição e objetos relacionados de Suárez et al. (2006) é outra excelente fonte por apresentar espectros de baixa resolução de um número considerável de estrelas Pós-AGB e estimar algumas características de cada objeto, como os tipos espectrais. Neste trabalho, os autores mostram que a distribuição espectral dos objetos Pós-AGB é aproximadamente homogênea com pequena predominância de tipos B e F. Eles mostraram ainda que não existem diferenças significativas entre as distribuições Galácticas das Pós-AGB e PN e que as Pós-AGB Clássicas têm distribuição predominante no disco espesso. A Figura 4.12 mostra a distribuição das Pós-AGB com relação aos tipos espectrais segundo os últimos autores. Citamos ainda a compilação de Stasińska et al. (2006), contendo parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas para uma considerável base de dados de objetos Pós-AGB.

### 4.3.3 Modelos evolutivos Pós-AGB

Desde o trabalho pioneiro de Paczyński (1970) e revisto por Iben & Renzini (1983), modelos evolutivos para estrelas AGB e Pós-AGB foram publicados por diferentes autores, entre os quais citamos Schoenberner (1979), Vassiliadis & Wood (1994) e Bloeker (1995). Os modelos, em geral, reproduzem as trajetórias evolutivas esperadas no Diagrama HR da fase AGB até a região das anãs brancas. Os eventos ocorrentes na fase TP-AGB são o ponto de partida para geração dos modelos. Do ponto de vista básico, os modelos requerem a solução de quatro equações diferenciais parciais, a saber: a equação do equilíbrio hidrostático, a equação da conservação da massa, a equação da conservação da energia e a equação de transferência radiativa. A composição química ( $X, Y, Z$ ) é de extrema importância, assim como o tratamento da taxa de perda de massa  $\dot{M}$  que é utilizado. Além do tratamento de  $\dot{M}$ , algumas particularidades podem ocorrer dependendo do código de

<sup>1</sup><http://www.ncac.torun.pl/postagb2>

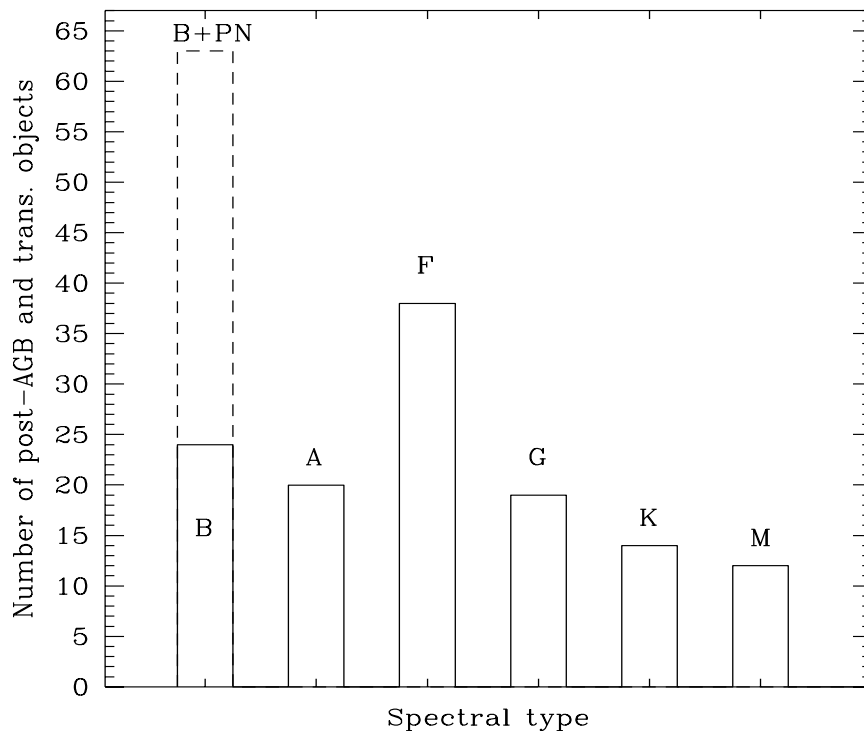


Figura 4.12: Distribuição de tipos espectrais em estrelas Pós-AGB segundo amostra de Suárez et al. (2006) com base no catálogo IRAS. Notamos a maior incidência de tipos espectrais B e F. O tipo espectral B domina, quando as estrelas centrais de Nebulosas Planetárias são adicionadas ao conjunto. Figura retirada de Suárez et al. (2006).

evolução utilizado, como considerações sobre a convecção, as taxas de reações nucleares e as opacidades. A geração dos modelos é feita de forma numérica e a evolução computacional tem permitido cálculos de trajetórias Pós-AGB mais realistas. A Figura 4.13 mostra o exemplo de trajetórias evolutivas geradas para objetos Pós-AGB segundo cálculos de Vassiliadis & Wood (1994) para diferentes massas estelares. Maiores detalhes sobre códigos de evolução podem ser encontrados em Kippenhahn & Weigert (1990).

O conhecimento da taxa de perda de massa no final da fase TP-AGB é crucial para se determinar a escala de tempo evolutivo da transição AGB-PN e da estrutura do objeto central remanescente. As trajetórias evolutivas permitem estimar a massa do objeto central  $M_c$ , conhecendo-se de antemão seus parâmetros atmosféricos  $T_{ef}$  e  $\log g$ . Esta estimativa,

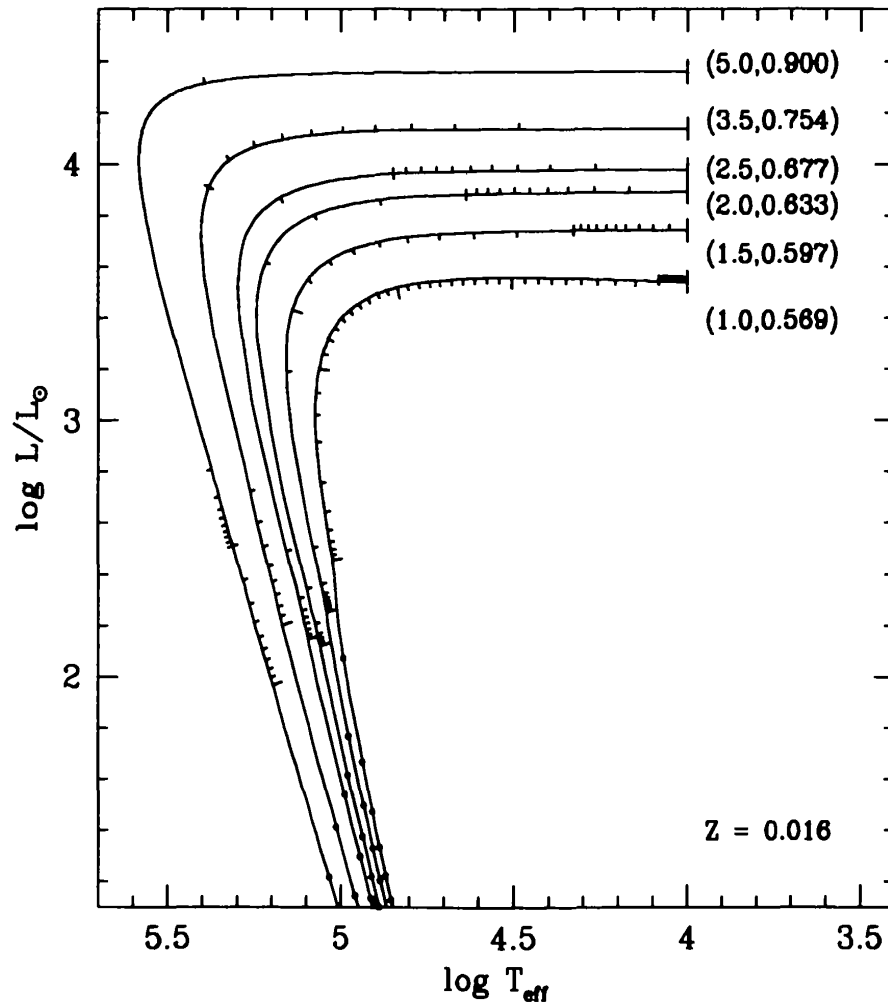


Figura 4.13: Trajetórias evolutivas geradas com queima de H para estrelas Pós-AGB com metalicidade  $Z = 0.016$ . Em cada trajetória estão indicadas as respectivas massas iniciais (ZAMS) e finais ( $M_c$ ) que foram utilizadas. As marcações em cada trajetória denotam passos de 100 anos (marcações superiores) e 1000 anos (marcações inferiores). Figura retirada de Vassiliadis & Wood (1994).

apesar de suas incertezas devidas a vários fatores, é bastante útil para indicar o estágio evolutivo em que se encontra o objeto Pós-AGB analisado. A relação semi-empírica massa inicial/final ( $M_i / M_f$ ) descrita primeiramente por Weidemann (1987) permite testar as estimativas de  $M_c$ , já que esta pode ser tomada realmente como a massa da anã branca em sua evolução final.

Um dos resultados interessantes dos modelos evolutivos Pós-AGB é o fenômeno conhecido como “*born again*”, em que um objeto já na fase Pós-AGB retorna ao ramo AGB depois de sofrer um pulso térmico tardio (Iben, 1984). Um objeto pode deixar a fase AGB durante a fase de queima da casca de H (estável) ou durante a fase de queima do He (instável). Estima-se que 70% dos objetos deixem o ramo AGB queimando hidrogênio, 15% queimando hélio e 15% na transição de queima das duas camadas (Blöcker, 2003). Para os objetos deixando a fase AGB com ângulo de fase do pulso térmico  $\phi \geq 0.9$ , configura-se a probabilidade de que um pulso térmico ocorra mesmo que o objeto se encontre na fase Pós-AGB. Alguns modelos mostram que o pulso pode ocorrer na fase Pós-AGB (*Late Thermal Pulse*) ou mesmo quando o objeto já se encontra na região das anãs brancas (*Very Late Thermal Pulse*). Alguns objetos interessantes têm sido descobertos nas últimas décadas e devido às suas características observacionais, têm sido considerados candidatos a ocorrência do fenômeno “*born again*”, como os objetos V4334 Sgr (Objeto de Sakurai) e FG Sge. Estas estrelas têm apresentado relevantes variações em magnitude e temperatura (van Winckel, 2003).

#### 4.3.4 Abundâncias químicas

A composição química dos objetos Pós-AGB é um reflexo de suas composições originais modulados por processos de dragagem e nucleossíntese ocorrentes na fase AGB. Como descrito na Seção 4.3.1, as estrelas Pós-AGB apresentam diversas vantagens em relação às estrelas AGB e PN do ponto de vista de análise química. Este fato faz das Pós-AGB excelentes objetos para testes mais confiáveis dos modelos de evolução estelar, especialmente na modelagem da nucleossíntese AGB (Stasińska et al., 2006).

Os estudos de composição química têm revelado uma grande diversidade entre as estrelas Pós-AGB (van Winckel, 2003). As Pós-AGB ditas Clássicas (presença de duplo pico na SED) aparecem em geral com enriquecimento em carbono e elementos do processo-s causados pela terceira dragagem ( $C/O > 1$ ). Entretanto, elas representam apenas uma pequena fração das Pós-AGB conhecidas. Entre alguns objetos bem conhecidos citamos HD56126 (Figura 4.11), IRAS065330-0213 e HD158616 (Reyniers, 2002).



O subgrupo de Pós-AGB com química rica em oxigênio (*O-rich*), mostra duplo pico na SED sem apresentar sinais de enriquecimento devido a terceira dragagem. Entre os exemplos, estão os objetos com tipos espectrais F-G, HD161796 e 89 Her (Van Winckel, 1997).

Os objetos do terceiro subgrupo apresentam razão C/O  $\sim 1$  e mostram evidência de depleção de diversos elementos como Fe, Cr e Ca, apesar de apresentarem CNO aproximadamente solares. Semelhante processo tem sido observado também em estrelas RV Tau. Alguns cenários têm sido propostos para explicar tal peculiaridade química, como separação poeira-gás devido a ventos estelares em estrelas isoladas, ou separação poeira-gás devido a presença de disco circumbinário (Van Winckel, 2007). Entre os objetos nesta classe citamos HD52961 e HD44179, também conhecido como Retângulo Vermelho (Figura 4.14).

Objetos com química mista (*C-O rich*), também têm sido detectados. Neste caso, seus espectros no infravermelho mostram sinais de emissão de carbetos de silício (SiC) e PAHs (relacionados à química do carbono) e emissão de silicatos (relacionados à química do oxigênio). O processo de depleção pode também estar relacionado a presença de discos circumbinários (Waters et al., 1998).

A diversidade química das estrelas Pós-AGB é mais evidente a partir da comparação dos objetos mais frios (tipos espectrais F, G e K) com aqueles mais quentes (Pós-AGB quentes), sendo estes últimos, comumente encontrados em altas latitudes galácticas (McCausland et al., 1992), apesar de algumas detecções também em aglomerados globulares (Mooney et al., 2001). O subgrupo das Pós-AGB quentes (tipos espectrais OB) tem revelado abundâncias químicas com deficiências em metais, especialmente para o carbono, apesar de que em alguns casos, o enriquecimento de nitrogênio é encontrado. As abundâncias de ferro, quando medidas, revelam valores baixos, indicando composições químicas semelhantes a objetos de população II. Entretanto, alguns autores comentam que principalmente as abundâncias de carbono podem estar consideravelmente subestimadas devido ao fato de que a linha de C II comumente utilizada para análise nessas estrelas (C II em 4267Å) sofre efeitos não-ETL importantes na faixa de temperaturas das estrelas Pós-AGB quentes. Estas questões serão discutidas com maior cuidado e de maneira mais clara no Capítulo 5. En-



Figura 4.14: Estrela Pós-AGB de tipo espectral B8 HD44179 (Retângulo Vermelho). A binaridade tem sido sugerida como responsável por peculiaridades químicas detectadas e pela morfologia do envoltório. Créditos da imagem: HST (NASA).

tre os objetos deste subgrupo, citamos como exemplo, HD341617 e LSIV-12 111 (Ryans et al., 2003).

Vale ainda mencionar o trabalho de García-Lario & Perea Calderón (2003). Com base nos dados do satélite ISO, estes autores propuseram uma classificação dos objetos Pós-AGB com base base na química do envoltório circumstelar. Essa classificação foi baseada nas características do espectro infravermelho de baixa resolução na região de  $2 - 45\mu\text{m}$  e levou em conta as características do gás e poeira em torno dos envoltórios destas es-

trelas. Esta classificação permite, juntamente com a distribuição espectral de energia, a determinação qualitativa do estágio evolutivo do objeto na transição AGB-PN de forma mais detalhada. A classificação segue um esquema evolutivo e é dividida entre objetos ricos em carbono e ricos em oxigênio. A Figura 4.15 mostra a título de exemplo, o esquema classificatório dos autores para os objetos em cujos envoltórios predominam a química rica em oxigênio. No painel esquerdo da figura, a extensão espectral completa de  $2 - 45\mu\text{m}$  está representada. No painel direito, está representada uma parte do espectro ( $3 - 16\mu\text{m}$ ) para melhor visualização das bandas espectrais também utilizadas para elaborar o esquema de classificação. Nesta figura, a transição AGB-PN está subdividida em 14 intervalos, sendo que os objetos com classificação O-1 são estrelas que deixaram a fase AGB recentemente e os de O-14 têm espectros típicos de Nebulosas Planetárias jovens, completando a transição. A subdivisão das Pós-AGB ricas em carbono obedece a mesma sequência de 14 intervalos.

### 4.3.5 Fotoionização do envoltório e o surgimento das Nebulosas Planetárias

Na fase Pós-AGB, algumas linhas nebulares de baixa excitação como [O I]  $6367\text{\AA}$  e [N II]  $4068\text{\AA}$  começam a aparecer nos espectros (óptico e ultravioleta), indicando que o processo de fotoionização se inicia (Arhipova et al., 2001). Esta transição Pós-AGB – PN é bastante sutil e depende de inúmeros fatores, tais como densidade e velocidade de expansão do envoltório, composição do gás, vento estelar e morfologia do envoltório. A Figura 4.16 mostra uma parte do espectro óptico do objeto Pós-AGB IRAS 19590-1249 (LSIV-12 111), que será focalizada com mais detalhes no Capítulo 5, identificando as linhas nebulares do [N II] em  $6549$  e  $6584\text{\AA}$ .

Com a constante expansão do envoltório, o núcleo estelar fica exposto novamente para ser observado no visível e sua temperatura aumenta continuamente. Ao atingir uma temperatura de cerca de  $30000\text{K}$ , a radiação ultravioleta da estrela quente e compacta pode então fotoionizar seu envoltório de gás em expansão: surge uma Nebulosa Planetária.

O estudo da morfologia dos envoltórios de estrelas Pós-AGB pode fornecer importantes indícios de como se processa a formação da Nebulosa Planetária após a ejeção da atmosfera

estelar. Os estudos das estrelas Centrais de Nebulosas Planetárias (*Central Stars of Planetary Nebulae* - CSPN) buscam elucidar esta e outras questões. Estes objetos situam-se entre os objetos Pós-AGB mais quentes com temperaturas efetivas ultrapassando os  $2 \times 10^5$  K. Muitas delas apresentam inúmeras linhas de emissão e perfis P-Cyg, cujas componentes em absorção deslocadas indicam ventos com velocidades de  $\sim 10^3 \text{ km s}^{-1}$  (Perinotto, 1993). No capítulo 5 veremos que mesmo as estrelas Pós-AGB quentes possuem evidências da presença de ventos estelares devido a ocorrência de inúmeros perfis P-Cyg em seus espectros. As CSPNs são classificadas com base em suas abundâncias químicas, havendo uma divisão em dois grandes grupos: as estrelas centrais ricas e deficientes em hidrogênio (Marcolino et al., 2007). Alguns autores argumentam que o segundo grupo pode ser explicado pela ocorrência de pulso térmicos tardios (Herwig, 2003).

A alta temperatura da estrela central possibilita a foto-ionização do envoltório e a interação entre ventos de diferentes características está relacionada a formação da PN (Kwok et al., 1978). A fotoionização inicia-se nas porções internas do envoltório, mas devido a alta opacidade da nebulosa, não pode ser detectada espectroscopicamente no visível na fase inicial. As observações em rádio-frequência podem, por outro lado, evidenciar as regiões fotoionizadas ainda nesta fase prematura (Umana et al., 2004).

A evolução da estrela central da nebulosa planetária prossegue até a fase das anãs brancas quando o caroço estelar estará em seu processo de resfriamento e nenhum envoltório fotoionizado será mais visível.

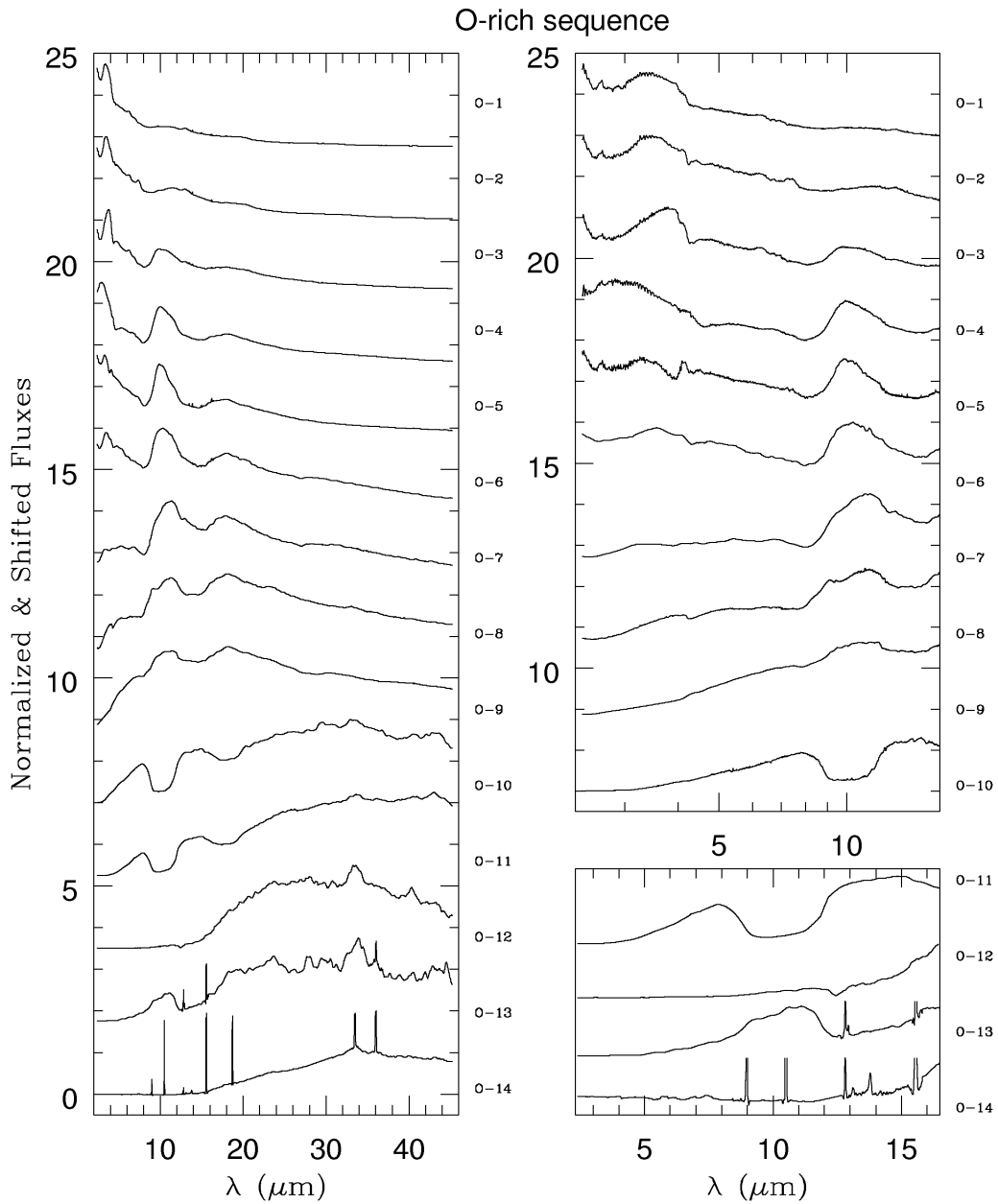


Figura 4.15: Esquema de classificação evolutiva proposto por García-Lario & Perea Calderón (2003) para estrelas Pós-AGB com química rica em oxigênio, com base nos espectros de baixa resolução espectral do ISO. No painel esquerdo a extensão espectral completa de 2 – 45 $\mu\text{m}$  está representada. No painel direito, está representada uma parte do espectro (3 – 16 $\mu\text{m}$ ) para melhor visualização das bandas espectrais também utilizadas para elaborar o esquema de classificação. Nesta figura, a transição AGB-PN está subdividida em 14 intervalos, sendo que os objetos com classificação O-14 têm espectros típicos de Nebulosas Planetárias jovens. Figura retirada de García-Lario & Perea Calderón (2003).

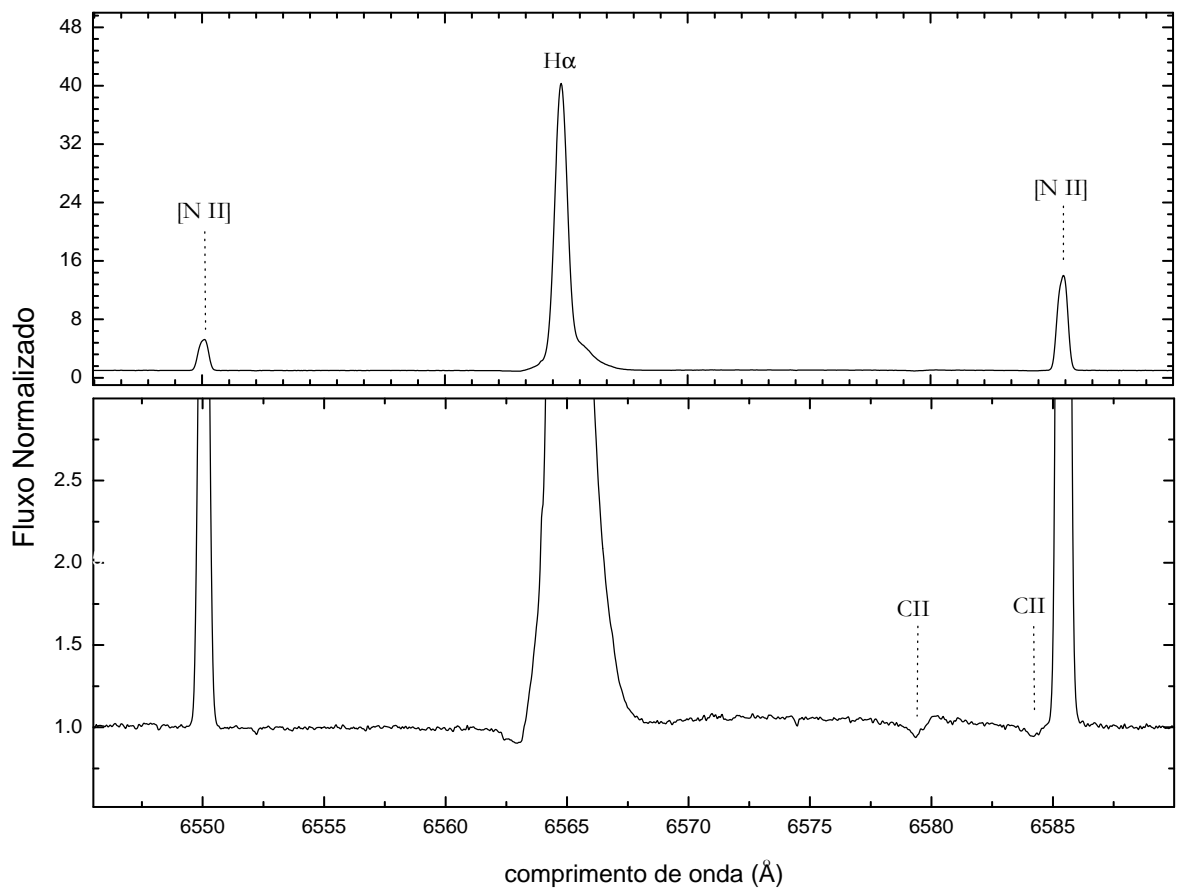


Figura 4.16: Pós-AGB IRAS19590-1249 (LSIV-12 111) mostrando os perfis nebulares de [N II] em 6549 e 6584Å. Espectro obtido com espectrógrafo FEROS acoplado ao telescópio ESO 2.2m (MPI) em La Silla (Chile) em Setembro de 2007.

## Capítulo 5

# Abundâncias Químicas em Estrelas Pós-AGB Quentes

Motivados por algumas questões descritas nos Capítulos 1 e 4, apresentamos neste capítulo a análise química de uma amostra de estrelas Pós-AGB quentes em formalismo não-ETL. Os parâmetros atmosféricos e as abundâncias para os elementos hélio, carbono, nitrogênio, oxigênio, magnésio, silício e enxofre foram obtidos utilizando a metodologia descrita no Capítulo 3. A análise química permitiu as estimativas das massas dos objetos situando-os como estrelas pós-AGB massivas, indicando que estes objetos evoluem rapidamente para o ramo das Nebulosas Planetárias. Este fato é corroborado pela presença de inúmeras linhas de emissão nebular de baixa excitação presentes nos espectros das estrelas. É mostrado ainda que a composição atmosférica dos objetos estudados foi provavelmente modificada por processos de nucleossíntese e de mistura ocorrentes em etapas anteriores da evolução estelar, principalmente na fase AGB. Em particular, sub-abundância em carbono e enxofre e um excesso na abundância de nitrogênio foram encontrados para a maioria dos objetos. Cenários evolutivos diversos, aliados aos resultados observacionais obtidos, são discutidos neste capítulo no sentido de incrementar nosso conhecimento acerca das últimas etapas de evolução das estrelas de baixa massa e massa intermediária.

## 5.1 Introdução

Como visto no capítulo anterior, estrelas Pós-AGB são objetos que ocupam a parte superior do Diagrama HR com luminosidade em torno de  $10^4 L_{\odot}$ , na transição entre o ramo AGB e a região ocupada pelas Nebulosas Planetárias. Estes objetos são o resultado da evolução de estrelas de massa entre 0.8 e 8  $M_{\odot}$ . No final da fase AGB, estas estrelas sofrem um intensa perda de massa devido ao efeito da pressão de radiação sobre as partículas da atmosfera em expansão. Como resultado, é formado um envelope circunstelar de gás e poeira que obscurece a estrela no óptico durante esta fase. Devido a baixa temperatura das camadas estelares superficiais, a fotoionização do envoltório não ocorre nesta etapa. O surgimento da PN ocorre apenas quando a  $T_{ef}$  atinge cerca de 30000K, embora a formação em si da PN, esteja ligada a diversos fatores, como descritos no capítulo anterior.

Muitos trabalhos relacionados à estrelas Pós-AGB apontam muitas questões ainda em aberto. Entre estas questões, Kwok (2000) cita o mecanismo de formação das Nebulosas Planetárias durante a transição AGB-PN, Cerrigone et al. (2009) cita o fenômeno de dupla-química detectada nos envoltórios de diversos objetos durante observações em infra-vermelho e Herwig (2005) menciona os processos de nucleossíntese e de mistura como o processo HBB e as dragagens.

As estrelas pós-AGB comumente estudadas possuem tipos espectrais entre F-K, com temperaturas efetivas  $T_{ef} < 10000K$  (van Winckel, 2003) ou por outro lado, são estrelas centrais de Nebulosas Planetárias, possuindo  $T_{ef} > 30000K$  (Mendez et al., 1988). Todavia, algumas estrelas Pós-AGB possuem características espectrais semelhantes à estrelas de tipo OB do disco e desta forma, são denominadas na literatura de Pós-AGB quentes (*hot Post-AGB*). Estes objetos são relativamente pouco observados se comparados as Pós-AGB tipo F — K e CSPNs e representam uma ligação entre elas. Vários levantamentos com objetivo de melhor caracterizar a natureza de estrelas OB presentes em altas latitudes galácticas têm revelado a presença de diversos objetos aparentemente evoluídos (Greenstein & Sargent, 1974). Muito destes objetos têm sido classificados como estrelas evoluídas do ramo Horizontal, estrelas azuis do ramo Horizontal (*Blue HB Stars*) e um número significativo como estrelas Pós-AGB (McCausland et al., 1992).



Outra característica observada em algumas Pós-AGB quentes é a rápida evolução na transição AGB-PN, permitindo em certos casos a detecção de mudanças espectrais e/ou fotométricas intrínsecas, como por exemplo, no objeto SAO244567 (Parthasarathy et al., 1993). Alguns objetos estão também relacionados ao fenômeno conhecido como “*born again*”, como os objetos V4334 Sgr, FG Sge e V605 Aql (van Winckel, 2003).

Nas duas últimas décadas, vários grupos analisaram estrelas Pós-AGB quentes com base em diferentes técnicas e com objetivos diversos. Certos trabalhos focalizam-se no esforço em se detectar novos objetos e candidatos (Oudmaijer, 1996). Outros fazem o uso de espectros de baixa resolução no intuito de identificar características espectrais relevantes e efetuar uma classificação preliminar destes objetos (Parthasarathy et al., 2000). Análises químicas baseadas em espectros de média ou alta resolução têm sido feitas em alguns trabalhos, como por exemplo, McCausland et al. (1992), Venn et al. (1998), Ryans et al. (2003) e Sarkar et al. (2005).

Como comentado na Seção 4.3.4, estrelas Pós-AGB têm mostrado composições químicas variadas. Enriquecimento ou deficiência nas abundâncias de carbono têm sido detectados por exemplo, para diversos objetos, como atestam os trabalhos de Reyniers et al. (2007) e Moehler & Heber (1998). Em estrelas Pós-AGB quentes, a deficiência em carbono está possivelmente ligada a não ocorrência da terceira dragagem e/ou a ativação do HBB (ver Seção 4.2.4). Estas questões serão discutidas mais adiante. Alguns objetos apresentam ainda altas abundâncias de nitrogênio e, ao contrário das Pós-AGB ditas clássicas, as Pós-AGB quentes não apresentam enriquecimento de elementos do processo lento de captura de nêutrons (processo-s). Questões acerca das características químicas em estrelas Pós-AGB quentes são motivo de debate intenso na literatura no sentido de se compreender as origens dos dois grupos de estrelas Pós-AGB (van Winckel, 2003).

## 5.2 Descrição do espectro

A amostra de objetos Pós-AGB quentes foi descrita no Capítulo 2. Recapitulamos contudo, que ao todo, 9 objetos foram selecionados para análise de abundâncias. Tipos espectrais (MK), magnitudes na banda V, datas das observações e os fluxos IRAS dos objetos são

mostrados na Tabela 5.1, que também apresenta as medidas de velocidades radiais  $V_r$  para todos os objetos da amostra. A título de exemplo, a Figura 5.1 mostra os espectros das estrelas Pós-AGB quentes de nossa amostra na região espectral 4600Å - 4700Å, normalizados ao continuum unitário.

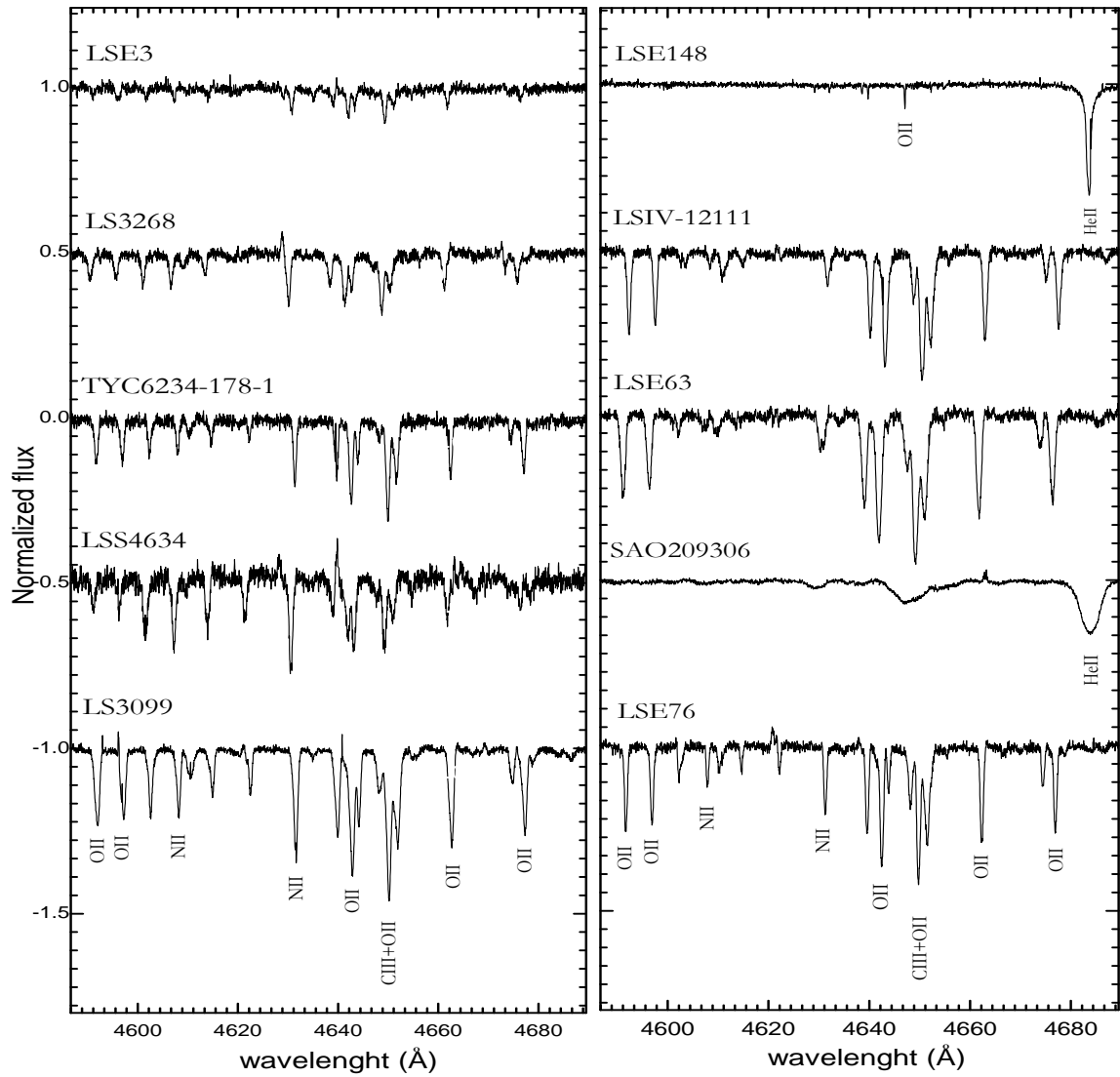


Figura 5.1: Espectros normalizados das estrelas da amostra na região 4600Å — 4700Å com a identificação das principais linhas espectrais. A estrela SAO209306, incluída inicialmente na amostra de estrelas Pós-AGB quentes, não foi analisada quimicamente por motivos descritos na Seção 2.3.1.

Tabela 5.1: Dados observacionais da amostra de estrelas Pós-AGB quentes

Nome	IRAS	MK	V	$V_r$ ( $\text{kms}^{-1}$ )	Data da observação	Fluxos IRAS (Jy)			
						$12\mu$	$25\mu$	$60\mu$	$100\mu$
LS3099	13266-5551	O+	10.8	$62.4\pm 3.4$	21 Mai 2008	0.76	35.9	35.43	11.66
LS3268	14331-6535	B3Iab:e	11.5	$-29.8\pm 2.1$	20 Mai 2008	4.40	108.7	70.71	20.61
LSE3	17074-1845	B3IIIe	11.5	$12.4\pm 1.5$	22 Mai 2008	0.5	12.20	5.66	3.47
TYC6234-178-1	17203-1534	B1IIIpe	12.5	$51.4\pm 2.1$	23 Mai 2008	0.32	10.7	6.88	3.37
LSE76	17311-4924	B1IIIe	10.7	$42.3\pm 3.2$	23 Mai 2008	18.34	150.7	58.74	17.78
LSS4634	18023-3409	B2IIIe	11.6	$-3.4\pm 3.8$	20 Mai 2008	0.26	2.94	1.82	25.64
LSE63	18371-3159	B1Iabe	11.9	$10.7\pm 1.0$	21 Mai 2008	0.25:	6.31	5.16	1.95
LSE148	-	B6Ib	10.2	$-133.6\pm 2.1$	24 Mai 2008	-	-	-	-
LSIV-12111	19590-1249	B1Ibe	11.4	$86.9\pm 1.7$	04 Set 2007	0.29	10.26	6.45	1.77

Os espectros obtidos com o espectrógrafo FEROS (ESO, La Silla) são de alta resolução e permitiram a análise de diversas linhas no espectro de absorção. Linhas devido a He I/II, C II/III, N II/III, O II/III, Ne I, Al II/III, Si II/III/IV, Mg II e S II/III são encontradas em diversos objetos. Todos os objetos da nossa amostra com exceção de LSE148, apresentam um espectro rico em linhas de emissão, das quais destacam-se os perfis de C II, O I, Fe II/III, Si II, Mn I, V I e as linhas proibidas de [Fe II/III], [O I/II], [N II], [S II] and [Ni II]. A detecção de linhas nebulares de baixa excitação para diversas estrelas da amostra (devido ao [O II], [N II] and [S II]) podem ser associadas às etapas iniciais do processo de fotoionização do envoltório circunstelar. Estas questões serem discutidas na Seção 5.3.

### 5.2.1 Perfis P-Cyg

Alguns objetos apresentam intensos perfis P-Cyg (H I, He I, C II e Fe III) em seus espectros. A presença destes perfis sugere a ocorrência de processos de perda de massa atuantes nestes objetos. A Figura 5.2 mostra o perfil P-Cyg para a linha de H $\beta$  para a estrela Pós-AGB quente LSE3. Outra interessante característica espectral detectada para alguns objetos da nossa amostra, é a presença de algumas componentes em emissão para as linhas de Na I D e o tripleto de O I em  $\sim 7773\text{\AA}$ . A Figura 5.3 ilustra a região espectral em torno de linha H $\alpha$ , mostrando a incidência de algumas linhas de emissão e P-Cyg.

## 5.3 Análise

A metodologia para a obtenção dos parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas referentes ao espectro de absorção foram descritas de modo geral no Capítulo 3 e nesta seção, descrevemos apenas casos particulares da análise das estrelas Pós-AGB quentes, como os cuidados necessários para o ajuste das linhas de hidrogênio e hélio e as estimativas das incertezas nas determinações dos parâmetros.

### 5.3.1 Propriedades físicas dos objetos: Os parâmetros atmosféricos

Nesta seção, descrevemos os resultados da determinação dos parâmetros atmosféricos temperatura efetiva ( $T_{ef}$ ), gravidade superficial ( $\log g$ ) e velocidade de microturbulência ( $\xi$ )

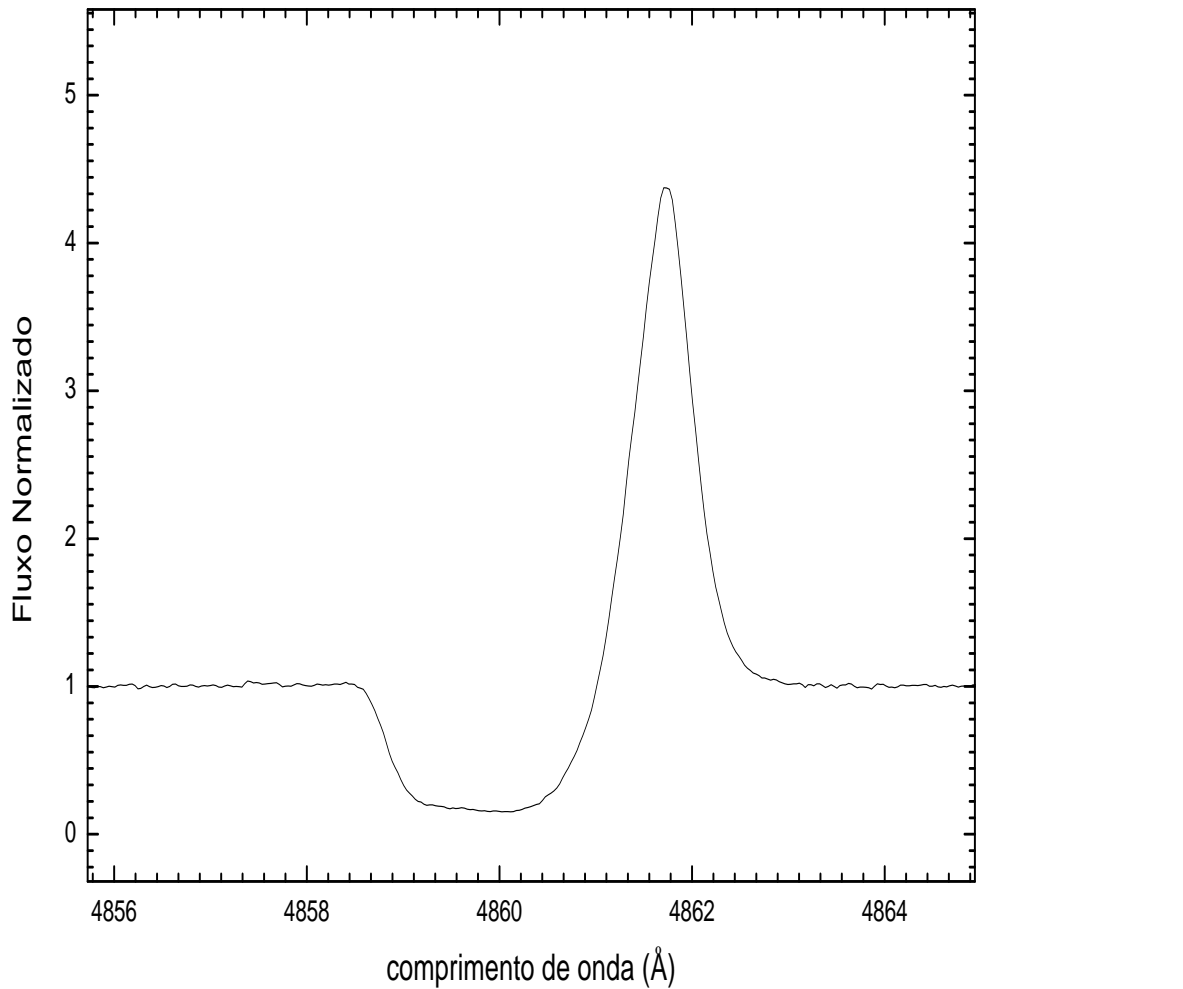


Figura 5.2: Presença de perfil P-Cyg na linha de  $H\beta$  para a estrela Pós-AGB quente LSE3.

para os objetos desta amostra.

### Temperatura efetiva e gravidade superficial

Nos espectros de estrelas B, as asas das linhas de hidrogênio são alargadas por pressão (efeito Stark) e portanto, são boas indicadoras da gravidade superficial, para um dado valor de  $T_{ef}$ . No começo da série de Balmer, as linhas de hidrogênio geralmente apresentam

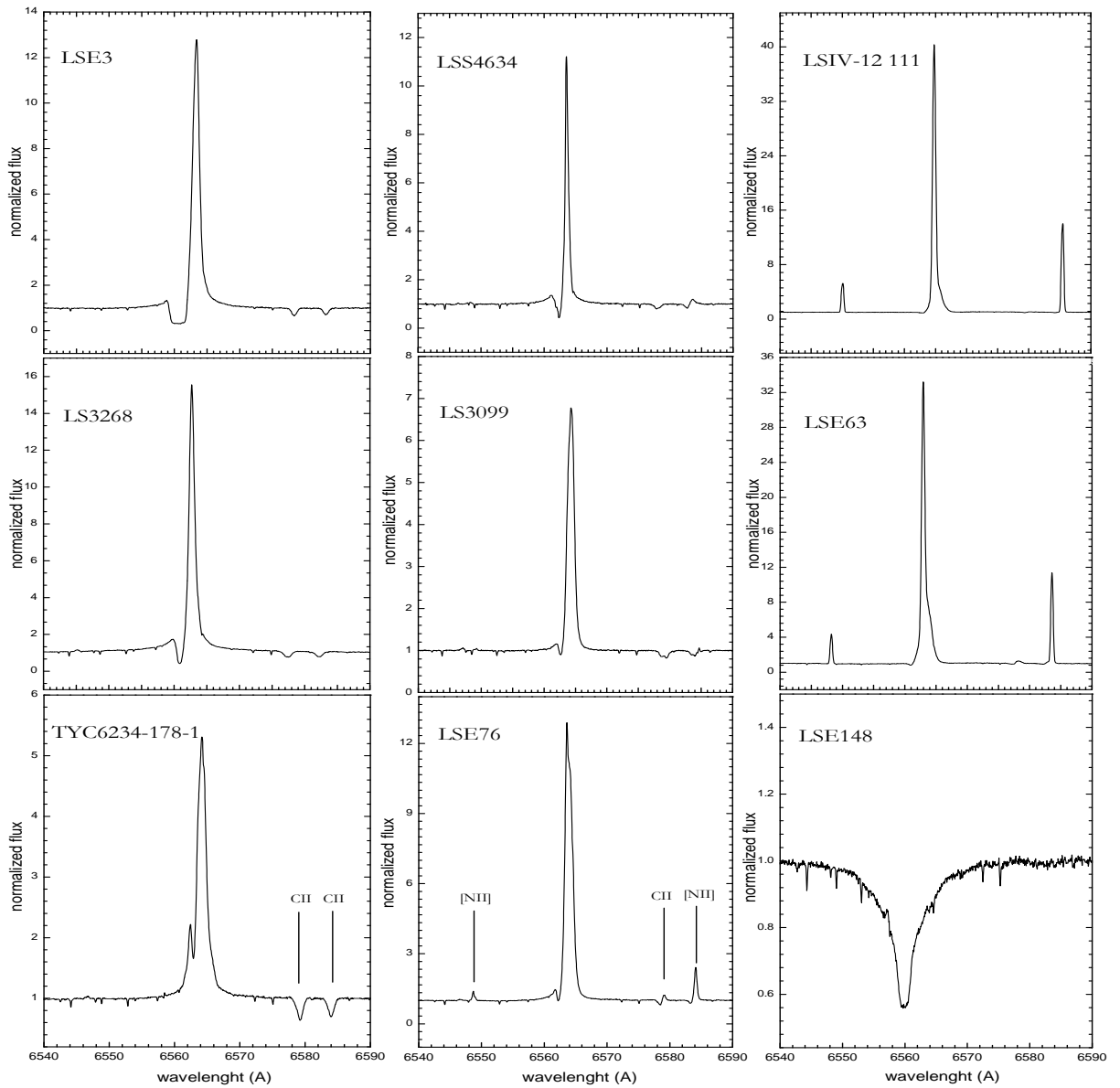


Figura 5.3: Região espectral em torno da linha de  $H\alpha$  para as estrelas Pós-AGB analisadas. A linha de  $H\alpha$  pode aparecer em absorção, emissão ou em P-Cyg, dependendo do objeto. Linhas nebulares devido à  $[N II]$  em  $6548\text{\AA}$  e  $6584\text{\AA}$  também estão presentes nesta região espectral para alguns objetos da amostra.

forte emissão para as estrelas analisadas, como mostra a Figura 5.3. As linhas da série de ordem mais alta em  $3835\text{\AA}$  ( $H7$ ),  $3889\text{\AA}$  ( $H6$ ) e  $3970\text{\AA}$  ( $H\epsilon$ ) no entanto, apresentam pouca ou nenhuma contaminação por emissão ou P-Cyg e portanto, foram escolhidas para esti-

mativa da gravidade superficial. O método adotado é o seguinte: Para um objeto específico, escolhemos um intervalo em  $T_{ef}$  de acordo com o tipo espectral do objeto, cobrindo uma faixa de 5000K, com passo de 1000K. Neste estágio, para um valor fixo de  $T_{ef}$ , variamos o valor da gravidade até obtermos um ajuste satisfatório das asas das linhas de Balmer mencionadas. O valor da gravidade obtido para cada uma das linhas é bastante consistente e a dispersão não ultrapassa 0.1dex. Como resultado dos ajustes das linhas, obtivemos 5 pares de temperaturas e gravidades ( $T_{ef}$ ,  $\log g$ ).

Como próximo passo, utilizamos os pares ( $T_{ef}$ ,  $\log g$ ) para a determinação da temperatura efetiva, com base no equilíbrio de ionização. Para a maioria das estrelas da amostra, utilizamos o equilíbrio de ionização do silício (Si III/IV). O equilíbrio de ionização do enxofre (S II/III) foi utilizado para determinação de  $T_{ef}$  para os objetos mais frios da amostra, a saber, LS3268 e LSE3. Para o objeto LSE148, consideramos o equilíbrio de ionização do hélio (He I/II) na determinação da temperatura. Na Figura 5.4 mostramos a determinação da  $T_{ef}$  utilizando o equilíbrio Si III/IV para a estrela TYC6234-178-1. Uma vez que a  $T_{ef}$  é determinada, novos ajustes das linhas de Balmer são feitos e deste modo, determinamos o valor da gravidade superficial.

### Microturbulência

A determinação deste parâmetro para as estrelas da amostra foi feita com a utilização das linhas de O II (ocasionalmente S II), com o requisito de que as abundâncias químicas obtidas sejam independentes da largura equivalente (ver Seção 3.3.2). Isto implica em uma ausência de tendência no plano Largura equivalente (EW)  $\times$  Abundância ( $\log \epsilon(O)$ ). A escolha do O II vem do fato de que em estrelas OB, as linhas deste íon são bastante numerosas e permitem a investigação de linhas fracas e fortes em várias regiões espectrais. As linhas de S II foram utilizadas para os objetos mais frios, devido ao fato de que para estes objetos, as linhas de O II serem escassas e as linhas de S II serem abundantes. A Figura 5.5 ilustra um exemplo do diagnóstico da microturbulência para a estrela LSE76.



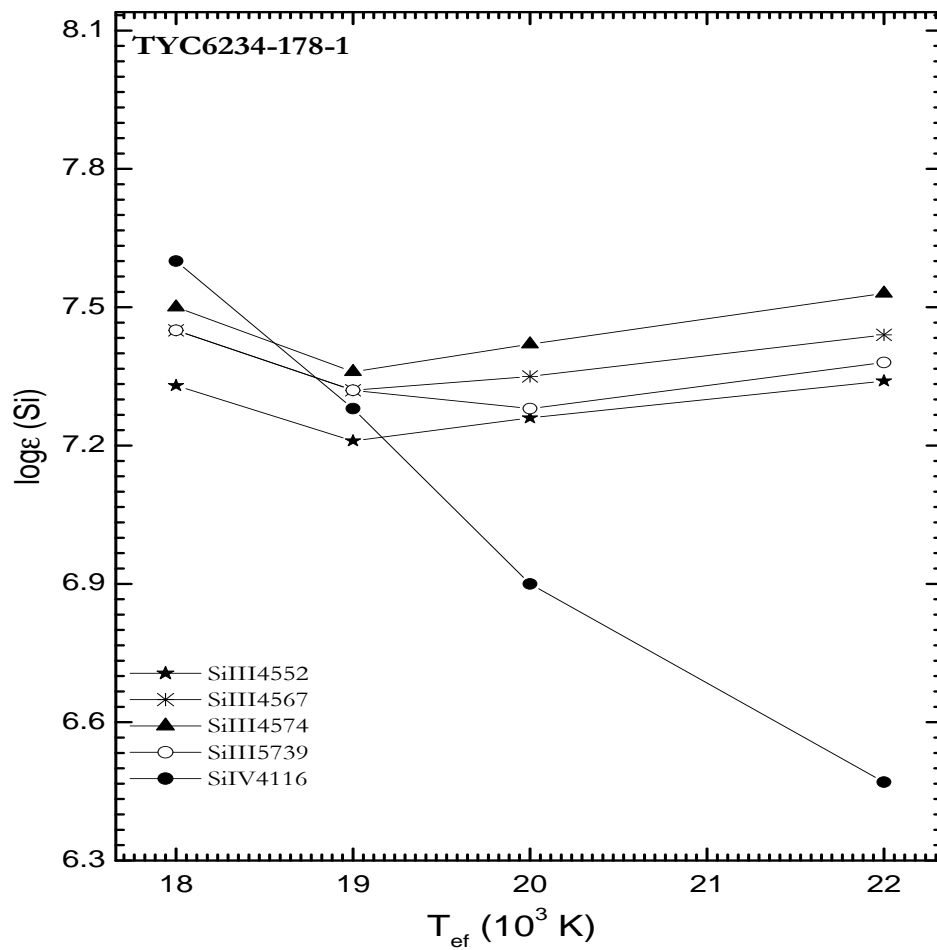


Figura 5.4: O equilíbrio de ionização Si III/IV para a Pós-AGB quente TYC6234-178-1 (IRAS17203-1534). Ao todo, quatro linhas de Si III e uma de Si IV foram utilizadas para determinação de  $T_{ef} = 19000\text{K}$  para este objeto.

### Incertezas nos parâmetros atmosféricos

Estimamos a incerteza em  $T_{ef}$  com base nas dispersões das abundâncias químicas obtidas a partir da equilíbrio de ionização utilizado. A diferença entre a abundância média encontrada para um dado elemento em dois estágios consecutivos de ionização, por exemplo, Si III e Si IV, não deve exceder a dispersão das abundâncias encontradas para as linhas individuais. Este procedimento permite estimar a faixa de temperatura efetiva na qual o equilíbrio de ionização é alcançado e esta faixa indica de fato a incerteza em  $T_{ef}$ . As in-

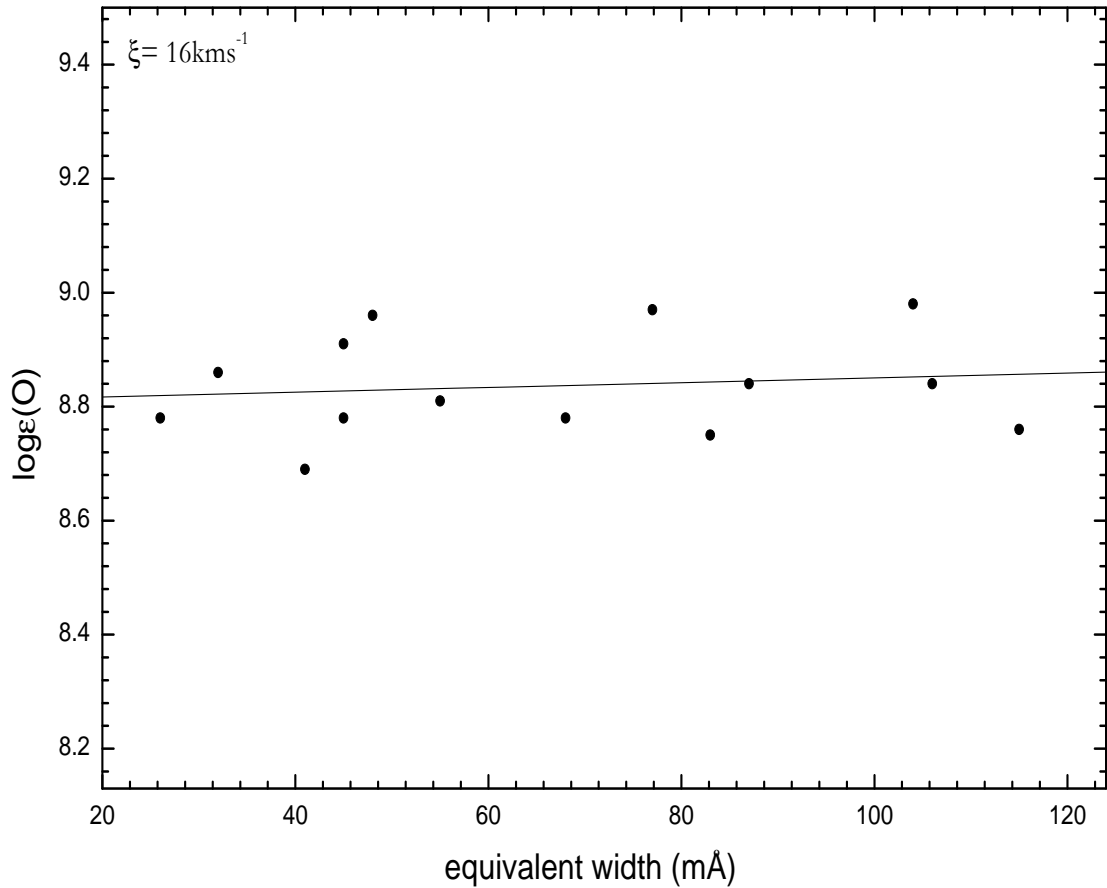


Figura 5.5: Diagnóstico da microturbulência para a Pós-AGB quente LSE76 usando o diagrama  $EW \times \log\epsilon(O)$  para as linhas de O II. O diagrama mostra o ajuste linear destas linhas (inclinação próxima de zero), indicando o melhor valor para a microturbulência  $\xi$ .

certezas nas temperaturas das estrelas analisadas podem variar de acordo com a análise de diferentes espécies.

Para a estimativa da incerteza na gravidade superficial, efetuamos diversos ajustes das linhas de Balmer para um valor fixo de  $T_{ef}$  considerando diferenças mínimas nos valores de  $\log g$  ajustados. As asas das linhas de Balmer em estrelas evoluídas são mais sensíveis à variações em  $\log g$  do que as mesmas linhas em estrelas da Sequência Principal. Este

fato é ilustrado na Figura 5.6, onde é apresentado um conjunto de perfis teóricos da linha H $\epsilon$ . Nesta figura, as linhas foram geradas com diferentes valores de gravidade superficial típicos de estrelas anãs e de estrelas evoluídas estudadas neste trabalho. Nota-se o comportamento diferenciado das asas das linhas de H $\epsilon$  de acordo com o valor da gravidade utilizada. Considerando estes argumentos, estimamos a incerteza na gravidade superficial em 0.05 dex.

A incerteza na microturbulência foi estimada a partir da região de mínima dispersão no plano  $EW \times \log \epsilon(O)$ . Um valor típico de  $\delta \xi = 2 \text{ km s}^{-1}$  foi encontrado para a maioria dos objetos, com exceção de LSE3 and LSS4634. O valor de  $\xi$  para a estrela LSE3 foi encontrado utilizando linhas de O II relativamente fracas e portanto, é mais incerto. A qualidade do espectro de LSS4634 afetou as medidas de largura equivalente de alguns perfis de O II e portanto, da estimativa na incerteza da microturbulência.

### Velocidade de rotação

Como comentado na Seção 3.3.3, os valores da velocidade rotacional projetada  $v_{\text{sen}i}$  para cada objeto da amostra foram tomados como uma média dos valores individuais obtidos para cada uma das linhas analisadas. A incerteza em  $v_{\text{sen}i}$  foi tomada simplesmente como o desvio padrão dos valores individuais. Na Tabela 5.2 listamos os parâmetros atmosféricos e a velocidade rotacional projetada para as Pós-AGB analisadas. A coluna 2 lista as temperaturas efetivas com suas respectivas incertezas. As colunas 3, 4, 5 e 6 listam respectivamente o tipo de equilíbrio de ionização utilizado na determinação de  $T_{\text{ef}}$ , o valor de  $\log g$ , a microturbulência e o  $v_{\text{sen}i}$  com sua respectiva incerteza.

### 5.3.2 Abundâncias químicas

Utilizamos os parâmetros atmosféricos discutidos na última seção para determinar as abundâncias das estrelas da amostra. Abundâncias químicas em formalismo não-ETL para He, C, N, O, Mg, Si e S foram determinadas linha-por-linha ao se comparar os espectros observados com os espectros teóricos gerados com o programa Synplot (ver Seção 3.2.4). A Tabela 5.3 lista as abundâncias médias com os respectivos desvios padrões e o número de linhas utilizadas na análise, indicado em parênteses. Na Figura 5.7 mostramos um exemplo dos ajustes das linhas de He I em 4009Å, N II em 5666Å, O II em 4591Å e Si III em 4552Å

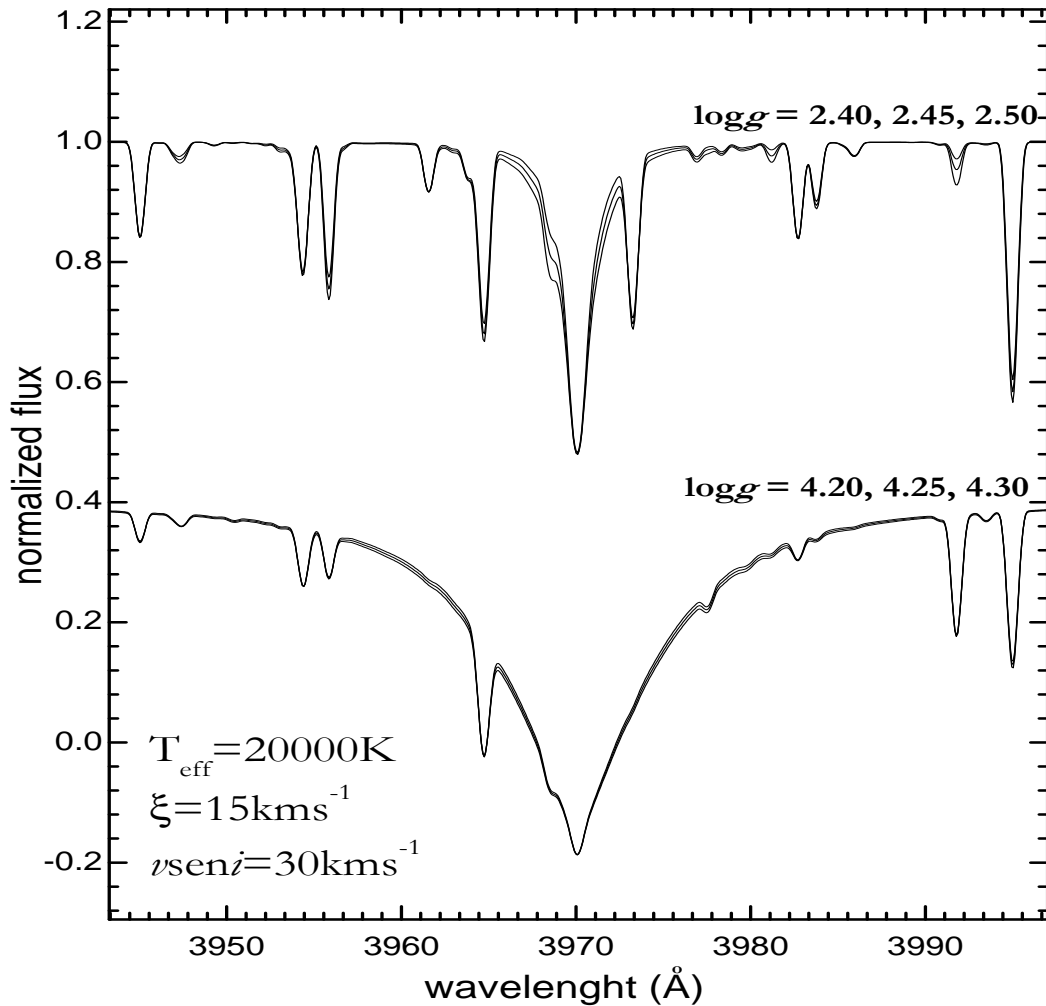


Figura 5.6: Comparação entre perfis teóricos das asas das linhas de Balmer gerados para atmosferas típicas de estrelas da Sequência Principal (parte inferior) e de estrelas evoluídas (parte superior) considerando diferentes valores de  $\log g$  com passo de 0.05 dex. Nota-se a maior sensibilidade das asas da linha de Balmer à mudança de  $\log g$  para o regime de baixas gravidades, correspondendo às estrelas evoluídas, como as Pós-AGB aqui analisadas.

para a estrela TYC6234-178-1 (IRAS17203-1534) e a Figura 5.8, mostra as abundâncias dos objetos da amostra com relação aos valores solares.

Tabela 5.2: Os parâmetros atmosféricos e as velocidades rotacionais projetadas  $v_{\text{seni}}$  encontrados para as Pós-AGB analisadas.

Nome	$T_{\text{ef}}$ (K)	Método	logg	$\xi$ (kms <sup>-1</sup> )	$v_{\text{seni}}$ (kms <sup>-1</sup> )
LS3099	20200 <sup>+300</sup> <sub>-400</sub>	Si III/IV	2.38	16	39±3
LS3268	16200 <sup>+300</sup> <sub>-200</sub>	S II/III	2.04	17	38±5
LSE3	15300 <sup>+600</sup> <sub>-600</sub>	S II/III	2.05	10	31±3
TYC6234-178-1	19000 <sup>+200</sup> <sub>-500</sub>	Si III/IV	2.25	14	35±2
LSE76	20500 <sup>+500</sup> <sub>-500</sub>	Si III/IV	2.35	16	26±4
LSS4634	19400 <sup>+300</sup> <sub>-400</sub>	Si III/IV	2.28	12	35±3
LSE63	21600 <sup>+700</sup> <sub>-700</sub>	Si III/IV	2.58	20	46±4
LSE148	30900 <sup>+300</sup> <sub>-300</sub>	He I/II	3.83	3	2±2
LSIV-12 111	21000 <sup>+600</sup> <sub>-500</sub>	Si III/IV	2.42	20	33±4

## Hélio

Várias linhas de He I estão presentes nos espectros dos objetos e linhas de He II estão presentes nos espectros das estrelas mais quentes da amostra. O equilíbrio de ionização He I/II foi utilizado para determinação da temperatura efetiva para a estrela LSE148. Neste caso, utilizamos as linhas de He II em 4200, 4541 e 5411Å e as linhas de He I em 4009, 4026, 4387, 4921, 5015 e 6678Å. Muitas das estrelas analisadas possuem perfis de He I mostrando aparentes sinais de contaminação por vento estelar, seja em emissão ou em P-Cyg. Este é o caso das linhas difusas de He I em 4026, 4387, 4471 e 4921Å. Algumas linhas de He I na região vermelha do espectro também apresentam o mesmo comportamento, como He I 5875Å. Devido a este fato, tivemos um cuidado especial na seleção das linhas para a análise de abundância. Como listado na Tabela 5.3, as abundâncias médias para todos os objetos da amostra exibem valores solares ou com um leve enriquecimento para algumas estrelas. As prováveis causas deste enriquecimento serão discutidas na Seção 5.4.3.

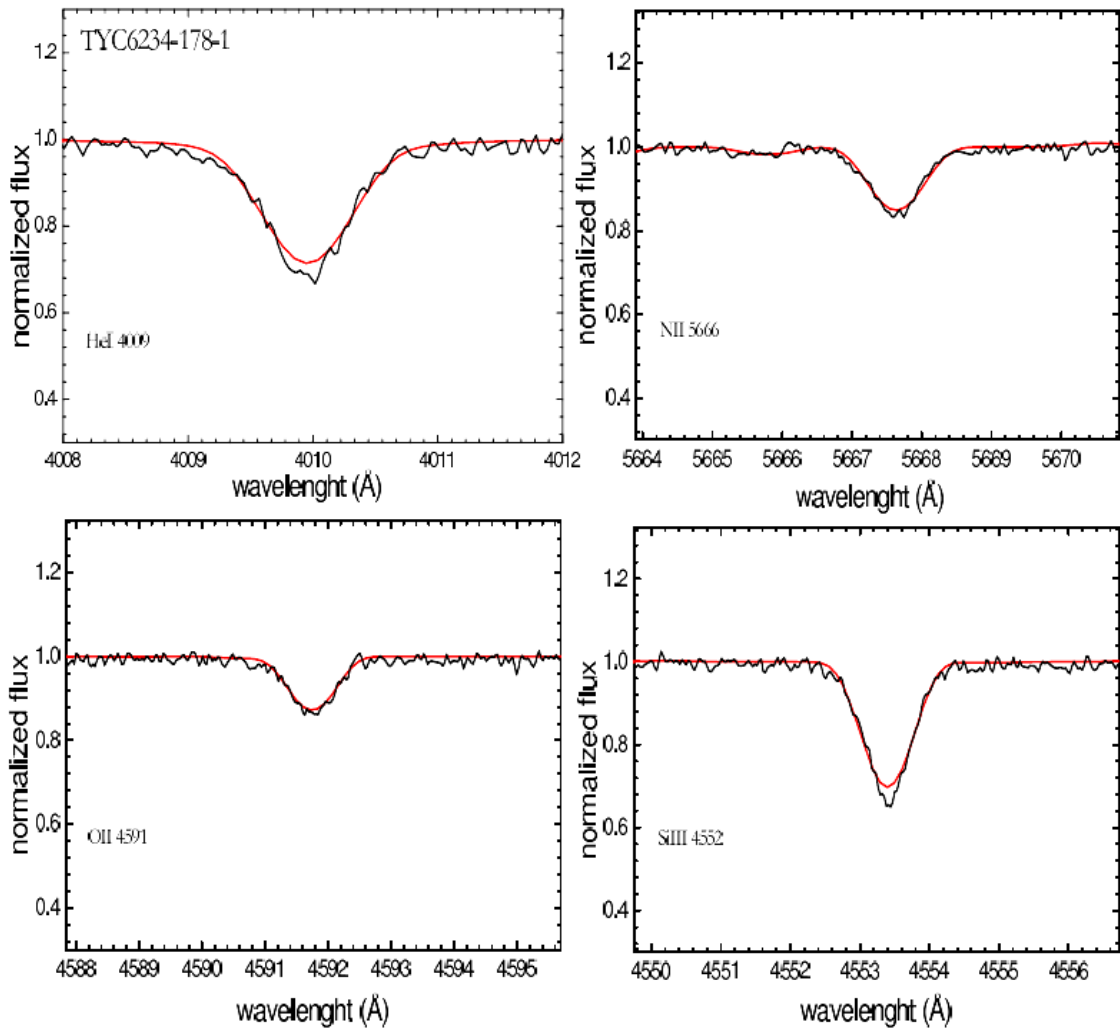


Figura 5.7: Ajuste do espectro teórico ao espectro observado para a estrela TYC6234-178-1 (IRAS17203-1534). As linhas de He I 4009Å, N II 5666Å, O II 4591Å e Si III 4552Å são mostradas como exemplo.

## Carbono

A sub-abundância de carbono em estrelas Pós-AGB quentes tem sido citada por diversos autores como uma característica marcante (van Winckel, 2003). Argumenta-se que estes objetos teriam deixado a fase AGB antes da ocorrência da terceira dragagem. Nossos resultados mostram uma leve sub-abundância de carbono com valores de  $\log \epsilon(\text{C})$  no intervalo 8.03 a 8.28. Todavia, as abundâncias obtidas aqui são em geral maiores que as abundâncias en-

contradas em trabalhos anteriores focalizando Pós-AGB quentes (McCausland et al., 1992; Moehler & Heber, 1998). Notamos no entanto, que a maioria destas estimativas de  $\log\epsilon(\text{C})$  em trabalhos anteriores são baseadas em análise ETL principalmente da linha de C II em 4267Å, a qual é conhecida por ser sensível a efeitos não-ETL (Nieva & Przybilla, 2008; Trundle et al., 2007). As abundâncias de carbono aqui apresentadas foram obtidas a partir de diversas linhas de carbono, a saber: o grupo de linhas de C II em ~5120-5152Å, o grupo em ~ 6780-6800Å e, eventualmente, as linhas de C II em 3920, 4267 e 5662Å, quando não estavam misturadas com linhas espectrais vizinhas, ou não possuíam sinal de componentes em emissão. As linhas de C II em 6578 e 6582Å não foram utilizadas para medir as abundâncias para nenhum objeto devido ao fato de encontrarem-se nas asas da emissão em H $\alpha$  ou estarem misturadas com a linha de emissão nebulare de [N II] em 6584Å.

### Nitrogênio

Diversas linhas de nitrogênio estão presentes em nossos espectros, sendo predominantes as linhas de N II. Para as estrelas mais quentes, o N III também pôde ser detectado. Linhas nebulares de baixa excitação estão presentes para alguns objetos Pós-AGB, como mostra a Figura 5.3. Nossas medidas mostram uma razoável dispersão nas abundâncias de nitrogênio, com algumas estrelas exibindo um forte enriquecimento deste elemento com relação ao valor solar de Asplund et al. (2006). O evento de mistura conhecido com segunda dragagem pode explicar as altas abundâncias de N detectadas para alguns objetos, bem como o processo “hot bottom burning” ocorrente na fase AGB para estrelas de massa intermediária (ver detalhes na Seção 4.2.4). Maiores detalhes acerca das abundâncias de nitrogênio serão discutidos na Seção 5.4.3.

### Oxigênio

Intensas linhas de O II estão presentes nos espectros da maioria das estrelas Pós-AGB quentes. Entre estas, citamos os perfis de O II em 4075, 4591, 4596, 4541 e 4661Å. Como mencionado na Seção 5.2, a microturbulência foi estimada utilizando as linhas de O II, já que este íon apresenta um grande número de linhas com diferentes graus de intensidade (extensa faixa de larguras equivalentes). Obtivemos abundâncias de oxigênio próximas do valor solar, ou levemente mais altas, com exceção da estrela pobre em metal LSE148, cuja

abundância de oxigênio é  $\log\epsilon(\text{O}) = 7.43$ .

### **Magnésio**

A análise do magnésio foi baseada apenas na linha de Mg II em 4481Å, já que é a única linha visível no espectro observado dos objetos. As abundâncias encontradas para este elemento variam em torno do valor solar com extremos relativos de  $[\text{Mg}/\text{H}] = +0.25\text{dex}$  para LS3099 a  $-0.3\text{dex}$  para LSIV-12111. Assimetrias observadas nos perfis das linhas de Mg II nos espectros das estrelas LSS4634, LSE63 e LS3268 impediram a determinação de abundâncias para estes objetos.

### **Silício**

Linhas de absorção de Si II, Si III e Si IV podem ser identificadas nos espectros das estrelas da amostra. A maior parte dos objetos apresentam fortes linhas de Si II e Si III e, para os objetos mais quentes, linhas de Si IV em 4116 e 4654Å também estão presentes. As linhas de Si II não foram utilizadas na análise, devido ao fato de parte destas linhas estarem em emissão ou possuírem baixas intensidades em alguns casos. O uso do equilíbrio de ionização Si III/IV foi o principal método de determinação da temperatura efetiva para grande parte das estrelas, como comentado na Seção 5.2.1. Para esta tarefa, as linhas do tripleto de Si III em 4552, 4567 e 4574Å e a linha de Si IV em 4116Å foram as mais utilizadas. As abundâncias para este elemento listadas na Tabela 5.3 variam de 7.28 a 7.78, excluindo novamente o objeto LSE148.

### **Enxofre**

Assim como magnésio e silício, o enxofre é um elemento  $\alpha$ . Em nossos espectros, detectamos diversas linhas em absorção de S II e S III e o equilíbrio de ionização destes íons foi utilizado para determinação de  $T_{ef}$  para os objetos LSE3 and LS3268. Linhas de emissão permitidas e proibidas também estão presentes nos espectros de diversos objetos, especialmente para os de maior temperatura efetiva. Todas as Pós-AGB analisadas apresentam



abundâncias de enxofre sub-solares.

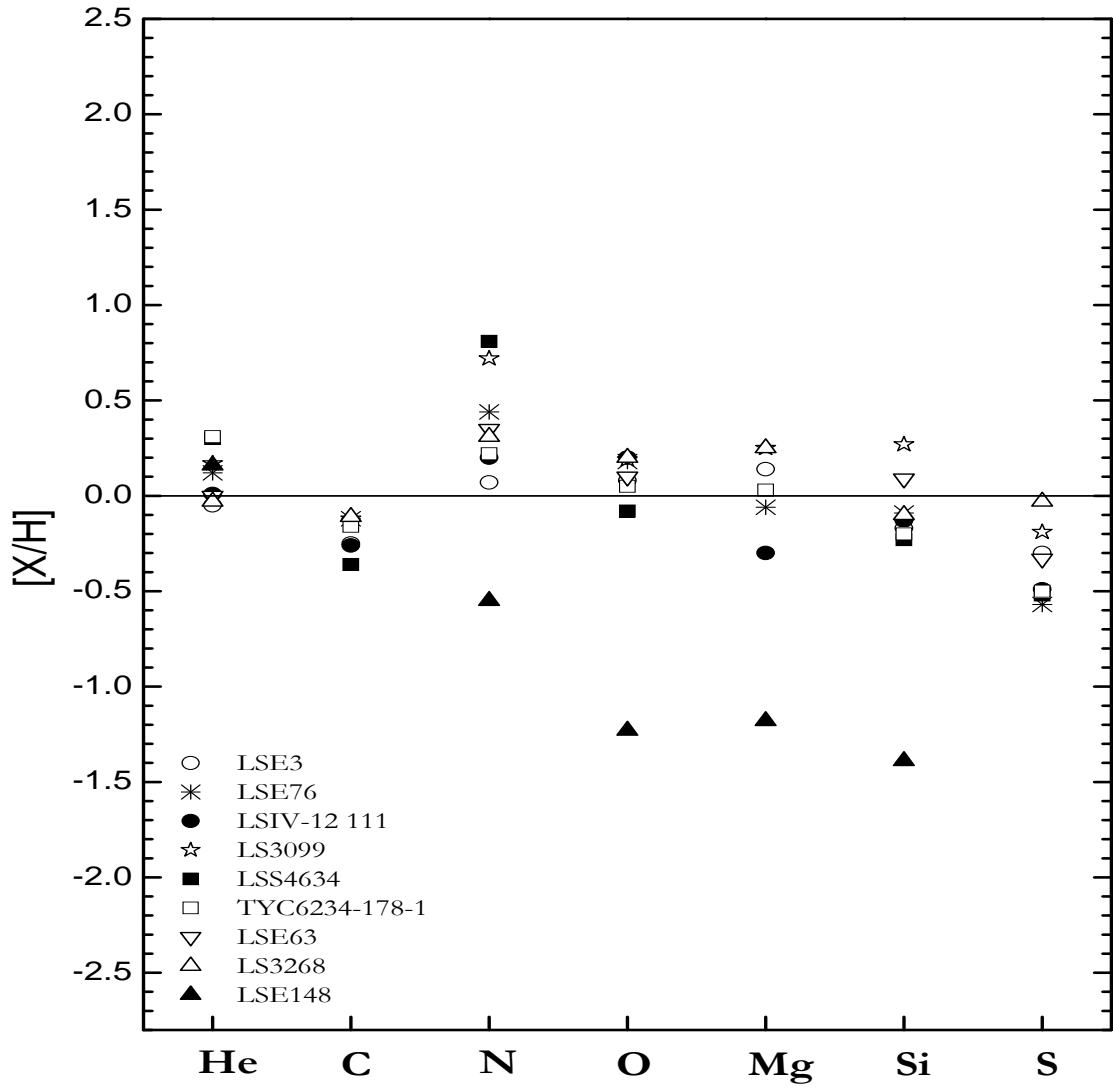


Figura 5.8: Abundâncias relativas para as estrelas da amostra. A linha cheia indica os valores solares segundo Asplund et al. (2006).

Tabela 5.3: Abundâncias absolutas para as Pós-AGB analisadas em escala logarítmica, onde  $\log\epsilon(\text{H}) = 12$ . As abundâncias solares são de Asplund et al. (2006). Os valores em parênteses denotam o número de linhas utilizadas na análise.

Nome	$\log\epsilon(\text{He})$	$\log\epsilon(\text{C})$	$\log\epsilon(\text{N})$	$\log\epsilon(\text{O})$	$\log\epsilon(\text{Mg})$	$\log\epsilon(\text{Si})$	$\log\epsilon(\text{S})$
LS3099	11.10±0.08(9)	8.27±0.12(9)	8.50±0.08(13)	8.85±0.14(14)	7.78	7.78±0.10(6)	6.93±0.09(5)
LS3268	10.90±0.04(7)	8.28±0.09(8)	8.09±0.08(14)	8.86±0.08(19)	-	7.41±0.12(4)	7.11±0.06(13)
LSE3	10.88±0.05(8)	8.14±0.19(6)	7.85±0.08(10)	8.74±0.07(9)	7.67	7.34±0.06(4)	6.84±0.16(10)
TYC6234-178-1	11.14±0.06(11)	8.23±0.08(8)	8.00±0.15(15)	8.71±0.10(18)	7.56	7.31±0.06(5)	6.64±0.07(3)
LSE76	11.05±0.06(6)	8.27±0.08(5)	8.22±0.08(13)	8.84±0.12(24)	7.47	7.42±0.14(5)	6.57±0.16(4)
LSS4634	11.13±0.04(5)	8.03±0.20(4)	8.59±0.10(14)	8.58±0.07(10)	-	7.28±0.12(5)	6.62±0.17(3)
LSE63	10.93±0.05(3)	-	8.13±0.14(8)	8.76±0.20(15)	-	7.60±0.22(6)	6.81±0.06(2)
LSE148	11.09±0.04(9)	-	7.23	7.43±0.12(8)	6.35	6.12±0.07(4)	-
LSIV-12 111	10.94±0.03(6)	8.13±0.06(4)	7.99±0.11(10)	8.86±0.17(32)	7.23	7.38±0.19(6)	6.65±0.12(2)
Sol	10.93	8.39	7.78	8.66	7.53	7.51	7.15

### Incertezas nas abundâncias

A Tabela 5.3 mostra as abundâncias médias encontradas com os respectivos desvios padrões. As incertezas nas abundâncias químicas foram computadas de acordo com as incertezas dos parâmetros atmosféricos (Seção 5.2.3), do  $v_{\text{seni}}$  e do desvio do ajuste do continuum estelar ( $\delta_{\text{continuum}} = 0.01$  para todas as estrelas). As incertezas foram computadas somente para as estrelas LSE3, LSE63 e LSE148, já que estes objetos cobrem todo o intervalo de temperaturas efetivas e portanto, são representativos da amostra. Para a estimativa da incerteza nas abundâncias, variamos os valores dos parâmetros citados sempre em valores positivos de suas incertezas, um parâmetro de cada vez, mantendo o restante dos parâmetros fixos. A seguir, re-determinamos a abundância correspondente à variação de tal parâmetro. As variações nas abundâncias químicas para os diferentes parâmetros estão listados na Tabela 5.4. Na última coluna da tabela, listamos as incertezas totais obtidas como a soma das incertezas individuais em quadratura.

## 5.4 Discussão

### 5.4.1 Massas e metalicidades

Nossa determinação de abundâncias combinada com outros resultados anteriormente publicados da literatura (cores IRAS semelhantes à nebulosas planetárias, eventos de perda de massa ocorrendo para alguns objetos, presença de envoltório circunstelar evidenciado por linhas de emissão) indicam que as estrelas estudadas nesta tese estão de fato na fase Pós-AGB, exceto possivelmente para a estrela LSE148. Utilizando o diagrama  $\log T_{\text{ef}} - \log g$ , estimamos as massas para os objetos da amostra com base nas trajetórias evolutivas de Schoenberner (1983) para objetos Pós-AGB com massas centrais (*core mass*) de 0.546 e 0.565  $M_{\odot}$  e trajetórias evolutivas de Bloeker (1995) com massas centrais de 0.605, 0.625, 0.696, 0.836 e 0.940  $M_{\odot}$ . A localização dos objetos no diagrama pode ser vista na Figura 5.9. Estimamos massa central  $M_c$  em  $\sim 0.63 M_{\odot}$  para a Pós-AGB LSE3,  $M_c \sim 0.70 M_{\odot}$  para LS3268, LSE63 e LS3099. Para os objetos LSIV-12 111, LSE76, LSS4634 e TYC6234-178-1, estimamos  $M_c \sim 0.84 M_{\odot}$ . Para a Pós-AGB mais quente, LSE148, estimamos a massa central  $M_c \sim 0.55 M_{\odot}$ . Com base nessa estimativa, LSIV-12 111, LSE76, LSS4634,

Tabela 5.4: Incertezas das abundâncias para Pós-AGB quentes.

Nome	espécie	$\delta(T_{ef})$	$\delta(\log g)$	$\delta(\xi)$	$\delta(v_{seni})$	$\delta(\text{total})$
LSE3	He I	-0.07	-0.02	-0.05	+0.05	0.10
	C II	-0.08	-0.02	-0.03	+0.05	0.10
	N II	-0.10	+0.03	-0.04	+0.06	0.12
	O II	-0.18	+0.02	-0.06	+0.05	0.19
	Mg II	+0.17	-0.03	-0.04	+0.05	0.18
	Si III	-0.14	+0.02	-0.05	+0.06	0.16
	S III	+0.09	-0.01	-0.02	+0.05	0.11
LSE63	He I	+0.04	-0.05	-0.02	+0.02	0.07
	N II	+0.11	-0.06	-0.02	+0.03	0.13
	O II	+0.05	-0.03	-0.03	+0.05	0.09
	Si III	-0.06	-0.03	-0.05	+0.07	0.10
	S III	+0.01	-0.02	-0.01	+0.04	0.05
LSE148	He I	+0.05	+0.02	-0.01	+0.02	0.06
	N III	-0.07	+0.06	-0.03	+0.04	0.11
	O II	+0.08	-0.06	-0.03	+0.03	0.11
	Mg II	+0.05	+0.03	-0.05	+0.03	0.08
	Si III	+0.10	-0.05	-0.03	+0.04	0.12

TYC6234-178-1, LS3099, LSE63 e LS3268 podem ser consideradas estrelas Pós-AGB massivas, indicando uma rápida evolução para a região das Nebulosas Planetárias. Recapitulamos que, de acordo com Schoenberner (1979), as Pós-AGB mais massivas podem passar pela transição AGB-PN em  $10^2 - 10^3$  anos, uma escala temporal bastante curta se comparada as etapas evolutivas anteriores. Algumas estrelas Pós-AGB quentes, de fato, têm sido monitoradas nas últimas décadas e têm indicado consideráveis alterações fotométricas e espectroscópicas, como os objetos V1853 Cyg e HD341617 (Arkhipova et al., 2002; Ryans et al., 2003). Por outro lado, LSE3 é provavelmente um objeto menos massivo, evoluindo para a fase de Nebulosa Planetária mais lentamente. O objeto LSE148 pode ser situado como uma estrela de baixa massa com um longo tempo evolutivo até as Nebulosas Planetárias. Usando a relação massa inicial/final  $M_i/M_f$  (Weidemann, 1987,

2000)), estimamos a massa de Idade Zero da Sequência Principal  $M_{ZAMS}$  para as estrelas estudadas. Desse modo, os objetos mais massivos da amostra (7 deles) têm  $M_{ZAMS}$  estimadas em  $M_i \geq 4 M_{\odot}$ , enquanto os menos massivos (LSE3 and LSE148) possuem  $M_i \leq 3.0 M_{\odot}$ . É importante alertarmos que todavia, as estimativas de massas são influenciadas por diversos fatores, incluindo os modelos adotados para a geração das trajetórias evolutivas e as incertezas nos parâmetros atmosféricos, especialmente a gravidade superficial. Considerando a incerteza de 0.05 dex em  $\log g$ , teremos uma incerteza de  $\sim 0.20 M_{\odot}$  na estimativa da massa central, a qual implica em uma incerteza de  $2.0 M_{\odot}$  na estimativa de  $M_{ZAMS}$  para os objetos. Estimativas para as massas centrais ( $M_c$ ) e  $M_{ZAMS}$  são listadas na Tabela 5.5.

Linhas de absorção do ferro (Fe III) são bastante fracas nos espectros de estrelas OB, dificultando a estimativa da metalicidade estelar via abundância de ferro. No caso das estrelas Pós-AGB quentes estudadas nesta tese, este problema é maximizado pela presença de emissão nas linhas do ferro presentes no espectro observado. Devido a este fato, utilizamos as abundâncias de carbono, oxigênio e nitrogênio (CNO) como indicadores da metalicidade estelar. Os resultados da estimativa  $Z(\text{CNO})$  estão contidos na Tabela 5.5 e indicam metalicidade aproximadamente solar para os objetos com exceção de LSE148.

## 5.4.2 Características individuais dos objetos

### LSE3 (IRAS17074-1845)

Este objeto foi originalmente descrito por Henize (1976) como uma estrela OB apresentando linhas de emissão no espectro. No catálogo de The et al. (1994), esta estrela aparece como um objeto Be associado a uma nebulosa. Garcia-Lario et al. (1997) obtiveram observações em infravermelho próximo e classificaram esta estrela como um objeto Pós-AGB. Em estudo de uma amostra de estrelas Pós-AGB quentes, Parthasarathy et al. (2000) classificaram LSE3 como uma Pós-AGB quente de tipo espectral B3IIIe, com base em seu espectro de baixa resolução apresentando emissão nas linhas de Balmer, sua alta latitude galáctica e suas cores IRAS semelhantes às Nebulosas Planetárias. Tomando como

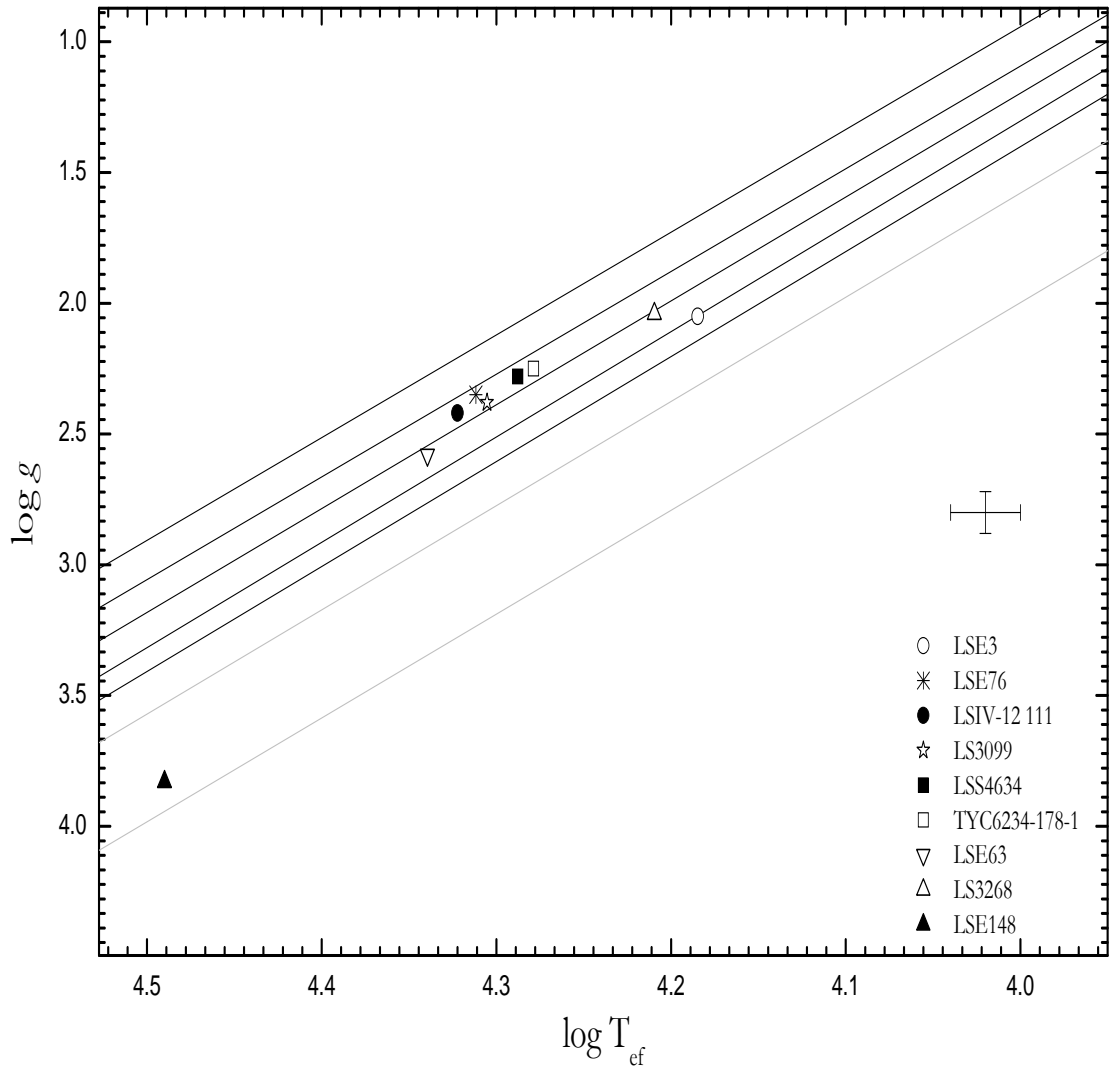


Figura 5.9: Estrelas Pós-AGB quentes no diagrama  $\log T_{ef} \times \log g$ . As linhas sólidas fortes indicam as trajetórias evolutivas de Bloeker (1995) para massas centrais de 0.605, 0.625, 0.696, 0.836 e 0.940  $M_{\odot}$  e as linhas sólidas fracas, as trajetórias evolutivas de Schoenberner (1983) para massas centrais de 0.546 e 0.565  $M_{\odot}$ . As barras de erro no canto direito indicam as incertezas em  $T_{ef}$  e log  $g$ .

base espectros de baixa resolução no ultravioleta (IUE), Gauba & Parthasarathy (2003) estimaram a temperatura efetiva e a gravidade superficial do objeto como sendo respec-

Tabela 5.5: Massas centrais, massas ZAMS e as metalicidades estimadas para os objetos da amostra.

Nome	$M_c(M_\odot)$	$M_{ZAMS}(M_\odot)$	$Z(\text{CNO})$
LS3099	0.70	4.0	0.018
LS3268	0.70	4.0	0.016
LSE3	0.63	3.0	0.012
TYC6234-178-1	0.84	5.0	0.012
LSE76	0.84	5.0	0.016
LSS4634	0.84	5.0	0.013
LSE63	0.70	4.0	0.011
LSE148	0.55	1.0	0.001
LSIV-12 111	0.84	5.0	0.015

tivamente 17000K and 3.4 dex. Apesar das características pós-AGB, Umana et al. (2004) não detectaram sinais de rádio-emissão nebular típicas de Nebulosas Planetárias, indicando que a fotoionização do envoltório ainda não começou a ocorrer. Suárez et al. (2006) classificaram esta estrela simplesmente como um objeto de transição, com base em espectro óptico de baixa-resolução.

Nosso espectro coletado de LSE3 mostra perfis P-Cyg nas linhas de Balmer em  $H\alpha$ ,  $H\beta$  e  $H\gamma$  com um considerável alargamento na componente de absorção. Algumas linhas de He I também mostram indícios de contaminação por vento estelar. Adicionalmente, diversas linhas proibidas de Fe II podem ser encontradas em toda extensão espectral. Os parâmetros atmosféricos obtidos para este objeto em nossa análise ( $T_{ef} = 15300\text{K}$ ,  $\log g = 2.05$ ) são consistentes com a temperatura efetiva estimada por Gauba & Parthasarathy (2003) com base em espectros no UV de baixa resolução. Todavia, nosso valor de gravidade superficial é 1.4 dex menor que o valor obtido pelos últimos autores. Entretanto, Gauba & Parthasarathy (2003) comentam que a incerteza na determinação de seu valor de  $\log g$ , é de cerca de  $\pm 1.0$  dex, já que sua estimativa para este parâmetro foi baseada apenas no tipo espectral do objeto.

**LS3268 (IRAS14331-6435)**

Henize (1976) detectou emissão em  $H\alpha$  para este objeto. Kozok (1985), estudando a distribuição de estrelas Be na região do centro galáctico, encontrou uma distância ao Sol de 1.9Kpc e  $M_V = -3.08$  para este objeto. Parthasarathy et al. (2000), detectando uma emissão em  $H\beta$  em espectros de baixa resolução, classificou esta estrela como uma Pós-AGB quente de tipo espectral B3Ie. O estágio de Pós-AGB foi depois confirmado por Suárez et al. (2006), utilizando também espectros de baixa resolução. Nenhum estudo de abundância química havia sido feito para este objeto até o presente momento.

O espectro observado de LS3268 é muito similar ao do objeto LSE3 em nossa amostra. As linhas de Balmer  $H\beta$  e  $H\gamma$  estão em P-Cyg e a linha de  $H\alpha$  mostra uma intensa componente em emissão no perfil P-Cyg. Gauba & Parthasarathy (2003) estimaram os parâmetros atmosféricos para esta estrela baseados no tipo espectral, tendo encontrado  $T_{ef} = 16200K$  e  $\log g = 2.6dex$ . Em nossa análise, obtemos  $T_{ef} = 16200K$  (em perfeito acordo) e  $\log g = 0.56 dex$  menor que o valor encontrado por Gauba & Parthasarathy (2003). Com relação à análise química, não obtivemos a abundância de magnésio devido a forte assimetria detectada na linha de  $Mg II$  em  $4481\text{\AA}$ .

**TYC6234-178-1 (IRAS17203-1534)**

Esta estrela foi classificada por Parthasarathy et al. (2000) como um objeto Pós-AGB quente com tipo espectral B1IIIe com base em sua alta latitude galáctica, cores IRAS semelhantes às PN. Eles estimaram a temperatura efetiva e gravidade superficial para este objeto modelando o espectro IUE de baixa resolução utilizando modelos atmosféricos em ETL (Kurucz, 1994) com metalicidade solar e considerando a extinção circunstelar desprezível para este objeto. Com esta metodologia, obtiveram  $T_{ef} = 19000K$  e  $\log g = 2.5 dex$ . Em seu trabalho, Suárez et al. (2006) classificaram esta estrela como uma Pós-AGB. Com base em observações em rádio, Umana et al. (2004) detectaram emissão relacionadas a uma tênue nebulosa envolvendo o objeto.

Em nosso espectro, detectamos emissão nas linhas de Balmer  $H\alpha$ ,  $H\beta$  e  $H\gamma$ . Ao contrário da maioria dos objetos, perfis P-Cyg não foram detectados. Os parâmetros at-



mosféricos encontrados foram  $T_{ef} = 19000\text{K}$ ,  $\log g = 2.25$  dex e  $\xi = 14.0$   $\text{kms}^{-1}$ . Este objeto possui a maior abundância relativa de hélio medida (+0.21 dex) em nossa amostra e mostra também um enriquecimento de 0.22 dex em nitrogênio relativo ao Sol (Asplund et al., 2006). Este padrão de abundâncias pode indicar a ocorrência da segunda dragagem ou HBB, aumentando a abundância destes elementos na fotosfera estelar. Estes resultados serão discutidos na Seção 5.4.3. As abundâncias de silício e enxofre são similares as abundâncias médias destes elementos para os objetos restantes da amostra como visto na Figura 5.8.

### **LSS4634 (IRAS18023-3409)**

Vijapurkar & Drilling (1993) classificaram LSS4634 como uma estrela B9Ia+e2+. Parthasarathy et al. (2000) classificaram-na como uma estrela Pós-AGB quente de tipo spectral B2IIIe, com base em estudo do espectro de baixa resolução. Gauba & Parthasarathy (2003) notaram uma considerável extinção circunstelar modelando o espectro no UV (IUE) e estimaram a temperatura efetiva e a gravidade superficial como sendo  $T_{ef} = 20300\text{K}$  e  $\log g = 3.0$  dex, com base no tipo spectral do objeto.

A inspeção visual de nosso espectro observado revela a presença de inúmeras e intensas linhas proibidas em emissão do Fe II, fracas linhas nebulares de baixa excitação do [N II] e perfis P-Cyg nas linhas de Balmer H $\beta$  e H $\gamma$ . Nossa análise de LSS4634 indica um forte enriquecimento em nitrogênio (intensas linhas de N II podem ser vistas na Figura 5.1) associado a um leve enriquecimento de hélio, possivelmente resultado de eventos de segunda dragagem ou HBB ocorrentes na fase AGB.

### **LS3099 (IRAS13266-5551)**

Parthasarathy et al. (2000) classificaram LS3099 como uma Pós-AGB quente com tipo spectral B1Ibe. Suárez et al. (2006) confirmaram a classificação deste objeto como Pós-AGB em sua análise de espectros de baixa resolução. Sarkar et al. (2005) determinaram abundâncias químicas para este objeto baseado em espectros de alta resolução ( $R \sim 30,000$ ).

Notamos interessantes diferenças ao comparar nosso espectro de LS3099 com o espec-

tro coletado por Sarkar et al. (2005) em Junho de 2002 e publicado na versão “online” do seu artigo. Entre estas diferenças notamos a variação na intensidade dos perfis P-Cyg nas linhas de Balmer e nas linhas de hélio, que podem indicar rápidas mudanças nas camadas fotosféricas do objeto ou importantes processos físicos ocorrendo no envoltório estelar em curta escala temporal.

Sarkar et al. (2005) com base em tratamento ETL utilizando os programas ATLAS, WIDTH9 e SYNSPEC, determinaram os parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas para este objeto por síntese espectral, ajustando as linhas de C II, N II, O II e Fe III. A cobertura espectral dos dados dos referidos autores não lhes permitiu o uso do equilíbrio de ionização de nenhuma espécie química para a determinação da temperatura efetiva. Assim, os parâmetros atmosféricos obtidos por estes autores foram baseados nos ajustes simultâneos dos perfis espectrais já mencionados. Para o melhor ajuste, eles obtiveram:  $T_{ef} = 23000\text{K}$ ,  $\log g = 3.0$  and  $\xi = 10\text{kms}^{-1}$ , sendo que a gravidade superficial estava limitada a  $\log g > 3.0\text{dex}$ , devido a questões de convergência dos modelos atmosféricos utilizados. Com esta metodologia, eles obtiveram as abundâncias absolutas de 11.26 para o hélio, 8.67 para o carbono, 8.23 para o nitrogênio, 8.78 para o oxigênio e 7.96 para o enxofre.

Em contraste com os resultados de Sarkar et al. (2005), nós obtivemos para os parâmetros atmosféricos,  $T_{ef} = 20200\text{K}$ ,  $\log g = 2.38$  e  $\xi = 16.0\text{kms}^{-1}$ . A título de nota, nossa cobertura espectral é mais extensa que a dos referidos autores. Além disso, nossos resultados não estão de acordo com o enriquecimento em carbono apontado por Sarkar et al. (2005), indicando todavia uma abundância sub-solar ( $[\text{C}/\text{H}] = -0.12\text{dex}$ ) e um forte excesso de nitrogênio ( $[\text{N}/\text{H}] = +0.72\text{dex}$ ) para LS3099.

#### **LSE76 (IRAS17311-4924)**

Este objeto foi identificado originalmente como uma estrela OB com linhas de emissão por Henize (1976). Kozok (1985) classificou-a como uma estrela Be e encontrou uma distância fotométrica ao Sol de 2.6 kpc. Vários estudos focalizando o envoltório circumstelar deste objeto têm sido publicados, entre os quais, vale a pena citar o trabalho de van der Veen et al. (1989), que modelando seu envoltório e utilizando observações em infra-

vermelho, obtiveram uma distância fotométrica ao Sol de 2.5Kpc, a temperatura da poeira do envoltório de 124K e a temperatura do objeto central de 14000K. LSE76 foi classificada como uma Pós-AGB por Parthasarathy & Pottasch (1989) com base em seu excesso no infra-vermelho (cores IRAS). Suárez et al. (2006) classificou a estrela como um objeto de transição com base em seu espectro óptico de baixa resolução. Em trabalho já citado, Parthasarathy et al. (2000) classificaram LSE76 como uma Pós-AGB de tipo espectral B1Ile. Com base nesta classificação, Gauba & Parthasarathy (2003) estimaram a temperatura efetiva e a gravidade superficial do objeto como 20300K e 3.0dex respectivamente. Sarkar et al. (2005) estudaram a referida estrela usando espectros de alta resolução assim como o objeto LS3099. A pequena cobertura espectral e o pequeno número detectado de linhas de absorção não permitiram aos autores realizar a análise de abundâncias.

Como no caso de LS3099, a comparação entre nosso espectro observado de LSE76 e o espectro coletado por Sarkar et al. (2005) revela importantes mudanças. Notamos considerável aumento na intensidade da linha em emissão de H $\alpha$  e variações nas intensidades dos perfis P-Cyg nas linhas de He I. Algumas linhas em emissão de Fe III e V I devido ao envoltório circunstelar, também mostram sinais de variação no perfil.

Em nossa análise obtivemos  $T_{ef} = 20500\text{K}$ ,  $\log g = 2.35$  e  $\xi = 16.0 \text{ kms}^{-1}$  para LSE76. O valor de temperatura efetiva concorda satisfatoriamente com o valor encontrado por Sarkar et al. (2005). Todavia, nosso valor da gravidade superficial é bem diferente. As velocidades radiais também mostram diferenças: obtivemos uma velocidade radial média de  $42.30 \text{ kms}^{-1}$  com base em medidas de linhas de absorção bem definidas, enquanto Sarkar et al. (2005), obtiveram um valor de  $27.55 \text{ kms}^{-1}$ . Apesar desta diferença nas medidas de  $V_r$ , nenhum sinal claro de binaridade foi encontrado em nosso espectro.

#### **LSIV-12 111 (IRAS19590-1249)**

Este objeto é uma das estrelas Pós-AGB quentes mais conhecidas e estudadas. Foi originalmente classificada como uma estrela jovem por Wackerling (1970) com presença de linhas de emissão no espectro óptico. Kilkenny & Pauls (1990) confirmaram os estudos feitos pelo último autor citado e estimaram um tipo espectral B0 para LSIV-12 111, com base em espectros de baixa resolução. Entretanto, McCausland et al. (1992) em análise

química em ETL baseada em espectros de alta resolução, obtiveram composição química anômala para esta estrela, concluindo se tratar possivelmente de um objeto Pós-AGB. Conlon et al. (1993b), com base em observações em diversas faixas espectrais, confirmaram o objeto como uma estrela Pós-AGB ou uma jovem nebulosa planetária associada a uma massa central  $M_c$  de  $0.67 M_\odot$ . Ryans et al. (2003) determinaram a composição química para este objeto em formalismo não-ETL e confirmaram os resultados de Conlon et al. (1993b). Umana et al. (2004) detectaram emissão rádio associada à nebulosa em torno do objeto central na frequência de 8.4GHz com um fluxo de 2.76mJy em 3.6cm e sugeriram que LSIV-12 111 é um objeto de transição chegando a fase de PN. Outros trabalhos também classificaram esta estrela como uma Pós-AGB quente como Parthasarathy et al. (2000) e Suárez et al. (2006).

Alguns estudos todavia, sugerem que LSIV-12 111 trata-se possivelmente de uma Pós-AGB binária. Variações fotométricas têm sido relatadas por Arkhipova et al. (2002) e, Ryans et al. (2003), obtiveram uma variação de  $14 \text{ km s}^{-1}$  em suas medidas de velocidade radial em três noites consecutivas em suas observações de 1994. De Marco et al. (2004) encontraram uma variação de  $39 \text{ km s}^{-1}$  em suas medidas de  $V_r$  entre Agosto de 2002 e Setembro de 2003 e concluíram que o referido objeto é mesmo uma binária. A velocidade radial determinada em nossas medidas para LSIV-12 111 ( $V_r = 86.9 \text{ km s}^{-1}$ , Tabela 5.1), é levemente diferente dos valores anteriormente encontrados pela literatura. De qualquer forma, em nosso espectro observado, não encontramos indícios espectrais de binaridade e efetuamos a análise química do objeto normalmente como um objeto isolado.

Os parâmetros atmosféricos determinados para este objeto foram  $T_{ef} = 21000\text{K}$ ,  $\log g = 2.42$  e  $\xi = 20.0 \text{ km s}^{-1}$ , sendo consistentes com os resultados da análise em não-ETL de Ryans et al. (2003). As nossas abundâncias obtidas para este objeto são semelhantes às obtidas para as estrelas restantes da amostra, como mostra a Figura 5.8. Na Figura 5.10 comparamos nossas abundâncias com os valores obtidos por McCausland et al. (1992) e Ryans et al. (2003). As diferenças nas abundâncias de carbono podem ser devidas ao tratamento diferenciado das linhas de absorção, dos modelos atômicos adotados ou das listas de linhas utilizadas para a determinação das abundâncias. Estes resultados serão melhor discutidos na Seção 5.4.3.

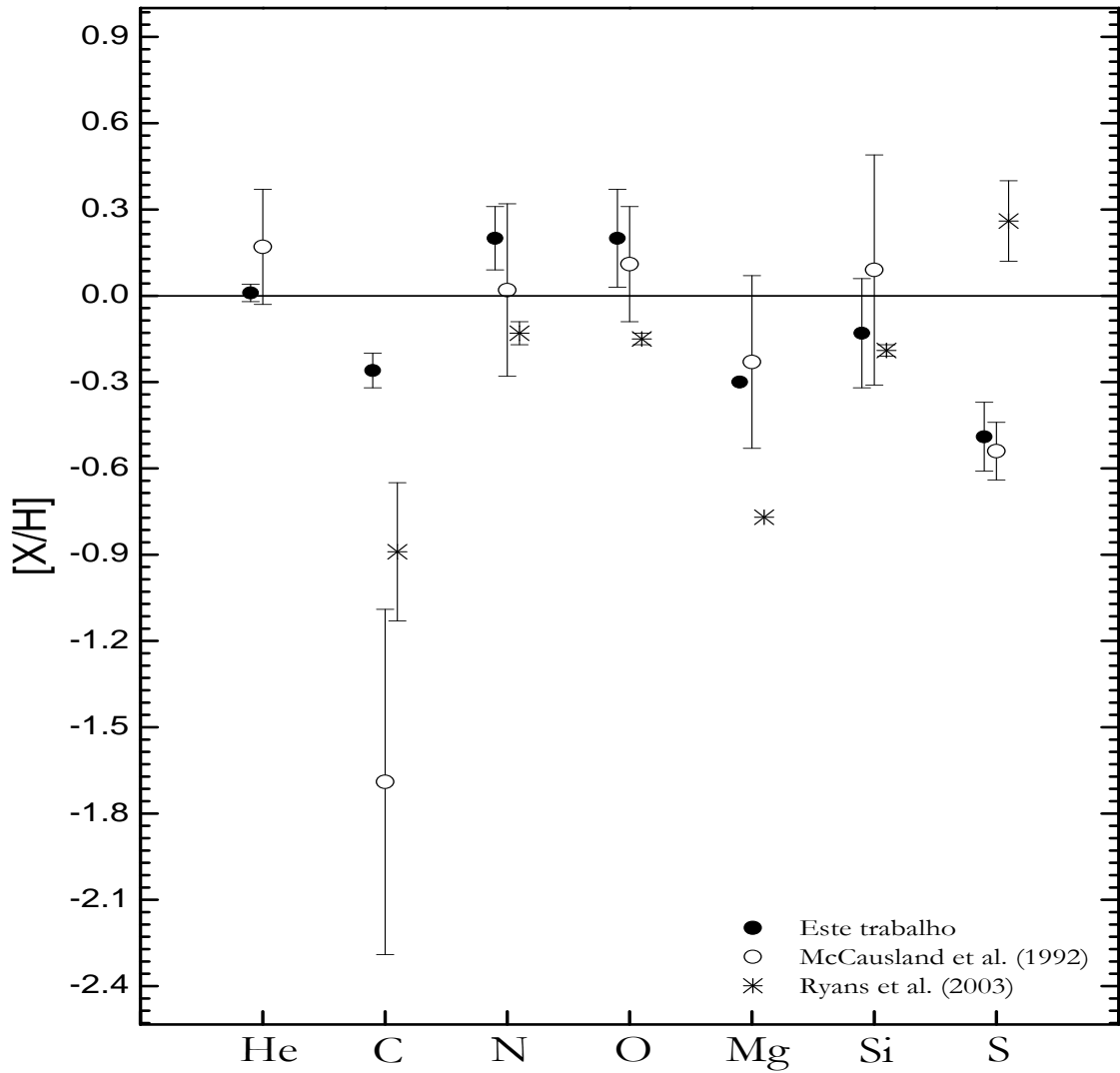


Figura 5.10: Abundâncias químicas relativas encontradas neste trabalho para a Pós-AGB quente LSIV-12 111 (IRAS19590-1249) comparadas com resultados de McCausland et al. (1992) e Ryans et al. (2003). A linha cheia denota os valores da abundância solar segundo Asplund et al. (2006). A barra de erro relativa à nossa análise e à de Ryans et al. (2003), representam o desvio padrão das medidas de abundância, enquanto que no trabalho de McCausland et al. (1992), as barras indicam a real incerteza nas composições químicas.

**LSE63 (IRAS18371-3159)**

Este objeto foi listado como uma estrela OB+ no *survey Case-Hamburg OB-star* por Drilling & Bergeron (1995). Parthasarathy et al. (2000) detectaram as linhas de Balmer H $\beta$  e H $\gamma$  em emissão e classificaram LSE63 como uma Pós-AGB quente com base em suas cores no infra-vermelho similares a PN, alta latitude Galáctica e tipo espectral B1Iabe. Umana et al. (2004) detectaram emissão na faixa rádio com 0.62mJy em 3.6cm na frequência de 8.4GHz confirmando o estágio evolutivo Pós-AGB com uma nebulosa de baixa excitação. Gauba & Parthasarathy (2003) estimaram uma pequena extinção circunstelar e, considerando o tipo espectral citado, estimaram a temperatura efetiva e a gravidade superficial do objeto como sendo respectivamente, 20800K e 2.9 dex.

O espectro observado deste objeto é muito similar ao espectro de LSIV-12 111, sendo a velocidade rotacional projetada de LSE63 apenas ligeiramente maior, como mostra a Figura 5.1. O apêndice A, no final da tese, mostra o atlas espectral em alta resolução deste objeto, com cobertura de 3700-7500Å. Diversas linhas de He I apresentam perfis P-Cyg e outras assinaturas do vento estelar estão presentes nas linhas de hidrogênio, ferro e carbono. Linhas nebulares de baixa excitação devido ao [N II] e [S II] estão presentes, corroborando a detecção de uma tênue nebulosa por Umana et al. (2004).

Em nossa análise química, os parâmetros determinados para este objeto são  $T_{ef} = 21600\text{K}$ ,  $\log g = 2.58$  e  $\xi = 20.0\text{kms}^{-1}$ . A análise de abundâncias revela valores solares para o hélio e um pequeno enriquecimento em nitrogênio. A análise do carbono não foi possível para este objeto, uma vez que as linhas comumente utilizadas estavam em emissão ou afetadas por perfis vizinhos. Os multipletos de C II em 5132-5151Å e 6779-6803Å não são visíveis em nosso espectro, sugerindo uma baixa abundância para o carbono.

### **LSE148 (HD177566)**

Este objeto foi originalmente classificado como uma estrela B1III por Hill (1970) com base em observações fotoelétricas durante os anos 1963 — 1964. Utilizando índices fotométricos livres de avermelhamento [ $c_1$ ], Keenan & Dufton (1983) encontraram a temperatura efetiva e a gravidade como sendo respectivamente 31000K e 3.5 dex. Em trabalho mais recente, Kendall et al. (1994) determinaram os parâmetros atmosféricos e as

abundâncias químicas em ETL para o objeto utilizando espectros ópticos de alta resolução e espectros no UV(IUE).

LSE148 é um objeto intrigante e uma rápida observação da Figura 5.1 mostra a escassez de linhas metálicas em seu espectro. Além disso, há relativamente poucas linhas de absorção no espectro estelar, sendo as mais intensas devidas ao hélio e ao hidrogênio. Ao contrário das outras estrelas da amostra, nenhuma linha de emissão foi identificada para LSE148. Kendall et al. (1994) também comentam a falta de perfis em emissão em seus espectros coletados em Setembro de 1993. Entretanto, estes autores discutem uma possível evidência de emissão na linha de  $H\beta$  devido a inconsistências nas medidas de gravidade superficial por diferentes métodos. Em nosso espectro, detectamos apenas um perfil diferente do gaussiano para os centros das linhas de  $H\alpha$  e  $H\beta$ , o que pode ser indicativo de fraca emissão. Ainda a nível qualitativo e comparativo, Kendall et al. (1994) detectaram as linhas de  $N II$  em  $3995\text{\AA}$  e  $C III$  em  $4647\text{\AA}$  em sua análise espectral, ao passo que em nosso espectro, tais perfis não foram observados. Por outro lado, detectamos algumas linhas de  $N III$  não mencionadas pelos referidos autores, como as linhas de  $N III$  em  $4640\text{\AA}$  e  $N III$  em  $4642\text{\AA}$ . Medimos as larguras equivalentes de diversas linhas em comum com o trabalho de Kendall et al. (1994) e encontramos larguras equivalentes em média  $10m\text{\AA}$  maiores.

No trabalho de Kendall et al. (1994), a temperatura efetiva ( $T_{ef} = 30000K$ ) foi obtida pelo equilíbrio de ionização  $He I/II$  e a gravidade superficial ( $\log g = 3.8$ ) foi estimada por ajustes das asas da linha de  $H\delta$ , adotando-se um valor de  $5kms^{-1}$  para a microturbulência. Nós obtivemos os valores de  $T_{ef} = 30900K$ ,  $\log g = 3.83$  e  $\xi = 3.0 kms^{-1}$  para este objeto, em bom acordo com os resultados de Kendall et al. (1994). Nossos resultados para as abundâncias químicas também estão consistentes exceto para o nitrogênio, cujo valor obtido ( $\log\epsilon(N) = 7.23$ ) é  $+0.33$  dex acima do valor obtido por Kendall et al. (1994). As baixas abundâncias encontradas confirmam a condição de LSE148 como uma estrela pobre em metal.

Em sua análise, Kendall et al. (1994) estimaram uma massa central de  $0.55 M_{\odot}$  para LSE148, com base nas trajetórias evolutivas de Schoenberner (1987) para objetos Pós-AGB. Combinando esta estimativa ao fato de que nebulosidade foi diretamente detectada em torno da estrela, os autores discutem a possibilidade deste objeto estar evoluindo lenta-

mente para a região das anãs brancas no diagrama HR, não passando pela fase de PN. Discutiremos o estágio evolutivo deste objeto na próxima seção.

### 5.4.3 Padrão de abundâncias

Como descrito no Capítulo 4, análises recentes de abundâncias químicas publicadas sobre estrelas Pós-AGB revelam um cenário complexo. Em seu artigo de revisão, van Winckel (2003) aponta as características químicas de diversas Pós-AGB, especialmente das Pós-AGB clássicas com tipos espectrais F, G e K. Ainda de acordo com este autor, as análises de Pós-AGB quentes têm apresentado baixas abundâncias metálicas, principalmente para o carbono. O hélio tem sido detectado como aproximadamente solar, e em certos casos, enriquecimento em nitrogênio. Com base em nossa análise, o padrão de abundâncias indica que mudanças nas abundâncias superficiais ocorreram para diversos objetos na fase AGB.

#### O Diagrama $\log C/N \times \log O/N$

As estimativas de massas previamente apresentadas na Seção 5.4.1 têm importância crucial na discussão dos cenários evolutivos e do padrão de abundâncias obtida para as estrelas da amostra. A razão C/O é comumente utilizada para separar objetos ricos ou pobres em carbono e o processo de terceira dragagem é o responsável pelo enriquecimento de carbono (Iben & Renzini, 1983). Na Figura 5.11, os objetos da nossa amostra estão localizados no diagrama  $\log(C/N) \times \log(O/N)$ . Na mesma figura, também inserimos, a título de comparação, as razões de abundâncias de outras classes estelares como estrelas Carbonadas (Lambert et al., 1986), estrelas Pós-AGB com tipo espectral F - K (Luck et al., 1990; Van Winckel, 1997), e as amostras de Nebulosas Planetárias de Kingsburgh & Barlow (1994) e Peimbert & Torres-Peimbert (1983). As estrelas de nossa amostra apresentam razão C/O < 1, sendo portanto sub-abundantes em carbono, mostrando o mesmo comportamento de várias nebulosas planetárias.



### Oxigênio e os elementos $\alpha$

Baixas e elevadas abundâncias de oxigênio têm sido descritas na literatura para estrelas Pós-AGB quentes (McCausland et al., 1992). A Figura 5.11 mostra a situação em que o oxigênio é predominante sobre o carbono nas atmosferas estelares para nossos objetos. Resultados similares para os objetos LSE3 e TYC6234-178-1 foram publicados por Cerrigone et al. (2009) com base na detecção no infravermelho de perfis em  $10\mu\text{m}$  típicos de silicatos em ambientes circunstelares ricos em O. No caso de LSE63 e LSIV-12111, os mesmos autores detectaram um comportamento de dupla-química carbono-oxigênio para os envoltórios destes objetos, observando tanto perfis típicos de ambientes carbonados como os PAHs (Polycyclic Aromatic Hydrocarbons) como os já mencionados silicatos, devido a química rica em oxigênio.

As análises para os demais elementos  $\alpha$  revelam cenários diferentes. Baixas abundâncias para magnésio e silício têm sido registradas pela literatura. Os resultados publicados para o enxofre indicam casos de sub-abundância ou enriquecimento (van Winckel, 2003). Nossos resultados mostram abundâncias aproximadamente solares para Mg e Si, com considerável dispersão. Por outro lado, para o enxofre, obtivemos uma média sub-solar de  $\log\epsilon(\text{S}) = 6.77$ , com valores extremos de 6.57 e 7.11 dex.

### Carbono e Nitrogênio

Trabalhos anteriores sugerem notáveis sub-abundâncias de carbono em estrelas Pós-AGB quentes. Como casos extremos desse comportamento, Moehler & Heber (1998) encontraram  $[\text{C}/\text{H}] = -2.23$  dex para a estrela PG1323-086 e Conlon et al. (1991) encontraram  $[\text{C}/\text{H}] = -2.3$  dex para PHL174. Todavia, como mencionado na Seção 5.2.1, estes resultados são baseados em análise ETL das linhas de C II em  $6578\text{\AA}$ ,  $6582\text{\AA}$  e especialmente em  $4267\text{\AA}$ , as quais sofrem efeitos não-ETL significantes (McErlean et al., 1999; Nieva & Przybilla, 2008) na faixa de temperatura típica das estrelas Pós-AGB quentes.

Na Figura 5.12 comparamos a distribuição das abundâncias de carbono obtidas em nosso trabalho com outros resultados da literatura para diversas estrelas Pós-AGB F — K (Stasińska et al., 2006) e Pós-AGB quentes (veja as referências na Figura 5.12), com

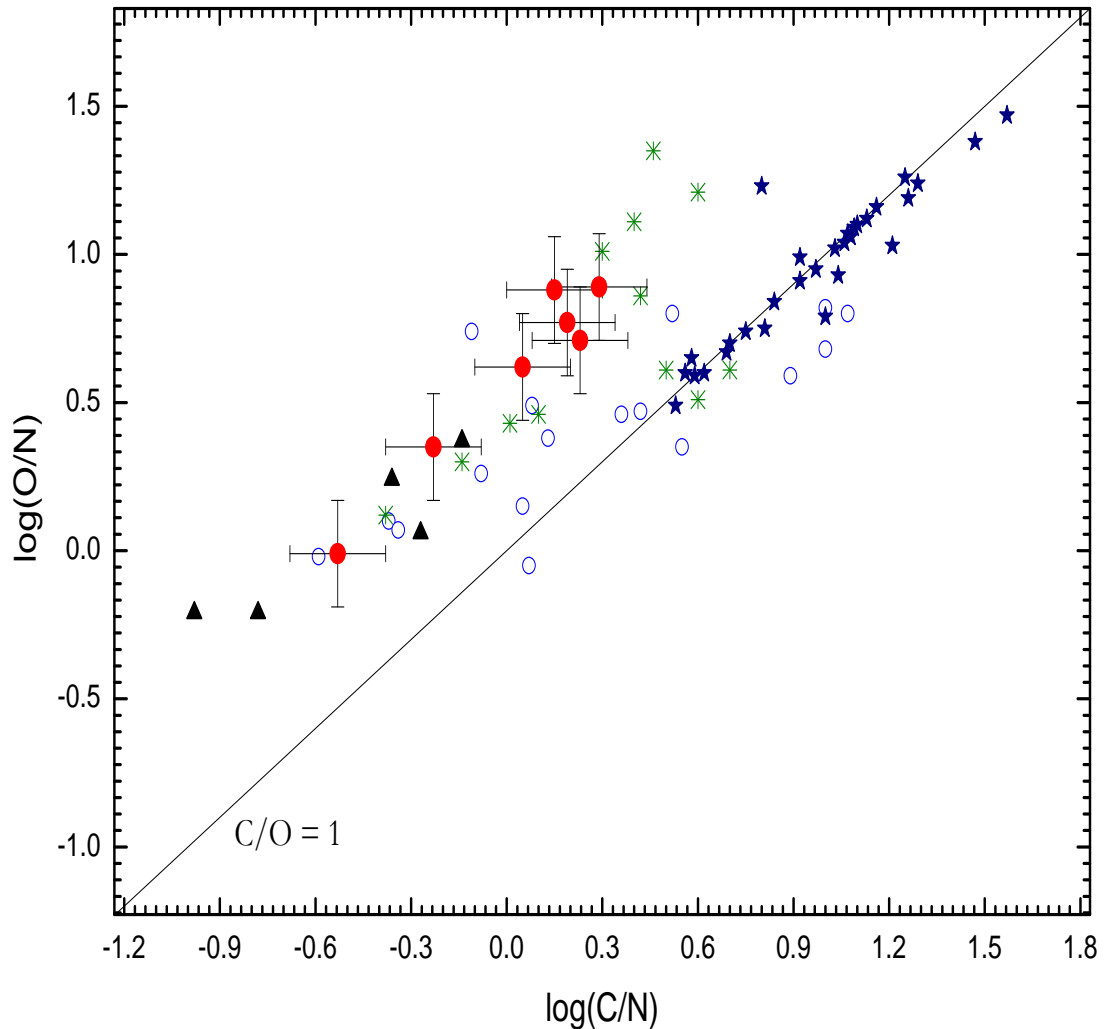


Figura 5.11: Abundâncias relativas no diagrama  $\log(O/N) \times \log(C/N)$  para várias classes de estrelas. Resultados para Nebulosas Planetárias do Tipo I (triângulos negros cheios), Nebulosas Planetárias do Tipo II (asteriscos verdes), estrelas Pós-AGB F-K (círculo azul aberto), estrelas carbonadas (estrelas azuis cheias) podem ser comparadas com as estrelas Pós-AGB quentes analisadas nesta tese (círculos vermelhos cheios). A linha sólida indica a razão  $C/O = 1$ .

alguns objetos analisados em comum. Nesta figura, observamos diferenças consideráveis entre as abundâncias de carbono detectadas para as duas classes de estrelas Pós-AGB de acordo com a literatura. Nossos resultados não indicam essa grande diferença, apesar de confirmar a sub-abundância de carbono para a classe das estrelas Pós-AGB quentes.

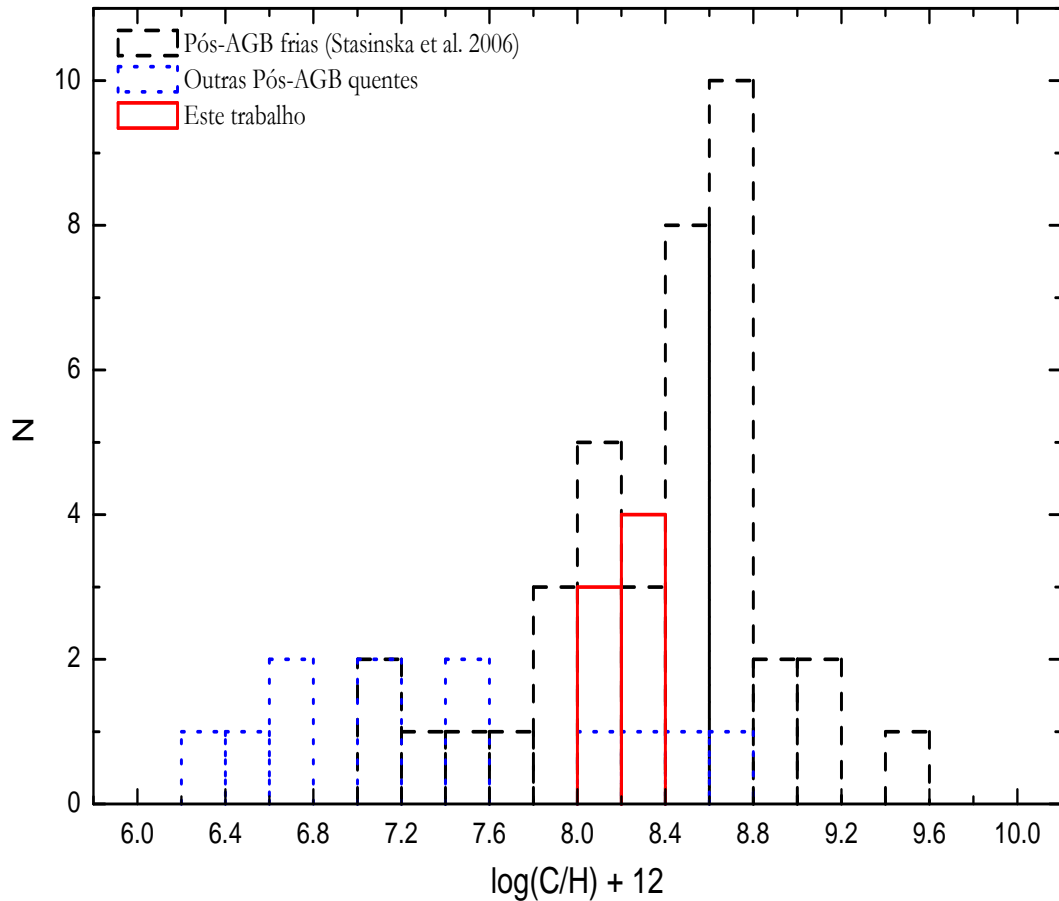


Figura 5.12: Comparação entre as distribuições das abundâncias de carbono obtidas em nossa análise e outros resultados da literatura para estrelas Pós-AGB frias (Stasińska et al., 2006) e estrelas Pós-AGB quentes (Moehler & Heber, 1998; McCausland et al., 1992; Sarkar et al., 2005; Ryans et al., 2003; Hambly et al., 1996; Kendall et al., 1994; Conlon et al., 1991).

Excesso de nitrogênio relativo ao Sol foi detectado em todos os objetos da amostra à exceção de LSE148. Alguns resultados da literatura mostram enriquecimento de nitrogênio em estrelas Pós-AGB frias (Sivarani et al., 1999; Van Winckel, 1997), assim como em Pós-AGB quentes. Como exemplo, a estrela Pós-AGB quente em alta latitude galáctica CPD-61° 455 apresenta  $[N/H] = +0.38$  dex, detectada por Hambly et al. (1996). Por outro lado, sub-abundância de N também tem sido obtida em diversos trabalhos (Moehler & Heber,

1998). Assim, é realmente provável que estes objetos tenham sido enriquecidos com materiais processados da nucleossíntese CNO na fase AGB. Em particular, notamos um forte enriquecimento de nitrogênio para duas estrelas da nossa amostra, LSS4634 e LS3099, localizadas na parte inferior esquerda do diagrama  $\log C/N \times \log O/N$  na Figura 5.11. À exemplo da carbono, na Figura 5.13, comparamos nossos resultados das abundâncias de nitrogênio com outros resultados da literatura: Uma ampla dispersão nas abundâncias de nitrogênio obtidas para diversas análises pode ser vista.

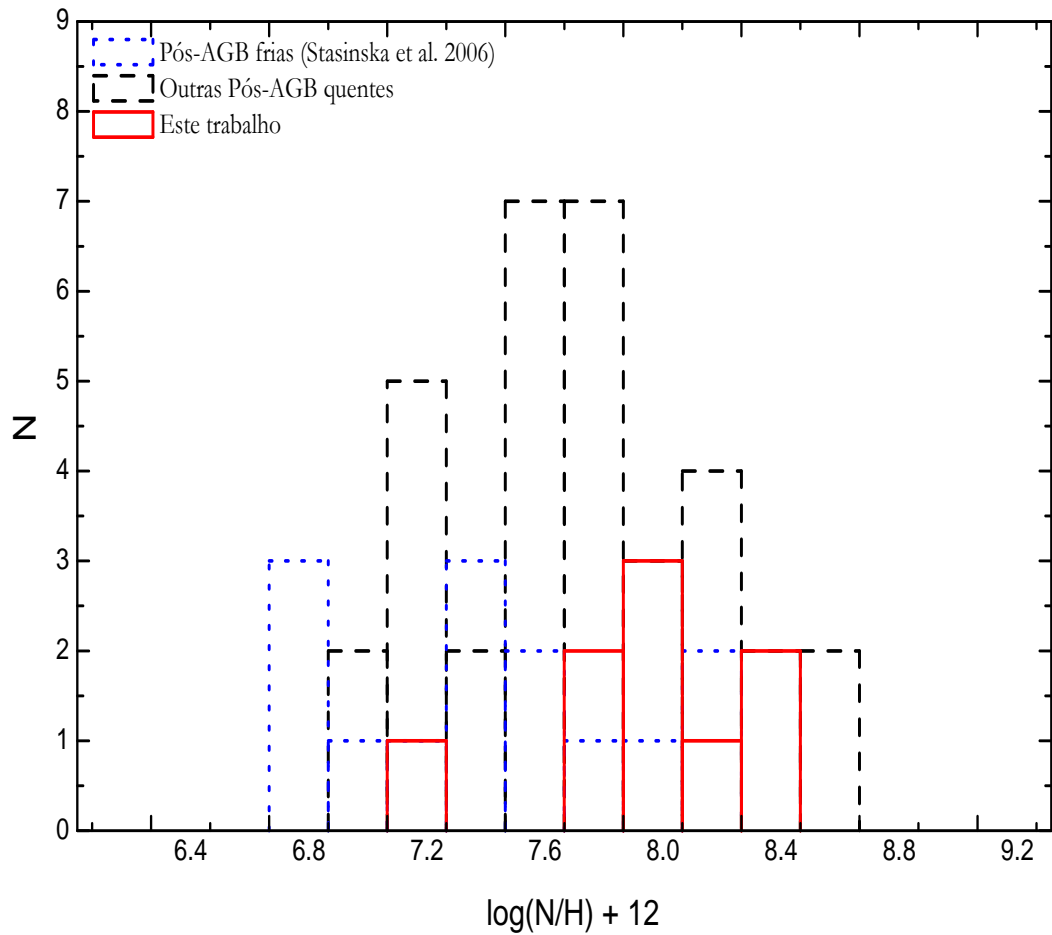


Figura 5.13: Comparação entre as distribuições das abundâncias de nitrogênio obtidas em nossa análise e outros resultados da literatura para estrelas Pós-AGB quentes e frias. As referências são as mesmas da Figura 5.12.

Podemos recorrer aos processos de mistura ocorrentes na fase AGB que sejam responsáveis pelos resultados obtidos em nossa análise. A ocorrência da terceira dragagem está diretamente relacionada às altas abundâncias de carbono. Este processo ocorre quando o envoltório convectivo da estrela AGB penetra na região de interface entre as duas camadas de queima de H e He durante a fase de pulsos térmicos e assim, o carbono gerado pela reação triplo- $\alpha$  é levado à superfície estelar (Iben & Renzini, 1983). A eficiência deste processo está relacionada à massa do objeto central, à massa do material dragado e à metalicidade estelar. Espera-se que a terceira dragagem tenha maior eficiência em estrelas com massas entre 1.2 e 3.0  $M_{\odot}$  (García-Lario, 2006) e decresça com o aumento da metalicidade (Karakas et al., 2002). Outras consequências da ocorrência da terceira dragagem é o enriquecimento estelar com elementos do processo de captura lenta de nêutrons, detectados em diversas estrelas Pós-AGB frias (van Winckel, 2003). Em nossos espectros, não detectamos nenhuma evidência da presença destes elementos.

Uma possível explicação para o enriquecimento de nitrogênio e, em alguns casos, do hélio, é a ocorrência da segunda dragagem. Como descrito no Capítulo 4, este processo ocorre para estrelas de massa intermediária com  $M \geq 4 M_{\odot}$  (dependendo da composição química) quando o objeto está entrando no ramo AGB depois do esgotamento do hélio queimando no núcleo estelar. Neste estágio, a expansão das camadas externas extingue a camada de queima do hidrogênio e o envoltório convectivo penetra em regiões profundas dragando produtos da queima do ciclo CNO, principalmente hélio e nitrogênio ( ${}^4\text{He}$  e  ${}^{14}\text{N}$ ) para a superfície, enquanto que a quantidade de  ${}^{12}\text{C}$  e  ${}^{16}\text{O}$  decresce (Boothroyd et al., 1995; Kwok, 2000).

A ocorrência do processo de “hot bottom burning” (HBB) também poderia explicar a natureza “enriquecida” de oxigênio ao invés do carbono. Durante a fase dos pulsos térmicos, estrelas de massa intermediária ( $3.5 M_{\odot} \leq M \leq 5-8 M_{\odot}$ ) com metalicidade solar experimentam uma queima nuclear na base do envoltório convectivo durante os períodos de interpulsos. Os principais produtos desta processo são gerados pelo ciclo CNO e desse modo, espera-se que as abundâncias superficiais de He e N aumentem. O  ${}^{12}\text{C}$  é processado em  ${}^{13}\text{C}$  e  ${}^{14}\text{N}$  e assim, a razão C/O permanece  $< 1$ , dificultando o enriquecimento em carbono pela terceira dragagem. Outros produtos do processo HBB podem ser levados à superfície pelo envoltório convectivo como os isótopos de Ne, Ca, Mg, Al e  ${}^7\text{Li}$ . Todavia,

os modelos de evolução estelar têm mostrado que a dependência deste processo com a metalicidade não deve ser ignorada (García-Hernández et al., 2006).

Em nossa análise, o HBB poderia explicar não somente a sub-abundância de carbono encontrada, assim como o enriquecimento de nitrogênio encontrado para diversos objetos. As Nebulosas Planetárias do Tipo I são classificadas com base em suas abundâncias de hélio e nitrogênio, sendo  $(\text{He}/\text{H}) > 0.14$  ou  $\log(\text{N}/\text{O}) > 0$  (Peimbert & Torres-Peimbert, 1983). Acredita-se que elas sejam originadas de estrelas de massa intermediária, como os objetos da nossa amostra. Como pode ser observado na Figura 5.11, LSS4634 é a única estrela que possui as características citadas por Peimbert & Torres-Peimbert (1983) e, portanto, é uma possível candidata a formar no futuro, uma Nebulosa Planetária de Tipo I. Outro interessante fato pode ser observado na Figura 5.14, que sugere uma relação entre as sobre-abundâncias de hélio e nitrogênio obtidas para nossas estrelas (excluindo LSE148), sugerindo a ocorrência do HBB. O HBB tem sido ainda sugerido como mecanismo mais aceito para explicar a ocorrência das citadas PN de Tipo I (Marigo, 2007) e as abundâncias de estrelas AGB massivas ricas em oxigênio conhecidas como Estrelas OH/IR (García-Hernández et al., 2006).

As abundâncias químicas obtidas, combinadas com os valores estimados de  $M_{ZAMS}$  e metalicidades para os objetos de nossa amostra, sugerem a ocorrência do HBB e/ou a segunda dragagem na fase AGB (exceto para LSE148 e possivelmente para LSE3). Todavia, considerando as incertezas nas estimativas de massa e o fato dos valores estimados serem da ordem do limite inferior de massa onde se espera que o HBB comece a ocorrer (de acordo com os modelos evolutivos), não é excluída a possibilidade de que a terceira dragagem tenha ocorrido em algum momento na fase AGB, embora com menos eficiência. De fato, dependendo da taxa de perda de massa na fase AGB durante os pulsos térmicos, o envoltório convectivo pode se tornar menos massivo e, eventualmente, o processo de HBB cessa devido ao fato da temperatura na base do envoltório convectivo decrescer. Neste caso, a terceira dragagem poderia atuar, mesmo por um período curto de tempo, trazendo parte do  $^{12}\text{C}$  para a superfície (Vassiliadis & Wood, 1993). Além disso, se realmente o processo HBB tiver ocorrido, ele deve ter sido mais eficiente para objetos como LSS4634, com base nas razões de abundâncias obtidas.

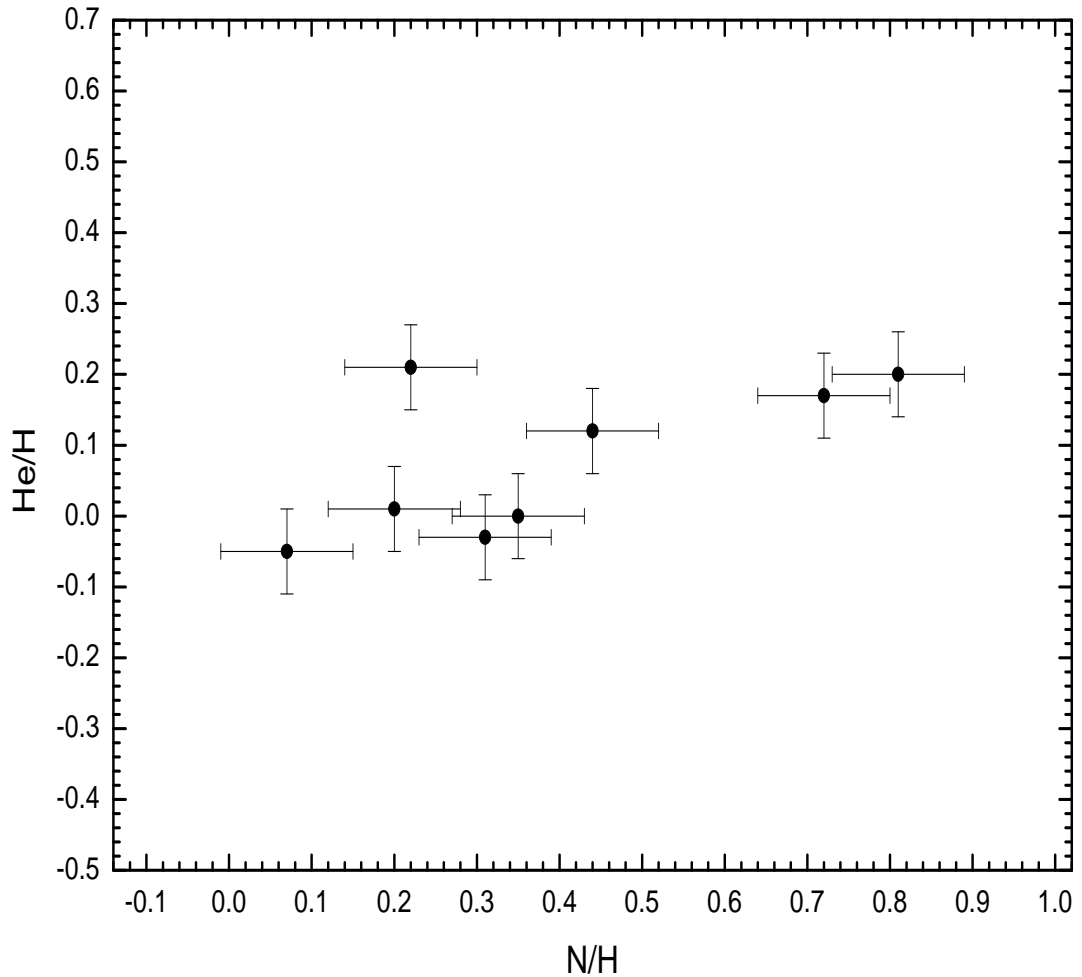


Figura 5.14: Diagrama  $(\text{He} / \text{H}) \times (\text{N} / \text{H})$  para as Pós-AGB quentes analisadas, indicando uma possível relação entre o enriquecimento de hélio e nitrogênio.

### LSE148

A análise do objeto LSE148 sugere se tratar de uma estrela de baixa massa ( $M_{ZAMS} \sim 1 - 2 M_{\odot}$ ) pobre em metal. A escassez de linhas metálicas, como mostrada na Figura 5.1, é o primeiro sinal de baixa metalicidade. Como nenhuma linha de ferro foi identificada para a determinação da metalicidade, utilizamos as abundâncias de CNO para tal estimativa, obtendo um valor de  $Z(\text{CNO})$  bastante baixo ( $Z = 0.001$ ). Uma possível explicação para

o *status* deste objeto seria considerá-lo uma sub-anã do tipo O (sdO ou sdOB). De acordo com Heber (2009), as sub-anãs sdOBs são objetos evoluídos localizados no extremo do Ramo Horizontal (*Extreme Horizontal Branch* - EHB) com luminosidade variando de  $10^{-1}$  -  $10^3 L_{\odot}$ , podendo ou não apresentar espectro rico em hélio. Usando a relação de Wood & Zarro (1981) e a massa estimada para este objeto, podemos estimar uma luminosidade  $\log(L/L_{\odot}) = 3.5$  para LSE148, acima do valor típico para estrelas sbOB. Além disso, o valor de  $\log g$  para LSE148 (3.83 dex) é incompatível com as altas gravidades superficiais para as sub-anãs, as quais situam-se entre 5.0 and 6.0 dex. Estrelas de baixa massa como LSE148, podem passar  $10^4$  a  $10^5$  anos na fase Pós-AGB (Schoenberner, 1979). Se LSE148 é realmente um objeto Pós-AGB, seu envoltório circunstelar pode ter se dissipado completamente, resultando na falta de linhas de emissão comentadas na Seção 5.3.2. Com estes fatos, nossos resultados sugerem a classificação preliminar deste objeto como uma estrela Pós-AGB evoluindo diretamente para a região das anãs brancas, sem formar uma Nebulosa Planetária.



## Capítulo 6

# Estrelas OB em altas Latitudes Galácticas

### 6.1 Introdução

Estrelas OB em altas latitudes galácticas foram descobertas primeiramente em observações conduzidas por Humason & Zwicky (1947) e, breve tempo depois, Bidelman (1948) identificou um número não desprezível de fracas estrelas OB em altas latitudes com altas velocidades radiais ( $V_r > 100 \text{ kms}^{-1}$ ). Esta característica levou muitos autores a concluir que muitas destas estrelas pertencem de fato ao Halo galáctico. A identificação de estrelas peculiares de tipo A e F por Bidelman (1951) chamou a atenção para o fato da existência de objetos aparentemente evoluídos em altas latitudes. Este fato foi reforçado com o advento do satélite IRAS no final de década de 80, cujos dados revelaram características de poeira circunstelar para diversos objetos com cores IRAS semelhantes a objetos na transição AGB-PN.

Greenstein & Sargent (1974) ao estudar um conjunto considerável de 189 estrelas OB em altas latitudes, encontraram 50 objetos que aparentemente eram indistinguíveis de objetos de População I com base em espectroscopia de baixa resolução. Entretanto, boa parte deles foram classificados como objetos evoluídos. Estudos posteriores como o de Tobin (1987), identificaram de fato estrelas Pós-AGB, sub-anãs azuis (sdOB) e outros objetos evoluídos, abrindo um campo inexplorado de busca por objetos raros, possibilitando o surgimento de novas teorias, evidências observacionais e questões a respeito dos últimos

estágios da evolução estelar (Martin, 2004; McCausland et al., 1992). Por outro lado, análises químicas e dinâmicas foram realizadas para diversos objetos e concluiu-se que realmente, diversas estrelas OB com características químicas idênticas às estrelas normais de população I do disco galáctico, encontravam-se em altas latitudes (Kilkenny & Busse, 1992). Este fato intrigou diversos pesquisadores, já que estrelas de População I ocorrem predominantemente no disco. Entre estas estrelas OB em altas latitudes, há correntemente três classificações possíveis:

1. Estrelas massivas jovens, formadas em altas latitudes;
2. Estrelas OB normais de População I ejetadas do disco galáctico;
3. Estrelas evoluídas, ou seja, estrelas azuis do ramo horizontal (*blue horizontal branch stars - BHB*), estrelas Pós-ramo horizontal (*post-HB stars*) ou estrelas Pós-AGB quentes.

Embora a hipótese de formação estelar *in situ* em altas latitudes seja ainda controversa devido a baixa densidade do gás esperada nestas regiões, Dyson & Hartquist (1983) mostraram que estrelas podem ter sido formadas durante colisões entre nuvens com elevadas velocidades (*High-Velocity Clouds - HVCs*). Estas pequenas nuvens provavelmente se condensaram a partir de materiais com origem no disco galáctico (Bregman, 1980) ou podem ainda, ter origem extra-galáctica, como defendem alguns autores (Wakker & van Woerden, 1997). Análises dinâmicas têm revelado estrelas provavelmente formadas no Halo, como os objetos HD18100 e HD217505 (Keenan et al., 1986). Apesar da observação de diversas HVCs no Halo, não existe nenhuma evidência observacional de que elas estariam em processo de formação estelar. Wakker & van Woerden (1997) argumentam que estas nuvens apresentam composições químicas com baixas abundâncias metálicas e, desta forma, espera-se que estrelas formadas no Halo devam possuir abundâncias similares a estas nuvens.

A hipótese de formação no disco e posterior ejeção para o Halo é mais plausível. Estudos de dinâmica estelar têm indicado que os tempos de vida na Sequência Principal, as distâncias e as velocidades de diversas estrelas em altas latitudes são compatíveis com algum mecanismo que pode ter atuado e ejetado estes objetos para o Halo. Duas teorias têm

sido propostas para explicar a ejeção. Uma delas defende a idéia de que as estrelas originalmente faziam parte de sistemas binários próximos e a componente primária massiva, ao evoluir, gerou um evento de Supernova que interagindo dinamicamente com a secundária, fez com que esta fosse ejetada a grande velocidade para altas latitudes. A segunda hipótese de ejeção teria ocorrência em aglomerados abertos jovens, onde estrelas com altas velocidades são produzidas por interações dinâmicas, principalmente por binárias próximas (Leonard, 1989).

Os parâmetros atmosféricos das estrelas OB em altas latitudes, obtidos por estudos espectroscópicos ou fotométricos, não permitem a correta distinção entre estrelas massivas da Sequência Principal e estrelas Pós-AGB ou estrelas BHB. As trajetórias evolutivas de estrelas Pós-AGB quentes (ver Seção 4.3.3) cruzam regiões no Diagrama HR que são ocupadas tanto por estrelas massivas da Sequência Principal, quanto por estrelas BHB com temperaturas efetivas no intervalo de 10000K - 20000K, como pode ser observado na Figura 6.1. Nesta figura, notamos que os modelos evolutivos prevêm que estrelas passando pela fase Pós-AGB com  $T_{ef}$  no intervalo aproximado de 18000K - 32000K cruzam a região da Sequência Principal ocupadas por estrelas OB massivas com massas no intervalo aproximado de 8 a 16  $M_{\odot}$  e dessa forma, não podem ser distinguidas com base apenas em seus parâmetros atmosféricos. Uma das maneiras de se distinguir os objetos entre as classes estelares mencionadas, é através da determinação de algumas quantidades intrínsecas, como massas e luminosidades, ou através da determinação de abundâncias químicas, que fornece argumentos robustos e confiáveis para se estabelecer a origem e o estágio evolutivo destes objetos OB em altas latitudes.

Motivados por estas questões e pelos resultados da análise das estrelas Pós-AGB quentes no Capítulo 5, efetuamos a análise química não-ETL de uma amostra de estrelas OB em altas latitudes com o objetivo de identificar objetos evoluídos dentre estas estrelas.

## 6.2 Análise

Nesta Seção, apresentamos a análise da amostra de 17 estrelas em altas latitudes. A metodologia para análise espectroscópica segue o mesmo padrão utilizado na análise da

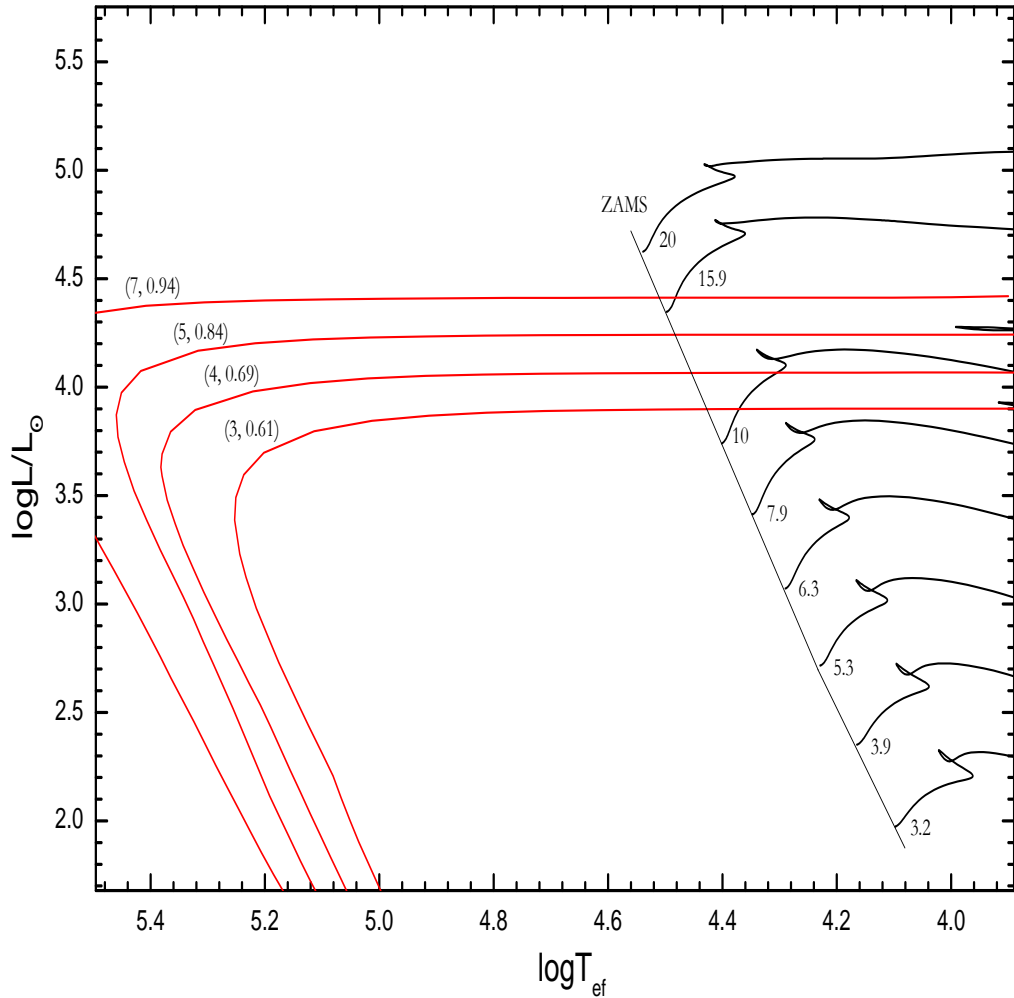


Figura 6.1: Diagrama HR mostrando várias trajetórias evolutivas Pós-Sequência Principal para estrelas com massas entre 3.2 e 20  $M_{\odot}$  (linhas sólidas em preto) e trajetórias evolutivas Pós-AGB com massas centrais variando de 0.61 a 0.94  $M_{\odot}$  (linhas sólidas em vermelho). Estão indicadas também para as trajetórias Pós-AGB, as massas relativas na Sequência Principal,  $M_{ZAMS}$ , que neste caso, variam de 3 a 7  $M_{\odot}$ . As trajetórias Pós-Sequência Principal foram obtidas de Claret (2004), ao passo que as trajetórias evolutivas Pós-AGB foram obtidas de Bloeker (1995). Os modelos prevêm que estrelas passando pela fase Pós-AGB, com  $\log T_{ef}$  no intervalo aproximado de 4.26 — 4.51, cruzam a região da Sequência Principal ocupada por estrelas OB massivas com massas no intervalo aproximado de 8 a 16  $M_{\odot}$  e dessa forma, não podem ser distinguidas com base apenas em seus parâmetros atmosféricos.

amostra de estrelas Pós-AGB quentes e pode ser vista em detalhe no Capítulo 3. A lista de linhas utilizadas para a determinação das abundâncias médias de He, C, N, O, Mg, Si e S

pode ser consultada no Capítulo 2.

### 6.2.1 Parâmetros atmosféricos

Ao contrário da análise das estrelas Pós-AGB quentes, critérios fotométricos e espectroscópicos foram utilizados para a obtenção dos parâmetros atmosféricos temperatura efetiva  $T_{ef}$ , gravidade superficial  $\log g$  e microturbulência  $\xi$ .

#### Temperatura efetiva e gravidade superficial

##### *Determinação fotométrica para $T_{ef}$ e $\log g$*

A Tabela 6.1 lista os dados fotométricos nos sistemas Johnson e Strömgren para as estrelas da amostra. A maioria dos dados fotométricos foram obtidos da base de dados SIMBAD ou de outras referências, indicadas na tabela. Infelizmente, o índice  $\beta$  está disponível somente para 9 estrelas da amostra e somente para estas, a temperatura fotométrica, calculada com base no método iterativo descrito no Capítulo 3, pôde ser obtida.

Calibrações fotométricas para os índices Strömgren acoplados com ajustes da linha de H $\gamma$  foram utilizados para obtenção de  $T_{ef}$  e  $\log g$ , comparando o espectro observado ao conjunto de espectros teóricos em torno de H $\gamma$  gerados em não-ETL com abundância solar. A Figura 6.2 mostra o ajuste desta linha para a estrela LSE14, utilizando-se o método iterativo. A Tabela 6.1 também mostra os parâmetros atmosféricos  $T_{ef}$  e  $\log g$  obtidos com este método.

Tabela 6.1: Dados fotométricos e parâmetros atmosféricos obtidos pelo método iterativo para amostra de estrelas OB em altas latitudes galácticas.

Objeto	B-V	U-B	$c_1$	$\beta$	$E_{B-V}$	$E_{b-y}$	(b-y)	$T_{iter}(K)$	logg
BD-15115	-0.18	-0.74	0.165	-	-	0 <sup>c</sup>	-0.100	-	-
TonS195	-0.12	-0.70	0.279	-	-	-	-0.090	-	-
CPD-6891	-0.16	-	0.146	-	0.03	-	-0.081	-	-
TonS308	-0.16	-0.70	0.272	-	-	-	-0.094	-	-
HD21305	-0.19	-0.72	0.185	2.645	-	-	-0.072	20200	4.07
HD86796	-0.17	-	-	-	-	-	-	-	-
LSE220	0.14	-	-	-	-	-	-	-	-
LSE273	0.14	-	-	-	-	-	-	-	-
HD125924	-0.18	-0.84	0.071	2.615	-	-	-0.095	23300	4.07
HD149363	-0.02	-0.81	-0.074	2.564	-	-	0.081	30900	4.20
LSE255	-0.08	-0.68	0.224	2.647	-	-	0.008 <sup>d</sup>	19400	3.70
LSE14	-0.10	-0.98	0.149	2.626	-	-	-0.015	21000	3.71
CPD-247094	-0.15	-0.73 <sup>a</sup>	0.223	-	-	0.04 <sup>b</sup>	-0.036	-	-
HD209684	-0.24	-0.81	0.150	2.665	-	-	-0.074	21100	3.87
HD216135	-0.17	-0.59	0.393	2.664	-	-	-0.051	16300	3.94
HD218970	-0.24	-0.73	0.241	2.670	-	-	-0.089	18900	4.08
HD220787	-0.15	-0.68	0.259	2.637	-	-	-0.084	18500	3.71

<sup>a</sup>Kilkenny et al. (1991)<sup>b</sup>Viton et al. (1991)<sup>c</sup>Magee et al. (2001)<sup>d</sup>Knude (2002)

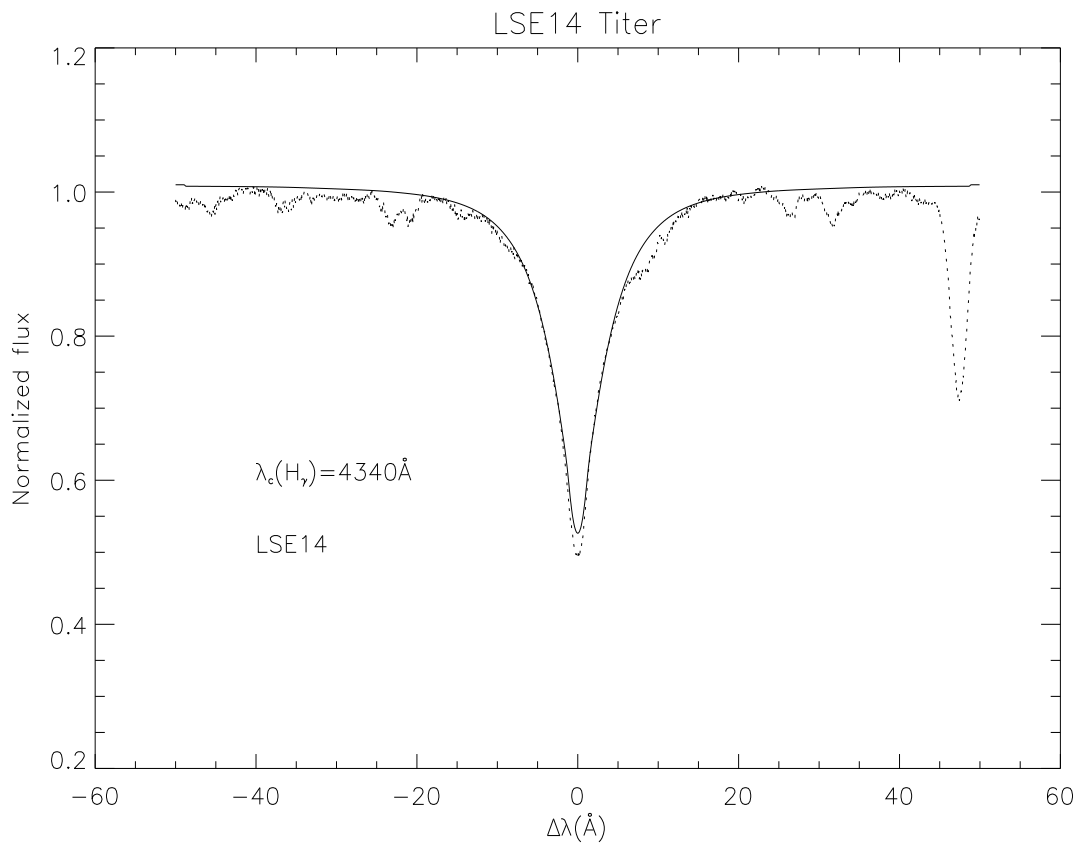


Figura 6.2: Espectro sintético sobreposto ao espectro observado para a estrela LSE14, mostrando o ajuste da linha  $H\gamma$  para estimativa da gravidade superficial  $\log g$  utilizando o método fotométrico descrito no Capítulo 3. Neste caso, os valores obtidos foram:  $T_{ef} = 21000\text{K}$  e  $\log g = 3.71 \text{ dex}$

### ***Determinação espectroscópica***

Os parâmetros atmosféricos também foram determinados a partir de critérios espectroscópicos, fazendo o uso de espectros de alta resolução para as 17 estrelas selecionadas para análise. Os espectros sintéticos foram gerados em formalismo não-ETL com código SYN-SPEC e comparados aos espectros observados em regiões espectrais de interesse. As redes de modelos atmosféricos utilizadas são também em não-ETL, geradas a partir do programa TLUSTY (descritos no Capítulo 3).

As linhas da série de Balmer  $H\delta$  e  $H\gamma$  foram utilizadas para estimativa da gravidade superficial. A escolha dessas linhas vêm do fato de que elas estão menos suscetíveis a influência de possíveis componentes em emissão que possam ocorrer para alguns objetos, devido à presença de ventos estelares ou envoltórios de poeira. A partir de uma análise quantitativa inicial (ver Seção 2.2.1), um intervalo de temperatura efetiva  $\Delta T_{ef}$  foi escolhido para cada objeto e foram gerados espectros sintéticos para as linhas de Balmer. A comparação entre espectros teóricos e sintéticos permitiu a quantificação de valores de  $\log g$  associados aos valores de temperatura. A Figura 6.3 exemplifica o resultado final obtido com este método para a estrela LSE14.

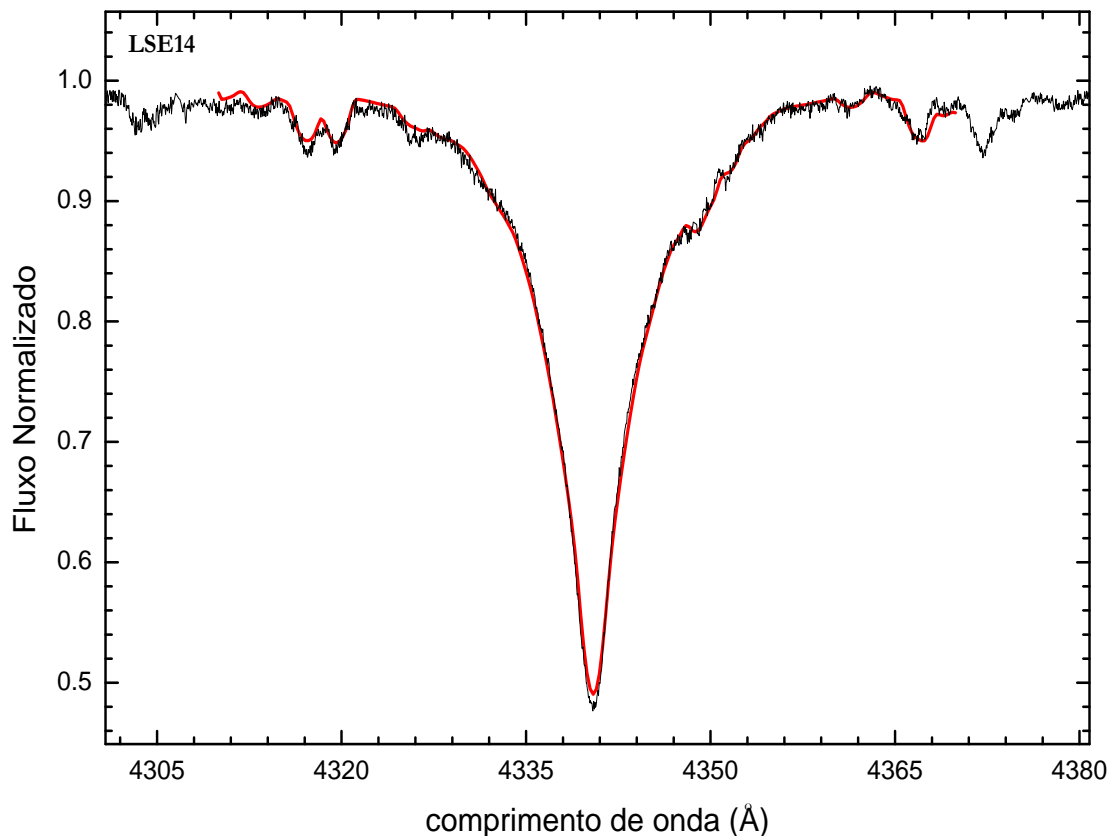


Figura 6.3: Espectro sintético (linha cheia em vermelho) sobreposto ao espectro observado para a estrela LSE14, mostrando o ajuste da linha  $H\gamma$  para estimativa da gravidade superficial  $\log g$  pelo método espectroscópico. Neste caso, os valores obtidos foram:  $T_{ef} = 20500\text{K}$  e  $\log g = 3.76$  dex.



Para a determinação da temperatura efetiva, utilizamos o método do equilíbrio de ionização. Os pares iniciais ( $T_{ef}$ ,  $\log g$ ) obtidos no primeiro ajuste das linhas de hidrogênio, são tomados para obtenção de abundâncias de espécies químicas com mais de um estágio de ionização consecutivo no intervalo de temperatura considerado. O equilíbrio é alcançado quando as abundâncias dos elementos nestes diferentes estágios de ionização se equiparam, atingindo assim a temperatura de equilíbrio. As temperaturas foram determinadas aplicando-se o equilíbrio de ionização especialmente para o Si II/Si III, sendo utilizado também o equilíbrio de ionização S II/S III, Si II/Si III e N II/N III. Quando possível, o equilíbrio de ionização de mais de uma espécie foi utilizado e neste caso, a temperatura adotada reflete a média entre os valores obtidos. A Tabela 6.2 mostra os diversos métodos utilizados para determinação de  $T_{ef}$  e os valores finais adotados.

Com o valor de temperatura efetiva determinado, novos ajustes são feitos para as linhas de hidrogênio e a gravidade superficial é então determinada. Como mencionado, utilizamos as linhas H $\delta$  e H $\gamma$  e em geral, os valores de  $\log g$  obtidos para as duas linhas diferem de, no máximo, 0.1 dex.

A Figura 6.4 mostra a comparação entre as temperaturas efetivas obtidas com os dois métodos para as 9 estrelas da amostra, onde o método fotométrico pôde ser aplicado. A Figura 6.5, mostra o mesmo comparativo para os valores de gravidade superficial. Com relação à temperatura efetiva, a diferença entre as duas determinações não chega a 8%, exceto para a estrela mais quente da amostra, HD149363, onde notamos uma diferença de  $\sim 15\%$ . Os valores de  $T_{ef}$  estão distribuídos de forma homogênea em torno dos valores de temperaturas que denotam a igualdade entre os dois métodos (reta da Figura 6.4), indicando que as temperaturas obtidas com o método iterativo estão em bom acordo com as temperaturas obtidas com base na síntese espectral.

A figura comparativa com os valores da gravidade superficial pelos dois métodos apresenta, no entanto, um panorama diferente. Com exceção da estrela HD149363, onde o valor de  $\log g$  obtido pelo método espectroscópico foi de 0.8dex menor que o obtido pelo método iterativo, os valores de  $\log g$  obtidos por síntese espectral são maiores (em média 0.2 dex) que os valores de  $\log g$  fotométrico para os objetos restantes.

Tabela 6.2: As temperaturas efetivas obtidas com o equilíbrio de ionização para as estrelas OB em altas latitudes galácticas.

Nome	N II/N III $T_{ef}(K)$	O I/O II $T_{ef}(K)$	Si II/Si III $T_{ef}(K)$	Si III/Si IV $T_{ef}(K)$	S II/S III $T_{ef}(K)$	Adotada $T_{ef}(K)$
BD-15115	-	-	19600	-	-	19600
TonS195	-	-	17200	-	17100	17200
CPD-6891	-	-	22200	-	-	22200
TonS308	-	-	18600	-	-	18600
HD21305	-	-	19400	-	-	19400
HD86796	-	-	18300	-	-	18300
LSE220	-	-	19800	-	20200	20000
LSE273	-	15600	15200	-	-	15400
HD125924	-	-	22400	-	22300	22400
HD149363	26500	-	-	26300	-	26400
LSE255	-	-	21000	-	20900	21000
LSE14	-	-	20400	-	20500	20500
CPD-247094	-	-	20100	-	-	20100
HD209684	-	-	21800	-	-	21800
HD216135	-	-	15800	-	-	15800
HD218970	-	-	19600	-	-	19600
HD220787	-	-	18600	-	-	18500

Cabe ressaltar que os valores de  $T_{ef}$  e  $\log g$  obtidos pelo método iterativo foram utilizados para verificar os resultados do método espectroscópico. Na análise subsequente, os resultados do método espectroscópico foram os de fato adotados para a obtenção das abundâncias.

### Microturbulência

A determinação da microturbulência para as estrelas desta amostra foi feita de maneira similar às estrelas Pós-AGB quentes, com a utilização das linhas de O II (ocasionalmente S II), com o requisito de que as abundâncias químicas obtidas sejam independentes da largura

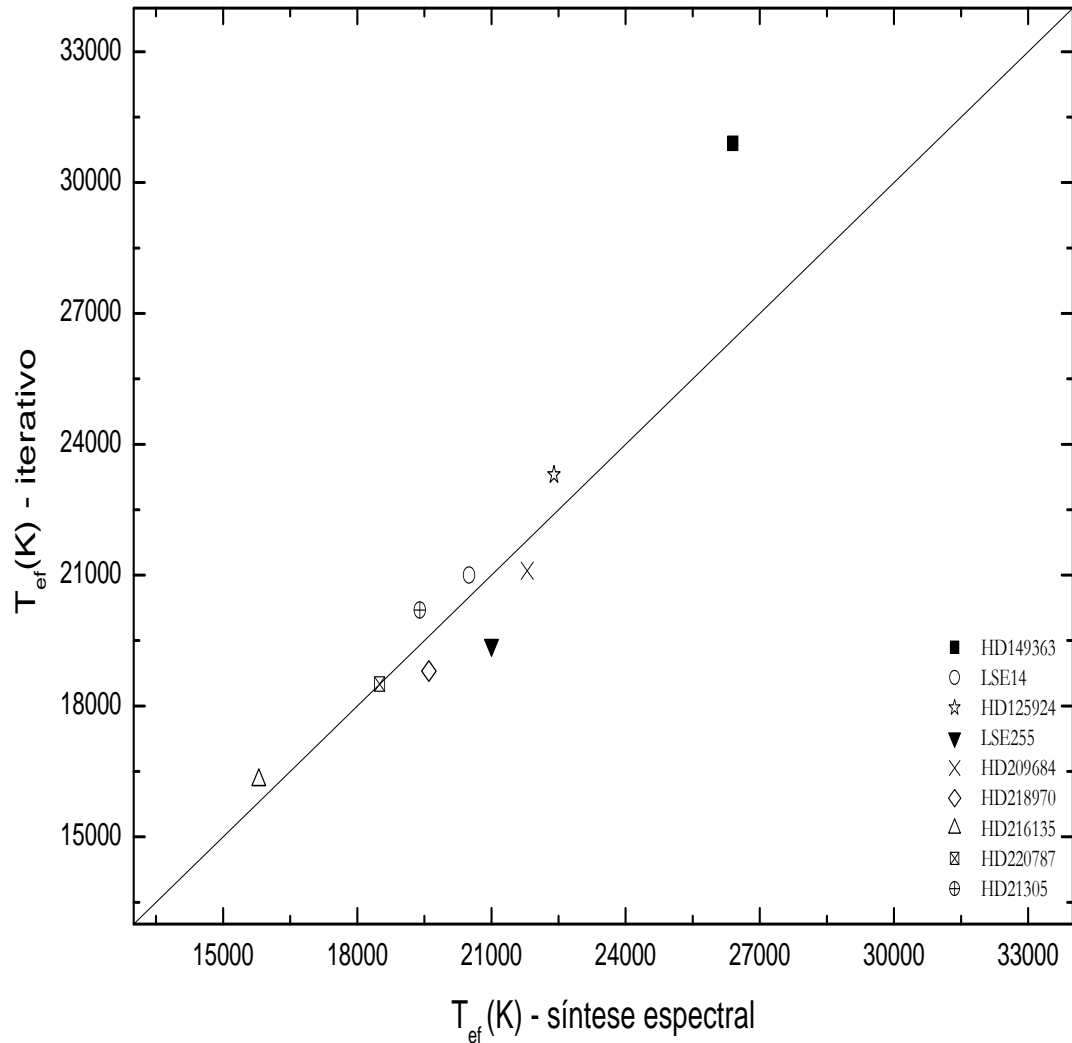


Figura 6.4: Comparação entre temperaturas efetivas obtidas pelos métodos iterativo e espectroscópico para estrelas OB em altas latitudes.

equivalente. A Figura 6.6 ilustra um exemplo do diagnóstico da microturbulência para a estrela HD149363. Os quatro painéis da figura mostram o comportamento das abundâncias de oxigênio de diversas linhas com diferentes valores de microturbulência. Neste caso, a independência das abundâncias com a largura equivalente foi obtida para o valor de  $\xi = 13 \text{ kms}^{-1}$ .

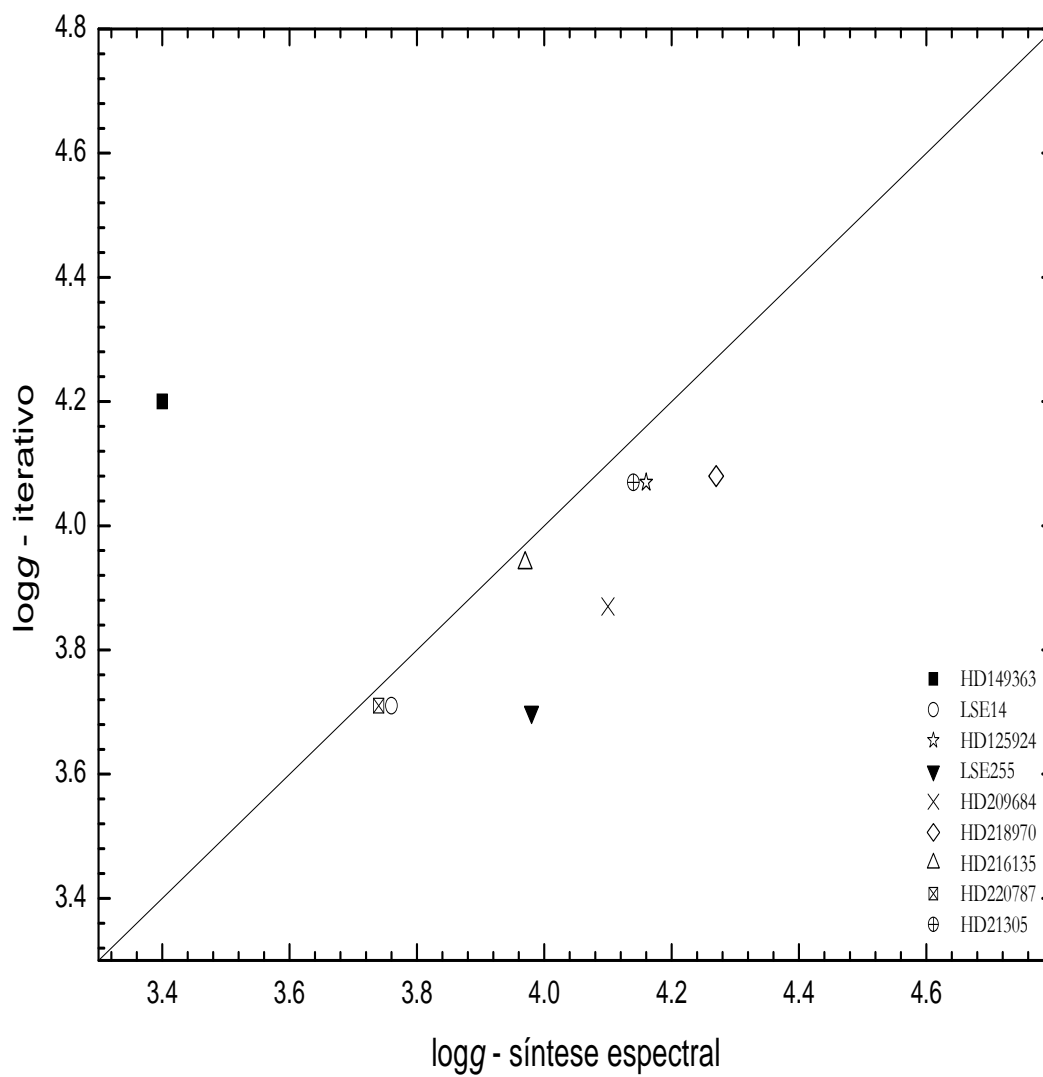


Figura 6.5: Comparação entre gravidades superficiais obtidas pelos métodos fotométrico e espectroscópico para estrelas OB em altas latitudes.

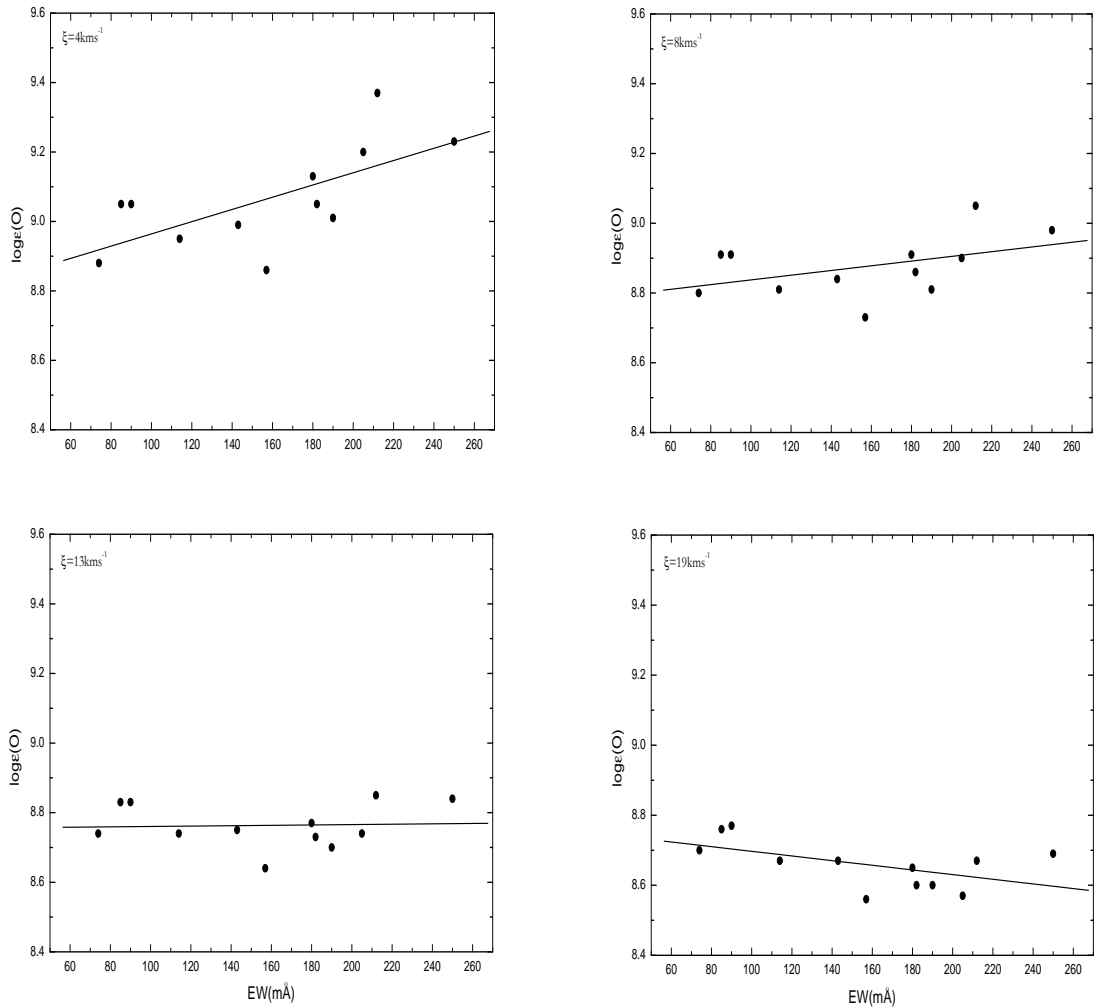


Figura 6.6: Diagnóstico da microturbulência  $\xi$  para a estrela HD149363. Os painéis mostram o comportamento das abundâncias de oxigênio para 4 valores de microturbulência, 4, 8, 13 e 19  $\text{kms}^{-1}$ . Neste caso, a independência das abundâncias com a largura equivalente foi obtida para o valor de  $\xi = 13 \text{ kms}^{-1}$ .

### Velocidade de rotação

Em nossa análise utilizando síntese espectral, a velocidade rotacional projetada,  $v_{\text{sen}i}$ , é considerada um parâmetro livre. Como mencionado na Seção 3.2.4, o Synplot permite a convolução do espectro teórico com perfis rotacionais correspondentes a valores arbitrários de  $v_{\text{sen}i}$  (o perfil instrumental também foi considerado como mecanismo de alargamento das linhas). Os valores obtidos de  $v_{\text{sen}i}$  para cada objeto da amostra foram tomados como

Tabela 6.3: Os parâmetros atmosféricos e as velocidades rotacionais projetadas  $v_{\text{sen}i}$  encontrados para a amostra das estrelas OB em altas latitudes galácticas.

Nome	$T_{ef}$ (K)	$\log g$	$\xi$ ( $\text{kms}^{-1}$ )	$v_{\text{sen}i}$ ( $\text{kms}^{-1}$ )
BD-15115	$19600^{+900}_{-600}$	3.71	7	$27 \pm 3$
TonS195	$17200^{+800}_{-500}$	4.07	8	$30 \pm 3$
CPD-6891	$22200^{+500}_{-600}$	3.26	2	$2 \pm 1$
TonS308	$18600^{+700}_{-500}$	4.11	5	$104 \pm 10$
HD21305	$19400^{+700}_{-600}$	4.14	14	$24 \pm 5$
HD86796	$18300^{+1000}_{-700}$	4.17	5	$13 \pm 2$
LSE220	$20000^{+700}_{-400}$	4.20	6	$62 \pm 3$
LSE273	$15400^{+400}_{-400}$	3.82	7	$44 \pm 4$
HD125924	$22400^{+600}_{-700}$	4.16	10	$67 \pm 4$
HD149363	$26400^{+500}_{-500}$	3.40	13	$92 \pm 6$
LSE255	$21000^{+700}_{-500}$	3.98	5	$43 \pm 4$
LSE14	$20500^{+500}_{-400}$	3.76	16	$86 \pm 5$
CPD-247094	$20100^{+400}_{-400}$	3.10	2	$2 \pm 1$
HD209684	$21800^{+600}_{-600}$	4.10	6	$103 \pm 8$
HD216135	$15800^{+700}_{-700}$	3.97	3	$68 \pm 7$
HD218970	$19600^{+800}_{-500}$	4.27	5	$88 \pm 9$
HD220787	$18500^{+800}_{-800}$	3.74	8	$27 \pm 3$

uma média dos valores individuais obtidos para cada uma das linhas analisadas. A incerteza em  $v_{\text{sen}i}$  foi tomada simplesmente como o desvio padrão dos valores individuais. A Figura 6.7 mostra a distribuição da velocidade rotacional projetada para as estrelas desta amostra, com indicação de divisão em dois grupos: as estrelas de baixa rotação, com  $v_{\text{sen}i} \leq 40 \text{ kms}^{-1}$ , e com velocidades rotacionais acima do valor de  $40 \text{ kms}^{-1}$ .

Na Tabela 6.3 listamos os parâmetros atmosféricos e a velocidade rotacional projetada para as estrelas OB em altas latitudes analisadas. A coluna 2 lista as temperaturas efetivas com suas respectivas incertezas. As colunas 3, 4, e 5 listam, respectivamente, o valor de  $\log g$ , a microturbulência e o  $v_{\text{sen}i}$  com sua respectiva incerteza.

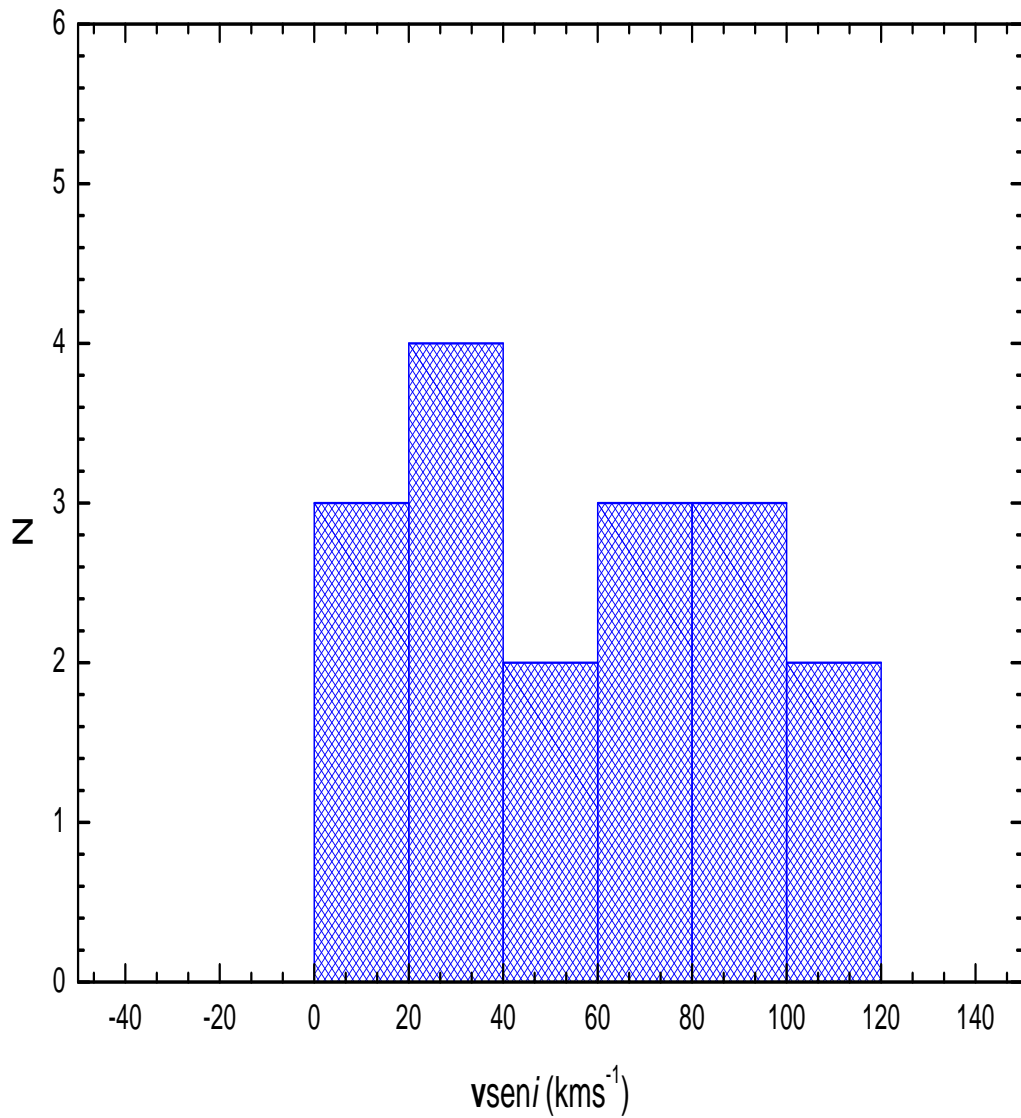


Figura 6.7: Distribuição da velocidade rotacional projetada  $v_{seni}$  para as estrelas OB em altas latitudes galácticas.

### **Incertezas dos parâmetros atmosféricos**

Assim como no caso das estrelas Pós-AGB quentes, estimamos a incerteza em  $T_{ef}$  com base nas dispersões das abundâncias químicas obtidas a partir da equilíbrio de ionização utilizado. A diferença entre a abundância média encontrada para um dado elemento em

dois estágios consecutivos de ionização, por exemplo, Si III e Si IV, não deve exceder a dispersão das abundâncias encontradas para as linhas individuais. Este procedimento permite estimar a faixa de temperatura efetiva no qual o equilíbrio de ionização é alcançado e esta faixa indica a incerteza em  $T_{ef}$ . As incertezas nas temperaturas das estrelas analisadas aqui podem variar de acordo com a análise de diferentes espécies.

Para a estimativa da incerteza na gravidade superficial, efetuamos diversos ajustes das linhas de Balmer para um valor fixo de  $T_{ef}$  considerando diferenças mínimas nos valores de  $\log g$  ajustados. As asas das linhas de Balmer em estrelas evoluídas são mais sensíveis à variações em  $\log g$  do que as mesmas linhas em estrelas da Sequência Principal (estrelas anãs). Este fato é ilustrado na Figura 5.6, onde é apresentado um conjunto de perfis teóricos da linha H $\epsilon$ . Nesta figura, as linhas foram geradas com diferentes valores de gravidade superficial típicos de estrelas não evoluídas e de estrelas estudadas neste trabalho. Nota-se o comportamento diferenciado das asas das linhas de H $\epsilon$  de acordo com o valor da gravidade utilizada. Considerando estes argumentos, e que a maioria das estrelas de nossa amostra apresentam  $\log g$  entre 3.7 e 4.3 (exceto por 3 estrelas), estimamos a incerteza na gravidade superficial em 0.1 dex.

A incerteza na microturbulência foi definida pela a região de mínima dispersão no plano  $EW \times \log \epsilon(O)$ . Um valor típico de  $\delta \xi = 2 \text{ km s}^{-1}$  foi encontrado para todos os objetos.

## 6.2.2 Abundâncias químicas

Os parâmetros atmosféricos obtidos por síntese espectral foram utilizados para a determinação das abundâncias das estrelas da amostra. Abundâncias químicas em formalismo não-ETL para He, C, N, O, Mg, Si e S foram obtidas linha-por-linha ao se comparar os espectros observados com os espectros teóricos gerados com o programa Synplot (ver Seção 3.3). A Tabela 6.4 lista as abundâncias médias com os respectivos desvios padrões e o número de linhas utilizadas na análise, indicado em parênteses. A Figura 6.8 mostra as abundâncias relativas das estrelas da amostra com base nos valores solares de Asplund et al. (2006).



Tabela 6.4: Abundâncias absolutas para as estrelas em altas latitudes galácticas analisadas em escala logarítmica, onde  $\log\epsilon(\text{H}) = 12$ . As abundâncias solares são de Asplund et al. (2006). Os valores em parênteses denotam o número de linhas utilizadas na análise.

Nome	$\log\epsilon(\text{He})$	$\log\epsilon(\text{C})$	$\log\epsilon(\text{N})$	$\log\epsilon(\text{O})$	$\log\epsilon(\text{Mg})$	$\log\epsilon(\text{Si})$	$\log\epsilon(\text{S})$
BD-15115	11.01±0.07(11)	8.38±0.07(10)	7.79±0.07(21)	8.70±0.08(23)	7.15	7.22±0.10(8)	7.04±0.09(13)
TonS195	10.75±0.28(7)	8.71±0.09(7)	8.21±0.11(8)	9.07±0.11(12)	7.57	7.73±0.10(9)	7.21±0.07(12)
CPD-6891	11.09±0.08(12)	7.11±0.10(4)	7.20±0.13(17)	7.92±0.12(32)	6.84	6.93±0.07(4)	6.88±0.08(5)
TonS308	11.00±0.05(11)	8.20	7.96±0.04(3)	8.86±0.06(2)	7.28	7.56±0.07(5)	7.08±0.06(6)
HD21305	10.10±0.33(5)	8.61±0.10(10)	8.15±0.12(19)	8.77±0.08(15)	7.65±0.20(2)	7.67±0.07(9)	7.08±0.07(11)
HD86796	10.98±0.05(12)	8.31±0.06(11)	7.85±0.10(11)	8.68±0.08(22)	7.43±0.03(3)	7.47±0.14(9)	7.06±0.10(14)
LSE220	11.06±0.05(13)	8.38±0.02(8)	7.76±0.06(10)	8.71±0.103(10)	7.26	7.36±0.06(8)	7.02±0.06(8)
LSE273	10.94±0.06(11)	8.26±0.06(4)	7.73±0.03(2)	8.78±0.05(5)	7.05	7.46±0.06(6)	6.97±0.07(13)
HD125924	10.99±0.07(12)	8.30±0.07(8)	7.73±0.08(17)	8.74±0.04(20)	7.08	7.25±0.09(6)	7.08±0.04(5)
HD149363	11.07±0.05(13)	8.24±0.06(3)	7.76±0.07(6)	8.70±0.08(12)	7.55	7.58±0.06(6)	6.93±0.01(3)
LSE255	11.08±0.09(12)	8.45±0.10(11)	7.87±0.07(16)	8.52±0.07(17)	7.54	7.38±0.08(6)	7.19±0.04(6)
LSE14	11.04±0.10(10)	8.44±0.08(5)	7.82±0.09(12)	8.72±0.07(10)	7.05	7.37±0.05(6)	7.11±0.08(6)
CPD-247094	11.04±0.02(7)	7.29±0.06(6)	7.58±0.14(18)	8.22±0.05(20)	7.39±0.05(3)	7.06±0.06(7)	7.21±0.13(11)
HD209684	11.04±0.07(11)	8.44±0.05(4)	7.79±0.07(6)	8.78±0.07(10)	7.31	7.43±0.05(5)	7.28±0.03(3)
HD216135	11.01±0.05(13)	8.26±0.03(4)	7.81±0.14(2)	8.72±0.03(2)	7.27	7.47±0.08(7)	7.12±0.04(8)
HD218970	10.99±0.05(12)	8.42±0.07(4)	7.79±0.08(6)	8.87±0.05(8)	7.53	7.54±0.08(6)	7.18±0.05(7)
HD220787	10.95±0.10(11)	8.26±0.05(7)	7.80±0.10(19)	8.56±0.06(16)	7.10	7.26±0.12(8)	6.97±0.08(13)
Sol	10.93	8.39	7.78	8.66	7.53	7.51	7.15

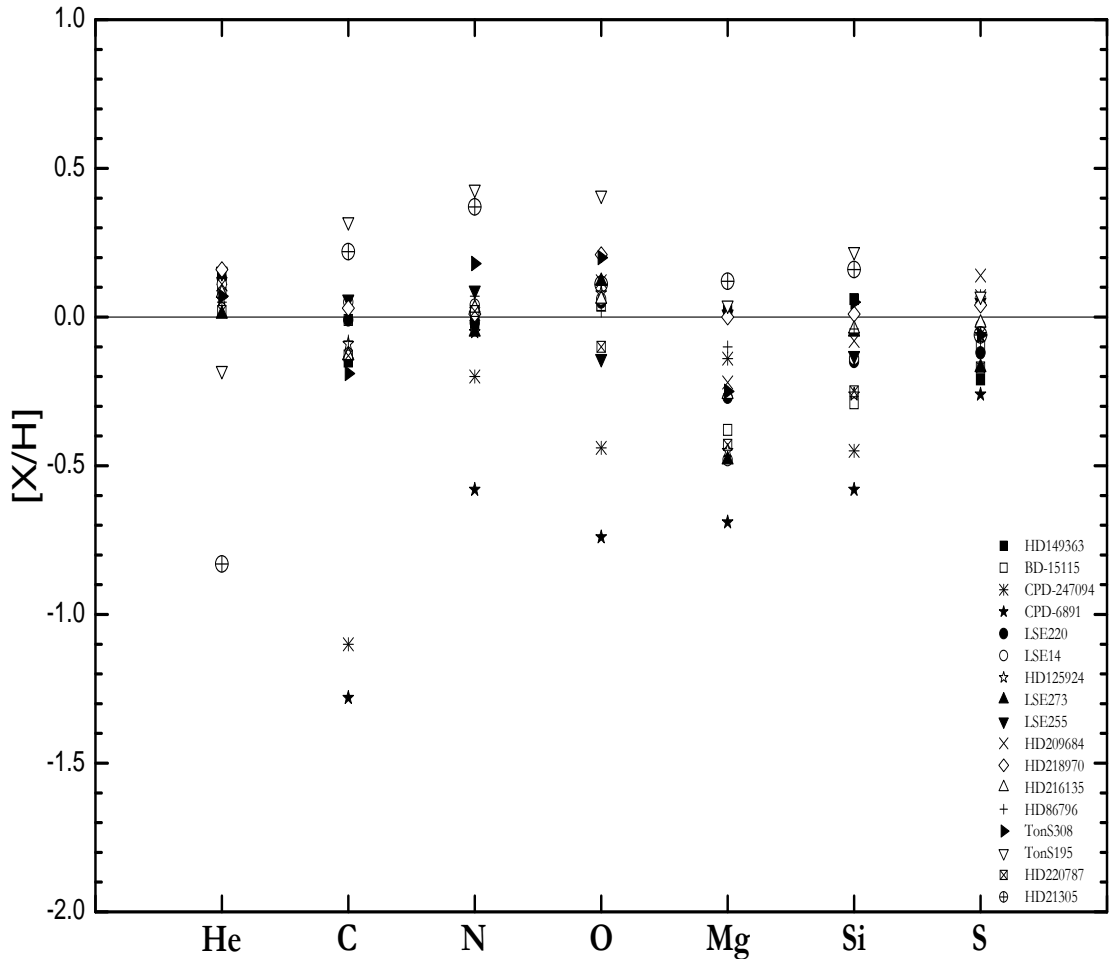


Figura 6.8: Abundâncias relativas para as estrelas OB em altas latitudes galácticas, com cada símbolo representando um objeto. A linha cheia indica os valores solares segundo Asplund et al. (2006).

### Incertezas nas abundâncias

A semelhança do cálculo feito para estrelas Pós-AGB quentes, as incertezas nas abundâncias químicas foram computadas de acordo com as incertezas dos parâmetros atmosféricos (Seção 5.2.3), do  $v_{\text{seni}}$  e do desvio do ajuste do continuum estelar ( $\delta_{\text{continuum}} = 0.01$  para todas as estrelas). Neste caso, as incertezas foram computadas somente para as es-

trelas LSE273, LSE255 e HD149363, já que estes objetos cobrem todo o intervalo de temperatura efetiva obtida e portanto, são representativos da amostra. Para a estimativa da incerteza nas abundâncias, variamos os valores dos parâmetros citados sempre em valores positivos de suas incertezas, um parâmetro de cada vez, mantendo o restante dos parâmetros fixos. A seguir, re-determinamos a abundância correspondente à variação de tal parâmetro. As variações nas abundâncias químicas para os diferentes parâmetros estão listados na Tabela 6.5. Na última coluna da tabela, listamos as incertezas totais obtidas como a soma das incertezas individuais em quadratura.

## 6.3 Discussão

Nesta Seção pretendemos discutir os resultados de abundâncias obtidos para as estrelas OB em altas latitudes com o intuito de efetuar uma classificação evolutiva preliminar dos objetos. Para tal, juntamente com as abundâncias, fazemos o uso de trajetórias evolutivas para estrelas Pós-Sequência Principal e das velocidades radiais obtidas para os objetos da amostra, descritas no Capítulo 2, Seção 2.3.

### 6.3.1 Estimativas de massas e idades

De posse dos parâmetros atmosféricos obtidos para as estrelas da amostra, estimamos as massas e idades utilizando trajetórias evolutivas Pós-Sequência Principal de Claret (2004), as trajetórias para ZAHB (*Zero Age Horizontal Branch*) e Pós-HB de Dorman et al. (1993) e as trajetórias Pós-AGB de Bloeker (1995) e Schoenberner (1983). A Figura 6.9 mostra as estrelas no plano  $\log g \times \log T_{ef}$  juntamente com as trajetórias Pós-Sequência Principal para estrelas de  $M_{ZAMS}$  correspondendo a 3.98, 5, 6.31, 7.94, 10 e 15.9  $M_{\odot}$  e as trajetórias Pós-AGB citadas. Com as trajetórias evolutivas, estimamos a massa e o tempo evolutivo dos objetos conforme mostrado na Tabela 6.6. A luminosidade foi estimada com base na relação massa-luminosidade (Aller et al., 1982).

Tabela 6.5: Incertezas das abundâncias das estrelas OB em altas latitudes galácticas.

Nome	espécie	$\delta(T_{ef})$	$\delta(\log g)$	$\delta(\xi)$	$\delta(v_{seni})$	$\delta(\text{total})$
LSE273	He I	-0.08	+0.04	-0.01	+0.03	0.10
	C II	-0.08	+0.02	-0.05	+0.08	0.11
	N II	-0.08	-0.02	-0.04	+0.05	0.11
	O II	-0.10	+0.04	-0.03	+0.04	0.14
	Mg II	+0.05	-0.02	-0.14	+0.11	0.18
	Si II	+0.06	-0.02	-0.07	+0.07	0.12
	Si III	-0.10	+0.06	-0.04	+0.06	0.14
	S II	-0.04	+0.02	-0.05	+0.04	0.08
LSE255	He I	+0.03	+0.04	-0.01	+0.03	0.06
	C II	+0.04	+0.01	-0.07	+0.10	0.12
	N II	-0.08	+0.02	-0.11	+0.08	0.16
	O II	-0.14	+0.02	-0.07	+0.06	0.17
	Mg II	+0.09	-0.01	-0.14	+0.12	0.20
	Si II	+0.08	-0.01	-0.04	+0.04	0.10
	Si III	-0.12	+0.06	-0.15	+0.10	0.22
	S II	+0.06	-0.01	-0.06	+0.03	0.09
HD149363	He I	+0.03	-0.01	-0.01	+0.03	0.05
	He II	-0.15	+0.26	-0.02	+0.08	0.23
	C II	+0.04	+0.02	-0.03	+0.06	0.08
	N II	+0.06	-0.06	-0.02	+0.04	0.10
	N III	-0.12	+0.10	-0.02	+0.03	0.16
	O II	+0.06	-0.02	-0.06	+0.07	0.11
	Mg II	+0.06	-0.04	-0.04	+0.05	0.10
	Si III	+0.07	-0.02	-0.10	+0.07	0.14
	Si IV	-0.09	+0.09	-0.07	+0.07	0.16
	S III	+0.06	-0.03	-0.01	+0.04	0.08

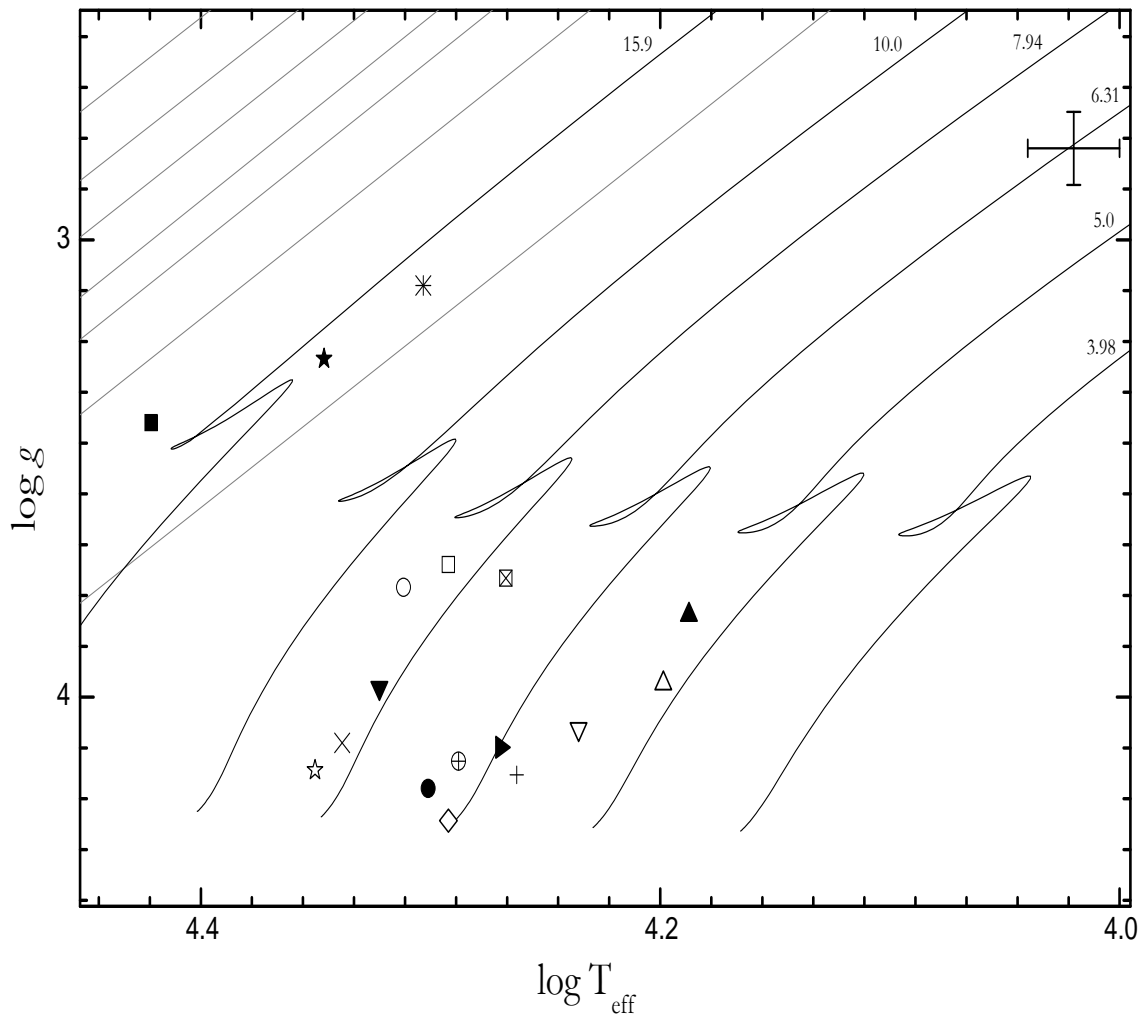


Figura 6.9: Estrelas OB em altas latitudes galácticas no diagrama  $\log T_{\text{eff}} \times \log g$ . As linhas cheias (em negrito) indicam as trajetórias evolutivas de Claret (2004) para  $M_{\text{ZAMS}}$  correspondendo a 3.98, 5, 6.31, 7.94, 10 e 15.9  $M_{\odot}$  e as linhas mais fracas (cinzas), as trajetórias evolutivas Pós-AGB de Schoenberner (1983) para massas centrais de 0.546 e 0.565  $M_{\odot}$  e as de Bloeker (1995) para massas centrais de 0.605, 0.625, 0.696, 0.836 e 0.940  $M_{\odot}$ . As barras de erro no canto superior direito indicam as incertezas em  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ . Os símbolos individuais para cada objeto são os mesmos da Figura 6.8

Tabela 6.6: Velocidades radiais, massas, idades, luminosidades, movimentos próprios, paralaxe e tipos espectrais MK estimados para a amostra das estrelas OB em altas latitudes galácticas.

Objeto	$V_r(\text{kms}^{-1})$	$M(M_\odot)$	$T_{evol}(10^6\text{anos})$	$L(L_\odot)$	$\mu(\alpha)$	$\mu(\delta)$	$\pi('')$	MK
BD-15115	92.0	8.5	26	3.61	8.95	-0.33	1.52	B2III
TonS195	280.3	5.7 <sup>a</sup>	34	2.95	21.60 <sup>b</sup>	-6.00	-	B3/B4V
CPD-6891	82.2	14.9 <sup>a</sup>	21	4.53	11.90 <sup>b</sup>	-0.80	-	B1.5/B2II
TonS308	97.9	6.3	21	3.11	1.20	0.30 <sup>b</sup>	-	B2.5/B3V
HD21305	74.0	6.7 <sup>a</sup>	15	3.22	0.21	2.25	-1.44	B2/B2.5IV
HD86796	44.1	6.0	15	3.03	-5.00	-3.80 <sup>b</sup>	-	B3V
LSE220	-44.5	6.9	7	3.26	-9.80	-3.00 <sup>b</sup>	-	B3IV/V
LSE273	7.2	5.4	65	2.86	-5.00	-1.60 <sup>b</sup>	-	B5IV
HD125924	242.9	8.7	6	3.65	3.32	-9.66	-1.88	B2IV
HD149363	147.6	18.0	10	4.85	-9.80	-11.92	0.16	B0.5III
LSE255	13.1	8.2	20	3.55	1.00	-2.98	1.24	B2III/IV
LSE14	-48.8	9.0	23	3.70	2.00	10.60 <sup>b</sup>	-	B2III
CPD-247094	-45.1	14.7 <sup>a</sup>	30	4.51	-5.90 <sup>b</sup>	-12.50	-	B2II
HD209684	79.9	8.6	12	3.63	-1.61	0.25	2.27	B3III
HD216135	-12.6	5.2	57	2.80	-18.97	-13.19	2.83	B5V
HD218970	98.0	6.4	1	3.14	46.82	34.46	1.86	B2/B3V
HD220787	25.4	7.6	33	3.42	3.10	-1.16	1.75	B3III/IV

<sup>a</sup>Assumindo estrela de Pop. I<sup>b</sup>Dados do Catálogo Tycho

### 6.3.2 Comparação dos resultados de composição química com a literatura

#### HD149363

Este objeto foi classificado como uma estrela B0.5III em Morgan et al. (1955) e em Wallerstein & Wolff (1965) com uma velocidade radial de  $> 115 \text{ kms}^{-1}$ . Utilizando calibrações fotométricas, Gulati et al. (1989) estimaram a temperatura efetiva para este objeto como sendo 26000K. Com base em espectros de baixa resolução e dados fotométricos do sistema Strömgen, Kilkenny & Busse (1992) estimaram uma  $T_{ef} = 31000\text{K}$ ,  $\log g = 3.8$  e uma velocidade radial  $V_r = +155 \text{ kms}^{-1}$ . Estes autores especularam o fato de HD149363 ser uma estrela rica em hélio pelas intensidades das linhas de He I em 4471Å. O primeiro trabalho de análise química ocorreu com Zboril & North (2000), que estimaram os parâmetros atmosféricos  $T_{ef} = 30000\text{K}$ ,  $\log g = 4.0$ , abundâncias de He, C, N, O em ETL e ao contrário de Kilkenny & Busse (1992), classificaram HD149363 como provável estrela peculiar com sub-abundância de hélio (*He-weak star*). Ainda neste último trabalho, foi estimado um  $v_{seni} = 95 \text{ kms}^{-1}$  para esta estrela. Martin (2004), com base na análise ETL de espectros de alta resolução, estimou abundâncias normais para este objeto, similares às estrelas de População I. Computando trajetórias estelares com o auxílio do Potencial galáctico, Martin (2006) concluiu que HD149363 foi provavelmente ejetada do disco galáctico.

Nosso espectro de HD149363 não mostra características diferenciadas para este objeto, como presença de linhas de emissão ou indícios de vento estelar, mas suporta o tipo espectral de B0.5III. Nossa análise espectral em não-ETL revela abundâncias aproximadamente solares para todos os elementos analisados, como pode ser verificado na Figura 6.10, onde nossos resultados são comparados aos resultados de Martin (2004). A Figura 6.9 mostra que, com base em seus parâmetros atmosféricos, HD149363 poderia ser classificada como uma estrela Pós-AGB quente de baixa massa ( $M_c \sim 0.56 M_{\odot}$ ), assim como o caso da provável Pós-AGB quente LSE148, analisada no Capítulo 5. Todavia, sua composição química é bem diferente deste último objeto e seu alto  $v_{seni}$  também não é compatível com um estágio evolutivo avançado. Além disso, sua alta velocidade radial é compatível com um cenário de ejeção do disco e portanto, nossos resultados colocam HD149363 como uma estrela massiva formada na disco galáctico, de acordo com os argumentos de Martin (2004).

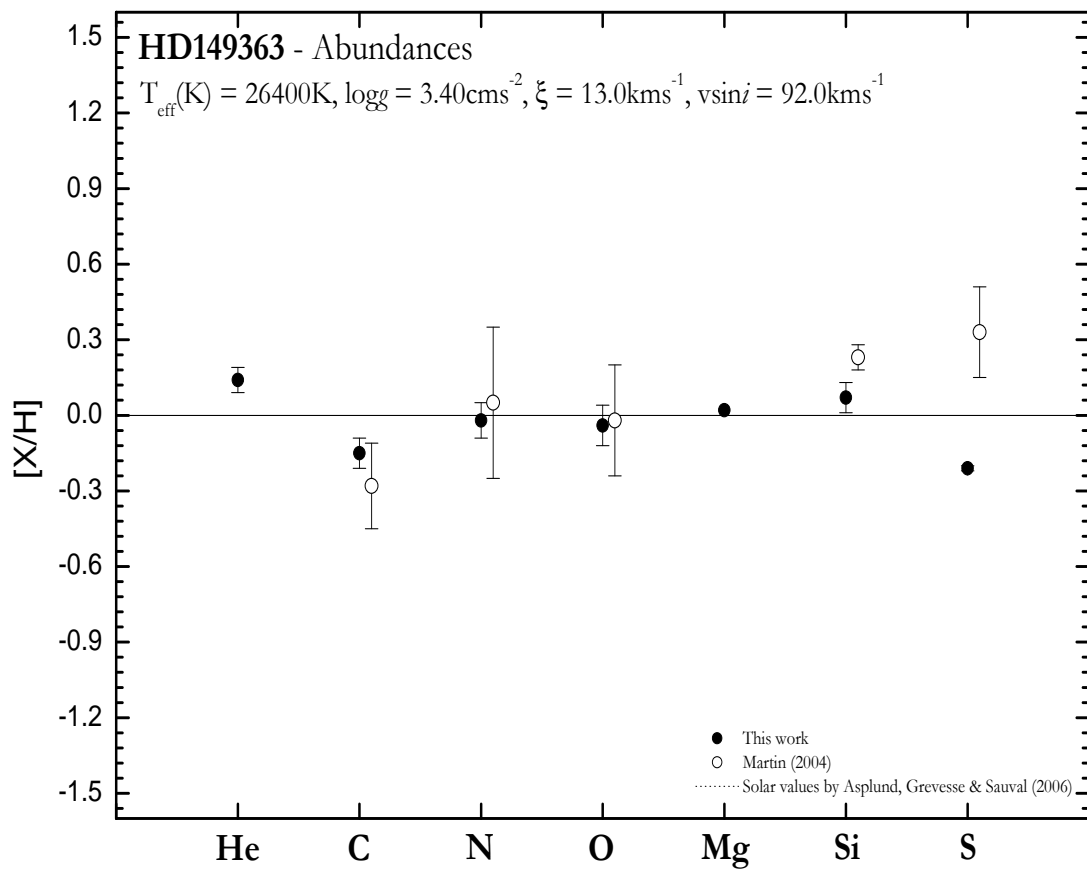


Figura 6.10: Abundâncias químicas relativas para a estrela HD149363 obtidas nesta tese e comparadas aos valores de Martin (2004). A linha sólida denota os valores solares de Asplund et al. (2006).



**BD-15115**

O objeto BD-15115 foi identificado como uma estrela B5 em placas espectrais no trabalho de Cowley (1958). Graham & Slettebak (1973) utilizando dados fotométricos e espectros de baixa resolução, indicaram tipo espectral B2V sem a identificação de peculiaridades no espectro do objeto. Com base em espectros no ultravioleta (IUE) e fotometria Strömgren, Quin et al. (1991) estimaram a temperatura efetiva em 19500K utilizando a calibração de Lester et al. (1986) e gravidade superficial de 3.5 dex. Os referidos autores, ao modelar o espectro IUE de baixa resolução, não encontraram sinais de anomalias causadas por possível presença de envoltório de poeira, sugerindo BD-15115 se tratar possivelmente de uma estrela B da Sequência Principal. Conlon et al. (1992), em análise ETL de espectros de alta resolução, encontraram parâmetros atmosféricos similares aos últimos autores. Seus resultados para análise química revelaram sub-abundância em carbono, magnésio e enxofre. Apesar deste fato, os autores apoiaram a classificação do objeto como sendo de População I devido ao fato de suas abundâncias serem obtidas a partir de um número insuficiente de linhas espectrais e as incertezas associadas serem de até 0.3 dex em alguns casos. Os últimos autores encontraram ainda, uma velocidade radial de  $+94 \text{ kms}^{-1}$  para este objeto. Magee et al. (2001), com base em espectros de alta resolução e de melhor qualidade que aqueles utilizados por Conlon et al. (1992), obtiveram abundâncias químicas em ETL com valores aproximadamente solares, classificando o objeto como provável estrela B massiva ejetada para o Halo. A mesma interpretação está presente no trabalho de Martin (2004), que não encontrou sinais de peculiaridades químicas para o objeto.

Assim como mencionado por Conlon et al. (1992), nossos resultados indicam um objeto que deixou Sequência Principal, mas que ainda não evoluiu o bastante para apresentar traços de enriquecimento atmosférico por eventuais processos de mistura. Esta particularidade pode ser observada na Figura 6.9, onde BD-15115 é identificado como o objeto com maior idade entre as estrelas com massas maiores que  $8.0 M_{\odot}$ . Com nosso espectro de alta resolução e o valor de  $\log g$  obtido, classificamos a estrela com o tipo espectral B2III. Nossos valores de  $T_{ef}$  e  $\log g$  estão em excelente acordo com os resultados de trabalhos anteriores e nossos resultados de composição química sugerem que BD-15115 é um objeto de População I, apresentando abundâncias isentas de anomalias, como citado por Conlon et al. (1992). Em nossa análise, apenas o magnésio apresenta  $[\text{Mg}/\text{H}] = -0.38$  dex do valor

solar. Todavia, as abundâncias de magnésio em estrelas OB têm indicado um padrão com considerável dispersão, como atestam as determinações de  $\log(\text{Mg}/\text{H}) + 12$  realizadas para 5 Associações OB por Daflon et al. (2001), onde um valor médio abaixo do solar também foi encontrado para este elemento.

### **LSE220 (HD11040) e LSE273 (HD125109)**

Estes objetos aparecem na extensão do Catálogo LSS (*Luminous Stars in the Southern Milk Way*) com tipos espectrais OB-. LSE220 foi classificada como sendo uma B3IV/V no Catálogo de objetos OB galácticos publicado por Reed (2003), enquanto que LSE273 foi classificada como uma B6III. Até o presente momento, nenhum trabalho de análise química destes objetos foi encontrado na literatura.

A Figura 6.9 indica a posição de LSE220 como sendo um objeto jovem de massa intermediária na Sequência Principal ( $6.9 M_{\odot}$ ), fato corroborado pelos seus altos valores de gravidade superficial e  $v_{\text{seni}}$ . Nosso espectro está de acordo com o tipo espectral indicado por Reed (2003) e nossa análise química em não-ETL sugere que este objeto tem abundâncias aproximadamente solares. Com moderada velocidade radial e moderada altitude galáctica, estudos da dinâmica estelar do objeto são necessários para indicar uma possível ejeção do disco ou formação estelar *in situ* no Halo.

A Figura 6.9 indica LSE273 como uma estrela menos massiva, possivelmente deixando a Sequência Principal com  $M_{\text{ZAMS}} \sim 5.5 M_{\odot}$ . O espectro com número de linhas espectrais em geral pouco intensas, é refletido em seus parâmetros atmosféricos  $T_{\text{ef}} = 15400\text{K}$ ,  $\log g = 3.82$  dex e  $\xi = 7.0 \text{ km s}^{-1}$ . Estimamos tipo espectral B5IV/V para este objeto e com base em abundâncias químicas normais, baixa velocidade radial, moderada latitude galáctica e moderado  $v_{\text{seni}}$ , sugerimos que esta estrela trata-se de um objeto da Sequência Principal.

### **LSE14 (HD183761)**

O objeto em questão foi descrito originalmente por Dworetzky et al. (1982) como uma estrela B8 em latitude galáctica intermediária. Os mesmos autores apontaram uma distância

$z$  de 1.95 kpc abaixo do plano galáctico para o objeto, estimada com base em calibrações da luminosidade obtida com fotometria UBV. Entretanto Tobin (1985), indicou um tipo espectral B1.5 e  $z = 0.55$  kpc para este objeto. O catálogo de Reed (2003) indica tipo espectral B2III. A exemplo de LSE220 e LSE273, LSE14 não possui até então, análise de composição química.

O espectro deste objeto é bem similar ao espectro de LSE220, dado que possuem temperaturas efetivas e  $v_{\text{seni}}$  semelhantes. Entretanto, seus valores de gravidades superficiais e microturbulências são bem diferentes como mostra a Tabela 6.3, consequência do fato de LSE14 possuir linhas espectrais menos intensas que LSE220. O valor de  $\xi$  para o objeto em questão é o maior de toda amostra, o que é de certa forma, curioso, já que espera-se que apenas objetos mais evoluídos apresentem valores de microturbulência mais altos.

#### **HD125924 e HD209684**

O objeto HD125924 tem sido extensivamente estudado desde sua classificação original como uma estrela B2IV por Hill (1970). Thackeray (1975) classificou HD125924 como uma provável estrela de alta velocidade (*High Velocity Stars* - HVSS) ao medir uma velocidade radial de  $+253 \text{ km s}^{-1}$ . Com base na fotometria Strömgen, de Boer & Wesselius (1980) estimaram os parâmetros atmosféricos como sendo  $T_{\text{ef}} = 20000\text{K}$  e  $\log g = 4.4$  dex, sugerindo tratar-se de estrela normal de População I. Em análise mais detalhada baseadas em espectros no ultravioleta, Tobin & Kaufmann (1984) apontaram HD125924 como uma estrela B normal com  $V_r = +252 \text{ km s}^{-1}$ ,  $T_{\text{ef}} = 22100\text{K}$ ,  $\log g = 3.5$  e massa estimada em  $7.6 M_{\odot}$ . Conlon et al. (1988), com base em análise química em ETL, sugeriram que esta estrela encontra-se na Sequência Principal. Seus valores dos parâmetros atmosféricos e abundâncias, aliados a análise da dinâmica indicaram uma estrela massiva de  $10 M_{\odot}$  formada no disco e posteriormente ejetada a alta velocidade. Behr (2003b) em análise espectral de alta resolução, estimaram a velocidade rotacional projetada de  $68 \text{ km s}^{-1}$  e metalicidade  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.08$  para este objeto.

Para HD209684, Kilkenny (1980) indicou um tipo espectral B5V com base em fotometria Strömgen. O autor estimou ainda uma distância  $z$  de 1.2 kpc. Martin (2004, 2006)

estimaram  $T_{ef} = 21000\text{K}$ ,  $\log g = 4.25$  dex e  $\xi = 10.0 \text{ kms}^{-1}$  para este objeto e com base em análise química ETL e análise dinâmica, sugeriram que o objeto em questão foi formado no disco, sendo ejetado para altas latitudes.

Os espectros de HD125925 e HD209684 são bastante similares e indicam estrelas B de População I sem sinais de peculiaridades. Além disso, a Figura 6.9 mostra que os dois objetos possuem massas e idades bem semelhantes. Nossos resultados para os parâmetros atmosféricos para estes objetos foram  $T_{ef} = 22400\text{K}$ ,  $\log g = 4.16$  dex e  $\xi = 10.0 \text{ kms}^{-1}$  para HD125924 e  $T_{ef} = 21800\text{K}$ ,  $\log g = 4.10$  dex e  $\xi = 6.0 \text{ kms}^{-1}$  para HD209684. Os resultados para HD125924 estão de acordo com os resultados de Behr (2003b). Nosso registro de  $V_r$  também está em excelente acordo com outros resultados da literatura, não indicando sinais de variabilidade ou binaridade para HD125924. As abundâncias químicas obtidas em formalismo não-ETL auto-consistente, indicam valores aproximadamente solares para HD125924 com leve sub-abundância de magnésio, o que de certa forma, como já mencionado, é fato comum para estrelas OB. Para HD209684, notamos a mesma sub-abundância de magnésio com leve sobre-abundância de oxigênio e enxofre. Enfim, suas abundâncias, altas velocidades radiais e altas latitudes galácticas suportam portanto uma origem no disco com posterior ejeção para o Halo.

### **LSE255 (HD155409)**

Este objeto foi descrito como uma estrela B2IV por Garrison et al. (1977). House & Kilkenny (1978) estimaram  $T_{ef} = 18700\text{K}$  e indicaram a estrela como pertencente a Sequência Principal com idade de  $2 \times 10^7$  anos em latitude galáctica intermediária. Diversos trabalhos com levantamentos fotométricos deste objeto se seguiram, mas nenhuma análise química foi efetuada até a presente data.

Nossos resultados para LSE255 ( $T_{ef} = 21000\text{K}$ ,  $\log g = 3.98$  dex e  $\xi = 5.0 \text{ kms}^{-1}$ ) sugerem tratar-se de um objeto com tipo espectral B2III/IV. As abundâncias químicas mostram leves sobre-abundâncias de hélio e nitrogênio, mas que não sugerem a ocorrência de processos de enriquecimento devido a nucleossíntese Pós-Sequência Principal.

### HD218970

HD218970 foi originalmente descrita como uma estrela A0p por Cowley (1958). Em trabalho extenso, Greenstein & Sargent (1974) sugeriram HD218970 como uma estrela B normal com espectro rico em hélio. Kilkenny (1980) apontou este objeto como uma B9 III. Em análise espectral ETL, Conlon et al. (1988) estimaram  $T_{ef} = 18000\text{K}$ ,  $\log g = 4.2$  dex e massa  $M_{ZAMS} = 6 M_{\odot}$  com abundâncias normais para magnésio, silício, alumínio, enxofre e uma leve sobre-abundância de hélio. Martin (2004, 2006) encontraram temperatura efetiva similar aos resultados de Conlon et al. (1988), mas sua análise química apontou uma relevante sobre-abundância de enxofre ( $[S/H] = + 1.25$  dex) relativo ao valor solar de Asplund et al. (2006).

O alto valor da velocidade rotacional deste objeto ( $v_{seni} = 88 \text{ kms}^{-1}$ ) é mais consistente com um objeto ainda na Sequência Principal. HD218970 parece ser o objeto mais jovem da nossa amostra, como pode ser visto na Tabela 6.6. Nosso valor de temperatura efetiva é um pouco maior que os valores anteriormente determinados por outros trabalhos, mas nossos valores de gravidade superficial, microturbulência,  $v_{seni}$  e velocidade radial estão em perfeito acordo. A alta latitude galáctica deste objeto e seu alto valor de  $V_r$  aparentam indicar que HD218970 é uma estrela B formada no disco e ejetada por algum mecanismo dinâmico.

### HD86796

Este objeto possui apenas três artigos relacionados na base de dados do SIMBAD e não possui registros de análise química até o momento. Bidelman (1981) citou HD86796 como uma estrela em alta latitude com espectro B3. Em um levantamento com o objetivo de detectar possíveis estrelas Be, Slettebak et al. (1997) identificaram HD86796 como uma estrela normal de tipo espectral B2.5V.

HD86796 possui baixa velocidade rotacional projetada assim como CPD-247094 e CPD-6891. Esta situação pode ser observada na Figura 6.11, onde apresentamos os espectros dos três objetos centrados na linha de  $H\alpha$ . Nesta figura, incluímos também o espectro da estrela Pós-AGB quente LSE148, analisada no Capítulo 5, para efeito de comparação.

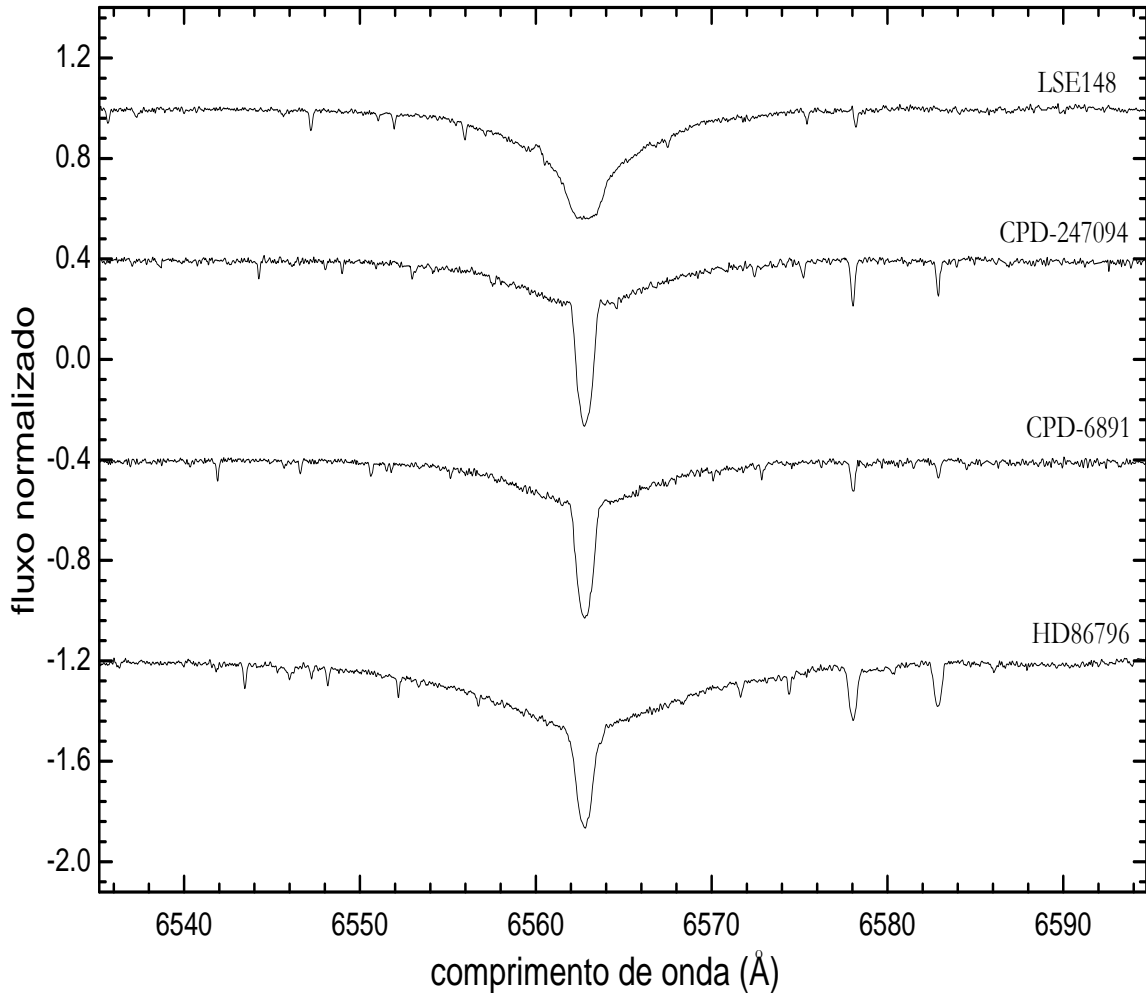


Figura 6.11: Espectros das estrelas LSE148, CPD-247094, CPD-6891 e HD86796 centrados em torno de  $H\alpha$  mostrando linhas estreitas devido a baixa rotação.

O espectro de HD86796 permitiu as medidas de diversas linhas espectrais e nossos resultados indicam  $T_{ef} = 18300\text{K}$ ,  $\log g = 4.17$  dex e  $\xi = 5.0 \text{ kms}^{-1}$ . Lehner et al. (2000) com espectros de alta resolução, fizeram análise química em não-ETL da estrela em alta latitude HD83206, cujo espectro é bem similar ao de HD86796. Os autores sugeriram cenários evolutivos diversos, mas a composição química do objeto não indicou sinais de enriquec-

imento ou depleção, principalmente nas abundâncias metálicas. Nossos resultados para HD86796 parecem apontar para o mesmo caminho, dado o obtido padrão de abundância aproximadamente solar. Uma explicação poderia vir do fato de que as duas estrelas em questão, estariam com seus eixos de rotação orientados na direção da linha de visada. Entretanto, alguns autores como Hambly et al. (1996), argumentam que esta situação seria extremamente improvável, já que espera-se que as estrelas da Galáxia tenham eixos de rotação orientados de maneira aleatória, e que a probabilidade de observação de um objeto nesta configuração ou em condições muito semelhantes, seria de 1/10000. Outra possibilidade seria considerá-lo como um objeto evoluído, neste caso uma estrela azul do ramo Horizontal, Pós-ramo Horizontal (BHB ou Pós-HB) ou ainda uma sub-anã sdB. Estrelas BHB e Pós-HB são motivo de intensas pesquisas recentes (Behr, 2003a). Estes objetos possuem algumas interessantes características, a saber:

1. Baixos valores de  $v_{\text{seni}}$ , em geral menores que  $30 \text{ kms}^{-1}$ ;
2. A atmosfera de estrelas BHB podem ser fortemente influenciadas por difusão radiativa, tendo como consequência abundâncias químicas peculiares com presença de elementos não usuais como Hg, Sr e Mn, enriquecimento com produtos da queima do ciclo CNO, espectro rico ou deficiente em hélio. Objetos Pós-HB podem apresentar um padrão de abundâncias químicas mais complexo, devido ao fato de que estes objetos podem ter caminhos evolutivos diversos a partir do ramo horizontal, como evoluir para o ramo AGB, para o ramo horizontal extremo (EHB) e evoluir diretamente para a região das anãs brancas (Dorman et al., 1993; ?);
3. Objetos BHB são menos luminosos que estrelas da Sequência Principal, ao passo que objetos Pós-HB podem alcançar luminosidades elevadas.

Apesar do baixo valor de velocidade rotacional projetada para HD86796, o padrão de abundâncias obtido não indica a presença de peculiaridades, o que torna a classificação do objeto como uma estrela BHB ou Pós-HB, apenas forte especulação. Caso se trate de um objeto jovem, HD86796 pode ter sido ejetada para altas latitudes devido a sua alta velocidade radial.

Tabela 6.7: Comparação entre os parâmetros atmosféricos obtidos para CPD-247094 e CPD-6891 nesta tese com os resultados de Magee et al. (2001).

Parâmetro	CPD-247094		CPD-6891	
	Este trabalho	Magee et al. (2001)	Este trabalho	Magee et al. (2001)
$T_{ef}$ (K)	$20100^{+400}_{-400}$	$19500^{+1000}_{-1000}$	$22200^{+500}_{-600}$	$20500^{+1000}_{-100}$
$\log g$ (cgs)	$3.10^{+0.1}_{-0.1}$	$3.2^{+0.2}_{-0.2}$	$3.26^{+0.1}_{-0.1}$	$3.2^{+0.2}_{-0.2}$
$\xi$ (kms <sup>-1</sup> )	$2^{+1.0}_{-1.0}$	$5^a$	$2^{+1.0}_{-1.0}$	$5^a$
$v_{seni}$ (kms <sup>-1</sup> )	$2^{+1.0}_{-1.0}$	0	$2^{+1.0}_{-1.0}$	0

<sup>a</sup>valor adotado

#### CPD-6891 e CPD-247094

CPD-6891 foi classificada como uma estrela B1.5IV por Viton et al. (1991). Neste artigo, os autores efetuaram uma análise detalhada de várias estrelas OB com observações espectroscópicas no ultravioleta e no óptico, fotometria Strömgen e fotometria Johnson nas bandas *JHK*. Os autores estimaram  $T_{ef} = 21000\text{K}$  e  $\log g = 3.5$ . Apesar de não obterem abundâncias, seus resultados apontaram CPD-6891 como uma estrela jovem massiva com massa estimada em  $11.5 M_{\odot}$ . O objeto CPD-247094 foi estudado primeiramente por Kilkenny et al. (1991) a partir do *Edinburgh-Cape Blue Object Survey*, que classificaram a estrela como uma B5 com  $T_{ef} = 18000\text{K}$  e  $\log g = 3.0$ , com base em estudo fotométrico. Utilizando espectros de alta resolução e fotometria Strömgen, Magee et al. (2001) estudaram ambos objetos e a partir da calibração fotométrica de Napiwotzki et al. (1993) e dos ajustes dos perfis teóricos em ETL das linhas de Balmer  $H\gamma$  e  $H\delta$ , estimaram os parâmetros atmosféricos. A Tabela 6.7 apresenta um comparativo entre nossos parâmetros para estes objetos e aqueles obtidos por Magee et al. (2001).

Com base na análise química em ETL destes objetos, Magee et al. (2001) encontraram baixas abundâncias metálicas, especialmente para o carbono e ferro e argumentaram a possibilidade de CPD-6891 e CPD-247094 serem estrelas Pós-AGB.

A localização destes dois objetos na Figura 6.9 pode primeiramente indicar, tratarem-se de objetos jovens massivos com massas  $M \geq 12 M_{\odot}$  deixando a Sequência Principal.



No entanto, diferentemente do caso de HD86796, que apresenta um elevado valor de  $\log g$ , compatível com estrelas BHB, Pós-HB ou mesmo subanãs azuis (sdB) mais frias (Heber, 2009), CPD-6891 e CPD-247094 apresentam baixos valores de gravidades superficiais ( $\sim 1.0$  dex menor que HD86796), não indicando estágio evolutivo BHB ou Pós-HB. Por outro lado, os parâmetros atmosféricos obtidos permitem posicionar estas estrelas entre as trajetórias evolutivas Pós-AGB na Figura 6.9. Considerando que estes objetos estejam nesta fase evolutiva, é possível estimar as suas massas centrais como sendo  $\sim 0.55 M_{\odot}$ . Usando o mesmo argumento proposto no Capítulo 5, na Seção 5.4.1, esta estimativa de massa permite apontar CPD-6891 e CPD-247094 como estrelas de baixa massa com  $M_{ZAMS}$  estimadas em  $\sim 1 M_{\odot}$ . Estas características são bastante similares às encontradas para a Pós-AGB quente LSE148, indicando estas estrelas como pertencentes a uma classe de objetos Pós-AGB menos massivos com características diferentes de objetos Pós-AGB de massas intermediárias, como LSIV-12 111 e LSE63, também estudados no Capítulo 5. Uma busca por sinais espectroscópicos devido a presença de possíveis envoltórios circunstelares nestas duas estrelas foi feita, mas nenhum sinal claro foi detectado.

Para esclarecer as dúvidas do ponto de vista dos parâmetros atmosféricos obtidos para estas estrelas, nossa análise química dos objetos em não-ETL, mostra claros sinais de sub-abundância metálica especialmente para o carbono, como pode ser verificado na Tabela 6.4. A Figura 6.12 mostra o comparativo entre as abundâncias obtidas nesta tese e as obtidas por Magee et al. (2001) para CPD-6891. Os valores das abundâncias nesta figura, são relativas aos valores solares de Asplund et al. (2006). A Figura 6.13 mostra o mesmo comparativo com a estrela CDP-247094.

Os baixos valores de abundâncias metálicas são também semelhantes aos encontrados para as estrelas Pós-AGB quentes estudadas no capítulo anterior, principalmente para LSE148, reforçando a hipótese de estágio Pós-AGB para estes objetos. Caso estejamos corretos nesta análise, a forte sub-abundância de carbono para CPD-6891 ( $[C/H] = -1.28$  dex) e para CPD-247094 ( $[C/H] = -1.10$  dex) pode ser explicada pela ausência da ocorrência do processo de terceira dragagem, já que estima-se que este processo não ocorra ou ocorra de maneira pouco efetiva para estrelas com massa  $M \leq 1.2 - 2.5 M_{\odot}$  (Seção 4.2.1). As Figuras 6.12 e 6.13, mostram ainda diferenças de  $\sim 0.8$  dex nas determinações das abundâncias de carbono entre nosso trabalho e o trabalho de Magee et al. (2001). O tratamento auto-

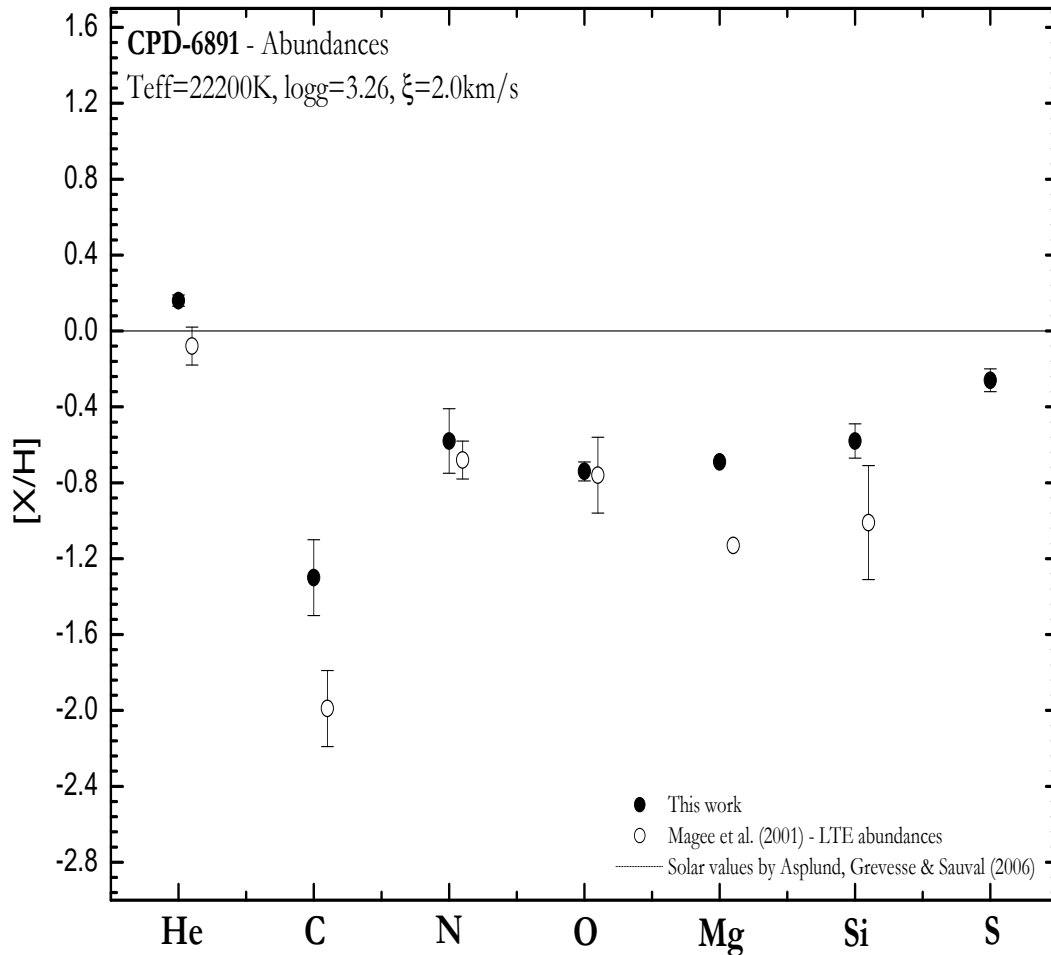


Figura 6.12: Comparativo entre as abundâncias obtidas nesta tese e às obtidas por Magee et al. (2001) para estrela CPD-6891. A linha sólida indica aos valores solares de Asplund et al. (2006).

consistente não-ETL das linhas de C II utilizado nesta tese, deve ser provavelmente o motivo destas discrepâncias, implicando que um tratamento ETL das linhas deste elemento, pode levar a abundâncias de carbono profundamente subestimadas, comprometendo ou permitindo interpretações equivocadas acerca de padrões de abundâncias em estrelas quentes. A exemplo da Figura 5.11, a Figura 6.14 mostra as estrelas em alta latitude CPD-6891 e CPD-247094 no diagrama  $\log(\text{O/N}) \times \log(\text{C/N})$ , mostrando a localização destes objetos na mesma região ocupada pelas Pós-AGB quentes estudadas nesta tese.

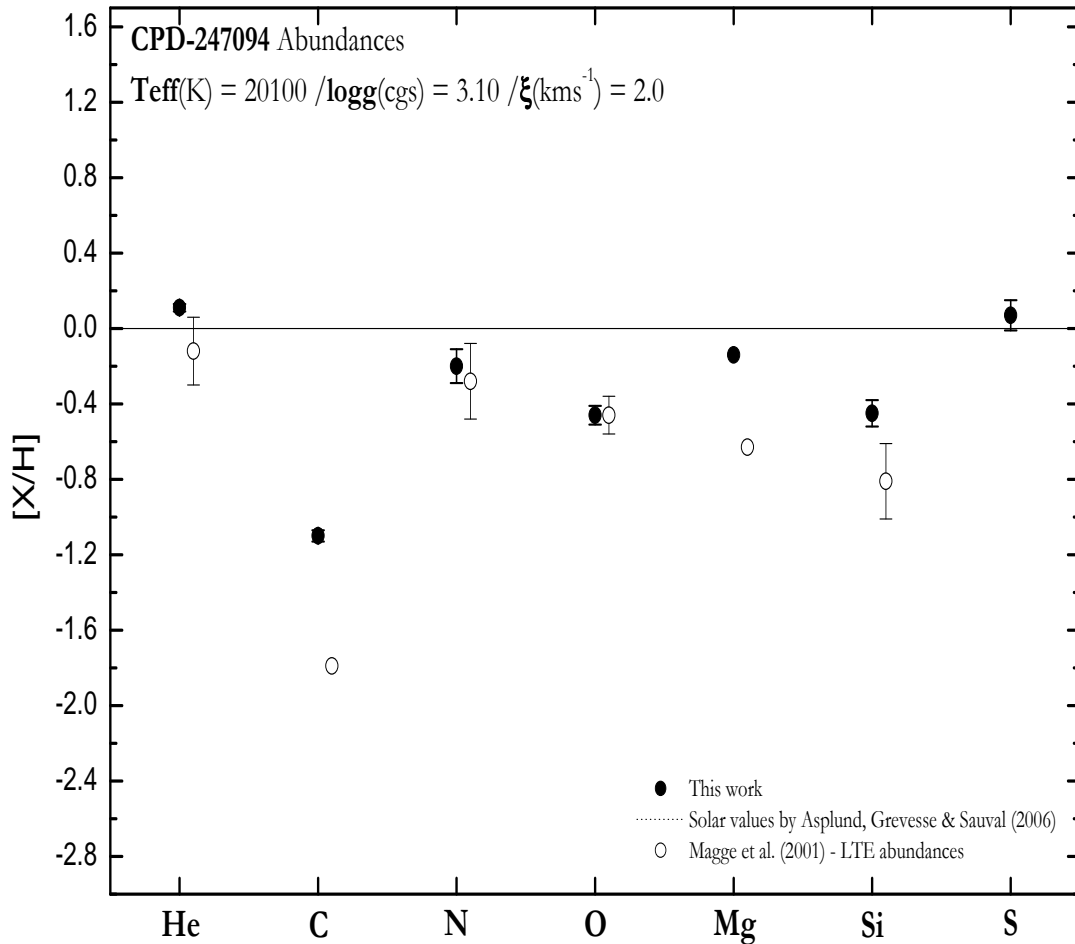


Figura 6.13: Comparativo entre as abundâncias obtidas nesta tese e às obtidas por Magge et al. (2001) para estrela CPD-247094.

Com base nestas evidências, classificamos os objetos em alta latitude galáctica CPD-6891 e CPD-247094 como prováveis estrelas de baixa massa na fase evolutiva Pós-AGB sem a presença de sinais evidentes de envoltórios circunstelares na parte óptica do espectro. Assim como o objeto LSE148, conjecturamos que os dois objetos mencionados possam evoluir para a fase anã branca sem formar nebulosas planetárias.

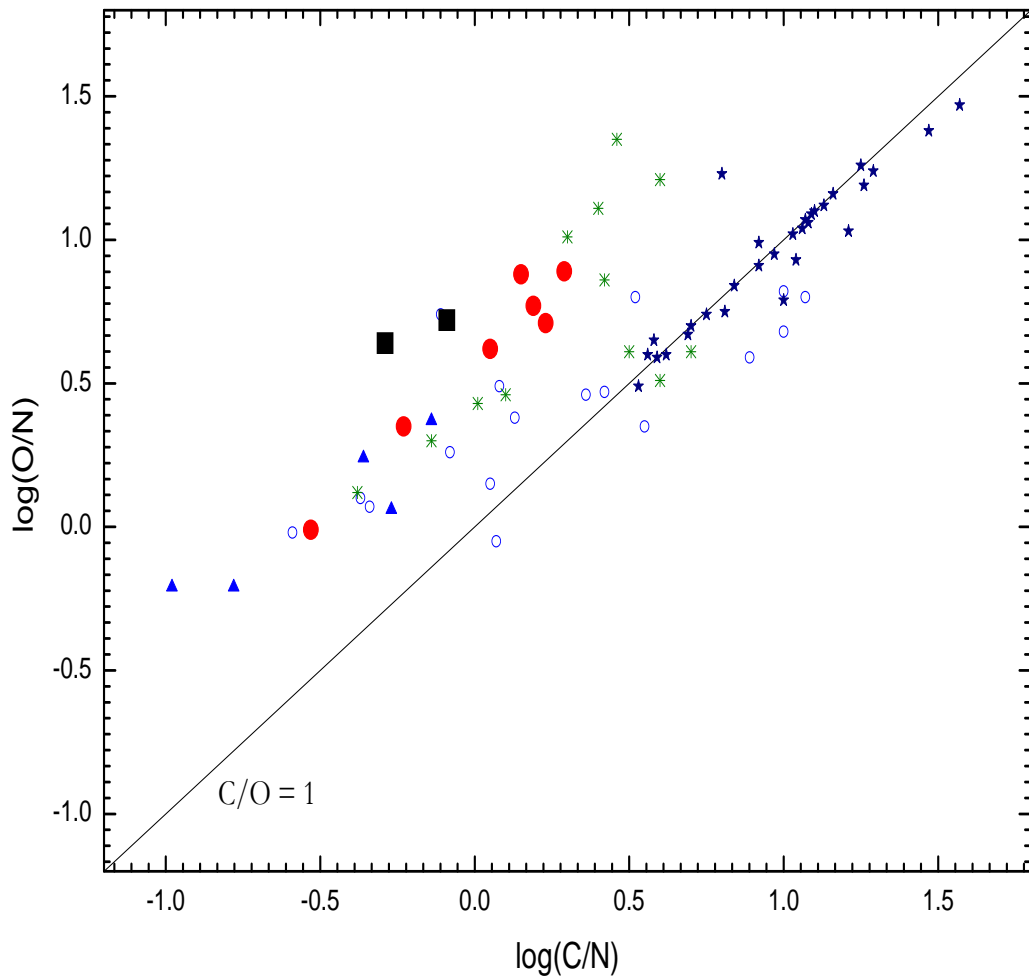


Figura 6.14: Abundâncias relativas no diagrama  $\log(O/N) \times \log(C/N)$  para os objetos CPD-6891 e CPD-247094 (quadrados negros cheios) comparadas com os resultados para Nebulosas Planetárias do Tipo I (triângulos azuis cheios), Nebulosas Planetárias do Tipo II (asteriscos verdes), estrelas Pós-AGB de tipo espectral F-K (círculo azul aberto), estrelas carbonadas (estrelas azuis cheias) e com as estrelas Pós-AGB quentes analisadas nesta tese (círculos vermelhos cheios). A linha sólida indica a razão  $C/O = 1$ .

### HD216135

Este objeto foi classificado como uma estrela B8 por Cowley (1958). Em estudo fotométrico, Graham (1970) e Kilkenny et al. (1988) classificaram esta estrela como uma

sdB. Com base em fotometria Strömgen, Keenan & Dufton (1983) classificaram este objeto como uma B5 com temperatura efetiva e gravidade superficial de 15100K e 4.2 dex respectivamente. Os autores estimaram ainda uma massa de  $4 M_{\odot}$  e luminosidade de  $2.4 L_{\odot}$ . Allen & Kinman (2004) indicaram uma possível formação no disco com posterior ejeção para o Halo para esta estrela, com base em análise dinâmica.

HD216135 é uma das estrelas com menor temperatura efetiva da amostra ( $T_{ef} = 15800K$ ) e seu espectro apresenta poucas linhas alargadas pela alta rotação. Assim como a maioria dos objetos aqui analisados, seus parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas indicam padrão normal para estrelas de População I. Estimamos tipo espectral B5V para este objeto e devida a sua alta velocidade radial, a hipótese de ejeção para altas latitudes galácticas é bastante plausível.

### **TonS308**

Kilkenny & Stone (1988) com base em espectros de baixa resolução e fotometria Strömgen, classificaram a estrela como uma B2/B3 e estimaram parâmetros atmosféricos  $T_{ef} = 17000K$  e  $\log g = 3.8$  dex, superestimando o valor de  $v_{seni}$  para  $170 \text{ km s}^{-1}$ . Conlon et al. (1992) com base em espectros de alta resolução e índices fotométricos Strömgen, encontraram resultados semelhantes, indicando um objeto de População I. Os últimos autores, mesmo com base em análise dinâmica do objeto, não puderam argumentar com clareza sua provável origem.

TonS308 é a estrela com maior  $v_{seni}$  da amostra (estimado em  $104 \text{ km s}^{-1}$ ), fazendo com que o cálculo de suas abundâncias fosse dificultado. Nossos parâmetros atmosféricos  $T_{ef} = 18600K$ ,  $\log g = 4.11$  e  $\xi = 5.0 \text{ km s}^{-1}$  são levemente maiores que os valores obtidos da literatura, indicando um objeto de População I. Nossas estimativas de idade ( $T_{evol}$ ) e massa, estão em excelente acordo com as estimativas obtidas por Conlon et al. (1992), bem como o valor da velocidade radial.

**TonS195 (CD-33 421) e HD21305**

O objeto TonS195 apareceu originalmente no trabalho de Sanduleak & Philip (1968) e foi classificado como uma estrela B5. Em artigo relatando a busca por objetos OB em altas latitudes galácticas com espectros peculiares, Graham & Slettebak (1973) citou TonS195 como uma estrela B3V com espectro normal. Lance (1988) indicou tipo espectral B4 para TonS195. A autora, com base em espectros de média-resolução, estimou ainda uma alta velocidade radial de  $+259\text{kms}^{-1}$ . Conlon et al. (1992), com base em espectros de alta resolução, efetuaram a análise química deste objeto, encontrando parâmetros atmosféricos  $T_{ef} = 17000\text{K}$ ,  $\log g = 3.7$  e adotaram um valor de  $\xi$  como  $5.0\text{ kms}^{-1}$ . A análise química em ETL revelou altas abundâncias de nitrogênio e oxigênio, mas devido às altas incertezas embutidas nestes valores, os autores classificaram este objeto como uma estrela normal de População I com origem no disco e posteriormente ejetada para o Halo.

HD21305 foi classificada como uma estrela B5V por Hill (1970). Com base em fotometria Strömgen, de Boer & Wesselius (1980) estimaram  $T_{ef} = 18200\text{K}$  e  $\log g = 4.6$ . Martin (2004) estimou uma temperatura efetiva similar, mas um valor de  $\log g$  0.6 dex menor que o estimado por de Boer & Wesselius (1980). A análise de abundâncias por Martin (2004) revelou altas abundâncias metálicas e em seu artigo seguinte, Martin (2006) sugeriu esta estrela como pertencente ao disco espesso da Galáxia e encontra-se provavelmente no estágio BHB.

Assumindo a hipótese de estrelas normais de População I, TonS195 e HD21305 teriam massas estimadas entre  $6 - 7 M_{\odot}$  com provável origem no disco e devido às altas velocidades radiais, poderiam ter sido ejetadas para altas latitudes. Todavia, os baixos valores de  $v_{\text{seni}}$  destes objetos e características espectrais diferenciadas, implicaram em maiores cuidados na análise destes objetos. A Figura 6.15 mostra um comparativo dos espectros de TonS195 e HD86796 na região entre  $4430-4500\text{\AA}$ , centradas na linha de He I em  $4471\text{\AA}$ . Apesar das temperaturas efetivas e velocidades rotacionais semelhantes, os dois objetos mostram características espectrais diferentes, como pode ser notado nas linhas do He I em  $4437$  e principalmente em  $4471\text{\AA}$  e do Mg II em  $4481\text{\AA}$ . As linhas de hélio em TonS195 apresentam intensidades bem menores, não usuais para o tipo espectral do objeto ao passo que o perfil do Mg II parece normal para uma estrela B3III. Com esta análise qualitativa,

notamos ainda que as linhas de He I em TonS195 exibem sinais de alargamento maiores que as mesmas linhas em HD86796. No caso da estrela HD21305, a peculiaridade espectral é ainda mais interessante, como pode ser visto na Figura 6.16. Nesta figura, o mesmo esquema comparativo é feito, mas desta vez com a estrela BD-15115 na região espectral 4540-4600Å. O espectro de HD21305 possui inúmeras linhas de elementos pesados, principalmente dos elementos do grupo de ferro, Titânio, Cromo e Ferro. A possibilidade de HD21305 e TonS195 serem na verdade sistemas duplos não é descartada. Conlon et al. (1992) ao notarem as mesmas características das linhas de He I em sua análise, especularam o fato de TonS195 possuir uma estrela companheira anã-branca ou sub-anã rica em hélio que, com seu alto valor de gravidade superficial, seria responsável pelo alargamento extra das linhas de He I. No caso de HD21305, poderia tratar-se de um sistema estelar com a presença de uma companheira mais fria. Entretanto, com base em nossa síntese espectral, as intensas linhas metálicas do grupo do ferro do espectro observado de HD21305, são reproduzidas teoricamente pelo Synplot com o mesmo deslocamento em relação ao comprimento de onda de repouso  $\lambda_{lab}$  das outras linhas comuns para uma estrela B, como as linhas de Si II e O II. Além disso, nosso valor de velocidade radial obtido para HD21305 de  $V_r = +74.0 \text{ kms}^{-1}$  está em excelente acordo com o valor de  $V_r = +73.5 \text{ kms}^{-1}$  encontrado por Martin (2006).

As composições químicas para os dois objetos indicam abundâncias metálicas com valores acima dos solares, principalmente para o nitrogênio, com ambas as estrelas exibindo enriquecimento de  $\sim 0.4 \text{ dex}$ . Porém a característica mais marcante é a sub-abundância de hélio, com valor de  $\sim 0.8 \text{ dex}$  para HD21305. Magee et al. (2001) em sua análise química de estrelas OB em altas latitudes, notaram características semelhantes para 3 estrelas de sua amostra, sugerindo que estas estrelas seriam objetos do ramo horizontal, ou seja, estrelas BHB ou Pós-HB. Khalack et al. (2007), ao analisar a estrela HD135485 com base em espectros de alta resolução obtidas com espectrógrafo ESPaDOnS, encontraram enriquecimento de C, N, O entre 0.7 e 1.3 dex e enriquecimento de Ti, Cr e Fe da ordem de  $\sim 0.6 \text{ dex}$ . Estas abundâncias metálicas peculiares dos elementos do grupo do ferro e depleção de hélio reveladas em várias estrelas, são de fato características a muitas estrelas BHB e estão ligadas a processos de difusão radiativa nas atmosferas destes objetos. Uma leitura interessante sobre este processo e suas consequências pode ser encontrada em Michaud et al. (2007). Apesar de não termos determinado as abundâncias médias para os elementos do

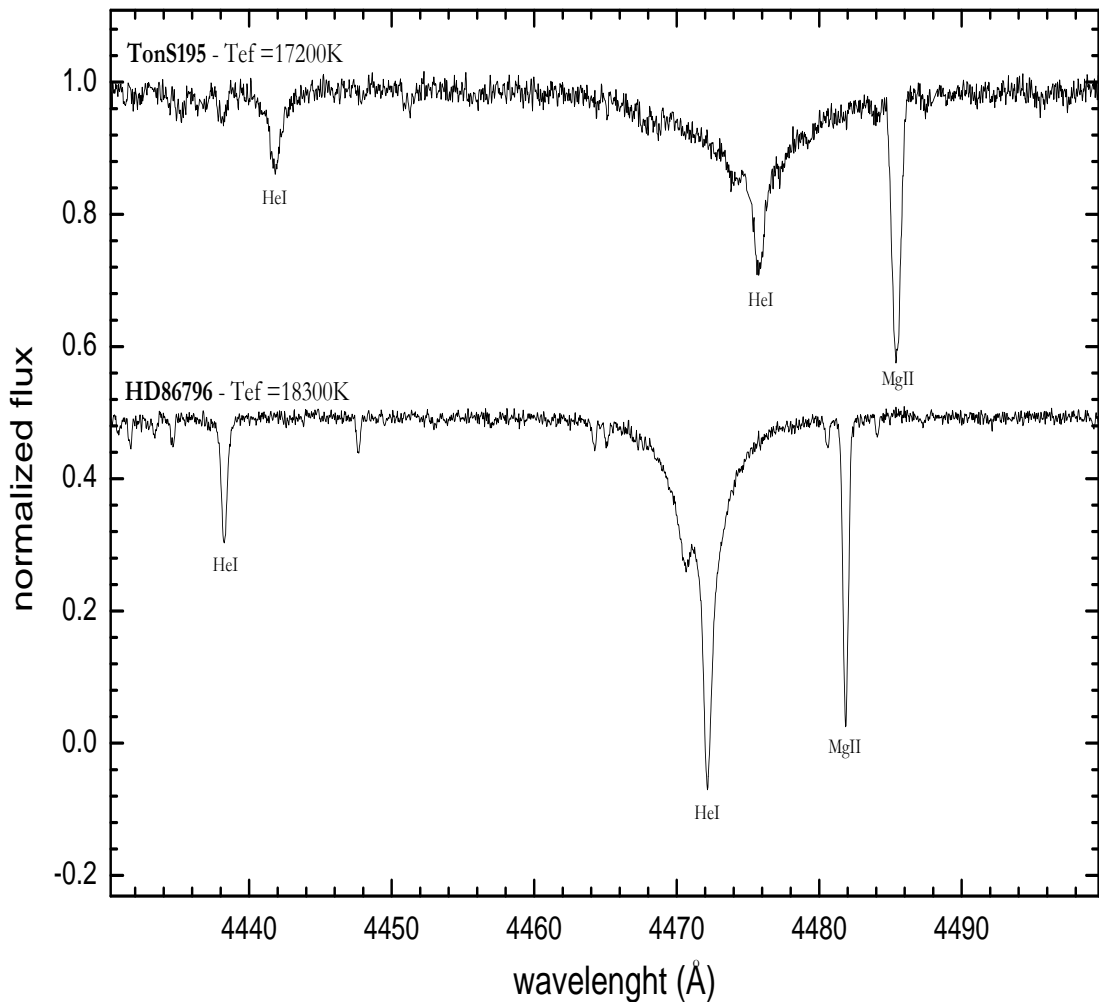


Figura 6.15: Comparativo entre os espectros de TonS195 e HD86796 na região espectral 4430-4500Å com indicativo das principais linhas espectrais.

grupo do ferro para HD21305, os ajustes para algumas linhas de Cr II, Ti II e Fe II indicam sobre-abundâncias de aproximadamente 1.3 dex para o cromo, 0.8 dex para o ferro e 2.1 dex para o titânio. O excesso na abundância de nitrogênio para TonS195 e HD21305 pode ter origem na ocorrência da primeira dragagem, ainda no ramo RGB, pela incorporação do material processado da queima do ciclo CNO devido a dragagem pelo envoltório convectivo. A Figura 6.17 exibe as abundâncias relativas obtidas para HD21305. Para o caso



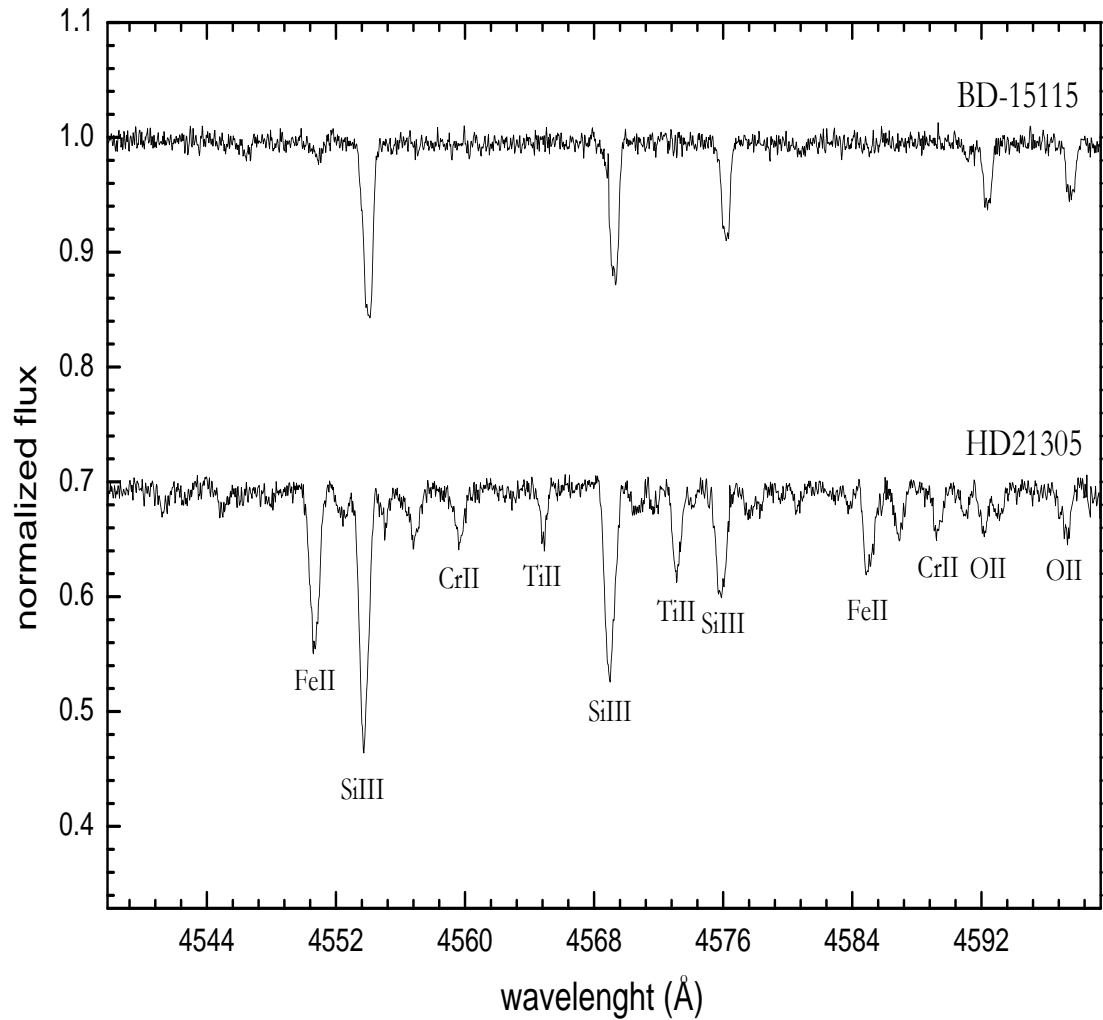


Figura 6.16: Comparativo entre os espectros de HD21305 e BD-15115 na região espectral 4540-4600Å com indicativo das principais linhas espectrais.

deste objeto, o alto desvio padrão na abundância de hélio está relacionado ao alargamento extra já mencionado para as linhas deste elemento e à variação das abundâncias de hélio para as linhas individuais com relação ao comprimento de onda. Este fato também ocorre para TonS195.

A Figura 6.18 mostra estas duas estrelas no mesmo plano  $\log T_{ef} \times \log g$ , porém alo-

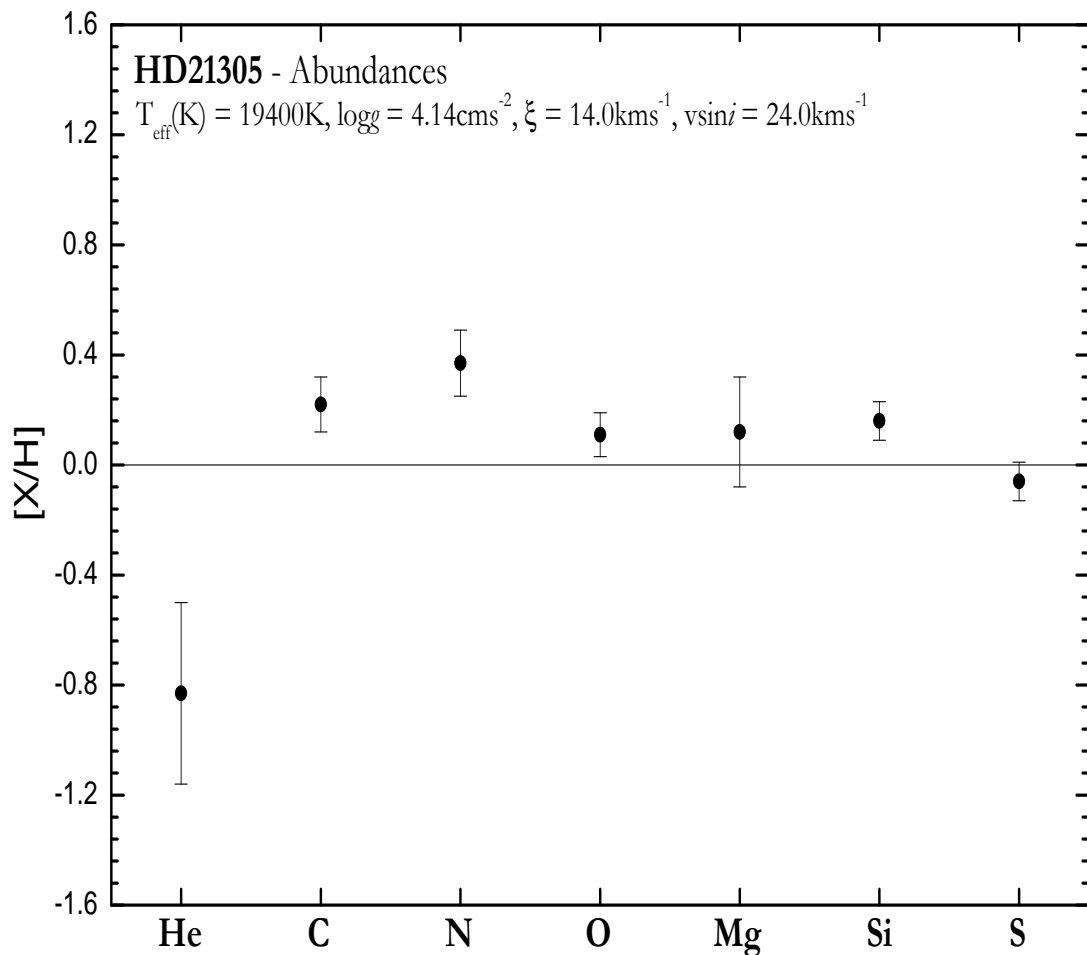


Figura 6.17: Abundâncias relativas para a provável estrela BHB, HD21305. Os valores solares são de Asplund et al. (2006).

casas juntamente com as delimitações da *Zero Age Horizontal Branch* (ZAHB) e de trajetórias Pós-HB para metalicidade solar e massas de  $0.50$  e  $0.51 M_{\odot}$ , calculadas por Dorman et al. (1993). Com base em seus parâmetros atmosféricos e suas abundâncias químicas peculiares, classificamos preliminarmente estes objetos como prováveis estrelas BHB ou Pós-HB. Caso esta hipótese esteja correta, estimamos massa de  $\sim 0.51 M_{\odot}$  para estes objetos.

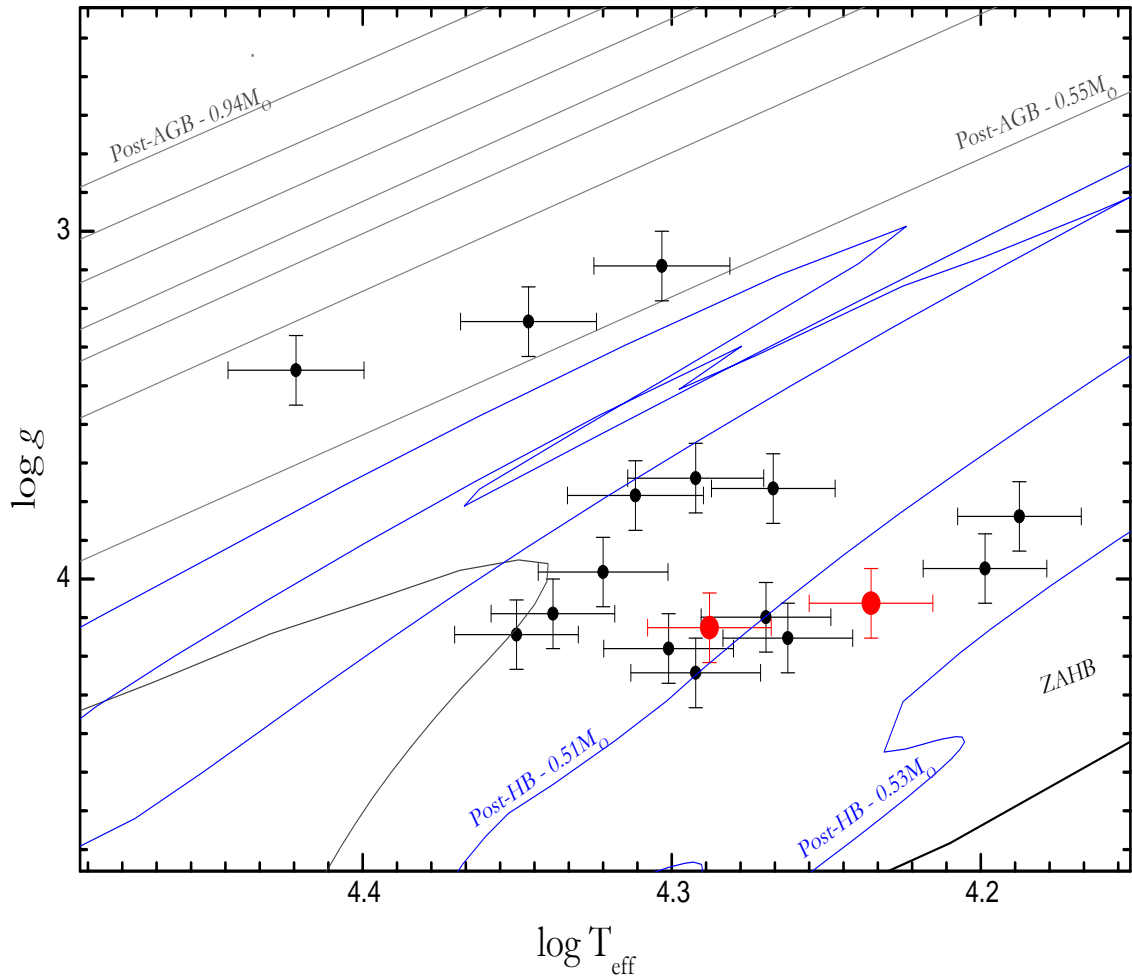


Figura 6.18: Estrelas OB em altas latitudes galácticas no diagrama  $\log T_{\text{eff}} \times \log g$ . As linhas cheias (em azul) indicam as trajetórias evolutivas de Dorman et al. (1993) para modelos Pós-HB com massas  $0.50$  e  $0.51 M_{\odot}$  e a trajetória em preto delimita a *Zero Age Horizontal Branch* (ZAHB). As linhas mais fracas (cinzas), indicam as trajetórias evolutivas Pós-AGB de Schoenberner (1983) para massas centrais de  $0.546$  e  $0.565 M_{\odot}$  e as de Bloeker (1995) para massas centrais de  $0.605$ ,  $0.625$ ,  $0.696$ ,  $0.836$  e  $0.940 M_{\odot}$ . Os símbolos vermelhos em destaque indicam as estrelas HD21305 e TonS195.

### HD220787

Assim como HD125924, HD220787 tem sido extensivamente estudado com diferentes objetivos e metodologias, possuindo 51 artigos relacionados na base de dados SIMBAD. Hill (1970) identificou HD220787 como uma estrela B3III com base em estudos fotométricos. House & Kilkenny (1978) supondo se tratar de uma estrela da Sequência Principal, estimaram  $T_{ef}$  de 19500K e idade de  $3 \times 10^7$  anos. Com base em espectros ultravioleta e fotometria Strömngren, de Boer & Wesselius (1980) classificaram a estrela como uma B3 ou sdB com parâmetros  $T_{ef} = 17000$ K e  $\log g = 3.7$  dex. Utilizando espectros de média resolução e dados fotométricos  $uvby\beta$ , Keenan et al. (1982) encontraram  $T_{ef} = 19100$ K e  $\log g = 3.5$  dex. Eles ainda estimaram as massas e idades respectivamente em  $8 M_{\odot}$  e  $3 \times 10^7$  anos e abundâncias químicas, obtendo composição normal de estrelas de População I, apenas com baixa abundância para o carbono. Martin (2004) obteve temperatura efetiva menor que os autores anteriores, mas estimou um  $\log g$  de 4.0 dex. Seu resultado de composição química ETL para HD220787 revelou abundâncias normais, sem sinais de peculiaridades.

Nossos parâmetros para HD220787 foram  $T_{ef} = 18500$ K,  $\log g = 3.74$  dex e  $\xi = 8.0$   $\text{kms}^{-1}$  e indicamos tipo espectral B3III/IV para este objeto. Nossas estimativas para idade e massa estão em excelente acordo com as estimativas de Keenan et al. (1982) e portanto, há fortes indícios que HD220787 seja de fato uma estrela B normal de População I. Uma análise futura da dinâmica da estrela permitiria estabelecer sua origem, já que a moderada velocidade radial do objeto não nos permite estabelecer este fato com confiança.

### 6.3.3 Considerações finais

Nossos resultados parecem portanto indicar a ocorrência de 4 objetos evoluídos em uma amostra de 17 estrelas OB em altas latitudes. Destes, 2 aparentam estar no estágio Pós-AGB, assim como as estrelas estudadas no Capítulo 5.

A Tabela 6.8 sintetiza a análise química e de velocidades radiais dos objetos OB em altas latitudes galácticas. Salientamos novamente, que os resultados obtidos aqui devem ser encarados como preliminares, já que uma análise detalhada das órbitas galácticas dos

objetos é necessária para uma classificação mais confiável. Na Tabela 6.8, os objetos denotados por Disco na Classe química, são aqueles que apresentam abundâncias normais de estrelas de População I (Pop. I). A coluna Particularidades indica possível ejeção para as estrelas de População I ou indica particularidades evolutivas ou espectrais para os objetos considerados evoluídos.

Tabela 6.8: Classificação preliminar das estrelas OB em altas latitudes galácticas quanto ao estágio evolutivo.

Nome	Classe química	Estágio evolutivo	Particularidades
BD-15115	Disco	Pop. I	possível ejeção ?
TonS195	evoluído	BHB	baixo $v_{\text{sen}i}$ , rico espectro metálico, depleção em He
CPD-6891	evoluído	Pós-AGB	Pós-AGB quente com $M_c \sim 0.55M_\odot$
TonS308	Disco	Pop. I	possível ejeção
HD21305	evoluído	BHB	baixo $v_{\text{sen}i}$ , rico espectro metálico, depleção em He
HD86796	Disco?	Pop. I?	baixo $v_{\text{sen}i}$
LSE220	Disco	Pop. I	possível ejeção ?
LSE273	Disco	Pop. I	possível ejeção ?
HD125924	Disco	Pop. I	possível ejeção
HD149363	Disco	Pop. I	possível ejeção
LSE255	Disco	Pop. I	possível ejeção ?
LSE14	Disco	Pop. I	possível ejeção ?
CPD-247094	evoluído	Pós-AGB	Pós-AGB quente com $M_c \sim 0.55M_\odot$
HD209684	Disco	Pop. I	possível ejeção
HD216135	Disco	Pop. I	possível ejeção ?
HD218970	Disco	Pop. I	possível ejeção ?
HD220787	Disco	Pop. I	possível ejeção ?

# Capítulo 7

## Conclusões e Perspectivas

Nesta tese, apresentamos a análise detalhada de abundâncias para uma amostra de estrelas Pós-AGB quentes. Também analisamos uma amostra de estrelas OB em altas latitudes galácticas a fim de identificar possíveis estrelas Pós-AGB nesta amostra, através de suas assinaturas químicas. A partir de uma amostra inicial mais extensa, contendo espectros de alta resolução para 57 objetos, um total de 26 objetos foram selecionados para análise química auto-consistente em formalismo não-ETL. A metodologia utilizada para obtenção dos parâmetros atmosféricos para as duas amostras foi similar do ponto de vista da análise espectroscópica. Adicionalmente, um método fotométrico iterativo foi utilizado para obtenção dos parâmetros atmosféricos para as estrelas OB em altas latitudes. Os parâmetros atmosféricos foram obtidos das redes OSTAR2002 e BSTAR2006, geradas previamente a partir do código TLUSTY (Hubeny & Lanz, 1995), em formalismo não-ETL. A obtenção das abundâncias químicas foi feita via síntese espectral, ao comparar o espectro teórico gerado, com o espectro observado. O código SYNSPEC aliado ao programa Synplot, permitiu a obtenção do espectro emergente em não-ETL, o que para atmosferas de estrelas OB, representa uma vantagem sobre a metodologia ETL, correntemente utilizada por outras literaturas.

### 7.1 Estrelas Pós-AGB quentes

Em linhas gerais, as principais conclusões para as estrelas Pós-AGB quentes aqui analisadas, podem ser escritas:

1. Nossa análise de abundâncias indica no geral, uma sub-abundância de carbono, enquanto que o hélio aparece em leve enriquecimento para alguns objetos. As linhas em absorção do nitrogênio apresentam-se muito intensas, o que é refletido na sobre-abundância detectada para este elemento para grande parte das estrelas. Embora tenhamos determinado um padrão de abundâncias onde o carbono aparece sub-abundante, a análise apresentada nesta tese não é consistente com as análises anteriores de estrelas Pós-AGB quentes, que indicam forte depleção deste elemento. Presumimos que análises em ETL das linhas de carbono em trabalhos anteriores sejam a principal causa desta disparidade. A razão C/O obtida para os objetos com base em abundâncias fotosféricas é consistente com a química circunstelar rica em oxigênio detectada para alguns objetos de nossa amostra, publicadas por Cerrigone et al. (2009), com base em observações no infravermelho com o telescópio espacial Spitzer e em observações em rádio.
2. Seis objetos desta amostra possuem análise química fotosférica inédita na literatura, a saber: LS3268, LSE3, TYC6234-178-1, LSE76, LSS4634 e LSE63.
3. O enriquecimento de nitrogênio (em relação ao valor solar) é relativamente alto para duas estrelas da amostra: LS3099 (+0.72 dex) e LSS4634 (+0.81 dex). O último objeto tem características químicas semelhantes as Nebulosas Planetárias de Tipo I definidas por Peimbert & Torres-Peimbert (1983) e desse modo, é um provável candidato a formar uma Nebulosa Planetária pertencente a esta classe.
4. A sub-abundância de carbono pode ser explicada por um cenário evolutivo sem a ocorrência da terceira dragagem na fase AGB. Por outro lado, as altas abundâncias de nitrogênio correlacionadas com leve excesso nas abundâncias de hélio para vários objetos e as altas estimativas para as massas das estrelas, parecem indicar uma possível ocorrência do processo de “hot bottom burning” na fase AGB. Se este processo houver de fato ocorrido, seus efeitos foram provavelmente diferentes para cada objeto, sendo mais eficiente para estrelas mais massivas e para objetos cuja terceira dragagem, se esta houver de fato ocorrido, foi menos eficiente.
5. Com base nos parâmetros atmosféricos obtidos para os objetos, a localização destes



no Diagrama  $\log T_{ef} \times \log g$  e com base nas trajetórias evolutivas Pós-AGB calculadas por Schoenberner (1983) e Bloeker (1995), as massas centrais  $M_c$  puderam ser estimadas. Exceto para LSE148 com  $M_c = 0.55 M_{\odot}$ , as massas para os demais objetos variam de 0.6 a 0.94  $M_{\odot}$ . Estes últimos, são provavelmente Pós-AGB massivas evoluindo rapidamente para a fase de Nebulosa Planetária, reforçando nossa interpretação acerca da presença de linhas nebulares de baixa excitação.

6. Perfis P-Cyg foram detectados para vários objetos, principalmente nas linhas de Balmer, sugerindo que processos de perda de massa podem estar ocorrendo nas Pós-AGB quentes. Todos os objetos analisados nesta amostra mostraram um espectro rico em linhas de emissão com exceção do LSE148, que apresenta apenas um perfil não usual para os centros das linhas de  $H\alpha$  e  $H\beta$ , sugerindo fraca emissão. Além disso, este objeto mostra em seu espectro, escassez de linhas metálicas, sugerindo baixa metalicidade. Linhas nebulares proibidas de baixa excitação como as linhas de  $[N II]$  e  $[S II]$  estão presentes, sendo indicativas de que processos de fotoionização começam a ocorrer para alguns objetos, principalmente os mais quentes. Outros perfis de emissão devido a elementos como carbono, silício e ferro, são bastante numerosos e provavelmente refletem condições reinantes no envoltório de poeira.
7. O objeto SAO209396, inicialmente selecionado para a amostra das Pós-AGB quentes e com classificação conflitante na literatura, mostrou evidência observacional direta de binaridade a partir de perfis duplicados das linhas de hidrogênio e hélio, sendo portanto, classificada como estrela binária espectroscópica (SB2). Como a análise química foi impossibilitada, o estágio evolutivo do objeto continua indefinido.

## 7.2 Estrelas OB em altas latitudes galácticas

Para a amostra das estrelas OB em altas latitudes galácticas, as principais considerações finais podem assim ser resumidas:

1. Dos 17 objetos analisados, 4 aparentam ser objetos evoluídos. Nossa suspeita se apóia em seus baixos valores de  $v_{\text{seni}}$ , gravidade superficial mais baixa para alguns objetos e principalmente nas abundâncias com padrão diferente do restante das es-

treelas da amostra, que apresentam um padrão de abundâncias de estrelas normais de População I.

2. As massas e idades foram estimadas utilizando as trajetórias evolutivas de Claret (2004), assumindo inicialmente que todos os objetos são da Sequência Principal. As massas obtidas estão no intervalo entre  $\sim 5 - 18 M_{\odot}$  e as idades ( $T_{evol}$ ) no intervalo entre  $\sim 1 - 65$  milhões de anos.
3. Cinco objetos possuem análise química inédita na literatura, a saber: LSE220, LSE14, HD86796, LSE273 e LSE255.
4. Estrelas com altos valores de velocidade radial foram identificadas, como os objetos HD125924 ( $V_r = +243 \text{ kms}^{-1}$ ) e TonS195 ( $V_r = +280 \text{ kms}^{-1}$ ), fortalecendo a hipótese correntemente aceita pela literatura de que vários objetos em altas latitudes têm origem no disco galáctico e que em algum momento, por mecanismos dinâmicos, foram ejetados a altas velocidades. Além disso, o comparativo de nossos valores de  $V_r$  com os valores da literatura não revelou diferenças notáveis que pudessem indicar binaridade ou variabilidade para algum objeto.
5. O objeto HD86796 apresenta um dos menores valores de  $v_{seni}$  e sua posição no diagrama  $T_{ef} \times \log g$  na região delimitada para as estrelas do ramo horizontal (ZAHB) com base nos cálculos de Dorman et al. (1993), podem indicar estágio evolutivo BHB ou mesmo Pós-HB para a estrela. Entretanto, o padrão de abundâncias do objeto não indica nenhuma peculiaridade.
6. Entre os objetos aparentemente evoluídos, CPD-6891 e CPD-247094 apresentam padrão de abundâncias semelhantes as estrelas Pós-AGB quentes estudadas, principalmente LSE148, exibindo baixas abundâncias metálicas principalmente para o carbono, cujos valores são de  $[C/H] = -1.28 \text{ dex}$  para CPD-6891 e  $[C/H] = -1.1 \text{ dex}$  para CPD-247094, em relação ao valor solar de Asplund et al. (2006). Assumindo que estes objetos sejam estrelas Pós-AGB quentes, estimamos as massas centrais como sendo  $\sim 0.55 M_{\odot}$  para os dois objetos. Esta estimativa permite situar os dois objetos como estrelas Pós-AGB de baixa massa, à semelhança de LSE148. Caso nossa hipótese para os dois objetos for correta, a forte sub-abundância de carbono pode ser explicada por um cenário evolutivo em que a ocorrência da terceira dragagem

foi ausente ou pouco eficiente na fase AGB, devido as baixas massas estimadas para CPD-6891 e CPD-247094.

7. Os objetos TonS195 e HD21305 apresentam características espectrais interessantes, como linhas de hélio com intensidades e alargamentos anormais para seus tipos espectrais e no caso de HD21305, intensas linhas de elementos do grupo do ferro. Apesar da hipótese de binaridade para estes objetos não ser completamente descartada, seus parâmetros atmosféricos, localização no diagrama  $T_{ef} \times \log g$  na região das estrelas BHB e principalmente o padrão de abundâncias obtido, parecem indicar que estes objetos são de fato, estrelas do ramo horizontal. Uma sobre-abundância em nitrogênio de  $\sim 0.4$  dex foi obtida para estes objetos, sugerindo provável enriquecimento pelo evento de primeira dragagem na fase RGB.

### 7.3 Perspectivas

Alguns tópicos interessantes não puderam ser analisados nesta tese (focalizada nas abundâncias químicas), como por exemplo, o envoltório circunstelar. Além disso, a nossa amostra inicial contava com alguns objetos peculiares, que foram descartados a princípio da nossa análise, mas que merecem análise detalhada. Dentre os projetos futuros para a continuação deste estudo, citamos:

1. Estender a análise a uma amostra de 5 Pós-AGB quentes do norte, cujos espectros já foram coletados com o o espectrógrafo ESPaDOnS no Observatório CFHT (*Canada France Hawaii Telescope*).
2. Efetuar a análise química para duas possíveis Nebulosas Planetárias jovens: SS441 (IRAS19336-0400) e Hen2-138.
3. Investigar os outros objetos peculiares em altas latitudes identificados em nossa amostra inicial mais extensa que foram excluídos da análise química realizada neste trabalho, por motivos descritos na Tabela 2.2.
4. Comparar nossos resultados de abundâncias químicas das estrelas Pós-AGB quentes com abundâncias químicas de 3 estrelas Pós-AGB frias, também presentes em nossa amostra inicial.

5. Investigar o rico espectro de perfis P-Cyg em nossas estrelas Pós-AGB quentes buscando quantificar parâmetros do vento estelar presentes nestes objetos (código CM-FGEN).
6. Análise do envoltório circunstelar dos objetos a partir de observações no infravermelho.

# Bibliografía

- Allen, C. & Kinman, T. 2004, in *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, vol. 27, Vol. 21, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, ed. C. Allen & C. Scarfe, 121–127
- Aller, L. H. 1994, *ApJ*, 432, 427
- Aller, L. H., Appenzeller, I., Baschek, B., et al., eds. 1982, *Landolt-Börnstein: Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology - New Series* ” Gruppe/Group 6 Astronomy and Astrophysics ” Volume 2 Schaifers/Voigt: Astronomy and Astrophysics / Astronomie und Astrophysik ” Stars and Star Clusters / Sterne und Sternhaufen
- Arhipova, V. P., Ikonnikova, N. P., Noskova, R. I., & Komissarova, G. V. 2002, *Astronomy Letters*, 28, 257
- Arhipova, V. P., Klochkova, V. G., & Sokol, G. V. 2001, *Astronomy Letters*, 27, 99
- Asplund, M. 2003, in *IAU Symposium*, Vol. 210, *Modelling of Stellar Atmospheres*, ed. N. Piskunov, W. W. Weiss, & D. F. Gray, 273–+
- Asplund, M., Grevesse, N., & Jacques Sauval, A. 2006, *Nuclear Physics A*, 777, 1
- Balona, L. A. 1984, *MNRAS*, 211, 973
- Behr, B. B. 2003a, *ApJS*, 149, 67
- . 2003b, *ApJS*, 149, 101
- Bidelman, W. P. 1948, *PASP*, 60, 264

—. 1951, *ApJ*, 113, 304

—. 1981, *AJ*, 86, 553

Blöcker, T. 2003, in *IAU Symposium*, Vol. 209, *Planetary Nebulae: Their Evolution and Role in the Universe*, ed. S. Kwok, M. Dopita, & R. Sutherland, 101–+

Bloecker, T. 1995, *A&A*, 299, 755

Bloecker, T. & Schoenberner, D. 1991, *A&A*, 244, L43

Boothroyd, A. I. & Sackmann, I.-J. 1999, *ApJ*, 510, 232

Boothroyd, A. I., Sackmann, I.-J., & Wasserburg, G. J. 1995, *ApJ*, 442, L21

Bregman, J. N. 1980, *ApJ*, 236, 577

Cameron, A. G. W. & Fowler, W. A. 1971, *ApJ*, 164, 111

Castelli, F. 1991, *A&A*, 251, 106

Cerrigone, L., Hora, J. L., Umana, G., & Trigilio, C. 2009, *ApJ*, 703, 585

Claret, A. 2004, *A&A*, 424, 919

Coluzzi, R. 1999, *VizieR Online Data Catalog*, 6071, 0

Conlon, E. S., Brown, P. J. F., Dufton, P. L., & Keenan, F. P. 1988, *A&A*, 200, 168

Conlon, E. S., Dufton, P. L., Keenan, F. P., & McCausland, R. J. H. 1991, *MNRAS*, 248, 820

Conlon, E. S., Dufton, P. L., Keenan, F. P., McCausland, R. J. H., & Holmgren, D. 1992, *ApJ*, 400, 273

Conlon, E. S., Dufton, P. L., Keenan, F. P., McCausland, R. J. H., & Little, J. E. 1993a, *A&A*, 272, 243

Conlon, E. S., Dufton, P. L., McCausland, R. J. H., & Keenan, F. P. 1993b, *ApJ*, 408, 593

Cowley, C. R. 1958, *AJ*, 63, 484

Crampton, D. 1971, *AJ*, 76, 260

—. 1972, *MNRAS*, 158, 85

Cunha, K. & Lambert, D. L. 1992, *ApJ*, 399, 586

Daflon, S., Cunha, K., Becker, S. R., & Smith, V. V. 2001, *ApJ*, 552, 309

Daflon, S., Cunha, K., de Araújo, F. X., Wolff, S., & Przybilla, N. 2007, *AJ*, 134, 1570

de Boer, K. S. & Wesselius, P. R. 1980, *AJ*, 85, 1354

De Marco, O., Bond, H. E., Harmer, D., & Fleming, A. J. 2004, *ApJ*, 602, L93

de Wit, W. J., Testi, L., Palla, F., & Zinnecker, H. 2005, *A&A*, 437, 247

Dorman, B., Rood, R. T., & O'Connell, R. W. 1993, *ApJ*, 419, 596

Drilling, J. S. & Bergeron, L. E. 1995, *PASP*, 107, 846

Dworetzky, M. M., Whitelock, P. A., & Carnochan, D. J. 1982, *MNRAS*, 201, 901

Dyson, J. E. & Hartquist, T. W. 1983, *MNRAS*, 203, 1233

El Eid, M. F. 1994, *A&A*, 285, 915

Gallino, R., Arlandini, C., Busso, M., et al. 1998, *ApJ*, 497, 388

Gallino, R., Arnone, E., Pignatari, M., & Straniero, O. 2004, , 75, 700

García-Hernández, D. A., García-Lario, P., Plez, B., Manchado, A., & D'Antona, F. 2006, in *IAU Symposium, Vol. 234, Planetary Nebulae in our Galaxy and Beyond*, ed. M. J. Barlow & R. H. Méndez, 87–90

García-Lario, P. 2006, in *IAU Symposium, Vol. 234, Planetary Nebulae in our Galaxy and Beyond*, ed. M. J. Barlow & R. H. Méndez, 63–70

García-Lario, P., Manchado, A., Pych, W., & Pottasch, S. R. 1997, *A&AS*, 126, 479

García-Lario, P. & Perea Calderón, J. V. 2003, in *ESA Special Publication, Vol. 511, Exploiting the ISO Data Archive. Infrared Astronomy in the Internet Age*, ed. C. Gry, S. Peschke, J. Matagne, P. Garcia-Lario, R. Lorente, & A. Salama, 97–+

- Garrison, R. F., Hiltner, W. A., & Schild, R. E. 1977, *ApJS*, 35, 111
- Gauba, G. & Parthasarathy, M. 2003, *A&A*, 407, 1007
- Gies, D. R. 1987, *ApJS*, 64, 545
- Gies, D. R. & Lambert, D. L. 1992, *ApJ*, 387, 673
- Graham, J. A. 1970, *PASP*, 82, 1305
- Graham, J. A. & Slettebak, A. 1973, *AJ*, 78, 295
- Greenstein, J. L. & Sargent, A. I. 1974, *ApJS*, 28, 157
- Gulati, R. K., Malagnini, M. L., & Morossi, C. 1989, *A&AS*, 80, 73
- Gvaramadze, V. V., Kroupa, P., & Pflamm-Altenburg, J. 2010, *A&A*, 519, A33+
- Hambly, N. C., Dufton, P. L., Keenan, F. P., & Lumsden, S. L. 1996, *MNRAS*, 278, 811
- Heber, U. 2009, *ARA&A*, 47, 211
- Henize, K. G. 1976, *ApJS*, 30, 491
- Herwig, F. 2003, in *IAU Symposium*, Vol. 209, *Planetary Nebulae: Their Evolution and Role in the Universe*, ed. S. Kwok, M. Dopita, & R. Sutherland, 61–+
- Herwig, F. 2005, *ARA&A*, 43, 435
- Hill, P. W. 1970, *MNRAS*, 150, 23
- Hony, S., Tielens, A. G. G. M., Waters, L. B. F. M., & de Koter, A. 2003, *A&A*, 402, 211
- House, F. & Kilkenny, D. 1978, *A&A*, 67, 421
- Hrivnak, B. J. 1997, in *IAU Symposium*, Vol. 180, *Planetary Nebulae*, ed. H. J. Habing & H. J. G. L. M. Lamers, 303–+
- Hrivnak, B. J., Kwok, S., & Volk, K. M. 1989, *ApJ*, 346, 265
- Hubeny, I. 1988, *Computer Physics Communications*, 52, 103



- Hubeny, I. & Lanz, T. 1995, *ApJ*, 439, 875
- Humason, M. L. & Zwicky, F. 1947, *ApJ*, 105, 85
- Iben, Jr., I. 1973, *ApJ*, 185, 209
- . 1984, *ApJ*, 277, 333
- Iben, Jr., I. & Renzini, A. 1983, *ARA&A*, 21, 271
- Karakas, A. I., Lattanzio, J. C., & Pols, O. R. 2002, , 19, 515
- Kaufer, A., Stahl, O., Tubbesing, S., et al. 1999, *The Messenger*, 95, 8
- Keenan, F. P., Brown, P. J. F., & Lennon, D. J. 1986, *A&A*, 155, 333
- Keenan, F. P. & Dufton, P. L. 1983, *MNRAS*, 205, 435
- Keenan, F. P., Dufton, P. L., & McKeith, C. D. 1982, *MNRAS*, 200, 673
- Kendall, T. R., Brown, P. J. F., Conlon, E. S., Dufton, P. L., & Keenan, F. P. 1994, *A&A*, 291, 851
- Khalack, V. R., Leblanc, F., Bohlender, D., Wade, G. A., & Behr, B. B. 2007, *A&A*, 466, 667
- Kilkenny, D. 1980, *MNRAS*, 191, 651
- Kilkenny, D. & Busse, J. 1992, *MNRAS*, 258, 57
- Kilkenny, D., Heber, U., & Drilling, J. S. 1988, *South African Astronomical Observatory Circular*, 12, 1
- Kilkenny, D., O'Donoghue, D., & Stobie, R. S. 1991, *MNRAS*, 248, 664
- Kilkenny, D. & Pauls, L. 1990, *MNRAS*, 244, 133
- Kilkenny, D. & Stone, L. E. 1988, *MNRAS*, 234, 1011
- Kingsburgh, R. L. & Barlow, M. J. 1994, *MNRAS*, 271, 257

- Kippenhahn, R. & Weigert, A. 1990, *Stellar Structure and Evolution*, ed. Kippenhahn, R. & Weigert, A.
- Knude, J. 2002, in *EAS Publications Series*, Vol. 2, *EAS Publications Series*, ed. O. Bienayme & C. Turon, 225–232
- Kozok, J. R. 1985, *A&AS*, 62, 7
- Kurucz, R. 1994, *Solar abundance model atmospheres for 0,1,2,4,8 km/s*. Kurucz CD-ROM No. 19. Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophysical Observatory, 1994., 19
- Kurucz, R. L. 1970, *SAO Special Report*, 309
- Kwok, S. 2000, *The Origin and Evolution of Planetary Nebulae*, ed. Kwok, S.
- Kwok, S., Purton, C. R., & Fitzgerald, P. M. 1978, *ApJ*, 219, L125
- Lambert, D. L., Gustafsson, B., Eriksson, K., & Hinkle, K. H. 1986, *ApJS*, 62, 373
- Lance, C. M. 1988, *ApJS*, 68, 463
- Lanz, T. & Hubeny, I. 2003, *ApJS*, 146, 417
- . 2007, *ApJS*, 169, 83
- Lattanzio, J. & Forestini, M. 1999, in *IAU Symposium*, Vol. 191, *Asymptotic Giant Branch Stars*, ed. T. Le Bertre, A. Lebre, & C. Waelkens, 31–+
- Lattanzio, J., Forestini, M., & Charbonnel, C. 2000, , 71, 737
- Lattanzio, J., Frost, C., Cannon, R., & Wood, P. R. 1996, , 67, 729
- Lattanzio, J. C. & Boothroyd, A. I. 1997, in *American Institute of Physics Conference Series*, Vol. 402, *American Institute of Physics Conference Series*, ed. E. K. Zinner & T. J. Bernatowicz, 85–114
- Lehner, N., Dufton, P. L., Lambert, D. L., Ryans, R. S. I., & Keenan, F. P. 2000, *MNRAS*, 314, 199
- Leonard, P. J. T. 1989, *PASP*, 101, 331

- Lester, J. B., Gray, R. O., & Kurucz, R. L. 1986, *ApJS*, 61, 509
- Luck, R. E., Bond, H. E., & Lambert, D. L. 1990, *ApJ*, 357, 188
- Ludwig, H.-G., Caffau, E., Steffen, M., et al. 2010, in *IAU Symposium*, Vol. 265, IAU Symposium, ed. K. Cunha, M. Spite, & B. Barbuy, 201–204
- Maeder, A. & Meynet, G. 1989, *A&A*, 210, 155
- Magee, H. R. M., Dufton, P. L., Keenan, F. P., et al. 2001, *MNRAS*, 324, 747
- Marcolino, W. L. F., de Araújo, F. X., Junior, H. B. M., & Duarte, E. S. 2007, *AJ*, 134, 1380
- Marigo, P. 2007, *A&A*, 467, 1139
- Martin, J. C. 2004, *AJ*, 128, 2474
- . 2006, *AJ*, 131, 3047
- McCausland, R. J. H., Conlon, E. S., Dufton, P. L., & Keenan, F. P. 1992, *ApJ*, 394, 298
- McErlean, N. D., Lennon, D. J., & Dufton, P. L. 1999, *A&A*, 349, 553
- Mendez, R. H., Kudritzki, R. P., Herrero, A., Husfeld, D., & Groth, H. G. 1988, *A&A*, 190, 113
- Michaud, G., Richer, J., & Richard, O. 2007, *ApJ*, 670, 1178
- Moehler, S. & Heber, U. 1998, *A&A*, 335, 985
- Mooney, C. J., Rolleston, W. R. J., Keenan, F. P., et al. 2001, *MNRAS*, 326, 1101
- Morgan, W. W., Code, A. D., & Whitford, A. E. 1955, *ApJS*, 2, 41
- Mowlavi, N. & Meynet, G. 2000, *A&A*, 361, 959
- Napiwotzki, R., Schoenberner, D., & Wenske, V. 1993, *A&A*, 268, 653
- Nieva, M. F. & Przybilla, N. 2008, *A&A*, 481, 199
- Ortiz, R. 2010, *Bulletin of the Astronomical Society of Brazil*, 29, 3

- Ortiz, R., Lorenz-Martins, S., Maciel, W. J., & Rangel, E. M. 2005, *A&A*, 431, 565
- Oudmaijer, R. D. 1996, *A&A*, 306, 823
- Oudmaijer, R. D., van der Veen, W. E. C. J., Waters, L. B. F. M., et al. 1992, *A&AS*, 96, 625
- Paczyński, B. 1970, , 20, 47
- Parthasarathy, M., Garcia-Lario, P., Pottasch, S. R., et al. 1993, *A&A*, 267, L19
- Parthasarathy, M. & Pottasch, S. R. 1989, *A&A*, 225, 521
- Parthasarathy, M., Vijapurkar, J., & Drilling, J. S. 2000, *A&AS*, 145, 269
- Peimbert, M. & Torres-Peimbert, S. 1983, in *IAU Symposium*, Vol. 103, *Planetary Nebulae*, ed. D. R. Flower, 233–241
- Perinotto, M. 1993, in *HST Proposal*, 4650–+
- Pottasch, S. R., Olling, R., Bignell, C., & Zijlstra, A. A. 1988, *A&A*, 205, 248
- Puls, J., Markova, N., Scuderi, S., et al. 2006, *A&A*, 454, 625
- Quin, D. A., Brown, P. J. F., Conlon, E. S., Dufton, P. L., & Keenan, F. P. 1991, *ApJ*, 375, 342
- Ratag, M. A., Pottasch, S. R., Zijlstra, A. A., & Menzies, J. 1990, *A&A*, 233, 181
- Reed, B. C. 2003, *AJ*, 125, 2531
- Reimers, D. 1975, *Memoires of the Societe Royale des Sciences de Liege*, 8, 369
- Reyniers, M. 2002, PhD thesis, Departement Natuurkunde en Sterrenkunde, K.U.Leuven, Celestijnenlaan 200B, 3001 Leuven, Belgium
- Reyniers, M., van de Steene, G. C., van Hoof, P. A. M., & van Winckel, H. 2007, *A&A*, 471, 247
- Rivinius, T., Baade, D., & Štefl, S. 2003, *A&A*, 411, 229

- Ryans, R. S. I., Dufton, P. L., Mooney, C. J., et al. 2003, *A&A*, 401, 1119
- Sandage, A. & Walker, M. F. 1966, *ApJ*, 143, 313
- Sanduleak, N. & Philip, A. G. D. 1968, *PASP*, 80, 437
- Sarkar, G., Parthasarathy, M., & Reddy, B. E. 2005, *A&A*, 431, 1007
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., & Maeder, A. 1992, *A&AS*, 96, 269
- Schoenberner, D. 1979, *A&A*, 79, 108
- . 1983, *ApJ*, 272, 708
- Schoenberner, D. 1987, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 132, *Late Stages of Stellar Evolution*, ed. S. Kwok & S. R. Pottasch, 337–346
- Schwarzschild, M. & Härm, R. 1965, *ApJ*, 142, 855
- Sharpless, S. 1953, *ApJ*, 118, 362
- Siess, L., Livio, M., & Lattanzio, J. 2002, *ApJ*, 570, 329
- Sivarani, T., Parthasarathy, M., García-Lario, P., Manchado, A., & Pottasch, S. R. 1999, *A&AS*, 137, 505
- Slettebak, A., Wagner, R. M., & Bertram, R. 1997, *PASP*, 109, 1
- Stasińska, G., Szczerba, R., Schmidt, M., & Siódmiak, N. 2006, *A&A*, 450, 701
- Straniero, O., Gallino, R., Busso, M., et al. 1995, *ApJ*, 440, L85
- Strömgren, B. 1963, , 4, 8
- Suárez, O., García-Lario, P., Manchado, A., et al. 2006, *A&A*, 458, 173
- Szczerba, R., Siódmiak, N., Stasińska, G., & Borkowski, J. 2007, *A&A*, 469, 799
- Szczerba, R., Siódmiak, N., Stasińska, G., et al. 2011, *ArXiv e-prints*
- Thackeray, A. D. 1975, *The Observatory*, 95, 100

- The, P. S., de Winter, D., & Perez, M. R. 1994, *A&AS*, 104, 315
- Tobin, W. 1985, *A&AS*, 60, 459
- Tobin, W. 1987, in *IAU Colloq. 95: Second Conference on Faint Blue Stars*, ed. A. G. D. Philip, D. S. Hayes, & J. W. Liebert, 149–158
- Tobin, W. & Kaufmann, J. P. 1984, *MNRAS*, 207, 369
- Trundle, C., Dufton, P. L., Hunter, I., et al. 2007, *A&A*, 471, 625
- Umana, G., Cerrigone, L., Trigilio, C., & Zappalà, R. A. 2004, *A&A*, 428, 121
- van der Veen, W. E. C. J. & Habing, H. J. 1988, *A&A*, 194, 125
- van der Veen, W. E. C. J., Habing, H. J., & Geballe, T. R. 1989, *A&A*, 226, 108
- Van Winckel, H. 1997, *A&A*, 319, 561
- van Winckel, H. 2003, *ARA&A*, 41, 391
- Van Winckel, H. 2007, *Baltic Astronomy*, 16, 112
- Vassiliadis, E. & Wood, P. R. 1993, *ApJ*, 413, 641
- . 1994, *ApJS*, 92, 125
- Venn, K. A., Smartt, S. J., Lennon, D. J., & Dufton, P. L. 1998, *A&A*, 334, 987
- Vijapurkar, J. & Drilling, J. S. 1993, *ApJS*, 89, 293
- Viton, M., Deleuil, M., Tobin, W., Prevot, L., & Bouchet, P. 1991, *A&A*, 242, 175
- Wackerling, L. R. 1970, *MmRAS*, 73, 153
- Wakker, B. P. & van Woerden, H. 1997, *ARA&A*, 35, 217
- Wallerstein, G. & Wolff, S. C. 1965, *PASP*, 77, 12
- Waters, L. B. F. M., Cami, J., de Jong, T., et al. 1998, *Nature*, 391, 868
- Weidemann, V. 1987, *A&A*, 188, 74

—. 2000, *A&A*, 363, 647

Weidner, C. & Vink, J. S. 2010, *A&A*, 524, A98+

Weigert, A. 1966, , 64, 395

Wood, P. R. & Zarro, D. M. 1981, *ApJ*, 247, 247

Začs, L., Schmidt, M. R., Musaev, F. A., Galazutdinov, G. A., & Sperauskas, J. 2005, *A&A*, 441, 303

Zboril, M. & North, P. 2000, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, 30, 12





## **Apêndice A**

### **Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)**

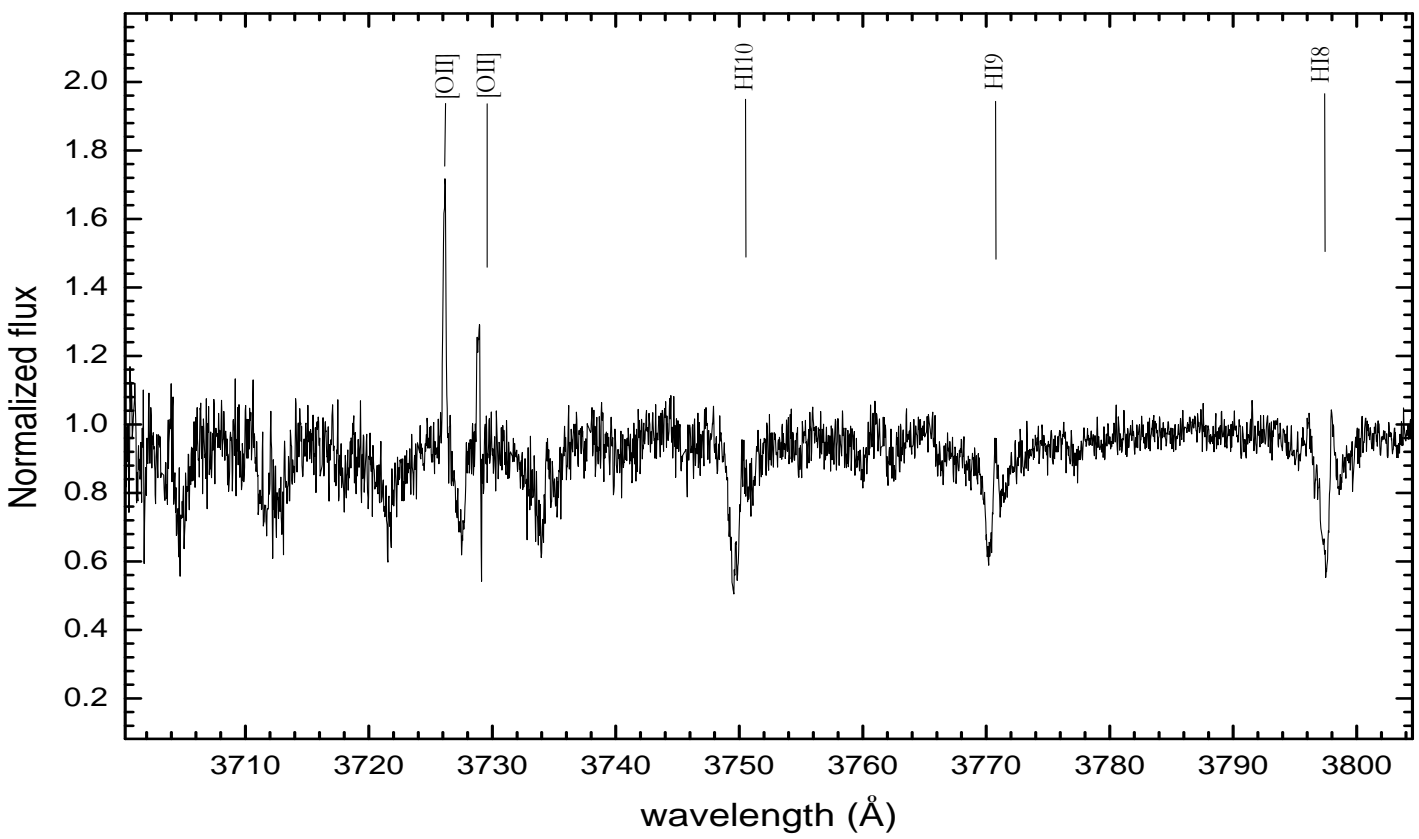


Figura A.1: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-I

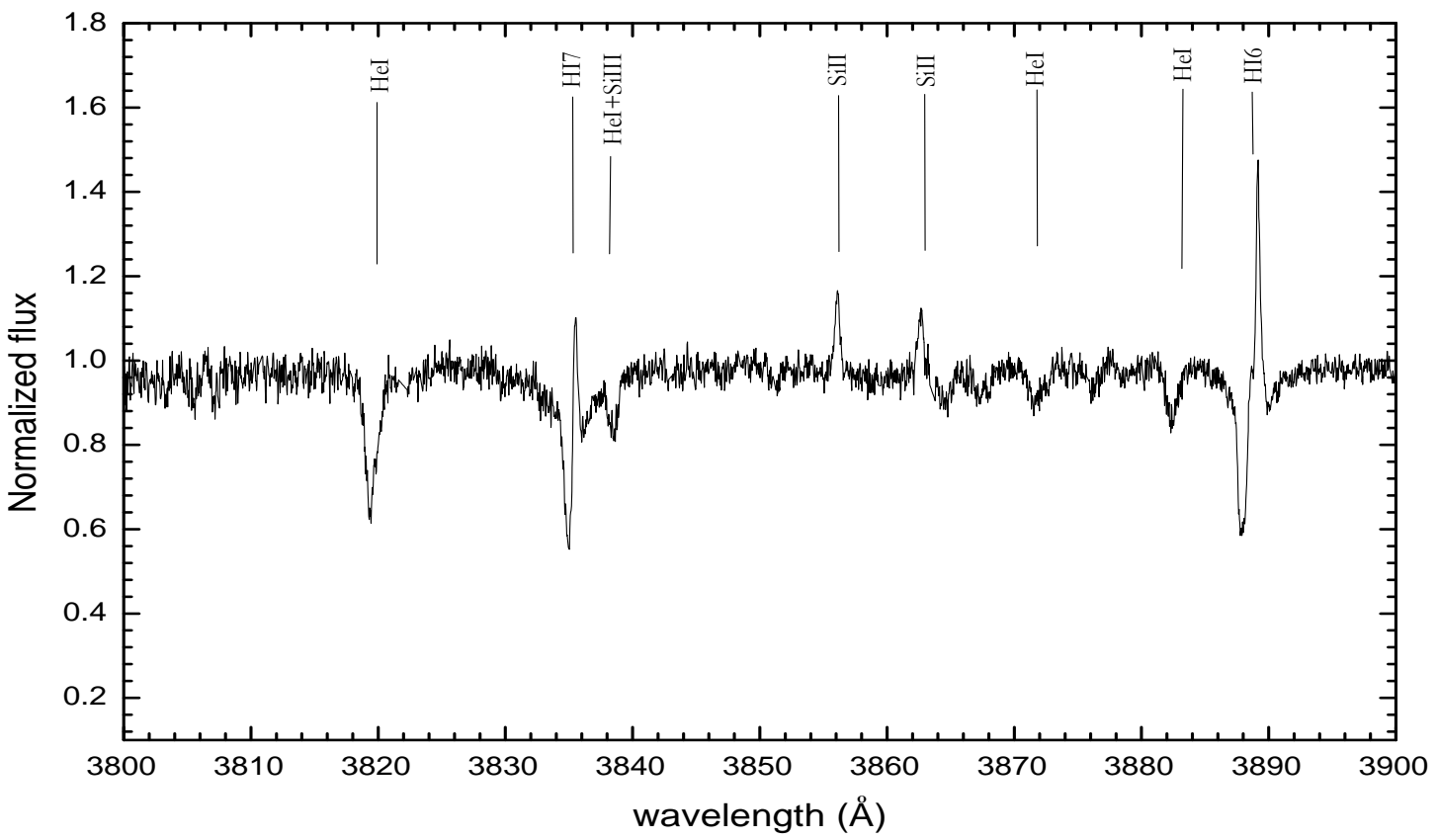


Figura A.2: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-II



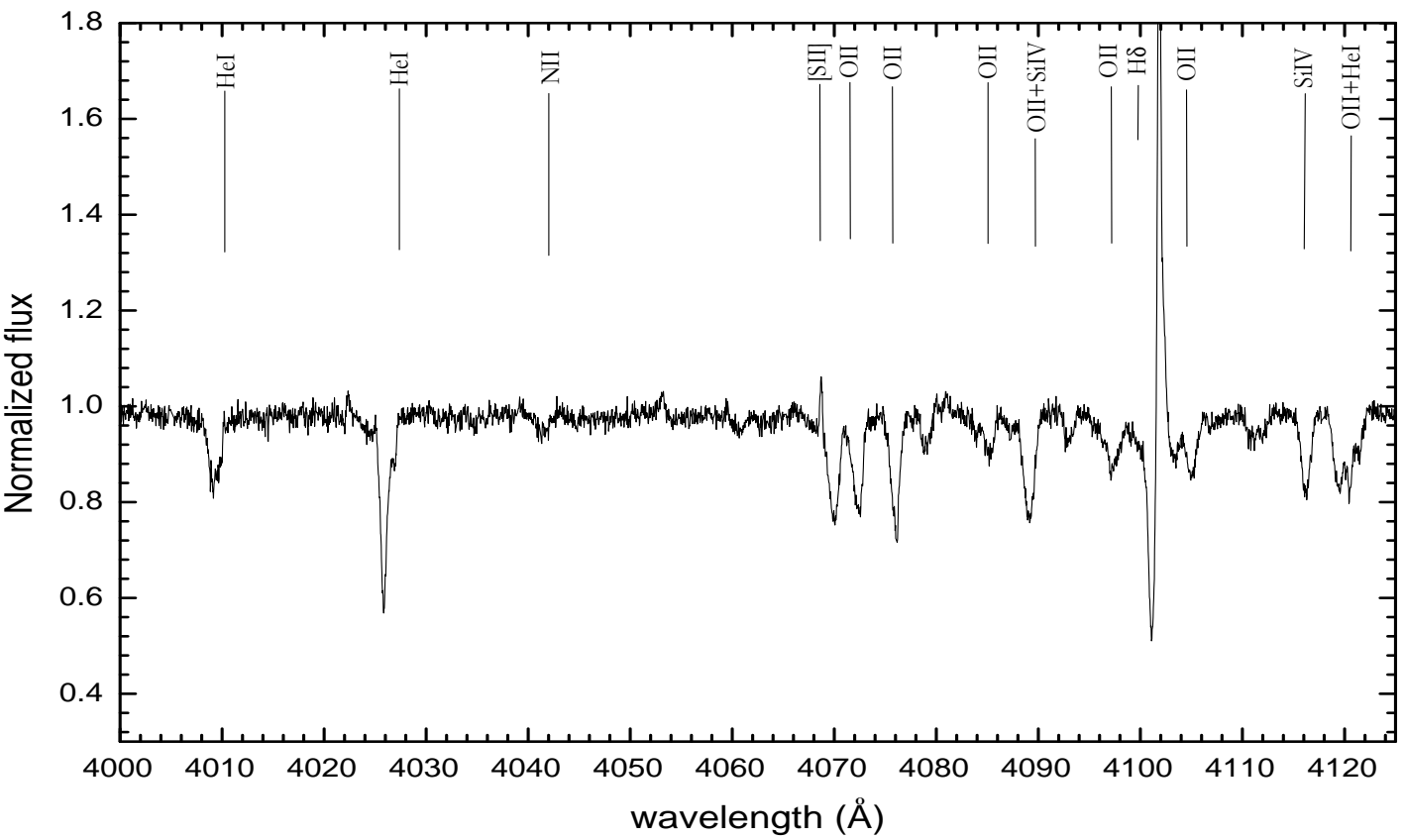


Figura A.4: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-IV

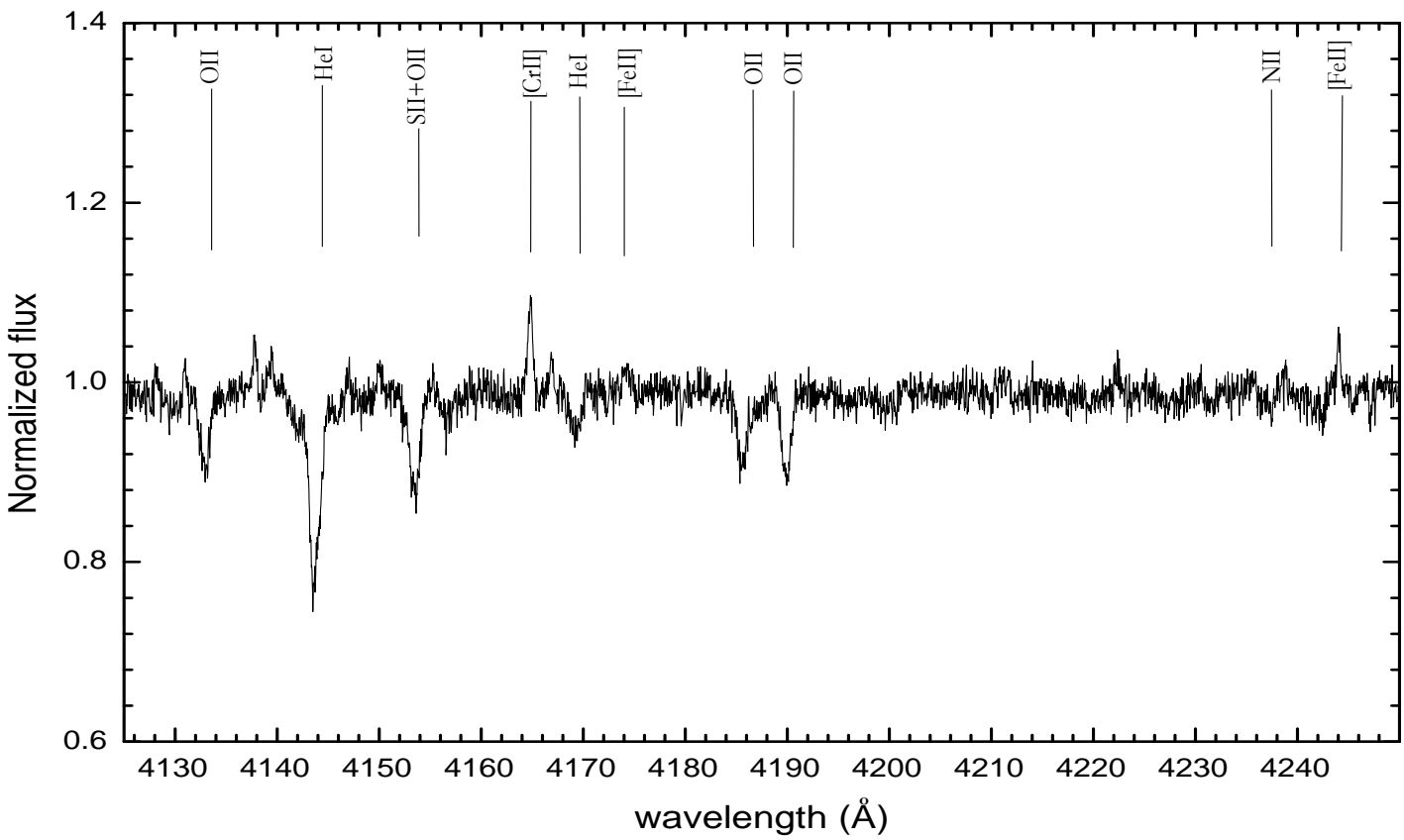
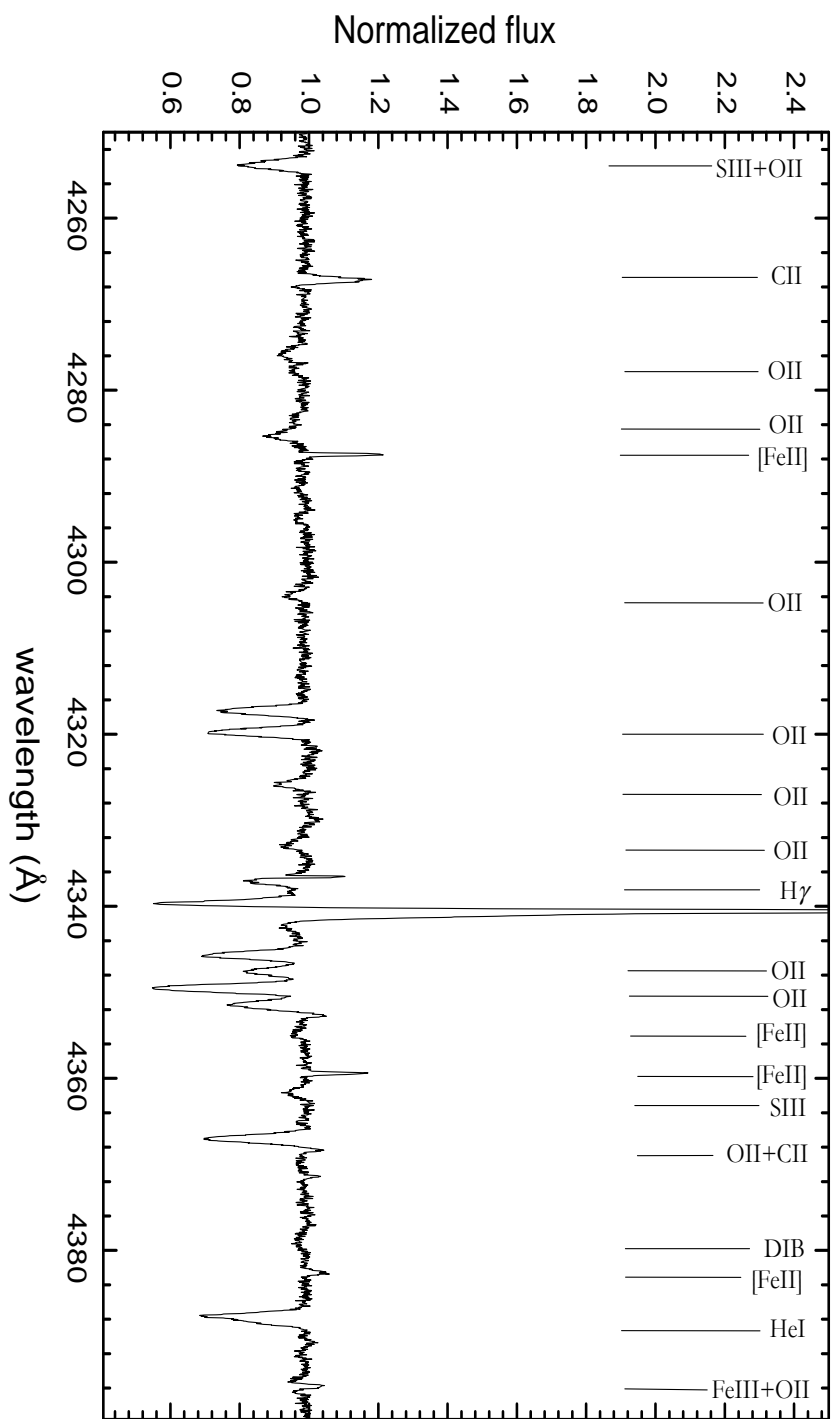


Figura A.5: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-V

Figura A.6: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-VI



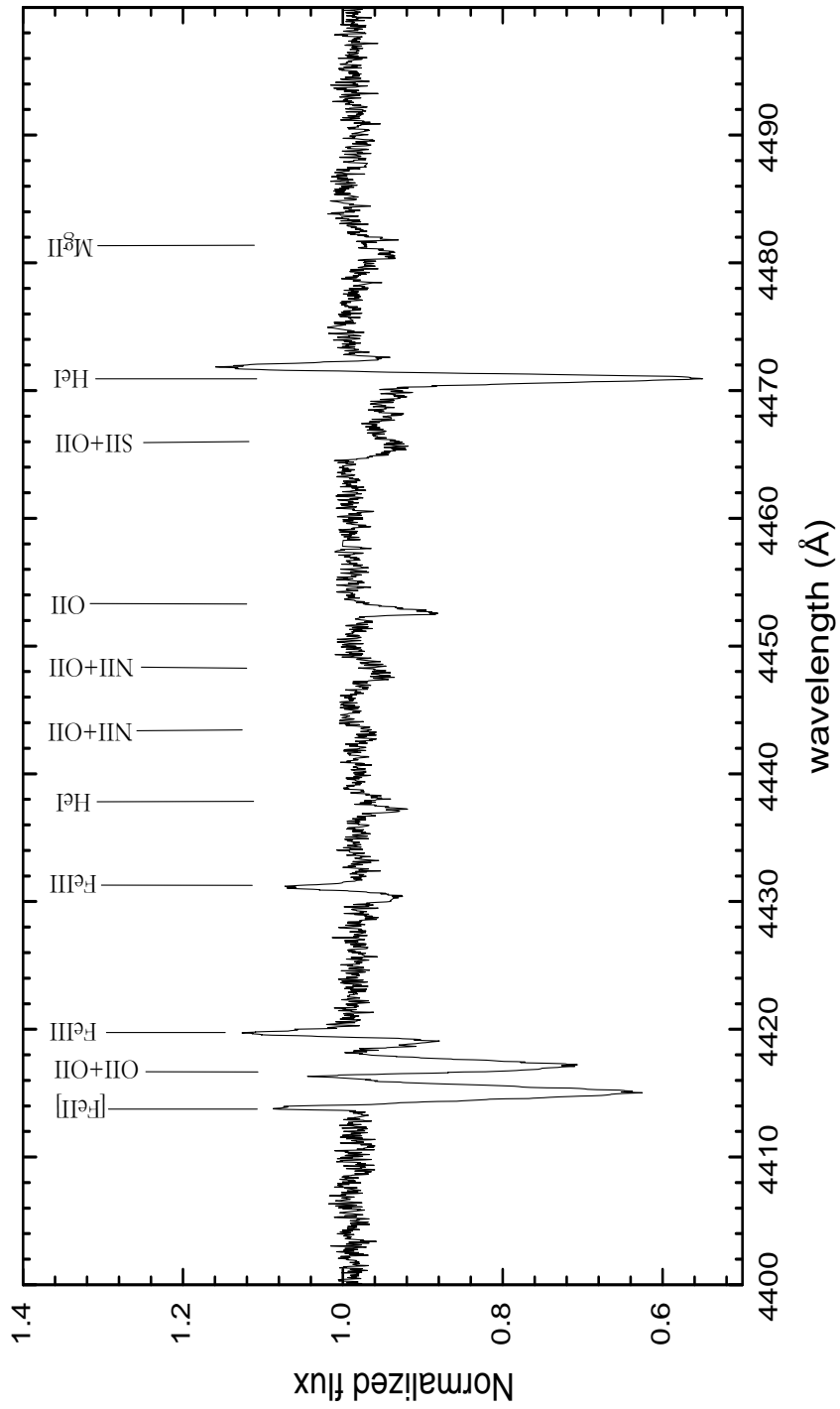


Figura A.7: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-VII



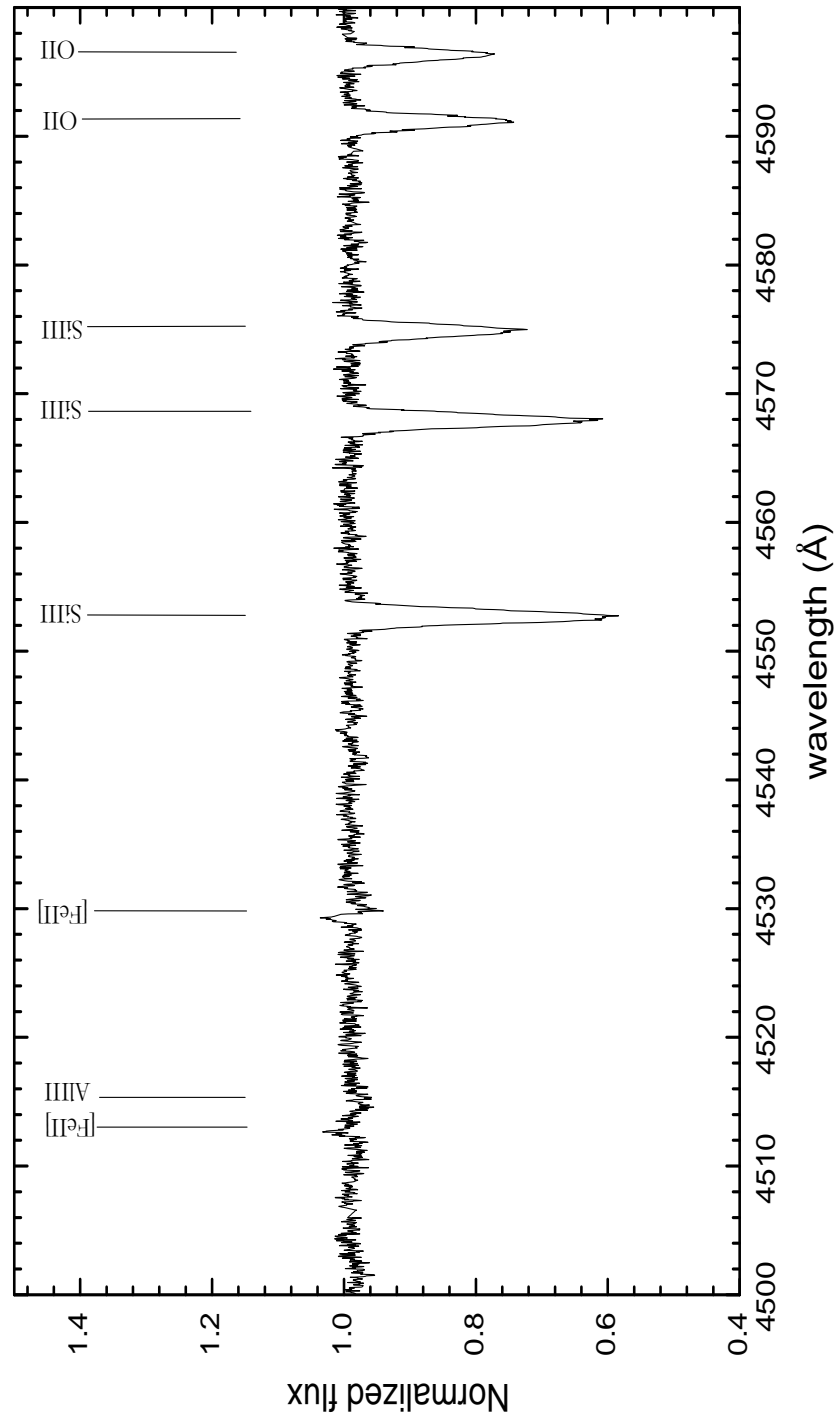


Figura A.8: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-VIII

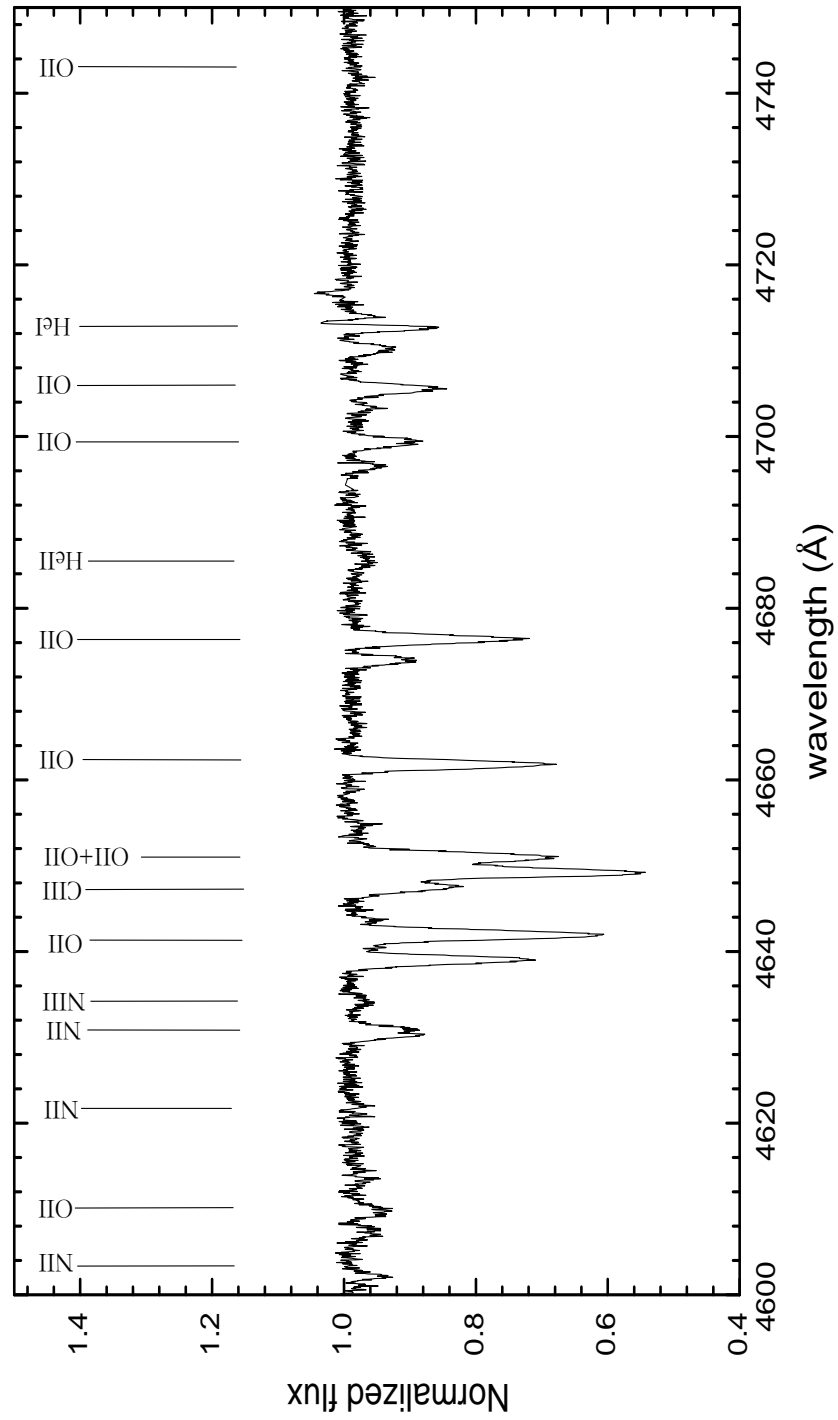


Figura A.9: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-IX

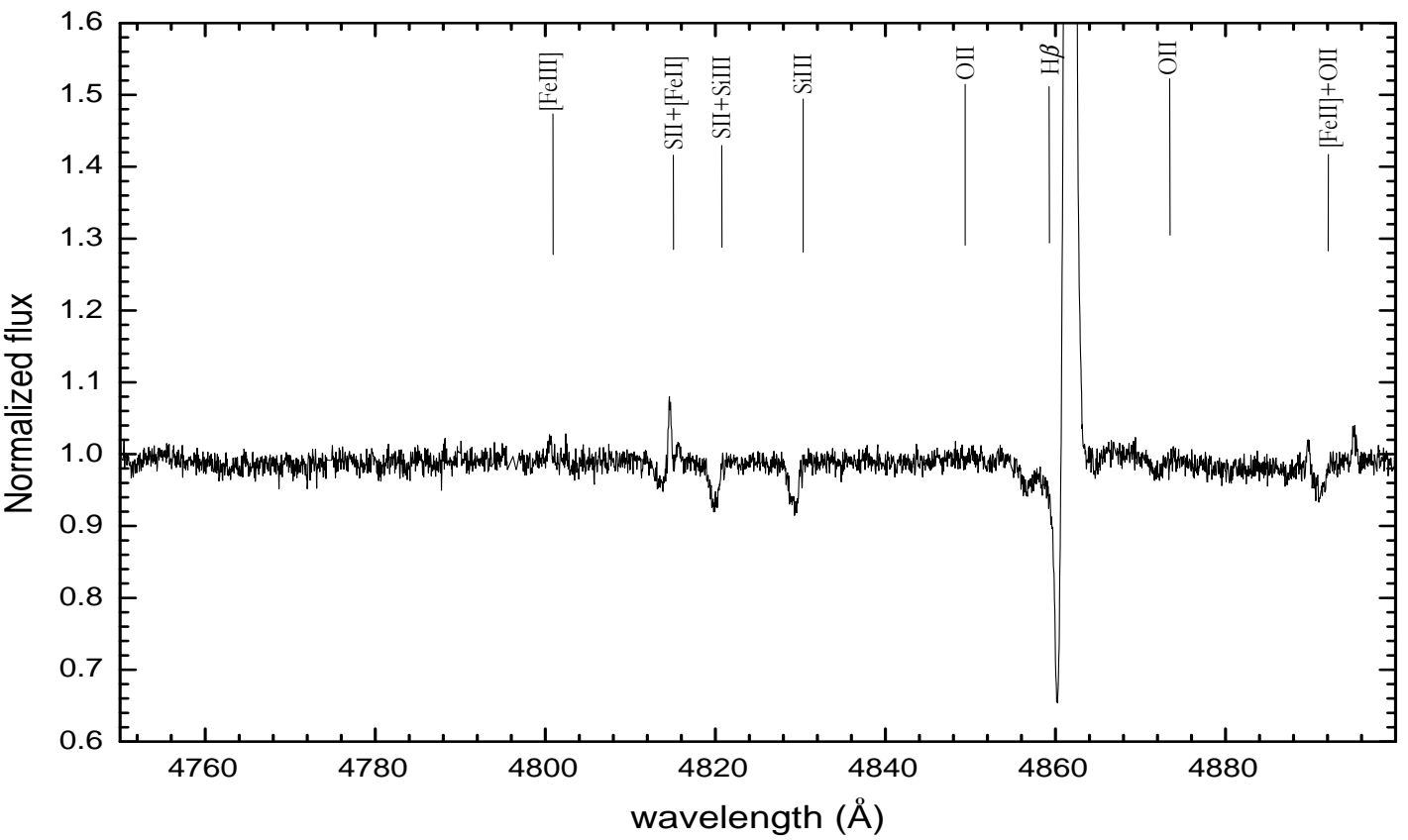


Figura A.10: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-X

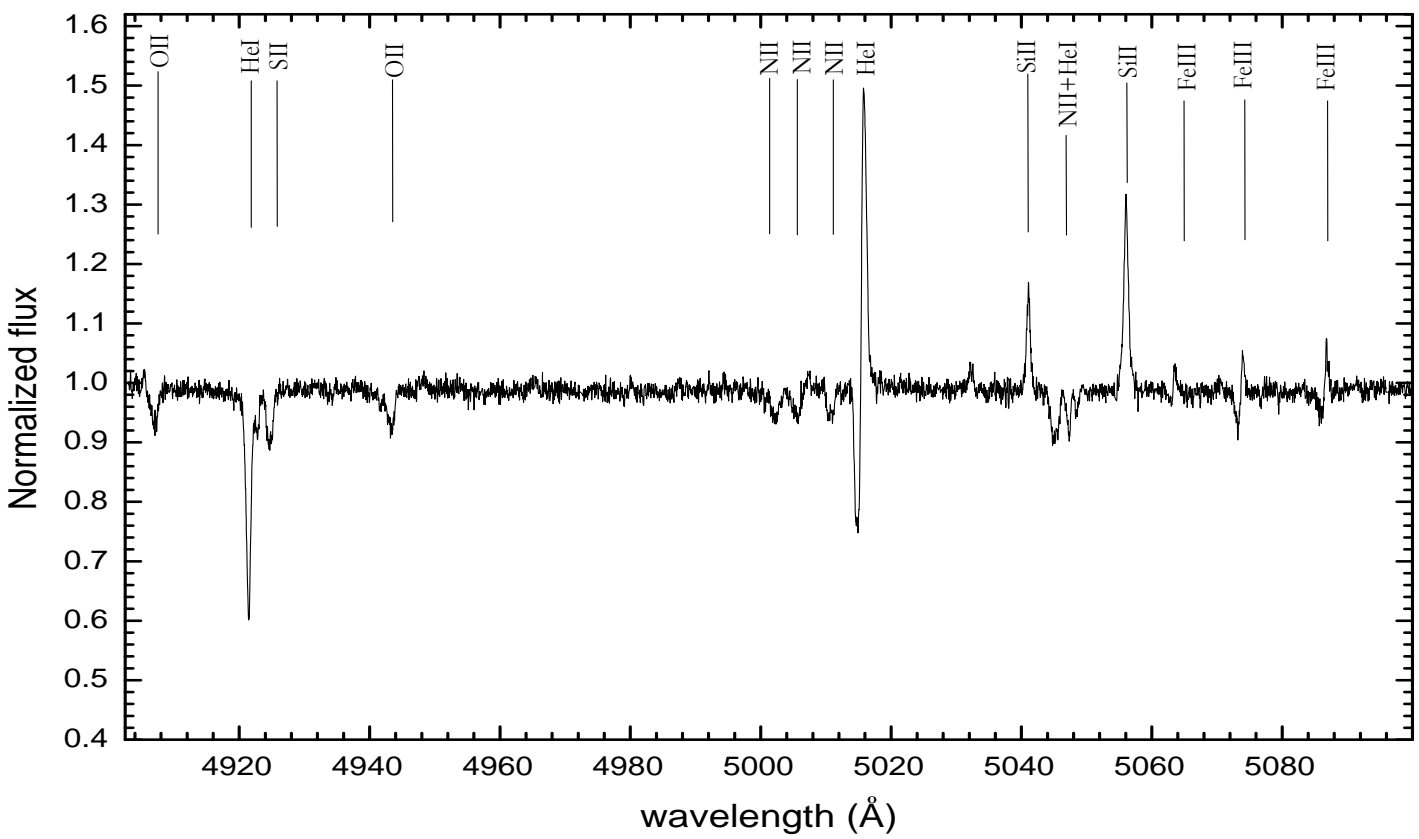
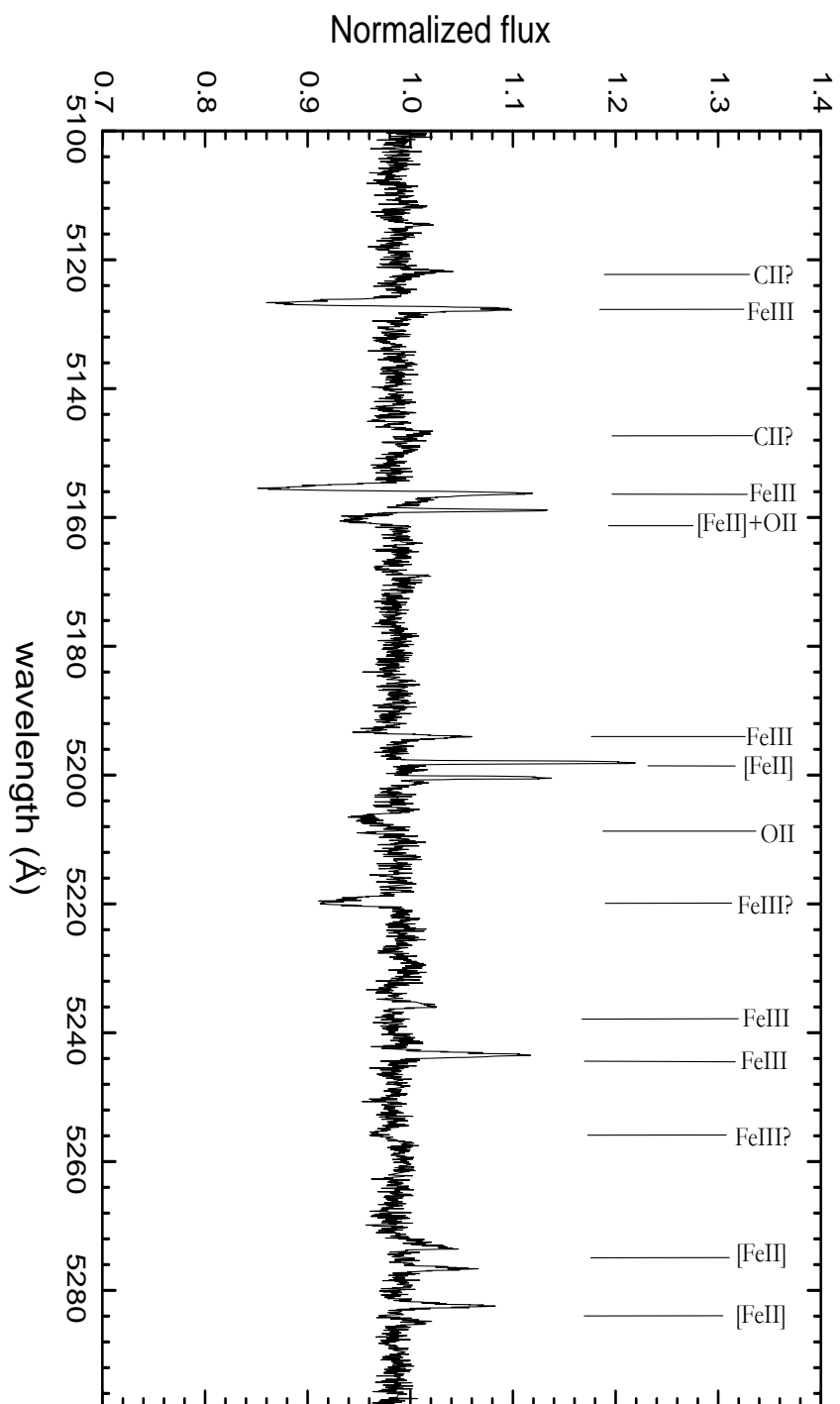


Figura A.11: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XI

Figura A.12: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XII



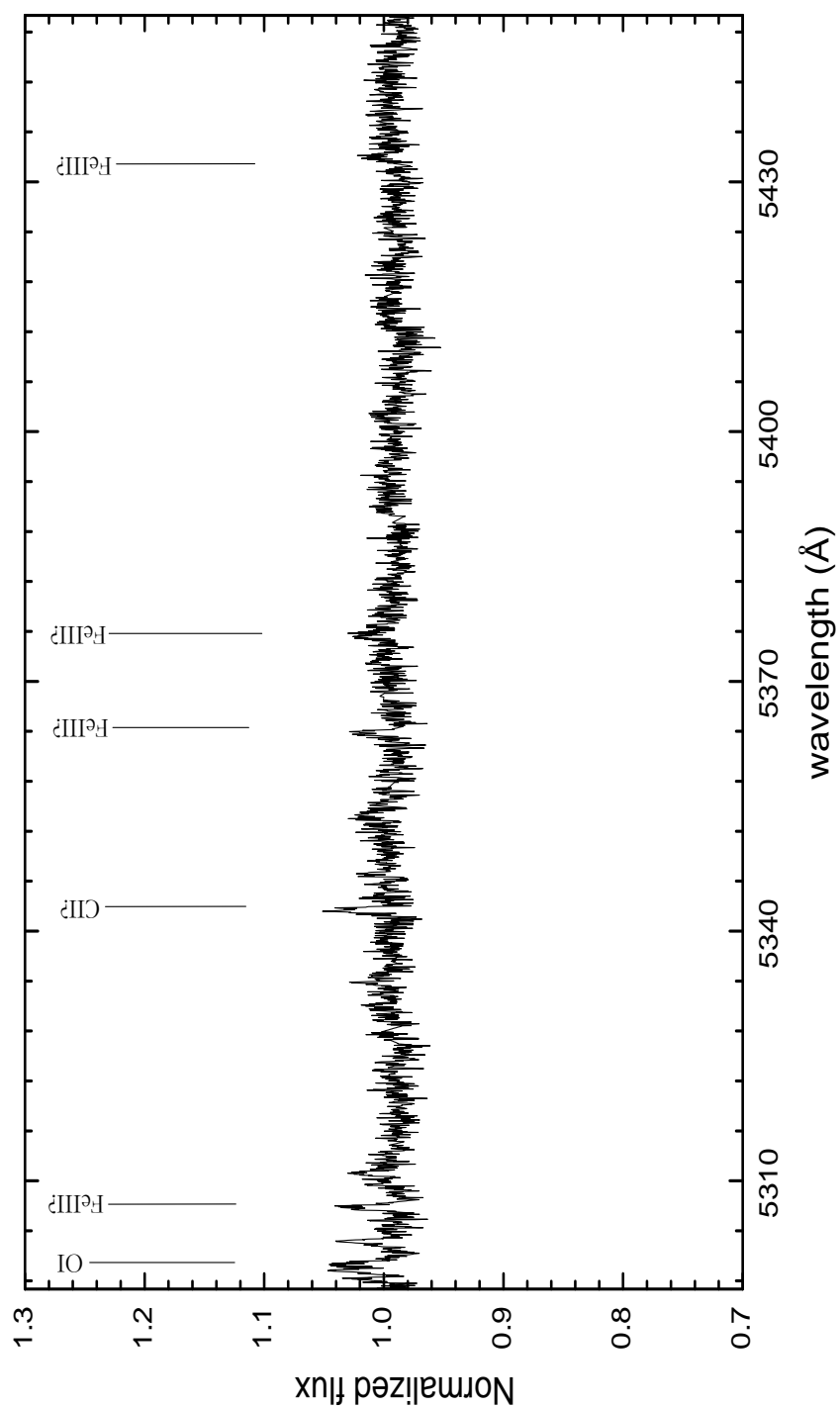


Figura A.13: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XIII

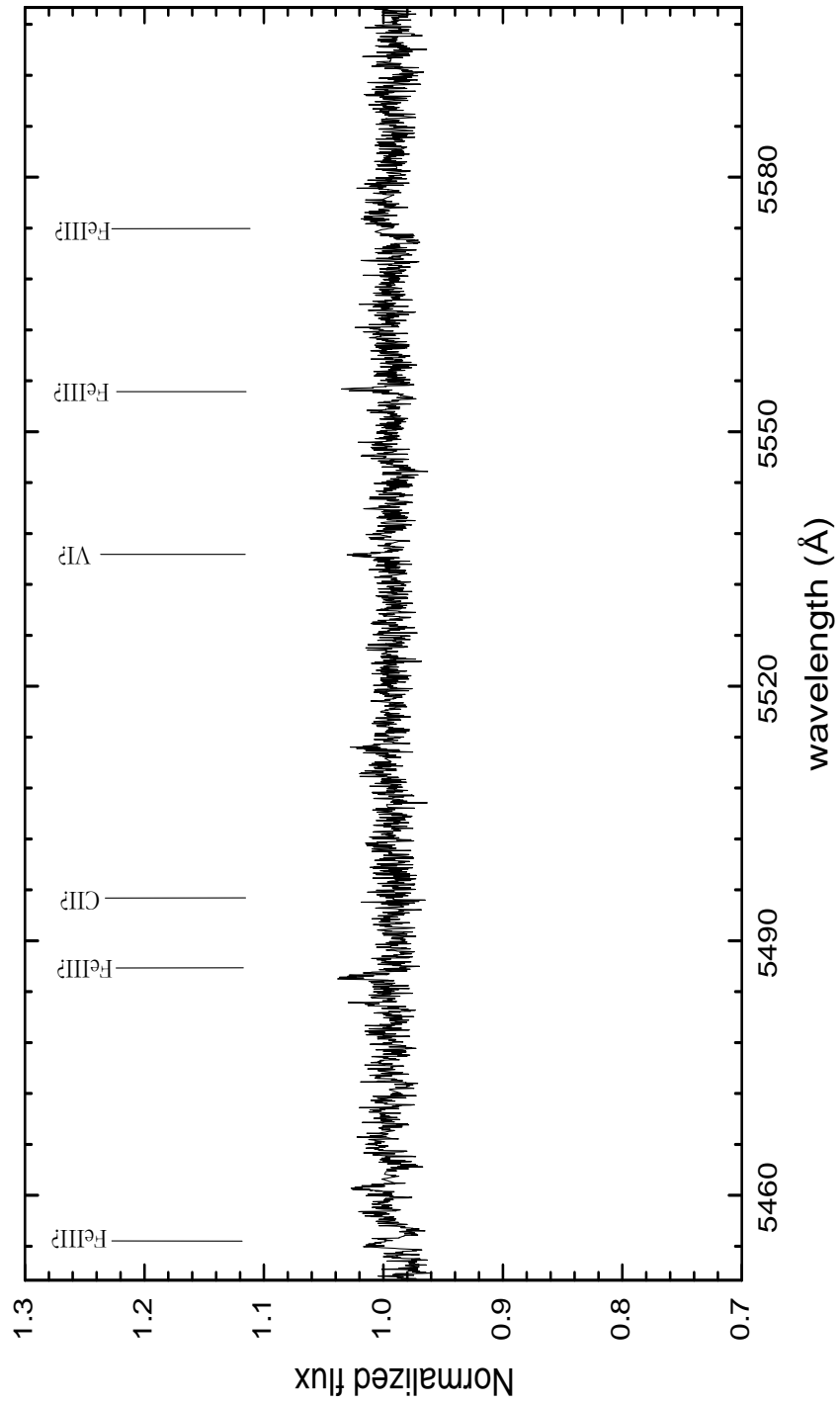


Figura A.14: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XIV







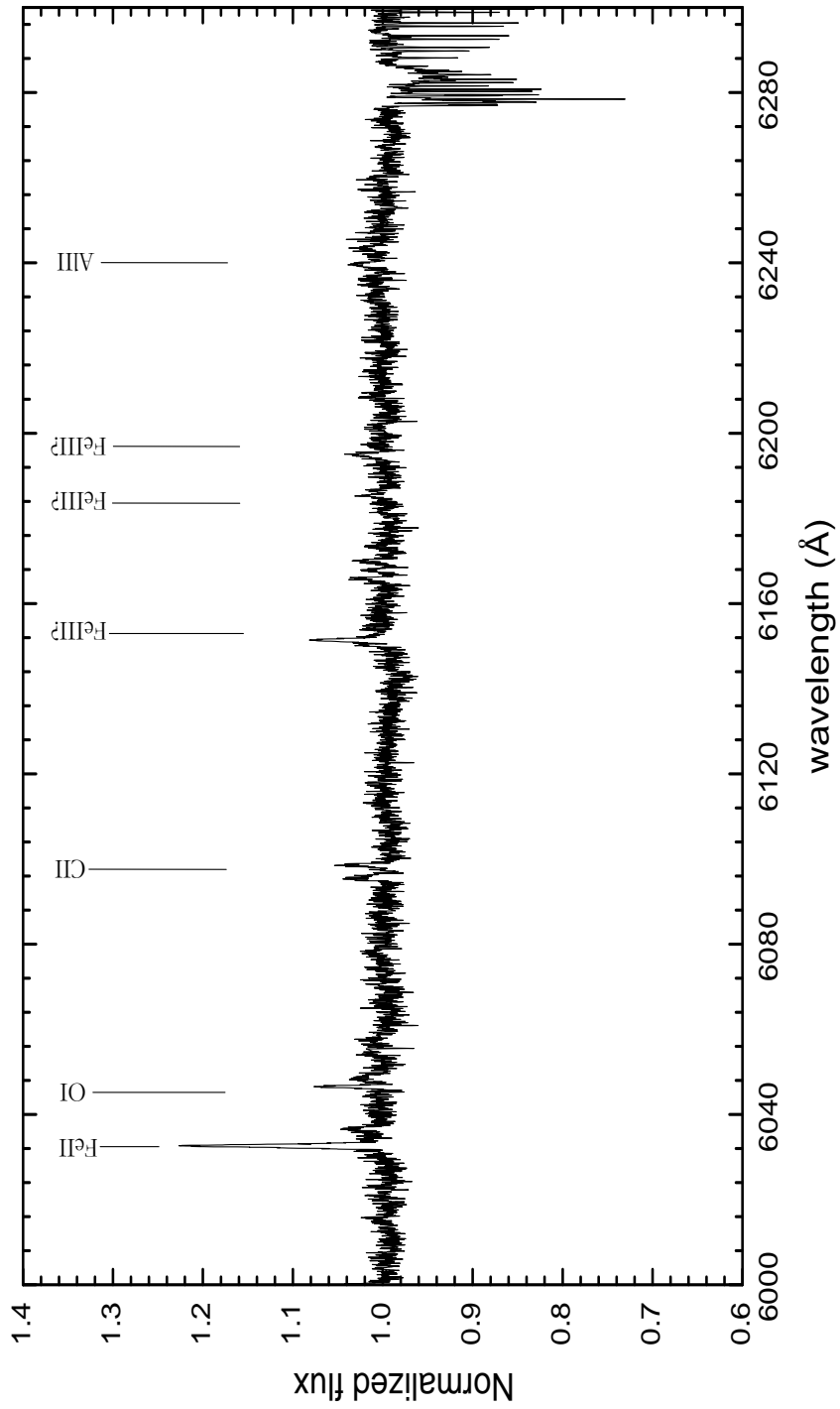


Figura A.17: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XVII

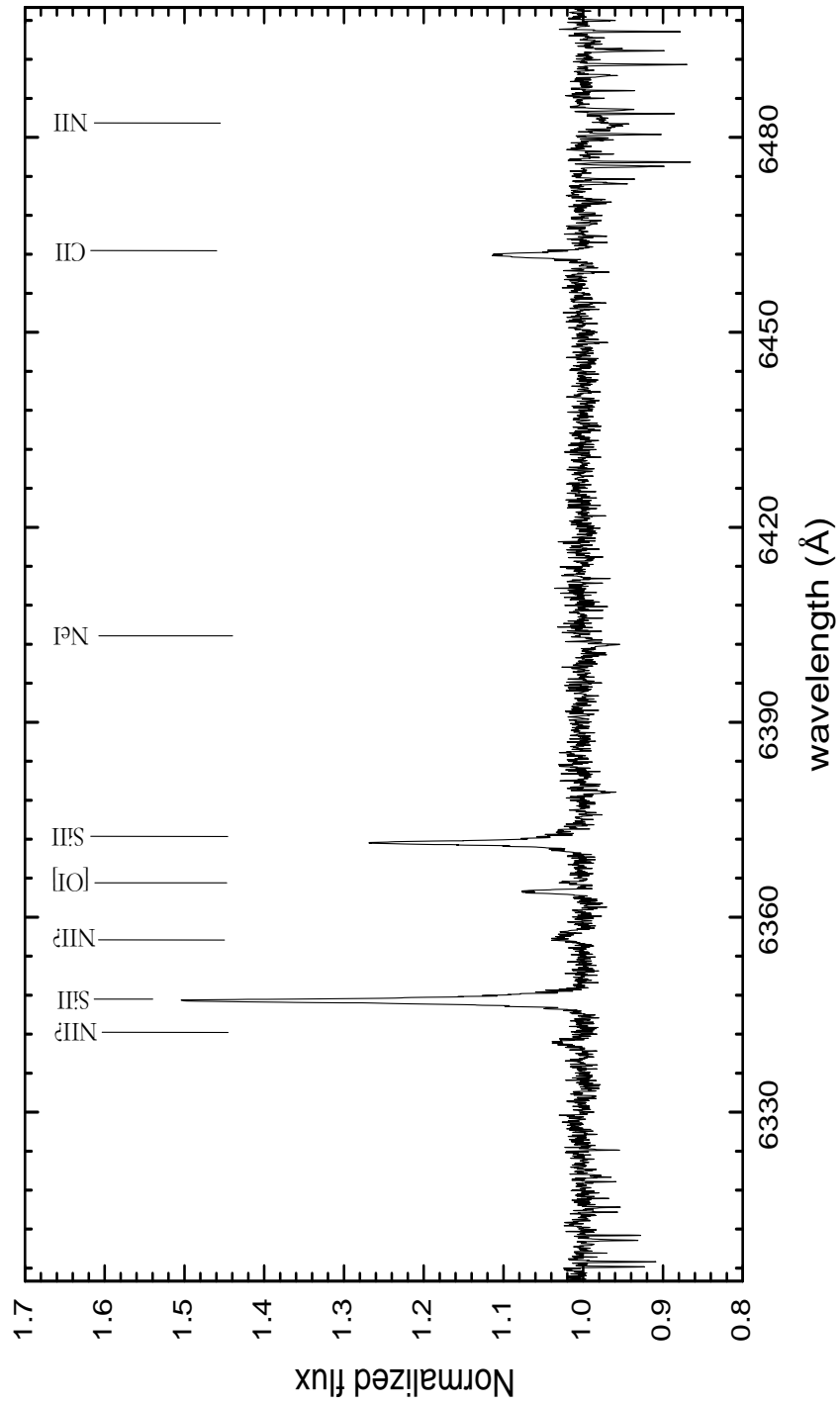


Figura A.18: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XVIII

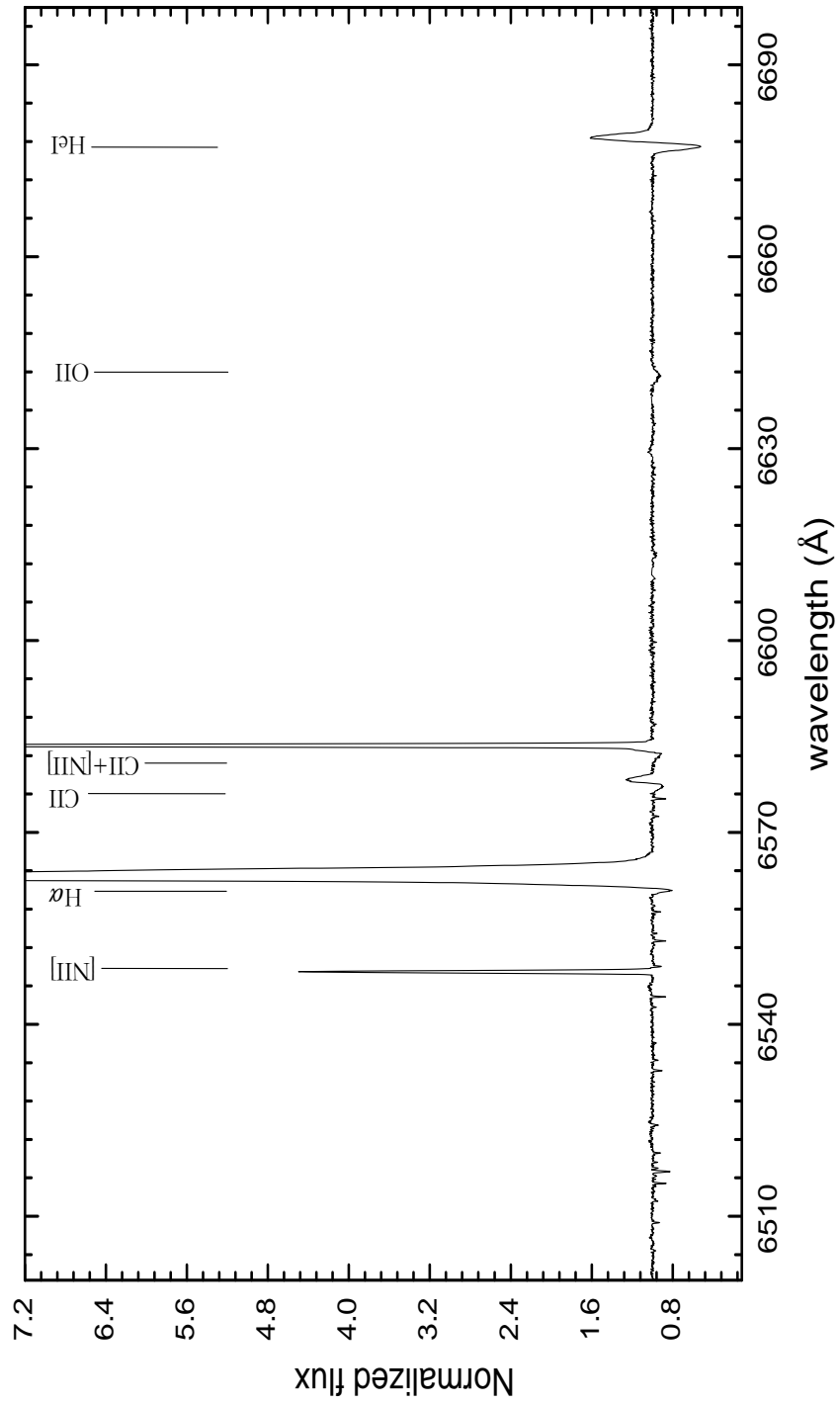


Figura A.19: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XIX

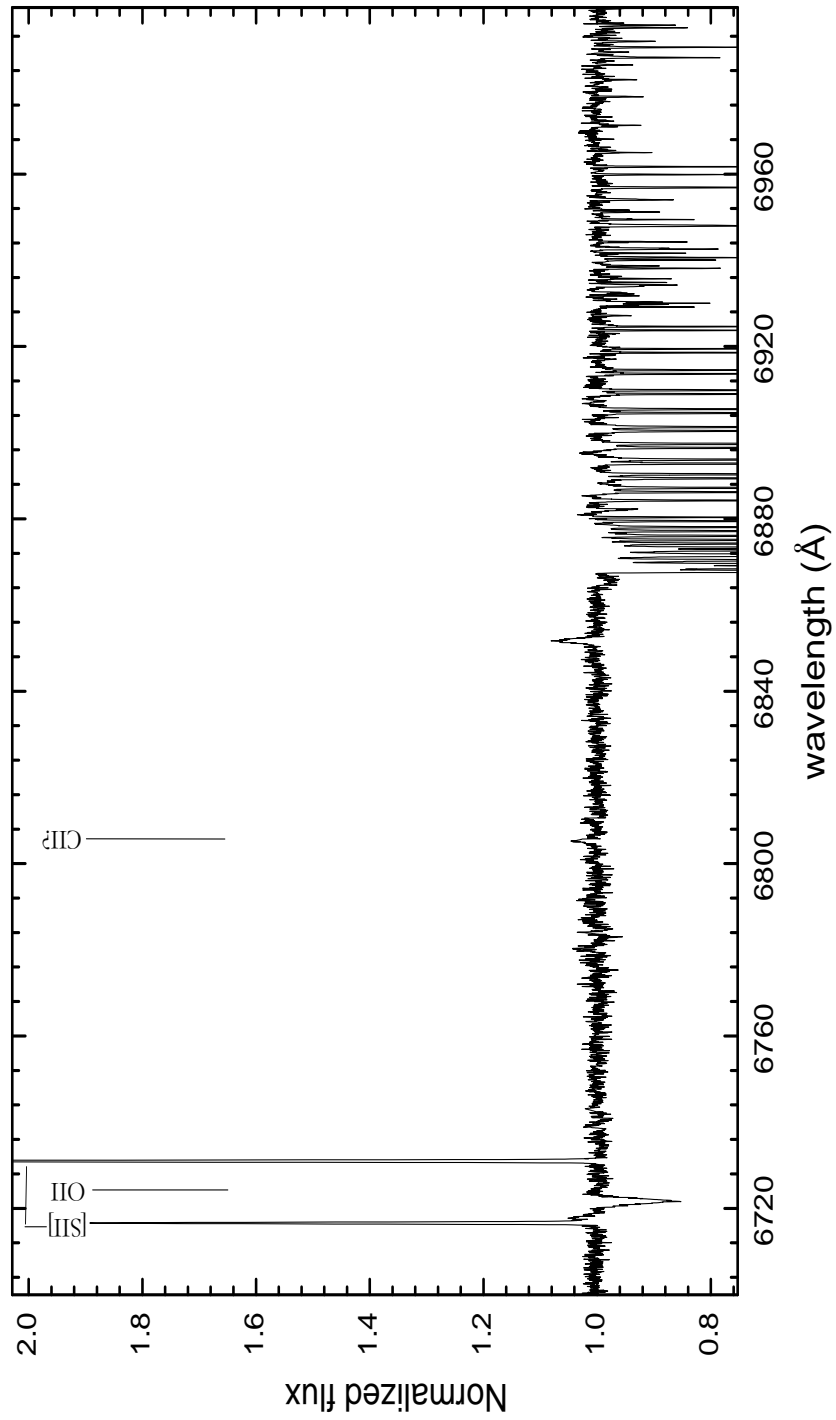


Figura A.20: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XX

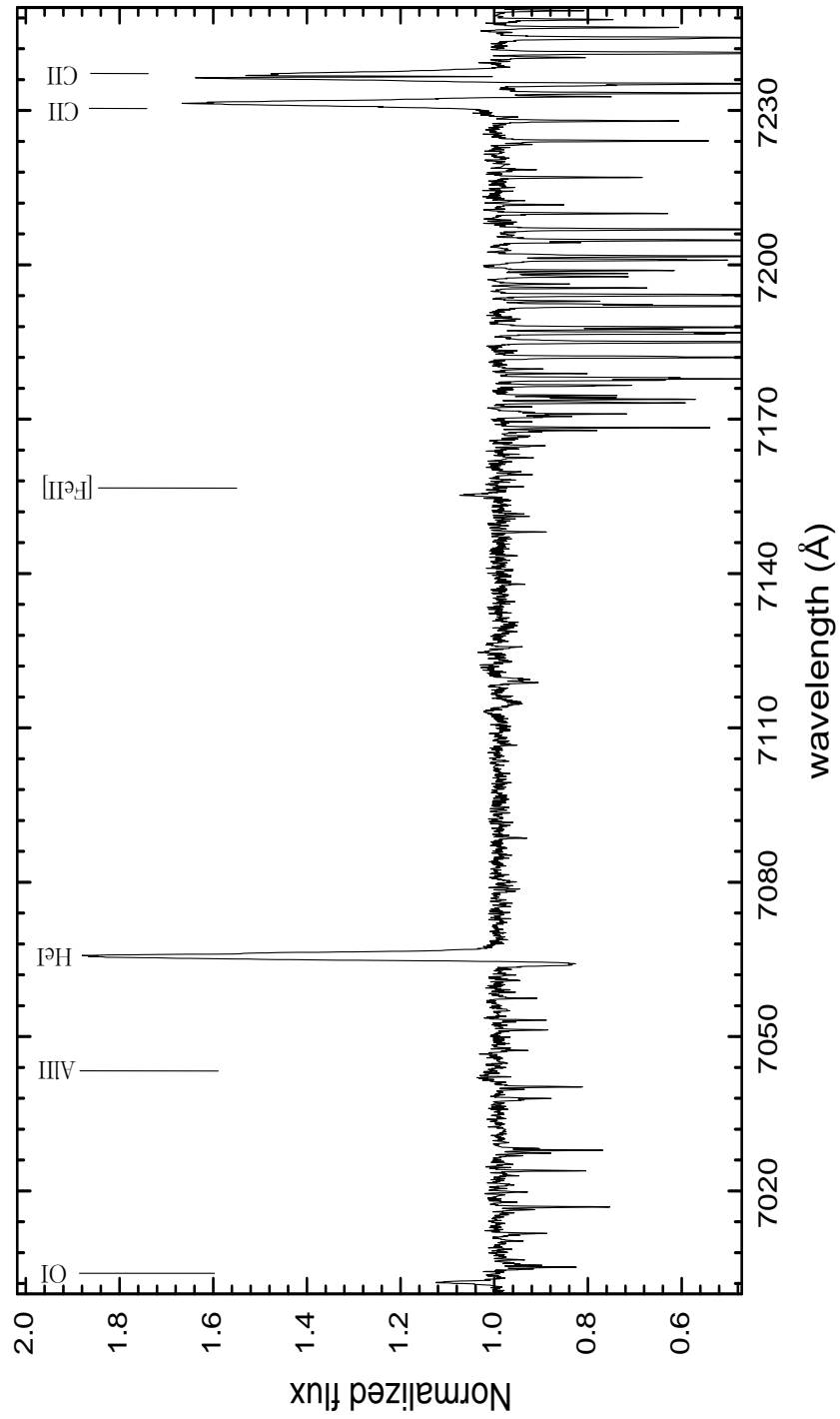


Figura A.21: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XXI

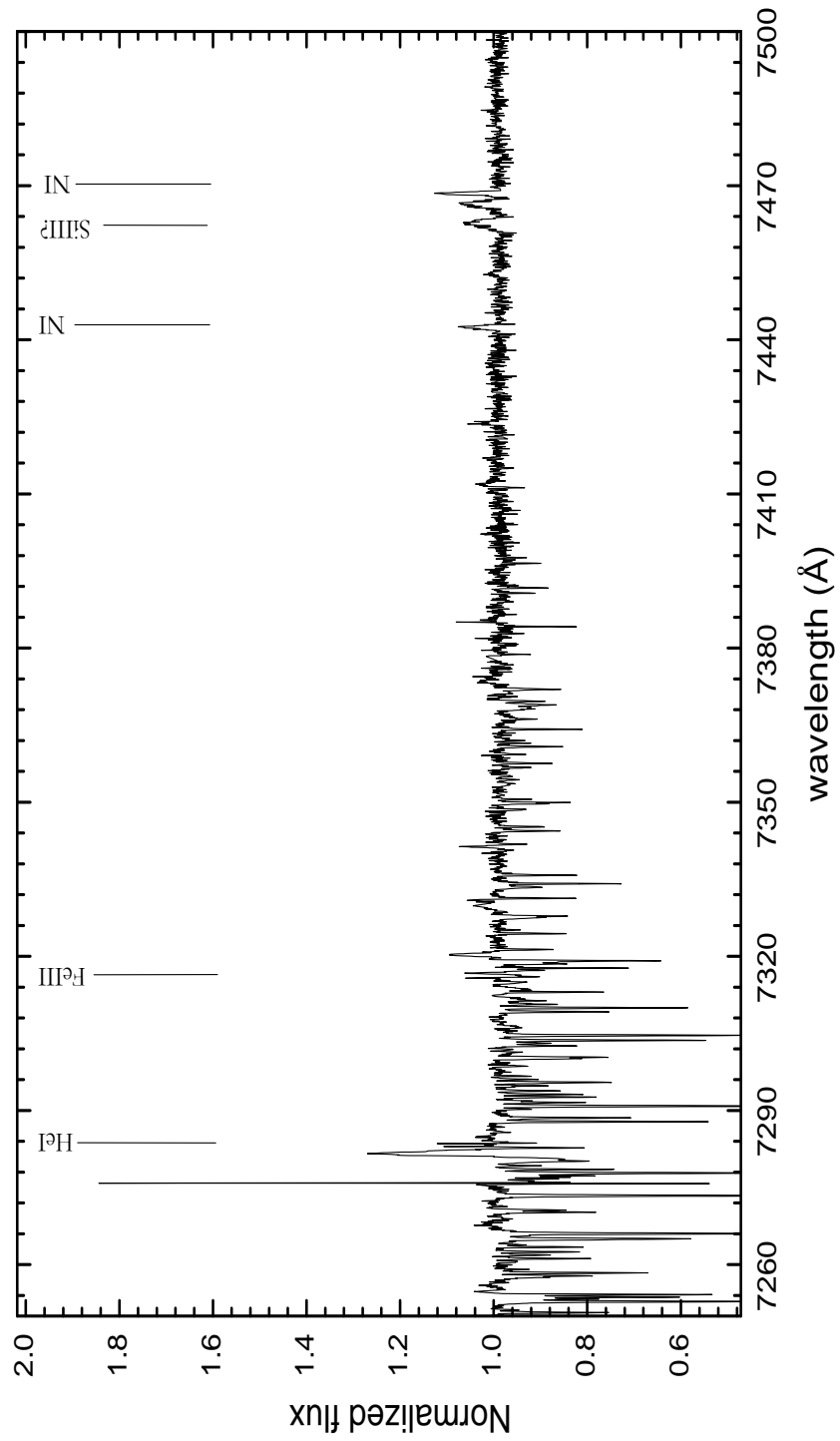


Figura A.22: Atlas espectral da estrela Pós-AGB quente LSE63 (IRAS18371-3159)-XXII