

Cesar Augusto Huanca Condori



**Observatório
Nacional**

Programa de Pós-Graduação

Observatório Nacional

Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovação e Comunicações

**Estudo dos Parâmetros Físicos de Estrelas com o
Fenômeno B[e] na Galáxia e nas Nuvens de Magalhães**

Orientador: Prof. Dr. Marcelo Borges Fernandes

Rio de Janeiro

18 de Setembro de 2018

TESE DE DOUTORADO

Estudo dos Parâmetros Físicos de Estrelas com o Fenômeno B[e] na Galáxia
e nas Nuvens de Magalhães

CESAR AUGUSTO HUANCA CONDORI

Tese de Doutorado apresentado ao Programa de
Pós-Graduação em Astronomia do Observatório
Nacional como parte dos requisitos para a obtenção
do grau de DOUTOR em Astronomia.

Orientador: Marcelo Borges Fernandes

Rio de Janeiro
18 de Setembro de 2018

"ESTUDO DOS PARÂMETROS FÍSICOS DE ESTRELAS COM O FENÔMENO
B[e] NA GALÁXIA E NAS NUVENS DE MAGALHÃES".

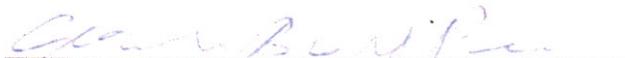
CESAR AUGUSTO HUANCA CONDORI

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

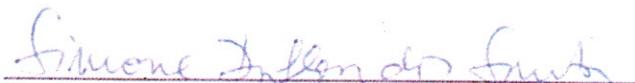
Aprovada por:



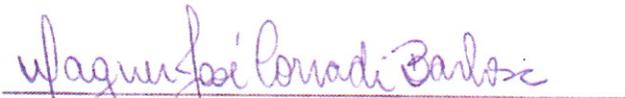
Dr. Marcelo Borges Fernandes -ON/MCTIC
(Orientador)



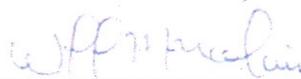
Dr. Claudio Bastos Pereira – ON/MCTIC



Dra. Simone Daflon dos Santos – ON/MCTIC



Dr. Wagner José Corradi Barbosa – UFMG



Dr. Wagner Marcolino – OV/UFRJ

RIO DE JANEIRO – BRASIL

18 DE SETEMBRO DE 2018

Agradecimientos

A todos los que hicieron posible este trabajo en especial:

- A amigo y mentor Dr. Marcelo Borges Fernandes por todo lo aprendido de él, por su paciencia y por su disponibilidad de tiempo.
- Al Dr. Armando Domiciano de Souza por haberme recibido durante mi estadía en el Observatoire de la Côte d'Azur.
- A todos los profesores que contribuyeron en mi formación, en especial al Dr. Ramiro de la Reza, Dr. Vladimir Garrido Ortega y al Dr. Claudio Bastos Pereira.
- A mi querida Jessica, por todo su apoyo, ánimo y fortaleza que me ha brindado durante todos estos años.
- A João Victor y Walter por haberme recibido en su casa.
- A mis amigos Carlos Guerrero, Javier Gonzales, Sergio Silva, Elisson Saldanha, Rodrigo Bijani, Victor Carrera, Leonardo Vital, Carmen, Veronica, Ximena y Cintia, espero volverlos a ver algún día.
- A CAPES por el financiamiento durante todo el doctorado.
- A la beca Poincaré Junior 2016 del Observatoire de la Côte d'Azur por el financiamiento durante mi estadía en Nice, Francia.
- Al pueblo de Brasil, porque nunca me sentí un extranjero más.
- Finalmente, a mi mamá Blanca y a mis hermanos Noel y Eddy.

“A long time ago in a star far, far away...”

Sumário

1	ESTRELAS COM O FENÔMENO B[E]	25
1.1	Introdução	25
1.2	Histórico	26
1.3	Condições Físicas	27
1.4	As Classes de Estrelas com o Fenômeno B[e]	27
1.4.1	Estrelas pré-sequência principal: Herbig Ae/B[e] (HAeB[e])	27
1.4.2	Estrelas B[e] supergigantes (sgB[e])	30
1.4.3	Nebulosas Planetárias Compactas com o fenômeno B[e] (cPNB[e])	37
1.4.4	Estrelas Simbióticas com o fenômeno B[e] (Symb[e])	39
1.4.5	Estrelas B[e] não classificadas (unclB[e])	45
1.5	Número estrelas com o fenômeno B[e] descobertas por ano	50
2	NOSSA AMOSTRA DE OBJETOS E OBSERVAÇÕES	53
2.1	Objetos Escolhidos	53
2.1.1	IRAS 07080+0605	54
2.1.2	IRAS 07377-2523	54
2.1.3	IRAS 07455-3143	54
2.1.4	V* FX Vel	54
2.1.5	Hen 2-91	55
2.1.6	Hen 3-938	55
2.1.7	SS 255	56
2.1.8	IRAS 17449+2320	56
2.1.9	[MA93] 1116	57
2.1.10	LHA 115-N82	58
2.1.11	ARDB 54	58
2.1.12	LHA 120-S 59	59
2.2	Aquisição dos dados	59
2.2.1	Espectros	59
2.2.2	Dados Fotométricos	61
2.3	Tratamento dos dados	62
3	METODOLOGIA	63
3.1	Identificação das linhas espectrais	63
3.2	Velocidade radial	63
3.3	Determinação da extinção	63
3.3.1	Excesso de cor total	64
3.3.2	Excesso de cor interestelar	64
3.3.3	Excesso de cor circunstelar	67
3.4	Classificação Espectral	67

3.4.1	Luminosidade	69
4	RESULTADOS: PERFIS DAS LINHAS OBSERVADAS	73
4.1	Tipos de Perfis	73
4.2	Perfis Observados	74
4.2.1	IRAS 07080+0605	74
4.2.2	IRAS 07377-2523	80
4.2.3	IRAS 07455-3143	86
4.2.4	V *FX Vel	94
4.2.5	Hen 2-91	102
4.2.6	Hen 3-938	107
4.2.7	SS 255.	113
4.2.8	IRAS 17449+2320.	118
4.2.9	[MA93] 1116	124
4.2.10	LHA 115-N82	129
4.2.11	ARBD 54	136
4.2.12	LHA 120-S59	142
5	RESULTADOS: PARÂMETROS FÍSICOS	149
5.1	Excesso de cor	149
5.1.1	Extinção total	149
5.1.2	Extinção Interestelar e Circunstellar	149
5.2	Tipo Espectral e Temperatura Efetiva	153
5.3	Velocidade Radial	158
5.4	Possível natureza dos nossos objetos	160
5.4.1	IRAS 07080+0605	161
5.4.2	IRAS 07377-2523	162
5.4.3	IRAS 07455-3143	162
5.4.4	V* FX Vel	163
5.4.5	Hen 2-91	164
5.4.6	Hen 3-938	165
5.4.7	SS 255	165
5.4.8	IRAS 17449+2320	166
5.4.9	[MA93] 1116	166
5.4.10	LHA 115-N82	167
5.4.11	ARDB 54	168
5.4.12	LHA 120-S59	169
6	ATLAS SGB[E] : GRADE DE MODELOS PARA AS SUPERGIGANTES B[E]	175
6.1	Introdução	175
6.2	O código HDUST	176
6.3	Modelo de Envelope CS Adotado	176
6.4	Espaço da Parâmetros da Grade de Modelos	178
6.4.1	Temperatura Efetiva e Espectro Estelar	180

6.4.2	Raio da Estelar	180
6.4.3	Luminosidade Estelar	181
6.4.4	Velocidade de Rotação	181
6.4.5	Parâmetro β	182
6.4.6	Parâmetro m	182
6.4.7	Taxa de Perda de Massa	182
6.4.8	Velocidade Terminal	183
6.4.9	Composição da Poeira e Tamanho dos Grãos	183
6.4.10	Inclinação	184
6.5	Simulações	184
6.5.1	Primeira Etapa (step 1)	185
6.5.2	Segunda Etapa (post-processing, step 4)	185
6.6	Atlas sgB[e] : Modelização de estrelas sgB[e]	187
6.6.1	Método de Monte Carlo via cadeias de Markov: O código <code>emcee</code>	187
6.7	Limitações do Atlas sgB[e]	188
6.7.1	Perfis de Linha	188
6.7.2	Resolução Espectral	188
7	GRADE DE MODELOS PARA AS SGB[E] (SGBEPATLAS): RESULTADOS	189
7.1	Distribuição Espectral de energia, Perfis de Linha e Imagens	189
7.2	<code>emcee+SGBepAtlas</code>	192
7.2.1	Teste 1	192
7.2.2	Teste 2	198
7.3	Reconstrução de imagem com o algoritmo <code>MiRA</code>	202
8	CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS	205
8.1	Análise de espectros de alta resolução de estrelas com o fenômeno B[e]	205
8.1.1	Perspectivas	206
8.2	Grade de modelos para as Supergigantes B[e]	208
8.2.1	Considerações Finais	208
	APÊNDICE A – GRADE DE MODELOS PARA AS SGB[E] (SGBEPATLAS):	
	RESULTADOS	211
A.1	<code>emcee+SGBepAtlas</code>	211
	Referências	219

Lista de ilustrações

- Figura 1 – Parte superior: Distribuição espectral de energia para as estrelas Herbig Ae/Be dos grupos I e II. Parte inferior: Representação pictográfica das duas geometrias de disco CS, que caracterizam os dois grupos (Dullemond & Dominik, 2004). 28
- Figura 2 – Diagrama HR para as sgB[e]s na Pequena e Grande Nuvem de Magalhães (SMC e LMC) e na Galáxia (GAL). A linha pontilhada representa a idade zero da sequência principal (ZAMS) e os números são a massa das estrelas na ZAMS (Lamers et al., 1998). 31
- Figura 3 – Modelo esquemático proposto para R126. Neste modelo podemos observar o cenário do vento composto por duas componentes, uma na região polar e a outra sendo o disco equatorial (Zickgraf et al., 1985). 33
- Figura 4 – Modelo esquemático proposto para as sgB[e]s CPD-52 9243, CPD-57 2874, HD 324083 e HD 62623. Nestes modelos podemos observar o cenário de “*estruturas de anéis múltiplas*”. As esferas azuis denotam a estrela central de cada objeto, com a massa (M_{\odot}) e o ângulo de inclinação (i) conhecidos. Já as esferas pequenas de cor azul claro, denotam as estruturas de anéis identificadas através da reprodução dos perfis das linhas e bandas espectrais. Abaixo das esferas estão os valores das velocidades de rotação de cada anel em km s^{-1} , e as distâncias dos anéis às estrelas em UA (Maravelias et al., 2018). 34
- Figura 5 – Trilhas evolutivas do estágio final da evolução estelar, onde se mostra a fase de proto-nebulosa planetária. As duas trilhas evolutivas correspondem a duas diferentes massas, entre $M_{ZAMS} \sim 1 - 10M_{\odot}$ (Kwok, 1993). 38
- Figura 6 – Diagrama que mostra a classificação de ES de acordo com a componente fria do sistema. Na parte superior temos as ES de tipo S e o subgrupo de simbióticas amarelas-SATS. Na parte inferior temos as ES de tipo D e o subgrupo D’ (Baella 2012). 41
- Figura 7 – (a) Espectro no visível da simbiótica de tipo S YY Her. (b) Espectro no visível da simbiótica de tipo D H 1-36 (Rodríguez-Flores, 2012). 41
- Figura 8 – (a) Estrutura de ionização simplificada de uma ES. Na região próxima da anã branca a radiação é espalhada por Thomson, enquanto na parte neutra pode ser espalhada por Raman ou Rayleigh (Sekeráš & Skopal, 2014). (b) Variabilidade temporal do espalhamento Raman em 6825 \AA vista na estrela CD-43°14304 (Schmid et al., 1998). 42
- Figura 9 – Diagrama cor-cor 2MASS (J-H) vs. (H- K_S). Neste diagrama são mostrados as posições das ES do tipo S (círculos vermelhos) e as do tipo D (triângulos azuis). É interessante observar que a região ocupada pelas estrelas de tipo Mira (pontos pretos) separa os dois tipos de ES. Neste diagrama também podemos observar as posições das estrelas da sequência principal (linha sólida) e das gigantes (linha pontilhada) entre outros (Corradi et al., 2008). 43

Figura 10 – Morfologias mais frequentes das nebulosas em torno de simbióticas do tipo D: bipolar (superior esquerda), anel (superior direita), elíptica (inferior esquerda) e irregular (inferior direita) (Rodríguez-Flores 2012).	44
Figura 11 – Localização das FS CMa no diagrama HR (Miroshnichenko et al., 2013).	45
Figura 12 – Número de estrelas B[e] descobertas por ano, inclui estrelas B[e] classificadas, não classificadas e candidatas.	50
Figura 13 – Variação temporal observada dos índices de cor ($U - B$) e ($B - V$).	65
Figura 14 – Espectro de estrelas avermelhadas (DIBs)	65
Figura 15 – Figura esquerda :Dependência de $EW(5780)$ com a coluna de densidade de hidrogênio neutro $N(\text{H I})$. Figura direita: Dependência de $EW(5780 \text{ \AA})$ com $E(B - V)_{IS}$ obtida por Herbig (1993).	66
Figura 16 – Página Web do IRSA/Galactic Dust Reddening and Extinction.	67
Figura 17 – Página Web do 3D Dust Mapping.	68
Figura 18 – Temperatura efetiva e a razão das larguras equivalentes das linhas de Mg II (4482 \AA)/He I (4471 \AA). As caixas vermelhas indicam as variação dessa razão para a estrela LHA 115-S 23 (Kraus et al., 2008).	69
Figura 19 – Relação da T_{eff} com a EW das linhas do He I(4713 \AA)/Si II(6347 \AA) e He I(5875 \AA)/Si II(6347 \AA). Os círculos representam dados para estrelas normais do tipo B. As linhas tracejadas horizontais mostram o intervalo de EW devido as variações detectadas no espectro de HD 85567, e as linhas tracejadas verticais mostram os limites mais prováveis da T_{eff} . O eixo x é a temperatura efetiva e o eixo y é razão das larguras equivalentes das linhas do He I(4713 \AA)/Si II(6347 \AA) e He I(5875 \AA)/Si II(6347 \AA) (Khokhlov et al., 2017).	70
Figura 20 – Modelo esquemático de uma estrela Be com alta rotação. As letras A , B e C correspondem ao tipo de perfil de acordo com a direção da linha de visada (Rivinius et al., 2013).	74
Figura 21 – Perfis de linha da série de Balmer de IRAS07080+0605 caracterizadas por uma ampla absorção fotosférica. No último painel, temos um zoom das asas de $H\alpha$.	76
Figura 22 – Linhas em absorção da série de Paschen identificadas em IRAS 07080+0605.	77
Figura 23 – Perfis das linhas do He I em 5875.6 \AA e 6678.2 \AA identificadas em IRAS 07080+0605.	77
Figura 24 – Perfis P-Cygni inversos nas linhas do multipletto 42 do Fe II identificadas em IRAS 07080+0605.	78
Figura 25 – Perfis das linhas do [Fe II] em 4413.8 \AA , 5333.7 \AA e 7155.1 \AA presentes em IRAS 07080+0605.	78
Figura 26 – Perfis das linhas do [O I] em 5577.3 \AA , 6300.3 \AA e 6363.8 \AA identificadas em IRAS 07080+0605.	79
Figura 27 – Perfis das linhas do Ca II em em 8498.0 \AA , 8542.1 \AA e 8662.1 \AA identificadas em IRAS 07080+0605. A linha de Ca II em 8542.1 \AA encontra-se em meio de um falha do espectrógrafo FEROS.	79
Figura 28 – Perfis das linhas do [Ca II] em 7291.5 \AA e 7323.9 \AA identificadas em IRAS 07080+0605.	80
Figura 29 – Perfis de linha da série de Balmer de IRAS 07377-2523. No último painel, temos um zoom das asas de $H\alpha$.	82

Figura 30 – Perfis em pico duplo nas linhas de Paschen de IRAS 07377-2523.	83
Figura 31 – Perfis das linhas em absorção do He I em 5875.6 Å e 6678.2 Å identificadas em IRAS 07377-2523.	83
Figura 32 – Perfis tipo shell nas linhas de Fe II do multiplete 42 identificadas em IRAS 07377-2523.	84
Figura 33 – Perfis em pico simples das linhas de [Fe II] identificadas em IRAS 07377-2523.	84
Figura 34 – Perfis em pico simples das linhas de [O I] em 5577.3 Å, 6300.3 Å e 6363.8 Å identificadas em IRAS 07377-2523.	85
Figura 35 – Perfis em pico duplo nas linhas de Ca II identificadas em IRAS 07377-2523. A linha de Ca II em 8542.1 Å encontra-se em meio de um falha do espectrógrafo FEROS.	85
Figura 36 – Perfis em pico duplo nas linhas de [Ca II] identificadas em 07377-2523.	86
Figura 37 – Variação dos perfis de linha da série de Balmer de IRAS 07455-3143. No último painel, temos um zoom das asas de H α	89
Figura 38 – Variação dos perfis de linha da série de Paschen de IRAS 07455-3143.	90
Figura 39 – Variação dos perfis de tipo shell nas linhas do He I vistas em IRAS 07455-3143.	90
Figura 40 – Variação dos perfis de tipo shell nas linhas de Fe II vistas em IRAS 07455-3143.	91
Figura 41 – Variação dos perfis em pico duplo nas linhas de [Fe II] vistas em IRAS 07455-3143.	91
Figura 42 – Variação das linhas em absorção de Ca I vistas em IRAS 07455-3143.	92
Figura 43 – Variação dos perfis de pico multiple nas linhas de Ca II vistas em IRAS 07455-3143.	92
Figura 44 – Variação dos perfis em pico duplo nas linhas de [Ca II] vistas em IRAS 07455-3143.	93
Figura 45 – Variação das linhas em absorção de Mg II vistas em IRAS 07455-3143.	93
Figura 46 – Variação das linhas em absorção de Si II vistas em IRAS 07455-3143.	94
Figura 47 – Variação dos perfis de linha da série de Balmer de V*FX Vel. No último painel, temos um zoom das asas de H α	96
Figura 48 – Variação dos perfis de linha da série de Paschen de V*FX Vel.	97
Figura 49 – Variação dos perfis de tipo shell nas linhas do He I vistas em V*FX Vel.	97
Figura 50 – Variação dos perfis de tipo shell nas linhas de Fe II vistas em V*FX Vel.	98
Figura 51 – Variação dos perfis em pico simples nas linhas de [Fe II] vistas em V*FX Vel.	98
Figura 52 – Variação dos perfis em pico simples nas linhas de [O I] vistas em V*FX Vel.	99
Figura 53 – Variação nas linhas em absorção de Ca I] vistas em V*FX Vel.	99
Figura 54 – Variação dos perfis de tipo shell nas linhas de Ca II vistas em V*FX Vel. A linha de Ca II em 8542.1 Å encontra-se em meio de um falha do espectrógrafo FEROS.	100
Figura 55 – Variação nas linhas em absorção de Mg II vistas em V*FX Vel.	100
Figura 56 – Variação nas linhas em absorção de Si II vistas em V*FX Vel.	101
Figura 57 – Variação na linha do Li II vista em V*FX Vel.	101
Figura 58 – Variação dos perfis de linha da série de Balmer de Hen 2-91. No último painel, temos um zoom das asas de H α	103
Figura 59 – Variação dos perfis de linha da série de Balmer de Paschen de Hen 2-91.	104
Figura 60 – Variação das linhas do He I vistas em Hen2-91.	104
Figura 61 – Variação das linhas de Fe II vistas em Hen2-91.	105
Figura 62 – Variação das linhas de [Fe II] vistas em Hen2-91.	105
Figura 63 – Variação das linhas de [O I] vistas em Hen2-91.	106

Figura 64 – Variação das linhas de Ca II vistas em Hen2-91. A linha de Ca II em 8542.1 Å encontra-se em meio de um falha do espectrógrafo FEROS.	106
Figura 65 – Variação dos perfis de linha da série de Balmer de Hen 3-938. No último painel, temos um zoom das asas de H α	109
Figura 66 – Variação dos perfis de linha de Paschen de Hen 3-938.	110
Figura 67 – Variação dos perfis P-Cygni nas linhas He I vistas em Hen 3-938.	110
Figura 68 – Variação dos perfis P-Cygni nas linhas Fe II vistas em Hen 3-938.	111
Figura 69 – Variação das linhas de [Fe II] em Hen 3-938.	111
Figura 70 – Variação das linhas de [O I] em Hen 3-938.	112
Figura 71 – Variação das linhas de Ca II em Hen 3-938. A linha de Ca II em 8542.1 Å encontra-se em meio de um falha do espectrógrafo FEROS.	112
Figura 72 – Variação das linhas de [Ca II] em Hen 3-938.	113
Figura 73 – Perfis de linha da série de Balmer de SS 255. No último painel, temos um zoom das asas de H α	115
Figura 74 – Perfis das linhas de Paschen de SS255.	116
Figura 75 – Perfis das linhas do He I presentes em SS 255.	116
Figura 76 – Perfis das linhas de Fe II presentes em SS 255.	117
Figura 77 – Perfis das linhas de [Fe II] presentes em SS 255.	117
Figura 78 – Perfis das linhas de [OI] presentes em SS 255.	118
Figura 79 – Perfis de linha da série de Balmer de IRAS 17449+220. No último painel, temos um zoom das asas de H α	120
Figura 80 – Perfis das linhas de Paschen de IRAS 17449+2320.	121
Figura 81 – Perfis das linhas em absorção do He I identificadas em IRAS 17449+2320.	121
Figura 82 – Perfis de tipo shell nas linhas do multipletto 42 do Fe II identificadas em IRAS 17449+2320.	122
Figura 83 – Perfis das linhas em emissão de [Fe II] identificadas em IRAS 17449+2320.	122
Figura 84 – Perfis das linhas em emissão de [O I] identificadas em IRAS 17449+2320.	123
Figura 85 – Perfis das linhas de Ca II identificadas em IRAS 17449+2320. A linha de Ca II em 8542.1 Å encontra-se em meio de um falha do espectrógrafo FEROS.	123
Figura 86 – Perfis de linha da série de Balmer de [MA93]1116. No último painel, temos um zoom das asas de H α	125
Figura 87 – Perfis das linhas de Paschen de [MA93] 1116.	126
Figura 88 – Perfis das linhas do He I em 5875.6 Å e 6678.2 Å identificadas em [MA93] 1116.	126
Figura 89 – Perfis em pico duplo nas linhas do multipletto 42 do Fe II identificadas em [MA93] 1116.	127
Figura 90 – Perfis das linhas de [Fe II] identificadas em [MA93] 1116.	127
Figura 91 – Perfis das linhas de [O I] identificadas em [MA93] 1116.	128
Figura 92 – Tripleto do Ca II no IV identificadas em [MA93] 1116.	128
Figura 93 – Variação dos perfis de linha da série de Balmer de LHA 115-N82.	131
Figura 94 – Variação dos perfis de linha da série de Paschen de LHA 115-N82.	132
Figura 95 – Variação das linhas do multipletto 42 do Fe II identificadas em LHA 115-N82.	132
Figura 96 – Variação das linhas de [Fe II] identificadas em LHA 115-N82.	133
Figura 97 – Variação das linhas de [O I] identificadas em LHA 115-N82.	133

Figura 98 – Variação das linhas de Ca II identificadas em LHA 115-N82.	134
Figura 99 – Variação das linhas de [Ca II] identificadas em LHA 115-N82.	134
Figura 100 – Variação das linhas de Mg II identificadas em LHA 115-N82.	135
Figura 101 – Variação das linhas de Si II identificadas em LHA 115-N82.	135
Figura 102 – Variação dos perfis de linha da série de Balmer de ARDB54. No último painel, temos um zoom das asas de H α	138
Figura 103 – Variação dos perfis de linha da série de Paschen de ARDB54.	139
Figura 104 – Variação dos perfis de linha de Fe II vistas em ARDB54.	139
Figura 105 – Variação dos perfis de linha de [Fe II] vistas em ARDB54.	140
Figura 106 – Variação dos perfis de linha de [O I] vistas em ARDB54.	140
Figura 107 – Variação dos perfis de linha de Ca II vistas em ARDB54.	141
Figura 108 – Variação dos perfis de linha de [Ca II] vistas em ARDB54.	141
Figura 109 – Variação dos perfis de linha da série de Balmer de LHA 120-S59.	144
Figura 110 – Variação dos perfis de linha da série de Paschen de LHA 120-S59.	145
Figura 111 – Variação das linhas do He I vistas em LHA 120-S59.	145
Figura 112 – Variação das linhas de Fe II vistas em LHA 120-S59.	146
Figura 113 – Variação das linhas de [Fe II] vistas em LHA 120-S59.	146
Figura 114 – Variação das linhas de [O I] vistas em LHA 120-S59.	147
Figura 115 – Variação das linhas de Ca II vistas em LHA 120-S59.	147
Figura 116 – Variação das linhas de Mg II vistas em LHA 120-S59.	148
Figura 117 – Variação das linhas de Si II vistas em LHA 120-S59.	148
Figura 118 – Perfis das DIBs de nossa amostra.	151
Figura 119 – Perfis das linhas em absorção de alguns dos nossos objetos usados para determinar o tipo espectral e temperatura efetiva.	155
Figura 119 – (continuação)	156
Figura 119 – (continuação)	157
Figura 120 – A curva de luz com dados do ASAS (pontos pretos) e OGLE III (pontos vermelhos) de LHA 115-N82. <i>Painel superior</i> : curva de luz entre 2000.5 e 2010 na banda <i>V</i> . <i>Painel inferior</i> : curva de luz entre 2000.5 e 2010 na banda <i>I</i>	168
Figura 121 – Distribuição espectral de energia (SED) de nossa amostra de objetos. Para modelar a SED no visível, usamos modelos de atmosferas Kurucz, para os valores da Tabela 17. Pontos azuis denotam dados fotométricos, linhas verdes representam dados do Spitzer, linhas vermelhas representam os modelos de atmosfera de Kurucz.	170
Figura 122 – Posição das estrelas da nossa amostra na Galáxia no diagrama HR. <i>Painel superior</i> : Trilhas evolutivas pós-sequência principal (Georgy et al., 2013). As linhas contínuas denotam trilhas evolutivas sem rotação e, as linhas tracejadas denotam modelos com rotação. <i>Painel inferior</i> : Trilhas evolutivas pré-sequência principal (Bernasconi & Maeder, 1996).	171
Figura 123 – Posição das estrelas da nossa amostra da SMC no diagrama HR. <i>Painel superior</i> : Trilhas evolutivas pós-sequência principal (Georgy et al., 2013). As linhas contínuas denotam trilhas evolutivas sem rotação e, as linhas tracejadas denotam modelos com rotação. <i>Painel inferior</i> : Trilhas evolutivas pré-sequência principal (Bernasconi & Maeder, 1996).	172

Figura 124–Posição das estrelas da nossa amostra da LMC no diagrama HR. As trilhas evolutivas são de Schaerer et al. (1993).	173
Figura 125–Lei β de velocidades para distintos valores de β assumidos nesta grade de modelos para as $sgB[e]$	183
Figura 126–Distribuição dos 10 ângulos de inclinação utilizados no HDUST para a nossa grade.	184
Figura 127–SED do ultravioleta até o infravermelho para 10 diferentes ângulos de inclinação para o <i>modelo 1</i> (painel superior) e para o <i>modelo 2</i> (painel inferior).	190
Figura 128–Perfis de linha da serie de Balmer para 10 diferentes ângulos de inclinação para o <i>modelo 1</i> (painel superior) e para o <i>modelo 2</i> (painel inferior).	191
Figura 129–Imagens para diferentes canais espectrais e diferentes ângulos de inclinação correspondentes aos parâmetros do <i>modelo 1</i>	193
Figura 130–Imagens para diferentes canais espectrais e diferentes ângulos de inclinação correspondentes aos parâmetros do <i>modelo 2</i>	194
Figura 131– <i>Painel superior</i> : Distribuição espectral de energia do modelo <i>verdadeiro</i> (cor azul) e do melhor ajuste obtido através do EMCCE (cor laranja), para o <i>ajuste 4</i> (ajuste: SED + perfil de linha de $H\beta$ e $H\alpha$). <i>Painel inferior</i> : Perfis de linha de $H\beta$ (painel esquerdo) e $H\alpha$ (painel direito) do modelo do modelo <i>verdadeiro</i> e para o <i>ajuste 4</i>	196
Figura 132–Correlação entre os diferentes parâmetros para o <i>ajuste 4</i> (ajuste: SED + perfil de linha de $H\beta$ e $H\alpha$).	197
Figura 133– <i>Painel superior</i> : Distribuição espectral de energia de Hen 3-938 (pontos de cor azul) e do melhor ajuste obtido através do EMCCE (cor laranja). <i>Painel inferior</i> : Perfis de linha de $H\beta$ (painel esquerda) e $H\alpha$ (painel direita) de Hen 3-938 e do melhor ajuste.	200
Figura 134– <i>Painel superior</i> : Distribuição espectral de energia de Hen 3-938 (pontos de cor azul) e do melhor ajuste (cor laranja) obtidos através do EMCCE e dos modelos de Domiciano de Souza & Carciofi (2012). <i>Painel inferior</i> : Perfis de linha de $H\beta$ (painel esquerda) e $H\alpha$ (painel direita) de Hen 3-938 e do melhor ajuste.	201
Figura 135–Configuração dos telescópios no VLTI/MATISSE para a obtenção das visibilidades usados na nossa simulação. Onde UT1-UT2-UT3-UT4 são os telescópios principais do VLTI e A0-G1-J2-J3, D0-G2-J3-K0, A0-B2-C1-D0 são os telescópios secundários.	203
Figura 136– <i>Painel da esquerda</i> : imagem do <i>SGBepAtlas</i> centrada em na banda N centrada em $8.5\mu m$. <i>Painel da direita</i> : imagem reconstruída com a algoritmo <i>MiRA</i>	204
Figura 137– <i>Painel superior</i> : Distribuição espectral de energia do modelo verdadeiro (cor azul) e do melhor ajuste obtido através do <i>emcee</i> (cor laranja), para o <i>ajuste 1</i> (contínuo). <i>Painel inferior</i> : Perfis de linha de $H\beta$ (painel esquerda) e $H\alpha$ (painel direita) do modelo aleatório e obtido através <i>emcee+SGBepAtlas</i> para o <i>ajuste 1</i>	212
Figura 138–Correlação entre os parâmetros para o <i>ajuste 1</i> (contínuo).	213
Figura 139–Similar à Figura 137, mas para o <i>ajuste 2</i> (perfil de $H\alpha$).	214
Figura 140–Correlação entre os parâmetros para o <i>ajuste 2</i> (perfil de $H\alpha$).	215
Figura 141–Similar à Figura 137, mas para o <i>ajuste 3</i> (larguras equivalentes de $H\beta + H\alpha$).	216
Figura 142–Correlação entre os parâmetros para o <i>ajuste 3</i> (larguras equivalentes de $H\beta + H\alpha$).	217

Lista de tabelas

Tabela 1 – As HAeB[e] identificadas e candidatas.	30
Tabela 2 – As sgB[e] identificadas e candidatas localizadas na Galáxia, LMC, SMC, M31 e M33.	35
Tabela 3 – As cPNB[e] identificadas e candidatas identificadas na Galáxia.	39
Tabela 4 – As SymbB[e] identificadas e candidatas identificadas na Galáxia.	44
Tabela 5 – Objetos com o fenômeno B[e] não classificados e/ou suspeitos de apresentar o fenômeno B[e].	46
Tabela 6 – Estrelas B[e] não classificadas e/ou suspeitas de apresentar o fenomeno B[e] analisadas nesta tese.	53
Tabela 7 – Nossa amostra de estrelas B[e] não classificadas e candidatas observadas com o espectrógrafo FEROS.	60
Tabela 8 – Dados fotométricos coletados da literatura.	61
Tabela 9 – Coeficientes das regressões lineares $y = a + bx$ determinados por Herbig (1993) para duas DIBs.	66
Tabela 10 – Valores de índice de cor medido, $(B - V)$, índice de cor intrínseco, $(B - V)_0$, e excesso de cor total, $(B - V)_T$	149
Tabela 11 – Valores de excesso de cor interestelar para nossa amostra, utilizando as funções lineares descritas por Herbig (1993). EW é a largura equivalente em unidades de $m\text{\AA}$ e $E(B - V)_{IS}$ é o excesso de cor interestelar.	150
Tabela 12 – Valores de excesso de cor interestelar, $E(B - V)_{IS}$, circunstelar, $E(B - V)_{CS}$, excesso de total, $E(B - V)_T$, e avermelhamento, A_V assumidas nesta tese.	152
Tabela 13 – Tipo espectral (T. E.), classe de luminosidade (C.L.) e temperaturas efetivas derivadas através dos método 1 e 2.	153
Tabela 14 – Tipo espectral e temperatura efetiva obtidos através das relações das larguras equivalentes de Mg II (4482 \AA)/He I (4471 \AA) (método 3), e He I (4713 \AA)/Si II (6347 \AA) e He I (5875 \AA)/Si II (6347 \AA) (método 4).	154
Tabela 15 – Velocidades radiais médias das estrelas da nossa amostra que não apresentam variabilidade, obtidas através das linhas proibidas em emissão.	159
Tabela 16 – Velocidades radiais médias dos objetos da nossa amostra que apresentam variabilidade, obtidas através das linhas proibidas em emissão e de linhas em absorção.	160
Tabela 17 – Possíveis parâmetros estelares adotadas neste trabalho.	161
Tabela 18 – Parâmetros físicos das estrelas centrais das sgB[e].	178
Tabela 19 – Parâmetros circunstelares e do vento das estrelas sgB[e] e candidatas.	181
Tabela 20 – Luminosidades da nossa grade de modelos em função do raio e da temperatura efetiva.	182
Tabela 21 – Parâmetros estelares e do vento utilizados na grade de modelos para as sgB[e].	185
Tabela 22 – Observáveis modelados com o HDUST.	186
Tabela 23 – Parâmetros de dois modelos da SGBepAtlas.	192

Tabela 24 – Parâmetros estelares e do vento correspondentes ao modelo verdadeiro e dos melhores ajustes obtidos através do <i>emcee</i> . O <i>ajuste 1</i> corresponde ao ajuste da distribuição espectral de energia (SED) desde o ultravioleta até o infravermelho, <i>ajuste 2</i> corresponde ao ajuste perfil de linha de $H\alpha$, o <i>ajuste 3</i> corresponde ao ajuste as <i>EW</i> das linhas $H\beta$ e $H\alpha$, e o <i>ajuste 4</i> corresponde ao ajuste da SED desde o ultravioleta até o infravermelho + o perfil de linha de $H\beta$ e $H\alpha$	198
Tabela 25 – Parâmetros estelares e do vento de Hen 3-938 obtidas através dos processos de minimização efetuados pelo <i>emcee</i>	202
Tabela 26 – Classificação espectral e evolutiva dos objetos da nossa amostra obtida na literatura e no nosso trabalho.	207
Tabela 27 – Parâmetros estelares e do vento correspondentes ao modelo verdadeiro e dos melhores ajustes obtidos através do <i>emcee</i> . O <i>ajuste 1</i> corresponde ao ajuste da distribuição espectral de energia (SED) desde o ultravioleta até o infravermelho, <i>ajuste 2</i> corresponde ao ajuste perfil de linha de $H\alpha$, o <i>ajuste 3</i> corresponde ao ajuste as <i>EW</i> das linhas $H\beta$ e $H\alpha$, e o <i>ajuste 4</i> corresponde ao ajuste da SED desde o ultravioleta até o infravermelho + o perfil de linha de $H\beta$ e $H\alpha$	211

Resumo

As estrelas com o fenômeno B[e] são caracterizadas pela presença no espectro óptico de estrelas de tipo B de: intensas linhas em emissão da série de Balmer; linhas permitidas em emissão de metais uma vez ionizados, como por exemplo as do Fe II; e linhas proibidas em emissão de [Fe II] e [O I]; além disso, esses objetos apresentam um forte excesso no infravermelho próximo e médio, devido à poeira circunstelar. Estas características espectrais não são intrínsecas destes objetos, mas estão relacionadas com suas propriedade circunstelares. Além disso, os objetos que mostram o fenômeno B[e] dividem-se em quatro grupos diferentes de acordo com os seus estágios evolutivos: i) as estrelas pré-sequência principal de massa intermediária, as Herbig AeB[e]; ii) as supergigantes B[e]; iii) as nebulosa planetárias compactas, as cPNB[e], e iv) as estrelas simbióticas B[e], as SymbB[e]. Entretanto mais de 50% dos objetos que evidenciam o fenômeno B[e] tem o estágio evolutivo pouco ou não conhecido, sendo chamados de estrelas B[e] não classificadas. Sendo assim, esta tese consiste no estudo das estrelas com o fenômeno B[e] na Galáxia e nas Nuvens de Magalhães e para isso, o nosso estudo é dividido em duas parte: Na primeira parte analisamos 12 estrelas B[e] e candidatas (8 da Galáxia, 2 da Grande Nuvem de Magalhães e 2 da Pequena Nuvem de Magalhães). Com base na análise de espectros de alta resolução (FEROS) e dados fotométricos, confirmamos a presença do fenômeno B[e] para 11 objetos da nossa amostra. Utilizando distintos métodos indiretos derivamos a temperatura efetiva, tipo espectral, classe de luminosidade e extinção interestelar. Além disso, com base nas distâncias fornecidas pelo *Gaia* Data Release 2 (Gaia DR2) também obtemos as magnitudes bolométricas, luminosidades e raios. A partir da posição no diagrama de HR sugerimos seus estágios evolutivos e como resultado, identificamos, estrelas B e B[e] supergigantes, candidatas a HAeB[e], e estrelas B[e] na sequência principal ou perto do seu final. No entanto, nossos resultados mais notáveis foram a identificação de ARDB 54, como a terceira supergigante A[e] descoberta (a primeira na LMC), e LHA 115-N82 que com base nas suas características espectrais e variações na curva de luz, pode ser uma LBV (Variável Azul Luminosa) impostora.

A segunda parte desta tese é dedicada à criação de uma grade de modelos para as supergigantes B[e], com o código de transferência radiativa HDUST chamada **SGBepAtlas**. Ela considera um grande espaço de parâmetros, que inclui tanto os parâmetros estelares (temperatura efetiva, raio estelar e luminosidade), quanto os parâmetros circunstelares/vento do gás (taxa de perda de massa, estrutura da velocidade do vento, razão entre a perda de massa polar e equatorial, velocidade terminal e inclinações) e da poeira (tipo de grão, tamanho e densidade). A **SGBepAtlas** reproduz a distribuição espectral de energia (SED) do ultravioleta até rádio/milímetro e também os perfis das linhas do hidrogênio. Além disso, ela fornece medidas polarimétricas e também imagens em diferentes comprimentos de onda que nos permitem obter observáveis interferométricos no óptico e no infravermelho, como visibilidades e fases. Nesta tese foram criados cerca de ~ 35000 modelos, o que corresponde a $\sim 20\%$ do número total de modelos (174960) a serem criados com base no espaço de parâmetros para as supergigantes B[e]. Além disso, criamos rotinas que fazem o uso do método Monte Carlo Markov Chain, com a finalidade de determinarmos os melhores modelos, para as observações. Para testar as nossas rotinas, tomamos um modelo aleatório do **SGBepAtlas** com parâmetros conhecidos e ajustamos diversos observáveis (SED, larguras equivalentes e perfis de linha). Além disso, também modelamos a SED, e os perfis de linha de $H\beta$ e $H\alpha$ da estrela Hen 3-938,

uma possível supergigante B[e]. No primeiro teste observamos que os parâmetros de entrada são bem similares aos parâmetros de saída. Já no segundo teste, os perfis de linha de H α foram bem ajustados, uma possível explicação para isso, foi que a nossa grade considera somente um valor de perda de massa, apesar disso os nossos resultados obtidos são promissores.

Abstract

The stars with the B[e] phenomenon are characterized by the presence in the optical spectrum of B-type stars of: intense Balmer emission lines; permitted emission lines of singly ionized metals, e.g., Fe II; and forbidden lines in emission, e.g., [Fe II] and [O I]; in addition, these objects also exhibit a strong excess in the near- and mid-IR, due to circumstellar dust. These spectral characteristics are associated to the circumstellar medium and not to the object itself. In addition, the objects that show the B[e] phenomenon can be classified into four different groups according to their evolutionary stages: i) intermediate mass pre-main sequence stars, or Herbig Ae/B[e]; ii) massive supergiant stars, or B[e] supergiants ; iii) compact planetary nebulae, or cPNB[e]; and iv) symbiotic stars, or SymB[e]. However, more than 50% of the objects with the phenomenon B[e] has the evolutionary stage not well known, being called of unclassified B[e] stars. Thus, in this thesis we decided to study of the stars with the B[e] phenomenon in the Galaxy and in the Magellanic Clouds and for this, our study is divided in two parts: In the first part we analyzed 12 B[e] stars and candidates (8 from the Galaxy, 2 from the Large Magellanic Cloud and 2 from the Small Magellanic Cloud). Based on the analysis of high-resolution spectra (FEROS) and photometric data, we confirmed the presence the B[e] phenomenon for 11 objects from our sample. Using different methods we derive the effective temperature, spectral type, luminosity class and interstellar extinction. In addition, based on the distances provided by *Gaia* Data Release 2 (Gaia DR2) we also obtain the bolometric magnitude, luminosities and radius. From the HR diagram we suggest their evolutionary stages and as a result, we identified B and B[e] supergiants, B[e] stars probably at the main sequence or close to its, end HAeB[e] candidates and A[e] stars in the main sequence or pre-main sequence. However, our most remarkable results were the identification of ARDB 54, as the third supergiant A[e] discovered (the first in the LMC), and LHA 115-N82 that based on their spectral characteristics and variations in the light curve can be an LBV (Luminous Blue Variables) impostor.

The second part of this thesis is dedicated to the creation of a grid of models for the B[e] supergiants, with the HDUST radiative transfer code called *SGBeAtlas*. It consider a large parameters space, including both stellar (radius, effective temperature and luminosity) and circumstellar/wind gas (mass loss rate, wind velocity structure, ratio between the equatorial and polar mass loss rate and terminal velocity, and inclinations) and dust (grain type, size and density) parameters. The *SGBeAtlas*, reproduces the spectral energy distribution from the ultraviolet to the radio/millimeter and also the profiles of hydrogen lines. In addition, they provide polarimetric measurements and also images in different wavelengths that will allow us to compute optical/IR interferometric observables, like visibilities and closure phases. In this thesis were created around ~ 35000 models which correspond to $\sim 20\%$ of the total models (174960) to be created based on the parameter space for the B[e] supergiants. In addition, we created codes that use the Monte Carlo Markov Chain method, in order to determine the best models for the observations. To test our codes, we take a random model of *SGBeAtlas* with known parameters and fit several observables (continuous, equivalent width and line profiles). In addition, we also model the SED, and the $H\beta$ and $H\alpha$ line profiles of the star Hen 3-938, a possible B[e] supergiant. In the first test we observed that the input parameters are very similar to the output parameters. In the second test, the $H\beta$ and $H\alpha$ line profiles were not well fit, a

possible explanation for this, was that our grid considers only a mass-loss rate value, despite our results are very promising.

1 Estrelas com o fenômeno B[e]

1.1 Introdução

Ainda hoje, no estudo da evolução de estrelas de diferentes massas, existem fases da vida destes objetos que, por serem curtas e com poucos objetos identificados, são ainda pouco conhecidas e, por vezes, não estão até mesmo incluídas nas trilhas evolutivas. Estas fases curtas têm um papel importante na evolução estelar, pois são nelas em geral, onde ocorrem rápidas mudanças físico-químicas. Elas são também conhecidas como fases de transição e entre elas, temos as estrelas Herbig Ae/Be, as pós-AGB, as Variáveis Azuis Luminosas (LBVs), as supergigantes, e em especial os objetos com o fenômeno B[e].

As estrelas com o fenômeno B[e] são objetos de tipo espectral B, que apresentam um espectro óptico com: i) intensas linhas em emissão da série Balmer; ii) linhas em emissão proibidas e permitidas de metais pouco ionizados como exemplo, as linhas de Fe II e [Fe II], ou mesmo neutras como as do [O I]; ii) além disso, os objetos com o fenômeno B[e] apresentam um excesso no infravermelho próximo e médio, devido à poeira circunstelar (Allen & Swings, 1976; Zickgraf, 1998). Todas estas características não são intrínsecas dos objetos, mas estão relacionadas com as suas propriedades circunstelares. Portanto, foi notado que na realidade o grupo de objetos com fenômeno B[e] é muito heterogêneo, podendo ser dividido em subgrupos ou classes de acordo com o estágio evolutivo. Nesse contexto Lamers et al. (1998) sugeriram a existência de 4 classes. Elas são:

- i) as estrelas da pré-sequência principal de massa intermediária com o fenômeno B[e], as Herbig Ae/B[e] ou simplesmente HAeB[e];
- ii) as supergigantes de alta massa, as B[e] supergigantes ou sgB[e];
- iii) as proto-nebulosas planetárias compactas com o fenômeno B[e] ou simplesmente cPNB[e];
- iv) as estrelas simbióticas com o fenômeno B[e] ou SymB[e].

Entretanto, existe um grande número de objetos que apresentam o fenômeno B[e], que têm o estágio evolutivo pouco ou não conhecido, devido principalmente à grande incerteza com relação aos seus parâmetros físicos. Isso ocorre porque muitos objetos com o fenômeno B[e] estão localizados na direção do plano da Galáxia, onde a extinção é bem alta, dificultando assim a correta determinação da distância e da luminosidade e, conseqüentemente, da natureza evolutiva. Outra dificuldade é a similaridade espectral entre as diferentes classes de objeto com o fenômeno B[e]. Como por exemplo, temos a similaridade espectral das sgB[e] e as HAeB[e], existindo algumas poucas diferenças, como por exemplo a forte variabilidade dos objetos jovens, devido ao material circunstelar em acreção. Também existe a similaridade espectral entre as cPNB[e] e as SymB[e], já que em ambas as classes são identificadas linhas de elementos altamente ionizados. Entretanto, existem estrelas que não podem ser classificadas em nenhuma das classes sugeridas por Lamers et al. (1998). Sendo assim

considerado a existência de um quinto grupo, o das estrelas B[e] não classificadas, ou simplesmente unclB[e].

Uma pergunta que é recorrente no estudo das estrelas com o fenômeno B[e] é como objetos em estágios evolutivos tão diferentes podem apresentar características espectrais tão similares. A resposta pode estar na presença de discos ou anéis circunstelares nestes objetos, cujos mecanismos de formação ainda não são bem compreendidos, mas certamente variam de uma classe de estrelas B[e] para outra (Borges Fernandes, 2004; Kraus et al., 2016)

1.2 Histórico

O estudo das estrelas B[e] remonta ao início dos anos 70, quando Susan L. Geisel no artigo titulado *“Infrared Excesses, Low-Excitation Emission Lines, and Mass Loss”* (Geisel, 1970), apresentou um estudo sobre uma amostra de estrelas que apresentavam linhas em emissão. Essas estrelas se destacavam pela presença de linhas em emissão de baixa excitação, especialmente de Fe II e [Fe II] e um forte excesso no infravermelho (IV) próximo e médio ($>5\mu m$) ao que se sugeriu ser devido à emissão térmica de grãos de poeira quente. Logo depois, essas características espectrais foram confirmadas por Allen & Swings (1972), e foi seguido por uma série de publicações sobre a “emissão peculiar” de estrelas “early-type” (e.g., Allen, 1973, 1974; Allen & Glass, 1974, 1975) com excesso no IV.

Mais tarde, esse grupo de estrelas (cerca de 65) com emissão peculiar foi batizada por Allen & Swings (1976) como *“Estrelas Be peculiares com excesso no IV”*. Allen & Swings (1976) descrevem o seguinte cenário traduzido aqui: *“...Uma variedade espectral destes objetos é encontrada, que vai desde estrelas Be quase convencionais até nebulosas planetárias de alta densidade. Em muitas estrelas as características espectrais dominantes são as linhas em emissão simples. A poeira quente... é mais frequentemente encontrada ao redor de estrelas de tipo espectral B e das estrelas de tipo early A ...”*.

Poucos meses depois, Peter S. Conti (Conti, 1976), durante o simpósio *“Be and Shell Stars”* da IAU, sugeriu pela primeira vez a utilização da expressão **“Estrelas B[e]”**, onde **“e”** corresponderia às linhas em emissão presentes nos espectros ópticos e os colchetes são a notação atômica para linhas proibidas.

Vale a pena mencionar que Wackerling (1970) e Ciatti et al. (1974) introduziram a classificação **“BQ[]”** para o mesmo tipo de objetos, no entanto, estes termos não foram tomados como sugestões por Conti (1976) para a designação de **“estrelas B[e]”**. Por outro lado, de Winter (1990) propôs o nome de *“Extreme Emission-Line Objects* ou **EELO**”. Entretanto, o nome que foi mais aceito foi mesmo o de estrelas B[e]. A identificação de estrelas B[e] nas Nuvem de Magalhães (e.g., Zickgraf et al., 1985, 1986) acrescentou uma nova motivação para a pesquisa desses objetos (Zickgraf, 1998, 2000).

O critério espectroscópico mais completo que caracteriza as estrelas B[e] foi proposto pela primeira vez por Allen & Swings (1976) e depois revisado por Zickgraf (1998), como sendo definido pela presença no espectro óptico de estrelas do tipo B de:

1. intensas linhas em emissão da série de Balmer;

2. linhas em emissão proibidas e permitidas de baixa excitação de metais neutros ou uma vez ionizados, como as do Fe II e O I. Além disso, deve existir um forte excesso no IV próximo e médio devido à poeira circunstelar quente.

1.3 Condições Físicas

Como descrito por Lamers et al. (1998), as características espectrais citadas acima podem ser expressas em termos das condições físicas do meio circunstelar destes objetos e não dos objetos centrais, uma vez que:

- i) *Intensas linhas em emissão da série de Balmer*: Implicam que a atmosfera acima da região formadora do contínuo estelar tem uma alta densidade de gás uma vez ionizado, pois suas intensidades são proporcionais ao quadrado da densidade no meio em que elas se originam.
- ii) *Linhas permitidas de metais uma vez ionizado*: As linhas em emissão de baixa excitação, como as de Fe II, indicam que a temperatura da região emissora está em torno de 10000 K, sendo que a ionização é causada principalmente pela própria radiação da estrela B.
- iii) *Linhas proibidas em emissão*: As linhas de metais neutros ou uma vez ionizados, tais como [Fe II] e [O I], indicam que o material circunstelar está geometricamente estendido e possui regiões de baixa densidade. Viotti (1976) mostrou que um meio emissor de linhas de [Fe II] tem uma densidade eletrônica mais baixa que $1 \times 10^{11} \text{ cm}^{-3}$. Já a densidade crítica para a região emissora da linha do [O I] (6300 Å) é de $1.1 \times 10^6 \text{ cm}^{-3}$.
- iv) *Excesso no IV*: É causado pela existência de poeira com temperaturas que variam entre 500 e 1000 K, correspondendo à presença de um material CS suficientemente denso para a condensação destes grãos.

1.4 As Classes de Estrelas com o Fenômeno B[e]

Estudos posteriores a 1976 mostraram que, na realidade, as estrelas B[e] formam um grupo de objetos bastante heterogêneo em termos evolutivos. Esse fato levou Lamers et al. (1998) a sugerirem o uso da expressão “**Estrelas com o fenômeno B[e]**”. Neste trabalho, eles citaram a existência de 4 diferentes grupos ou classes de objetos que apresentam o fenômeno B[e], e que são descritos a seguir.

1.4.1 Estrelas pré-sequência principal: Herbig Ae/B[e] (HAeB[e])

São objetos jovens que ainda não iniciaram a queima de hidrogênio no seu núcleo. Estes objetos estão geralmente associados às regiões de formação estelar. Grande parte do nosso conhecimento vem de algumas dessas regiões próximas, como Taurus-Auriga e Perseus, onde temos a formação de proto-estrelas do tipo solar, as T-Tauri, com massas entre $0.6-2.5 M_{\odot}$ (baixa massa), e que têm uma evolução ao longo da fase de pré-sequência principal de $10^7 - 10^8$ anos (Petrov, 2003).

Outro tipo de estrela pré-sequência principal são as estrelas Herbig Ae/Be (HAeBe). O nome Herbig foi dado em homenagem a George Howard Herbig que em 1960 (Herbig, 1960) foi o primeiro a

estudar mais profundamente esses objetos. As HAeBe são geralmente objetos de massa intermediária ($2.5 \odot \leq M/M_{\odot} \leq 10$) de tipo espectral A ou B e o tempo nesta fase é mais curto que 10^6 anos (Waters & Waelkens, 1998).

As fotosferas das HAeBe são diretamente observáveis no espectro óptico, mas diferentemente das estrelas A e B normais, as estrelas HAeBe têm fortes linhas em emissão (e.g., $H\alpha$ e $Br\gamma$) devido ao material circunstelar (CS) que estes apresentam. As HAeBe também apresentam frequentemente evidência de acreção no espectro óptico e também são fortemente variáveis, devido à irregularidades no material CS. Observações no infravermelho revelaram que uma grande fração (50%) das estrelas HAeBe apresentam uma forte emissão de hidrocarbonetos aromáticos policíclicos (PAHs) (Meeus et al., 2001; Acke & van den Ancker, 2004).

A distribuição espectral de energia (SED) destes objetos indica a presença de discos CS (formados devido a conservação do momento angular da nuvem materna e com o material que está sendo acretado na proto-estrela central) com diferentes geometrias, o que permite separar estes objetos em dois grupos: *grupo I* e *grupo II* (Meeus et al., 2001). O *grupo I* é caracterizado por ter um disco alargado ou “flared”, apresentando uma forte emissão no IV distante que é comparável ao fluxo no IV próximo, enquanto o *grupo II* é caracterizado por ter um disco mais comprimido ou “self-shadowed”, apresentando uma forte emissão no IV próximo, mas o fluxo cai fortemente no IV distante (vide Figura 1).

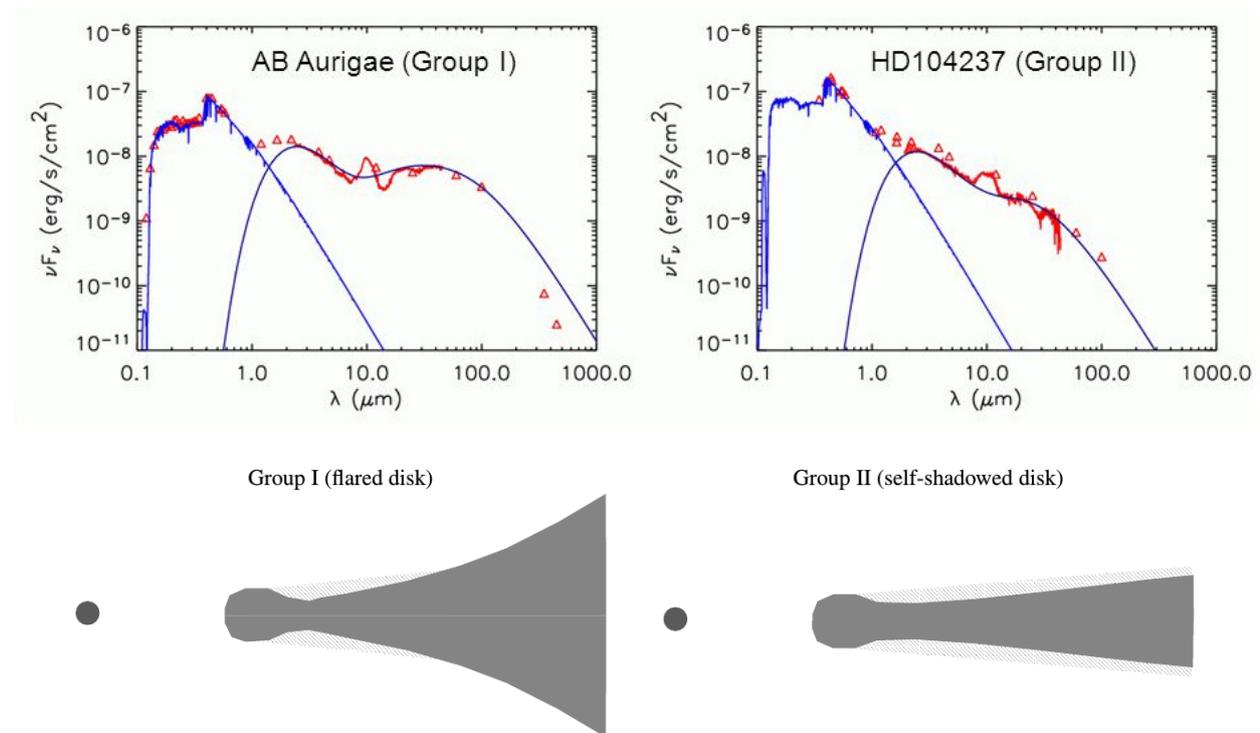


Figura 1 – Parte superior: Distribuição espectral de energia para as estrelas Herbig Ae/Be dos grupos I e II. Parte inferior: Representação pictográfica das duas geometrias de disco CS, que caracterizam os dois grupos (Dullemond & Dominik, 2004).

Com relação às características espectrais que definem essas estrelas, elas podem ser listadas

da seguinte forma:

1. ser de tipo espectral A ou B com linhas em emissão;
2. estar localizada em uma região escura, associada com formação estelar;
3. estar iluminada por uma nebulosidade razoavelmente brilhante na sua vizinhança (a estrela ilumina a nebulosa e há a criação de linhas em emissão que a tornam brilhante);
4. ter uma extinção anômala (devido às regiões de formação estelar);
5. possuir um excesso no IV, causado pela poeira circunstelar quente ou fria ou ambas;
6. ser fotometricamente variável;
7. ter classe de luminosidade III a V.

Os três primeiros critérios citados acima foram propostos por (Herbig, 1960) e os outros foram sugeridos por The et al. (1994) e Waters & Waelkens (1998).

Lamers et al. (1998) propuseram a designação de **HAeB[e]** para estrelas HAeBe que mostram o fenômeno B[e]. Essas estrelas podem ser distinguidas facilmente de outros objetos que apresentam o fenômeno B[e], se elas ainda estão associadas às suas nuvens maternas, apesar de existirem objetos isolados. Devido ao curto tempo de vida, a fração de estrelas B nesta fase é pequena e a detecção desses objetos é difícil. Além dos critérios propostos por Herbig (1960), The et al. (1994) e Waters & Waelkens (1998), Lamers et al. (1998) também propuseram alguns outros critérios para identificarmos as estrelas HAeB[e]:

1. Mostrar evidência espectroscópica de acreção, como por exemplo perfis P-Cygni inversos (apesar que em alguns objetos jovens foram observadas perfis P-Cygni (e.g., Cauley & Johns-Krull, 2015));
2. Indicação da presença de um disco CS, como pode ser visto através dos picos duplos geralmente presentes nas linhas da série de Balmer (Finkenzeller & Mundt, 1984; Fernandez et al., 1995; Reipurth et al., 1996).
3. $\text{Log}(L_*/L_\odot) < 4.5$, porque as estrelas HAeB[e] são as progenitoras de estrelas na faixa de massa de 2.5 até cerca de $10M_\odot$ (Palla & Stahler, 1993);
4. Mostrar grandes variações fotométricas e espectroscópicas irregulares em escalas de tempo que vão de dias até cerca de 1000 anos, e que são causadas normalmente pela extinção anômala (Bibo & The, 1991). Entretanto, o nível de variabilidade diminui para tipos espectrais mais iniciais (van den Ancker et al., 1998)

Além dos critérios já descritos, Peeters et al. (2002) foram capazes de identificar as bandas de hidrocarbonetos aromáticos policíclicos (PAHs, em inglês) entre 6 e 9 μm , em função dos centros dos seus picos e descobriram que há uma relação com diferentes tipos de estrelas e ambientes. Eles as classificaram em três classes *A*, *B* e *C*: os espectros de *Classe A* seriam típicos para regiões H

II e estrelas Herbig AeBe não-isoladas; os espectros de *Classe B* seriam típicos das estrelas Herbig AeBe isoladas; e os espectros da *Classe C* seriam mais comuns em sistemas estelares evoluídos (vide Peeters et al., 2002, Tabela 3).

Vale a pena mencionar que Oudmaijer et al. (2006) analisaram espectros de 31 estrelas Herbig e descobriram que cerca da metade delas mostravam o fenômeno B[e], e estes autores fizeram a pergunta “*To HAeB[e] or not to HAeB[e]?*”. Recentemente, Oudmaijer (2017) com uma amostra muito maior (91 estrelas), encontrou que mais da metade das estrelas Herbig exibiam o fenômeno B[e].

Um lista das estrelas HAeB[e] já identificadas e possíveis HAeB[e] é mostrada na Tabela 1. As HAeB[e] descobertas por Oudmaijer (2017) não estão incluídas na Tabela 1, pois esse trabalho é um resumo de uma reunião: “*The B[e] Phenomenon: Forty Years of Studies*”

Tabela 1 – As HAeB[e] identificadas e candidatas.

Estrela (1)	Estrela (2)	A.R. (2000.0) (3)	Dec. (2000.0) (4)	V [mag] (5)	Class. (6)	Ref. (7)
Galáxia						
BD+61 154	V594 Cas	00 43 18.25	+61 54 40.13	10.60	HaeB[e]	1,2
V* HK Ori	IRAS 05286+1207	05 31 28.05	+12 09 10.25	11.10	HaeB[e]	3,1
BD-06 1253	V380 Ori	05 36 25.43	-06 42 57.68	10.90	HaeB[e]	3,1
V* R Mon	IRAS 06364+0846	06 39 09.95	+08 44 09.7	11.85	HaeB[e]	3,1
HD 85567	IRAS 09489-6044	09 50 28.53	-60 58 02.95	8.57	HaeB[e]	1,2
HD 87643	IRAS 10028-5825	10 04 30.28	-58 39 52.07	9.50	HaeB[e]/sgB[e]?	6,7,4,5
Hen 3-938	PDS 67	13 52 42.85	-63 32 49.24	13.50	unclB[e]/HaeB[e]?	83
Hen 2-446	IRAS 19419+2319	19 44 05.25	+23 26 48.03	14.82	HaeB[e]	3,1
LkHA 224	V1686 Cyg	20 20 29.35	+41 21 28.45	12.93	HaeB[e]	3,1
MWC 349A	...	20 32 45.51	+40 39 36.62	...	HaeB[e]/sgB[e]?	7,4
HD 200775	...	21 01 36.92	+68 09 47.76	7.36	HaeB[e]	1,2
MWC 1080	IRAS 23152+6034	23 17 25.58	+60 50 43.39	11.58	HaeB[e]	1,2
SMC						
[MA93] 1116	...	00 59 05.87	-72 11 26.98	15.51	sgB[e]/HaeB[e]?	8,9

NOTAS: Informação das colunas: (1) Nome de cada estrela do SIMBAD; (2) nome alternativo; (3)-(4) ascensão reta e declinação de CDS; (5) magnitude da estrela na banda V; (6) classificação; (7) referência.

REFERÊNCIAS: (1) Lamers et al. (1998); (2) van den Ancker et al. (1998); (3) The et al. (1994); (4) Oudmaijer et al. (1998); (6) McGregor et al. (1988a); (7) Kraus (2009); (8) Wisniewski et al. (2007); (9) Whelan et al. (2013).

1.4.2 Estrelas B[e] supergigantes (sgB[e])

As estrelas B[e] supergigantes ou sgB[e] são estrelas de alta massa evoluídas de tipo espectral B e que encontram-se na parte quente e luminosa (superior esquerda) do diagrama HR, vide Figura 2. Cabe mencionar que este grupo é o mais homogêneo e o mais estudado das estrelas que mostram o fenômeno B[e].

Os primeiros objetos deste grupo que foram identificados se encontram na Pequena e na Grande Nuvem de Magalhães (SMC e LMC) (Zickgraf et al., 1985, 1986, 1989, 1992, 1996b,a; Gummertsbach et al., 1995; Graus et al., 2012; Levato et al., 2014). Mais tarde, em M31 (Galaxia de Andrômeda) foram identificadas duas novas sgB[e]s (Kraus et al., 2014). Recentemente, em M31 e

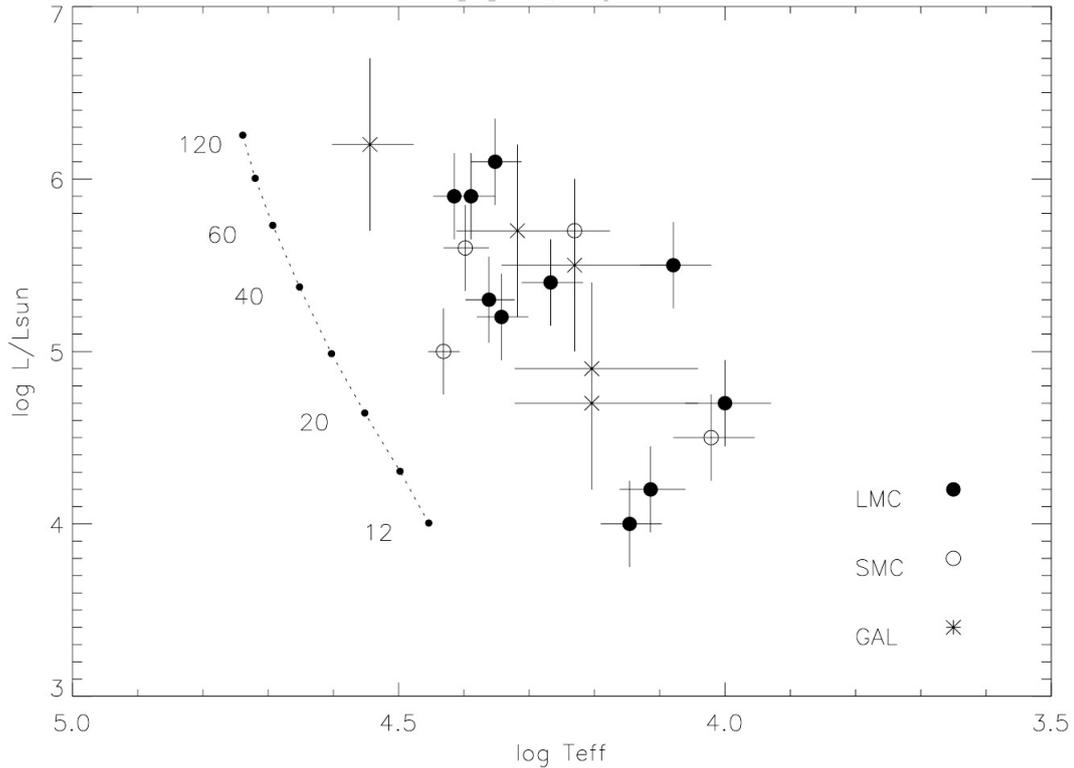


Figura 2 – Diagrama HR para as sgB[e]s na Pequena e Grande Nuvem de Magalhães (SMC e LMC) e na Galáxia (GAL). A linha pontilhada representa a idade zero da sequência principal (ZAMS) e os números são a massa das estrelas na ZAMS (Lamers et al., 1998).

M33 (Galáxia de Triângulo) foram identificados em torno de 20 candidatas a sgB[e] (Sholukhova et al., 2015; Humphreys et al., 2017).

Por outro lado, na nossa Galáxia existem somente candidatas à sgB[e]. A difícil identificação destes objetos ocorre pelo fato de que eles estão concentrados na direção do plano Galáctico, sofrendo assim uma grande extinção interestelar. Com isso, não era possível estimar de forma precisa a distância e a luminosidade destes objetos, dificultando assim a determinação correta dos seus estágios evolutivos. No entanto, para alguns objetos esse problema foi superado graças às paralaxes determinadas pela missão Gaia e disponibilizadas pelo seu segundo Data Release (Gaia DR2). Por outro lado, para as estrelas das Nuvens de Magalhães esse problema é bastante reduzido, devido ao conhecimento da distância e consequentemente da luminosidade e da posição no diagrama HR destes objetos. Uma lista das estrelas sgB[e] já identificadas e candidatas é mostrada na Tabela 2.

A natureza evoluída destes objetos tem sido confirmada por evidências do aumento das razões de He/H e N/C, pois esse material é processado via ciclo CNO. No caso das sgB[e] a razão $^{13}\text{C}/^{12}\text{C}$ diminui drasticamente devido à evolução estelar (Liermann et al., 2010).

A grande maioria das sgB[e] tem geralmente tipos espectrais B0 até B3 (Zickgraf, 1998), com luminosidades de $4 \leq \log(L_*/L_\odot) \lesssim 6$. Vale citar que, conforme o trabalho de Gummersbach et al. (1995), parecem existir dois grupos de sgB[e] nas Nuvens de Magalhães, um com $\log(L_*/L_\odot) > 5.0$ e outro com $\log(L_*/L_\odot) < 4.6$. Entretanto, Lamers et al. (1998) sugeriram que essa falha na distribuição de luminosidades das sgB[e] seria devido a uma estatística de pequenos números.

As sgB[e] apresentam pouca ou quase nenhuma variação fotométrica (em torno de 0.1 a 0.2 mag). Em termos espectroscópicos, além do fenômeno B[e], as sgB[e]s apresentam o chamado “espectro híbrido” (Zickgraf et al., 1985), que é identificado pela presença simultânea de: (i) linhas em emissão estreitas de elementos uma ou duas vezes ionizados no espectro óptico; e (ii) linhas em absorção largas de Si IV e C IV no ultravioleta (UV) e do He I no óptico, que implicam em ventos com altas velocidades de expansão ($\sim 500 - 2000 \text{ Km s}^{-1}$). As sgB[e] geralmente apresentam perfis P-Cygni nas linhas de Balmer e He I, indicando perda de massa na direção do observador (as taxas de perdas de massa nas sgB[e] vão desde 1×10^{-7} até $6 \times 10^{-5} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$). Por outro lado, na região do IV, além do tripleto do Ca II ($\lambda 8500, 8540$ e 8670 \AA), [Ca II] ($\lambda 7291$ e 7324 \AA) e das linhas do O I ($\lambda 8446 \text{ \AA}$) e Fe II ($\lambda 9997 \text{ \AA}$) (de Freitas Pacheco, 1998), destaca-se um forte excesso no contínuo, devido à poeira quente ($T_{\text{poeira}} \sim 1000-2000 \text{ K}$) e fria ($T_{\text{poeira}} \sim 100 \text{ K}$). Também foram identificadas moléculas de CO (Liermann et al., 2010; Kraus et al., 2000) e SiO (Kraus et al., 2015) nas estrelas sgB[e]. Vale mencionar que, para uma sgB[e] da Pequena Nuvem de Magalhães, LHA 115-S 18, foi identificada a presença do espalhamento Raman, através da identificação das linhas em $\lambda 6825 \text{ \AA}$ e $\lambda 7082 \text{ \AA}$ (Torres et al., 2012).

Sendo assim, Lamers et al. (1998) propuseram os seguintes critérios para a classificação de uma estrela sgB[e], com base na presença de:

1. espectros híbridos, ou seja, a presença simultânea de linhas estreitas de baixa excitação em emissão no óptico e de linhas largas de alta excitação/ionização em absorção no UV;
2. alta extinção para os objetos Galácticos, em torno de $A_V > 3$ mag, com intensas bandas interestelares, por estarem no plano Galáctico;
3. variações fotométricas geralmente pequenas e da ordem de 0.1 mag a 0.2 mag.

A presença do fenômeno B[e] nestes objetos parece estar ligada com a presença de um disco CS. Esse cenário foi sugerido por Zickgraf et al. (1985) que propuseram o chamado “vento com duas componentes” (Figura 3), caracterizado pela presença de um vento polar rápido de baixa densidade (responsável pelas linhas largas no UV), típico de estrelas supergigantes normais, e de um disco equatorial em expansão lenta (responsável pelas linhas estreitas, proibidas), que seria o responsável pela própria formação do fenômeno B[e].

Nos últimos anos, uma análise minuciosa dos espectros das sgB[e]s no óptico e infravermelho (através da modelização de linhas proibidas e bandas do CO) levou à conclusão de que na realidade as sgB[e]s têm “estruturas de anéis múltiplos” (Figura 4), girando em torno da estrela em orbitas keplerianas (e.g., Aret et al., 2012; Cidale et al., 2012; Wheelwright et al., 2012b; Oksala et al., 2013; Kraus et al., 2016; Maravelias et al., 2018).

O mecanismo de formação destes discos/anéis é uma questão *em aberto*, mas existem dois possíveis cenários os quais são brevemente descritos a seguir.

- i) *Cenário Binário*: no qual um disco ou anéis podem se formar a partir do material ejetado durante fases de interação, através das passagens no periastro da companheira (Podsiadlowski et al., 2006). Até agora, foram identificadas seis sgB[e]s que mostram uma companheira. Quatro

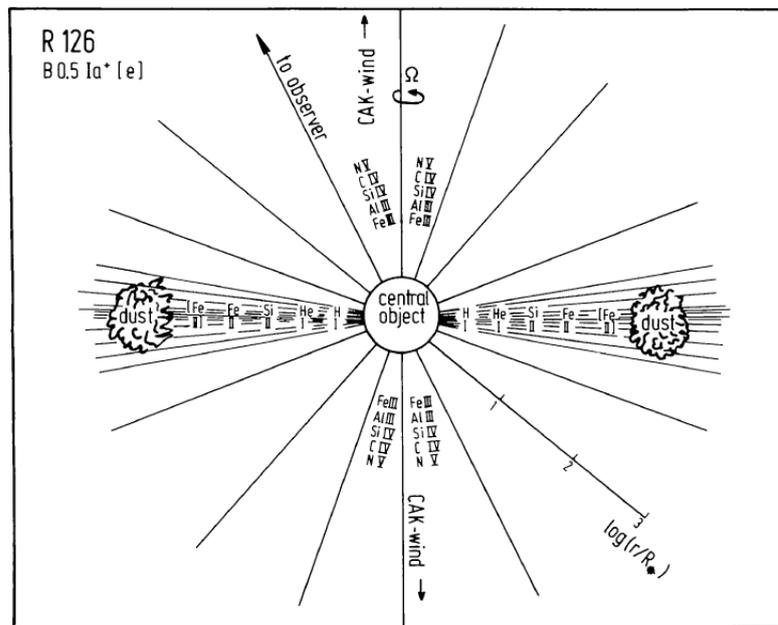


Figura 3 – Modelo esquemático proposto para R126. Neste modelo podemos observar o cenário do vento composto por duas componentes, uma na região polar e a outra sendo o disco equatorial (Zickgraf et al., 1985).

delas são objetos Galácticos (MWC 300, HD 62623, HD 327083 e GG Car) e em todas elas o disco é circumbinário (Wang et al., 2012; Millour et al., 2011; Wheelwright et al., 2012a; Kraus et al., 2013). Os dois objetos restantes (LHA 115-S 6 e LHA 115-S 18) estão localizadas na SMC. Para LHA 115-S 6 sugeriu-se que fosse uma candidata pós-fusão/merger em um sistema triplo original (Langer & Heger, 1998; Podsiadlowski et al., 2006), enquanto LHA 115-S 18 foi identificado como uma fonte de raios X (Clark et al., 2013; Mavelias et al., 2014). LHA 115-S 18 também mostra forte variabilidade fotométrica e espectroscópica e exibe a emissão Raman variável no tempo (Torres et al., 2012), que é tipicamente vista apenas em sistemas simbióticos.

- ii) *Alta Rotação*: as evidências indicavam que a rápida rotação das sgB[e] seria a responsável pela não esfericidade circunstelar. Isso ocorreria, quando a estrela girando próximo à uma velocidade crítica ou de “*break-up*”, teria sua gravidade efetiva no equador diminuída, devido à ação da força centrífuga. Com isso, a velocidade de escape também diminuiria, de forma a aumentar o fluxo de matéria no equador.

Para as sgB[e] foi estimado a velocidade de rotação projetada na linha de visada, $v \sin i$, somente para quatro objetos nas Nuvens de Magalhães: LHA 115-S 65 e LHA 115-S 23 na SMC, e LHA 120-S 73 e LHA 120-S 93 na LMC (Gummersbach et al., 1995; Zickgraf, 1998, 2000, 2006). Recentemente, a confiabilidade da velocidade de rotação para o LHA 120-S 73 foi questionada por Kraus et al. (2016), que mostraram que o perfil da linha de He I em λ 5876 Å era claramente assimétrico e variava com o tempo. Vale mencionar, que dos quatro objetos que se tem estimado a velocidade de rotação, somente LHA 115-S 23 parece ter uma velocidade rotação bem próxima da velocidade critica (vide também capítulo 6).

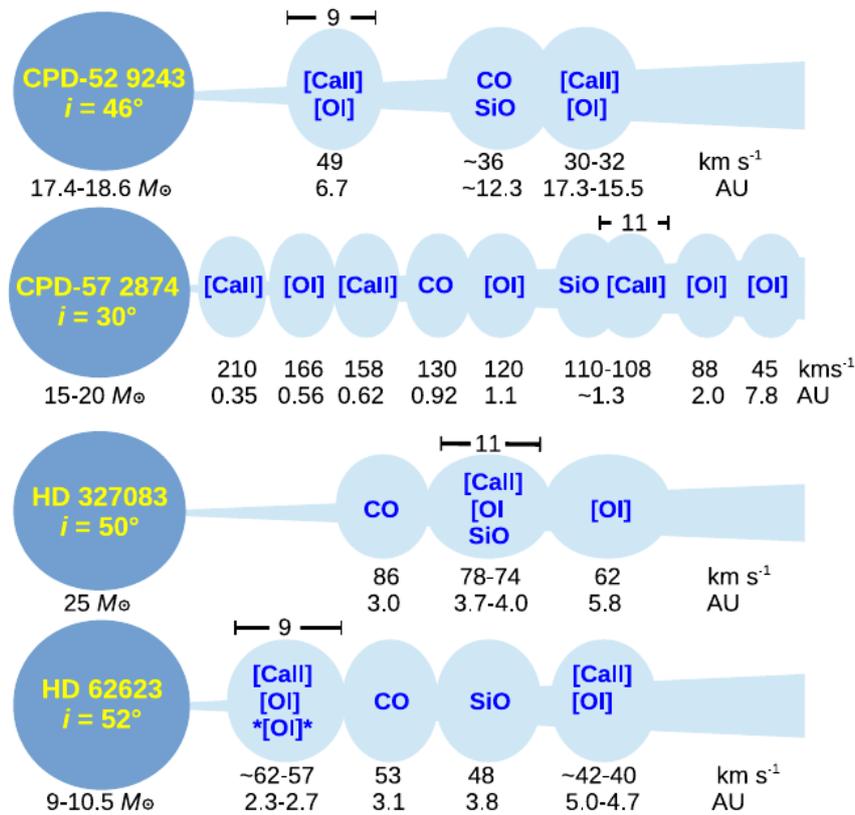


Figura 4 – Modelo esquemático proposto para as sgB[e]s CPD-52 9243, CPD-57 2874, HD 324083 e HD 62623. Nestes modelos podemos observar o cenário de “*estruturas de anéis múltiplas*”. As esferas azuis denotam a estrela central de cada objeto, com a massa (M_{\odot}) e o ângulo de inclinação (i) conhecidos. Já as esferas pequenas de cor azul claro, denotam as estruturas de anéis identificadas através da reprodução dos perfis das linhas e bandas espectrais. Abaixo das esferas estão os valores das velocidades de rotação de cada anel em km s^{-1} , e as distâncias dos anéis às estrelas em UA (Maravelias et al., 2018).

Sendo assim, Zickgraf (1998) chegou a conclusão que as sgB[e] não giram próximo da velocidade crítica e sim entre 40–70% desta. Por tanto, as forças centrífugas sozinhas não seriam suficientes para explicar a formação do disco. Sendo assim, existem outros modelos que tentam descrever a formação de um disco no vento de uma estrela em rotação, entre eles temos:

- *Rotator magnético*: a presença de campos magnéticos moderados e fortes poderiam velar à um aumento de várias ordens de grandeza na taxa de perda de massa, no momentum e na energia do vento. Um efeito importante, é também a perda do momentum angular da estrela e com isso, uma diminuição da velocidade de rotação e a conversão desta energia rotacional em uma expansão equatorial da atmosfera externa, criando o chamado vento rotor magnético (Cassinelli et al., 1989; Lamers & Cassinelli, 1999; Krtićka et al., 2015; Kurfürst et al., 2014).
- *Compressão do vento*: neste modelo, devido à rotação, o material ejetado pela estrela em altas latitudes vai para o equador, onde colide com o material proveniente do outro hemisfério. A colisão causa compressão no plano do equador, formando um disco com-

primido fino e denso. Neste modelo, a rotação não muda significativamente a taxa de perda de massa. No entanto, existe um valor mínimo ou crítico para a velocidade de rotação, para que ocorra a formação de disco. Abaixo desse valor, há um aumento na densidade no equador da estrela, mas não há formação de disco (Bjorkman & Cassinelli, 1993; Bjorkman, 1998). Um dos problemas deste modelo é que a velocidade obtida nos discos é muito alta em comparação com as observações. Outro problema foi citado por Owocki et al. (1994, 1996) que relataram que o aumento na densidade pode ser inibido por forças não radiais, o que levaria a um aumento na densidade polar.

- *bi-estabilidade induzida rotacionalmente*: este modelo utiliza o fato que os íões se recombinam em uma certa latitude, isso, devido à dependência da latitude com a temperatura no vento, de uma estrela em rotação rápida. De particular importância é a recombinação de Fe IV para Fe III a uma temperatura de ~ 25000 K, porque Fe III possui muito mais transições adequadas para conduzir um vento denso nas regiões mais frias, isto é, regiões equatoriais. A desvantagem deste mecanismo é que a diferença entre a densidade do vento equatorial e polar pode alcançar um fator de 10 – 100, que é abaixo dos valores observados. A situação pode ser melhorada combinando o mecanismo de bi-estabilidade com a solução de vento lento descoberta por Curé (2004). Neste modelo, melhorias adequadas de densidade na direção equatorial foram alcançadas (Curé et al., 2005); no entanto, as velocidades do vento resultantes no plano equatorial ($200 - 300 \text{ km s}^{-1}$) são muito altas em comparação com os valores observados, que são da ordem de 10 a 30 km s^{-1} e que podem apresentar uma desaceleração com o aumento distância da estrela (e.g., Kraus et al., 2010).

Até o momento, podemos concluir que a interação ou fusão binária pode ser o cenário mais razoável para a formação de discos ou anéis, mas provavelmente não é o único mecanismo nas sgB[e]s (uma descrição mais detalhada pode ser vista em Kraus, 2017).

Tabela 2 – As sgB[e] identificadas e candidatas localizadas na Galáxia, LMC, SMC, M31 e M33.

Estrela (1)	Estrela (2)	A.R. (2000.0) (3)	Dec. (2000.0) (4)	V [mag] (5)	Class. (6)	Ref. (7)
LMC						
J044854.47-700206.7	DK22	04 48 54.49	-70 02 06.61	15.93	unclB[e]/sgB[e]?	5
ARDB 54	SOI 720	04 54 43.44	-70 21 27.48	12.71	sgB[e]?	2
LHA 120-S 73	R66	04 56 47.07	-69 50 24.79	10.63	sgB[e]	3
LHA 120-S 12	Hen S12	04 57 36.77	-67 47 37.37	12.56	sgB[e]	5
J050756.46-703453.9	DK7	05 07 56.44	-70 34 53.86	18.19	unclB[e]/sgB[e]?	5
LHA 120-S 89	R82	05 13 38.92	-69 21 08.03	11.75	sgB[e]	5
LHA 120-S 22	Hen S22	05 13 52.99	-67 26 54.86	11.59	sgB[e]	5
J051354.25-693146.6	DK9	05 13 54.27	-69 31 46.65	...	unclB[e]/sgB[e]?	1
LHA 120-S 93	Hen S93	05 16 31.79	-68 22 09.30	12.69	sgB[e]	4
J052613.39-684715.0	[WSI2008] 690	05 26 13.41	-68 47 14.97	18.82	cand. B[e]	7,1
LHA 120-S 35	Hen S35	05 27 17.84	-66 22 05.68	13.06	sgB[e]	4
J052721.26-672740.0	DK29	05 27 21.26	-67 27 39.97	14.14	unclB[e]/sgB[e]?	1
LHA 120-S 165	N181	05 27 47.62	-71 48 52.7	14.23	sgB[e]?	2
LHA 120-S 127	R126	05 36 25.85	-69 22 55.82	10.99	sgB[e]	5,6
LHA 120-S 134	Hen S134	05 40 13.32	-69 22 46.50	11.93	sgB[e]	5
LHA 120-S 137	Hen S137	05 41 43.75	-69 37 38.32	14.20	sgB[e]	2

Tabela 2 (continuação)

Estrela	Estrela	A.R. (2000.0)	Dec. (2000.0)	V [mag]	Class.	Ref.
LHA 120-S 59	Hen S59	05 45 29.48	-68 11 45.94	13.95	sgB[e]	4
SMC						
LHA 115-S 6	R 4	00 46 55.01	-73 08 34.27	12.91	sgB[e]	5
LHA 115-S 18	Hen S18	00 54 09.55	-72 41 43.12	13.82	sgB[e]	8
LHA 115-S 23	Hen S 23	00 55 53.80	-72 08 59.6	13.25	sgB[e]	9,10
[MA93] 1116	...	00 59 05.87	-72 11 26.98	15.51	sgB[e]/HaeB[e]?	50,51
LHA 115-S 29	R15	00 59 29.14	-72 01 04.51	12.70	sgB[e]	11
LHA 115-S 46	R38	01 05 46.96	-71 46 22.1	13.20	sgB[e]	11
LHA 115-N 82	LIN 495	01 12 19.70	-73 51 26.0	14.63	sgB[e]?	12
LHA 115-S 62	R48	01 30 10.95	-73 18 55.8	13.72	sgB[e]	11
LHA 115-S 65	R50	01 44 03.87	-74 40 49.81	11.43	sgB[e]	5
M31						
...	M31-004043.10	00 40 43.09	+41 08 45.9	...	sgB[e]?	13
...	M31-004057.03	00 40 51.59	+40 33 03.0*	...	sgB[e]?	13
...	M31-004220.31	00 42 21.76	+41 00 13.14*	...	sgB[e]?	13
...	M31-004221.78	00 42 21.78	+41 00 13.4	...	sgB[e]?	13
...	M31-004320.97	00 43 20.97	+41 40 39.6	...	sgB[e]?	13
...	M31-004415.00	00 44 15.00	+42 01 56.2	...	sgB[e]?	13
J00441709+4119273	...	00 44 17.09	+41 19 27.4	17.11	sgB[e]	14
J004417.10+411928.0	...	00 44 17.09	+41 19 27.4	17.11	sgB[e]?	15
...	M31-004417.10	00 44 17.10	+41 19 28.0	...	sgB[e]?	13
...	M31-004442.28	00 44 42.28	+41 58 23.1	...	sgB[e]?	13
J004444.52+412804.0	...	00 44 44.51	+41 28 03.8	17.13	sgB[e]?	15
J00452257+4150346	...	00 45 22.58	+41 50 34.7	18.50	sgB[e]	14
...	M31-004229.87	04 22 9.87	+41 05 51.8	...	sgB[e]?	13,16
M33						
...	M33-013242.26	01 32 42.26	+30 21 14.1	...	sgB[e]?	13
...	M33-013324.62	01 33 24.62	+30 23 28.4	...	sgB[e]?	13
...	M33C-7256	01 33 33.22	+30 33 43.4	...	sgB[e]?	13
...	M33C-6448	01 33 50.90	+30 39 35.79*	...	sgB[e]?	13
...	M33C-24812	01 33 50.90	+30 39 35.79*	...	sgB[e]?	13
...	M33C-15731	01 33 58.70	+30 35 26.5	...	sgB[e]?	13
...	M33-013426.11	01 34 26.11	+30 34 24.7	...	sgB[e]?	13
...	M33-013459.47	01 34 59.47	+30 37 01.9	...	sgB[e]?	13
...	M33-013500.30	01 35 00.30	+30 41 50.9	...	sgB[e]?	13
Galáxia						
V* CI Cam	MWC 84	04 19 42.14	+55 59 57.70	11.77	sgB[e]?	17,18,19
MWC 137	V1308 Ori	06 18 45.50	+15 16 51.46	11.95	sgB[e]?	20,21
HD 45677	MWC 142	06 28 17.42	-13 03 11.13	8.50	unclB[e]/sgB[e]?	22,23,64
MWC 819	IRAS 06420+0122	06 44 37.67	+01 19 32.5	15.30	unclB[e]/sgB[e]?	25,26,27
WRAY 15-406	Hen 3-298	09 36 44.10	-53,28,02.00	12.88	sgB[e]?	28,29, 30
WRAY 15-413	Hen 3-303	09 38 34.30	-54 20 14.50	...	sgB[e]?	28,30
HD 87643	IRAS 10028-5825	10 04 30.28	-58 39 52.07	9.50	HaeB[e]/sgB[e]?	31,30,32,33
CD-57 3107	CPD-57 2874	10 15 21.97	-57 51 42.71	10.20	sgB[e]?	34,35,36
GG Car	HD 94878	10 55 58.70	-60,23,34.20	8.70	sgB[e]?	31,4
WRAY 15-751	V432 Car	11 08 39.90	-60,42,50.60	11.79	sgB[e]?	27,28
CPD-52 9243	Hen 3-1138	16 07 01.96	-53 03 45.75	10.25	sgB[e]?	39
W9(Ara C)	ALS 20152	16 47 04.15	-45 50 31.3	17.47	sgB[e]?	40
CD-42 11721	Hen 3-1300	16 59 06.79	-42 42 08.58	11.00	sgB[e]?	41,30
HD 327083	MWC 873	17 15 15.37	-40 20 06.74	...	sgB[e]?	31,33,42

Tabela 2 (continuação)

Estrela	Estrela	A.R. (2000.0)	Dec. (2000.0)	V [mag]	Class.	Ref.
MWC 300	MWC 300	18 29 25.69	-06 04 37.29	11.60	sgB[e]?	43,44,45
BD+14 3887	MWC 314	19 21 33.97	+14 52 56.88	9.89	sgB[e]?	46
MWC 342	V1972 Cyg	20 23 03.61	+39 29 50.05	10.60	unclB[e]/sgB[e]?	19,47,48,49
MWC 349A	...	20 32 45.51	+40 39 36.62	...	HaeB[e]/sgB[e]?	30,32

NOTAS: Informação das colunas: (1) Nome de cada estrela do SIMBAD; (2) nome alternativo; (3)-(4) ascensão reta e declinação de CDS; (5) magnitude da estrela na banda V; (6) classificação; (7) referência.

REFERÊNCIAS: (1) Kamath et al. (2017); (2) Levato et al. (2014); (3) Stahl et al. (1983); (4) Gummertsbach et al. (1995); (5) Zickgraf et al. (1986); (6) Zickgraf et al. (1985); (7) Kamath et al. (2015); (8) Zickgraf et al. (1989); (9) Zickgraf et al. (1992); (10) Kraus et al. (2008); (10) Graus et al. (2012); (11) Graus et al. (2012); (12) Heydari-Malayeri (1990); (13) Humphreys et al. (2017); (14) Kraus et al. (2014); (15) Sholukhova et al. (2015); (16) Massey et al. (2016); (17) Miroshnichenko et al. (2002); (18) Hynes et al. (2002); (19) Aret et al. (2016); (20) Hillenbrand et al. (1992); (21) Kraus et al. (2017); (22) Cidale et al. (2001); (23) Andriolat et al. (1997); (24) de Winter & van den Ancker (1997); (25) Allen & Swings (1976); (26) Marston & McCollum (2008); (27) Pereira et al. (2008); (28) Miroshnichenko et al. (2005); (29) Oksala et al. (2013); (30) Kraus (2009); (31) McGregor et al. (1988a); (32) Oudmaijer et al. (1998); (33) Lopes et al. (1992); (34) McGregor et al. (1988b); (35) Domiciano de Souza et al. (2007a); (36) Domiciano de Souza et al. (2011); (37) Hu et al. (1990); (38) Sterken et al. (2008); (39) Cidale et al. (2012); (40) Clark et al. (1998); (41) Borges Fernandes et al. (2007); (42) Miroshnichenko et al. (2003); (43) Wolf & Stahl (1985); (44) Miroshnichenko et al. (2004); (45) Wang et al. (2012); (45) Miroshnichenko et al. (1998); (47) Zickgraf (2003); (48) Miroshnichenko & Corporon (1999); (49) Kučerová et al. (2013); (50) Wisniewski et al. (2007); (51) Whelan et al. (2013);

1.4.3 Nebulosas Planetárias Compactas com o fenômeno B[e] (cPNB[e])

A fase de nebulosa planetária compacta ou proto-nebulosa planetária (cPN) é uma fase intermediária entre a fase AGB (Ramo Assintótico das Gigantes) e fase de Nebulosa Planetária (PN) (Kwok, 1993; van Winckel, 2003). Na Figura 5 mostramos a localização das cPNs no diagrama HR. As cPNs são objetos de baixa massa e massa intermediária ($M_{ZAMS} \sim 1 - 10M_{\odot}$) evoluem em um período de tempo muito curto (~ 1000 anos).

Os processos de maior relevância que levarão ao surgimento de uma cPN ocorrem na fase AGB. As estrelas com $M_{ZAMS} \leq 10M_{\odot}$ sofrem uma alta taxa de perda de massa¹ formando um vento de alta densidade e com uma velocidade de expansão de $\sim 10 \text{ km s}^{-1}$. Após a fase AGB, a estrela entra na fase pós-AGB, onde a taxa de perda de massa é menor do que a da fase de AGB. No entanto, o vento é baixa densidade e alta velocidade, da ordem de $v \sim 1000 - 3000 \text{ km s}^{-1}$. Nesta fase, algumas linhas nebulares de baixa excitação, como [O II] ($\lambda 3726 \text{ \AA}$) e [N II] ($\lambda 4068 \text{ \AA}$), começam a aparecer nos espectros, indicando que o processo de fotoionização se inicia. Entretanto, com a constante expansão da envoltória, o núcleo estelar fica exposto novamente para ser observado no visível, enquanto a sua temperatura aumenta continuamente, devido à contração. Ao atingir uma temperatura de cerca de 30000 K, a radiação ultravioleta da estrela central quente e compacta fotoioniza seu envoltório de gás em expansão. Quando o vento da fase pós-AGB atinge o vento da fase AGB, interagindo com este, forma a chamada Nebulosa Planetária (Kwok, 1993). Sendo assim, a fase de nebulosa planetária compacta é aquele período onde a estrela ainda não é quente suficiente para ionizar o gás circunstelar e emitir o vento de alta velocidade.

¹ A taxa de perda de massa na fase AGB depende das sequências temporais, early-AGB e late-AGB. (Karakas, 2011; Szczerba & Marten, 1993). Na fase early-AGB a taxa de perda de massa típica é de $10^{-7} M_{\odot}/\text{ano}$, enquanto na fase late-AGB é da ordem de $10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$.

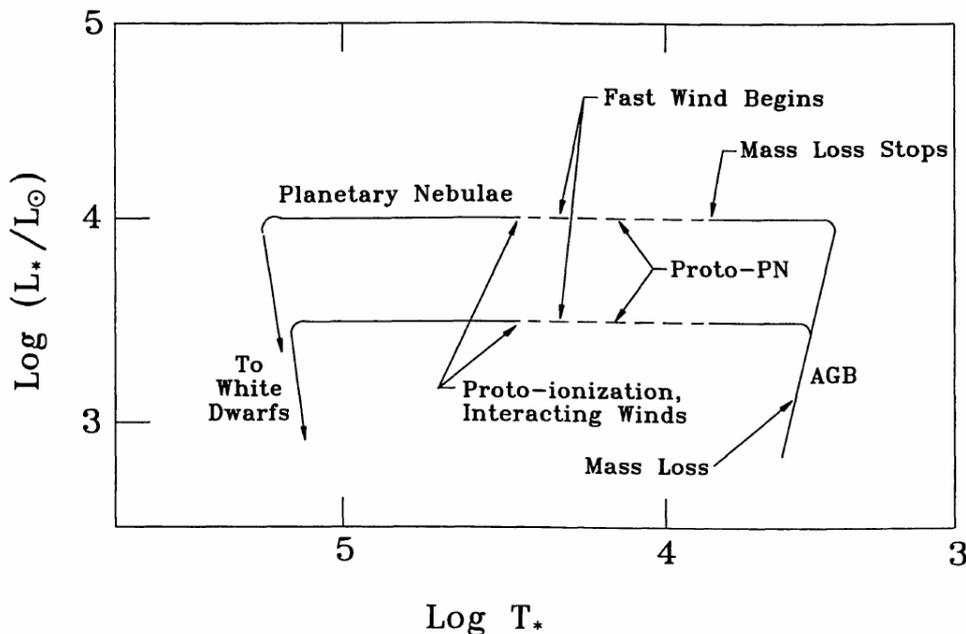


Figura 5 – Trilhas evolutivas do estágio final da evolução estelar, onde se mostra a fase de proto-nebulosa planetária. As duas trilhas evolutivas correspondem a duas diferentes massas, entre $M_{ZAMS} \sim 1 - 10M_{\odot}$ (Kwok, 1993).

Um grupo de estrelas que mostram o fenômeno B[e] está nesta fase evolutiva, o que foi notado pela primeira vez por Ciatti et al. (1974). Mais tarde, Swings & Andriolat (1979) perceberam similaridades entre os espectros de algumas estrelas com o fenômeno B[e] com as do catálogo de *Galactic Planetary Nebulae* (Perek & Kohoutek, 1967).

Espectroscopicamente, além da presença do fenômeno B[e], uma grande parte das cPNB[e]s também mostram linhas de alta ionização como as de [O III], [S III], [Ne III], [Ar III] e [Ar IV]. Há também indicação de enriquecimento de N, confirmando a natureza evoluída destes objetos. Temos também a presença de poeira fria ($T_{\text{poeira}} < 100\text{K}$), remanescente do vento da fase de AGB. Esses objetos apresentam $\log(L_*/L_{\odot}) \leq 4$.

A geometria CS destes objetos ainda é um tema em aberto, pois não se sabe se é durante a fase de AGB ou durante a fase de proto-nebulosa planetária que ocorre a mudança de simetria na envoltória destes objetos. Há mudanças de uma geometria esférica durante a fase de AGB, para uma geometria bipolar, ou as vezes até mesmo irregular, que tanto caracteriza várias das nebulosas planetárias conhecidas. Essa simetria seria alterada através da ação de jatos (outflows), que modelariam a envoltória de forma a torná-la bipolar, e que seriam formados pela ação de campos magnéticos ou pela acreção de matéria em um sistema binário (Soker, 1990, 2004; Sahai & Trauger, 1998). O fato da possível binaridade em nebulosas planetárias compactas, vem também aumentar as dúvidas sobre a correta identificação entre esses objetos e as estrelas simbióticas, que possuem características espectrais muito similares.

Algumas cPNB[e]s encontradas possuem discos compactos, como por exemplo, M2-9 e Mz 3 que foram observadas com o VLTI/ESO (vide Lykou et al., 2011; Castro-Carrizo et al., 2012). Esses discos foram observados como toroidais compactos com um raio interno de ~ 10 AU e massa de

$\sim 10^{-5} M_{\odot}$ (Chesneau et al., 2007; Lykou et al., 2011; Corradi et al., 2011). Nestes objetos também é possível observar os PAHs, embora ainda não esteja claro como essas moléculas são produzidas. Elas estão provavelmente localizadas nos jatos (outflows) longe da estrela central (Cerrigone et al., 2009). Vale citar que outros objetos detectados têm discos muito maiores com ~ 100 AU e mais alta massa entre $\sim 10^{-6} M_{\odot}$ para M2-9, e $\sim 10^{-3} M_{\odot}$ para CPD-568032 (vide Chesneau et al., 2006). Recentemente, Castro-Carrizo et al. (2017) observaram mapas de emissão ^{12}CO e ^{13}CO $J = 3 - 2$ de M2-9 com o ALMA. Estes autores encontraram duas estruturas em forma de anel que foram observadas na emissão de ^{12}CO $J = 21$ por Castro-Carrizo et al. (2012). Além disso, duas estruturas paralelas em forma de coroa acima e abaixo (crown-shaped) do plano equatorial foram detectadas. Um lista das estrelas cPNB[e] já identificadas e candidatas é mostrada na Tabela 3.

Tabela 3 – As cPNB[e] identificadas e candidatas identificadas na Galáxia.

Estrela (1)	Estrela (2)	A.R. (2000.0) (3)	Dec. (2000.0) (4)	V [mag] (5)	Class. (6)	Ref. (7)
Galáxia						
HD 51585	V* OY Gem	06 58 30.40	+16 19 26.17	11.20	cPNB[e]/pos-AGB	1,2,3
WRAY 16-56	Hen 2-34	09 41 14.00	-49 22 47.2	15.60	cPNB[e]	1,4
WRAY 16-125	Hen 2-90	13 09 36.40	-61 19 35.57	12.70	cPNB[e]/SymB[e]?	1,5
WRAY 16-141	V* V704 Cen	13 54 55.70	-58 27 16.6	13.40	cPNB[e]/SymB[e]?	1,6
WRAY 16-193	Hen 2-139	15 54 44.45	-55 29 34.1	16.80	cPNB[e]	1,7
PN Mz 3	IRAS 16133-5151	16 17 13.40	-51 59 10.6	14.00	cPNB[e]	1,8,9
CD-53 7049	Hen 3-1312	17 03 02.87	-53 55 53.97	10.00	cPNB[e]	1
PN M 2-9	IRAS 17028-1004	17 05 37.95	-10 08 34.58	14.70	cPNB[e]	1,10,8
Hen 3-1475	IRAS 17423-1755	17 45 14.19	-17 56 46.9	12.87	cPNB[e]	1,11,12
PN M 1-26	IRAS 17427-3010	17 45 57.67	-30 12 00.76	12.08	cPNB[e]	1,10
MWC 922	IRAS 18184-1302	18 21 16.06	-13 01 25.69	15.30	uncIB[e]/cPNB[e]?	13,14
PN Vy 2-2	IRAS 19+0947	19 24 22.22	+09 53 56.29	12.65	cPNB[e]	1,15,16
EM* AS 373	V1016 Cyg	19 57 05.03	+39 49 36.3	...	cPNB[e]/SymB[e]?	1,9
Hen 2-461	M 1-76	20 16 26.40	+37 06 06.05	14.66	uncIB[e]/cPNB[e]?	13,17
PN Hb 12	IRAS 23239+5754	23 26 14.82	+58 10 54.60	11.49	cPNB[e]	1,18

NOTAS: Informação das colunas: (1) Nome de cada estrela do SIMBAD; (2) nome alternativo; (3)-(4) ascensão reta e declinação de CDS; (5) magnitude da estrela na banda V; (6) classificação; (7) referência.

REFERÊNCIAS: (1) Lamers et al. (1998); (2) Parthasarathy & Pottasch (1989); (3) Aret et al. (2016); (4) Cahn et al. (1992); (5) Kraus et al. (2005); (6) Mikolajewska et al. (1997); (7) Stenholm & Acker (1987); (8) Clyne et al. (2015); (9) Acker et al. (1992); (10) Gorny et al. (1997); (11) Riera et al. (1995); (12) Manteiga et al. (2011); (13) Allen & Swings (1976); (14) Wehres et al. (2017); (15) van de Steene & Zijlstra (1994); (16) Arkhipova et al. (2017); (17) Marston & McCollum (2008); (18) Hyung & Aller (1996).

1.4.4 Estrelas Simbióticas com o fenômeno B[e] (SymB[e])

As estrelas simbióticas (ES) são sistemas binários nos quais uma das componentes é uma gigante vermelha (geralmente de tipo espectral M) com perda de massa, e a outra componente é um objeto quente compacto (anã branca, sub-anã ou uma estrela da sequência principal). Além disso, há a presença de um disco em acreção.

Baseado em suas cores no IV, as ES são divididas em dois grupos ou tipos principais, as simbióticas do tipo S e as do tipo D:

- Tipo S (Stellar)

Os sistemas de tipo S são os mais frequentes ($\sim 75 - 80\%$, das ES conhecidas) e contém uma estrela do Ramo das Gigantes Vermelhas (RGB) de tipo espectral M. Suas cores no IV mostram uma atmosfera com uma temperatura efetiva de $\sim 3000 - 4000\text{K}$. Esses sistemas possuem períodos orbitais de $\sim 200-1500$ dias, com uma separação orbital de $1-3\text{UA}$ e uma densidade nebular de $1 \times 10^8 - 1 \times 10^{10} \text{ cm}^{-3}$. A taxa de perda de massa da estrela fria (gigante vermelha) é em torno de $\sim 1 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{ano}$ (Mikolajewska, 2002).

- Tipo D (Dust)

As simbióticas de tipo D constituem aproximadamente 20% das ES conhecidas. Elas contém como componente fria uma estrela de tipo Mira². Suas cores no IV se explicam como sendo a combinação de uma estrela avermelhada por uma camada de poeira fria ($T \sim 800 - 1000\text{K}$), que é típico das envoltórias deste tipo de estrelas. Possuem períodos orbitais $\gtrsim 20$ anos e tem uma separação orbital em torno de $10-100\text{UA}$ e uma densidade nebular de $1 \times 10^6 \text{ cm}^{-3}$. A taxa de perda de massa é em torno de $\sim 1 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{ano}$. Os sistemas de tipo D também são conhecidos como “estrelas simbióticas de tipo Mira” (Mikolajewska, 2002).

Dentro destes dois grupos (S e D) existem alguns sistemas onde a estrela evoluída é de tipo espectral G, F ou K. Em particular, dentro das simbióticas de tipo S, se distingue o subgrupo de “Simbióticas Amarelas-SATS”, onde a componente fria é uma gigante de tipo espectral K, vide Figura 6 (e.g., Jorissen et al., 2005; Baella et al., 2013).

Por outro lado, o grupo de simbióticas do tipo D (ou simbióticas tipo Mira) tem o subgrupo D’, estas correspondem aproximadamente a $\sim 3\%$ do total das ES conhecidas, vide Figura 6 (e.g., Jorissen et al., 2005). A componente fria destes sistemas é geralmente uma sub-gigante de tipo espectral F ou G e possui alta velocidade de rotação, $\sim 100 \text{ km s}^{-1}$ (Zamanov et al., 2006). Elas também apresentam um enriquecimento dos elementos criados por captura lenta de nêutrons³ e um excesso no IV correspondente a poeira fria, com $T \sim 500\text{K}$, ou seja a metade das ES do tipo D.

Na região do visível é onde o estudo das propriedades espectroscópicas e fotosféricas das estrelas simbióticas é mais frequente. No contínuo estelar as estrelas simbióticas apresentam bandas em absorção de TiO e VO, e linhas em absorção de Ca I, Ca II, Fe I e Na I, que basicamente são características de um gigante fria. No caso das simbióticas do tipo D (ou simbióticas Mira) nem sempre é evidente a presença das características da componente fria. Alguns sistemas em particular, como R Arq e YY Her exibem um espectro característico de uma estrela variável tipo Mira com suas profundas bandas moleculares em absorção de TiO e VO (Figura 7). No outro extremo, existem objetos como H 1-36, que mostram um espectro visível típico das nebulosas planetárias, sem sinais de uma estrela tardia (Figura 7). Similar as cPNs, no espectro das ES (Tipo S e D) também são observadas linhas em emissão de He II, [Ne III], [O III] e [Ar III], isso faz com que muitas cPNs sejam confundidas com ES e vice-versa, vide Figura 7.

² As estrelas Mira são objetos evoluídos que estão situadas no Ramo Assintótico das Gigantes (AGB).

³ O processo-s é um tipo de processo de nucleossíntese na qual há uma captura lenta de nêutrons e uma posterior produção de elementos pesados. Para o processo-s ocorrer é necessário certas condições de densidade neutrônica e temperatura. O processo-s ocorre em estrelas do ramo AGB devido aos pulsos térmicos e acredita-se que ocorre em estrelas com massa $M > 1M_{\odot}$ (Meyer, 1994).

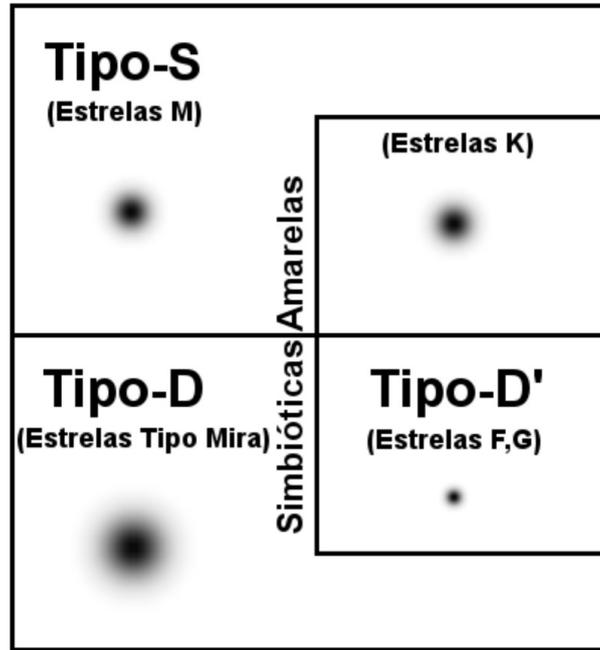


Figura 6 – Diagrama que mostra a classificação de ES de acordo com a componente fria do sistema. Na parte superior temos as ES de tipo S e o subgrupo de simbióticas amarelas-SATS. Na parte inferior temos as ES de tipo D e o subgrupo D' (Baella 2012).

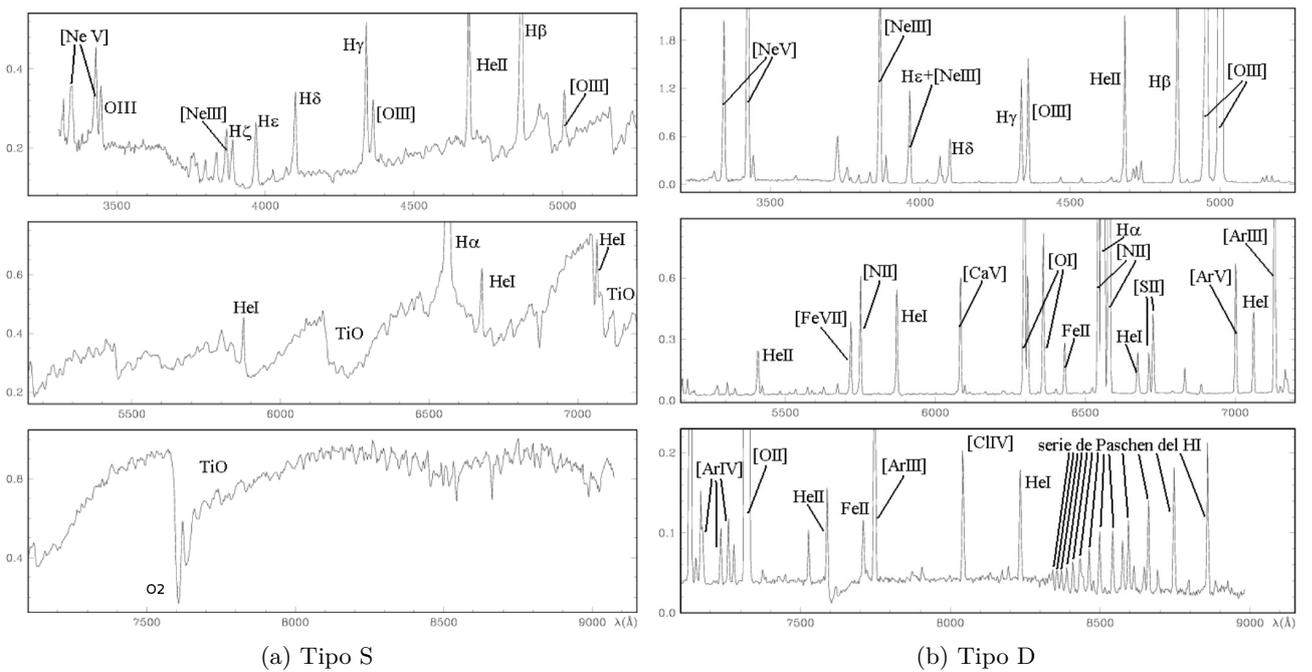


Figura 7 – (a) Espectro no visível da simbiótica de tipo S YY Her. (b) Espectro no visível da simbiótica de tipo D H 1-36 (Rodríguez-Flores, 2012).

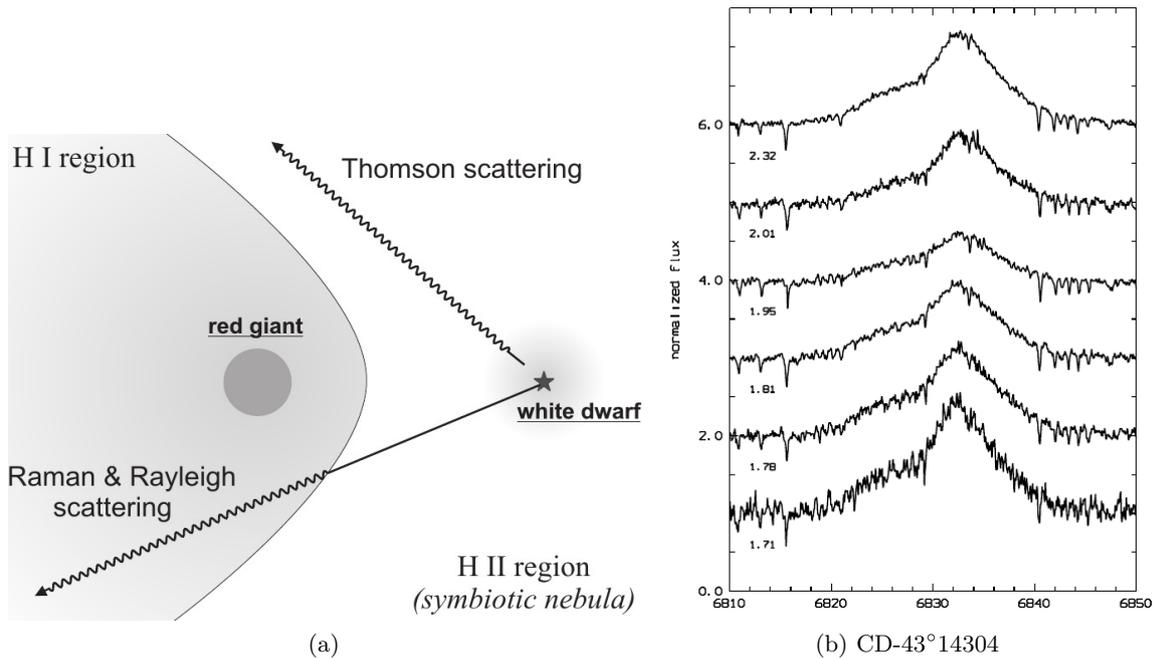


Figura 8 – (a) Estrutura de ionização simplificada de uma ES. Na região próxima da anã branca a radiação é espalhada por Thomson, enquanto na parte neutra pode ser espalhada por Raman ou Rayleigh (Sekeráš & Skopal, 2014). (b) Variabilidade temporal do espalhamento Raman em 6825 \AA vista na estrela CD-43°14304 (Schmid et al., 1998).

Há uma característica espectral que, embora não seja detectável em todas os casos, foi observada principalmente em sistemas simbióticos e pode ser usada como uma alternativa para a identificação. Essa característica espectral está presente em sistemas simbióticos com níveis de ionização tão elevados que conseguem produzir pelo menos linhas em emissão de [Ne v] e [Fe VII], ou seja, com potencial de ionização maior que 100eV. Essas linhas em emissão em 6825 \AA e 7082 \AA são o resultado do espalhamento Raman⁴ gerado por linhas de ressonância do O VI ($\lambda 1032, 1038 \text{ \AA}$) em associação com o hidrogênio neutro. Este espalhamento ocorre predominantemente em regiões de alta densidade do hidrogênio neutro (região H I) próximas à atmosfera da estrela gigante fria e no hemisfério em frente à companheira quente, vide Figura 8. Observações recentes detectaram espalhamento Raman, também de H I, com fótons de He II correspondentes às transições atômicas $n = 6$ a $n = 2$ em 1025 \AA . Também foram identificadas outras linhas devido a este espalhamento em 4881, 6825 e 6545 \AA .

Na Figura 9 podemos notar a diferença entre os dois grupos principais de simbióticas. Através da posição deles nos diagramas cor-cor no IV próximo é possível notar a distribuição das diferentes classes de simbióticas e outros objetos, vide . Espectroscopicamente falando, na região no IV próximo podemos observar bandas moleculares de H_2O ($3.1 \mu\text{m}$), CO (2.2 e $4.8 \mu\text{m}$) em absorção. No IV

⁴ Diferentemente do espalhamento Rayleigh, o espalhamento Raman é inelástico, uma vez que o fóton emitido tem uma frequência diferente daquele absorvido anteriormente. No caso específico dos fótons do O VI, eles excitam o hidrogênio no estado fundamental para um estado intermediário mais excitado, da onde o fóton gerado pelo espalhamento Raman é emitido, deixando o hidrogênio ainda em outro nível excitado (Torres et al., 2012; Gromadzki et al., 2013), como visto Figura 8. Até agora o espalhamento Raman tem sido observado em estrelas simbióticas, que apresentam as condições ideais, isto é, o O VI está em uma região ionizada próxima da componente quente e o hidrogênio neutro está em uma densa região próximo da gigante vermelha.

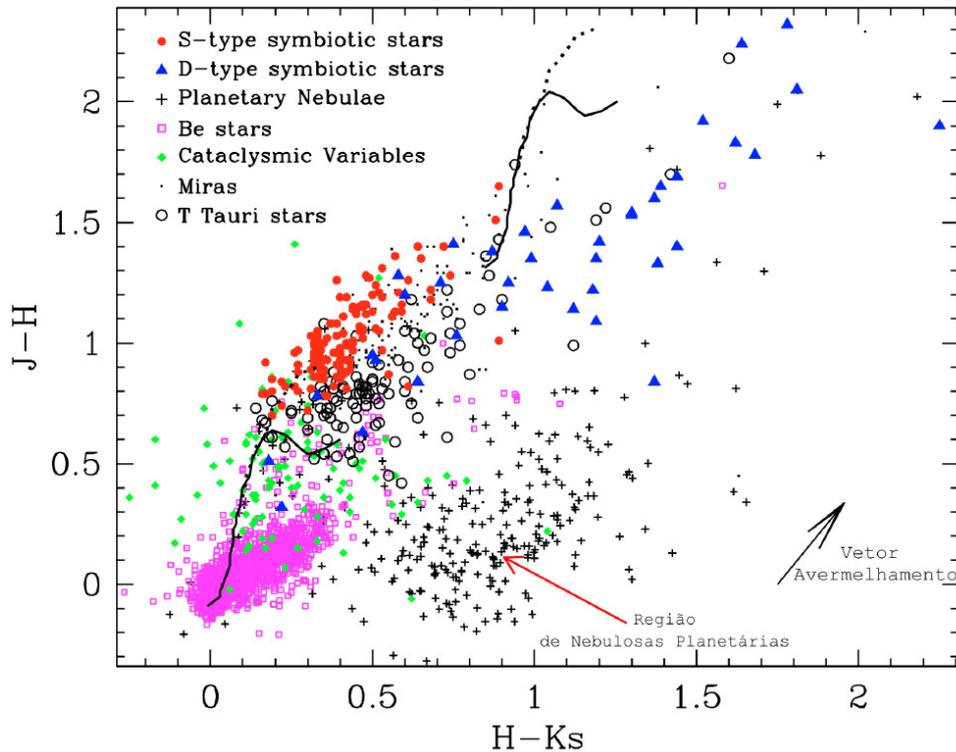


Figura 9 – Diagrama cor-cor 2MASS ($J-H$) vs. ($H-K_S$). Neste diagrama são mostrados as posições das ES do tipo S (círculos vermelhos) e as do tipo D (triângulos azuis). É interessante observar que a região ocupada pelas estrelas de tipo Mira (pontos pretos) separa os dois tipos de ES. Neste diagrama também podemos observar as posições das estrelas da sequência principal (linha sólida) e das gigantes (linha pontilhada) entre outros (Corradi et al., 2008).

médio o espectro das simbióticas apresentam intensas linhas nebulares de [Si VII] ($6.49 \mu\text{m}$), [Ne VI] ($7.65 \mu\text{m}$), [Ne V] ($14.32 \mu\text{m}$), [N III] ($15.56 \mu\text{m}$) e [O IV] ($25.89 \mu\text{m}$).

A maior parte da massa perdida pela gigante vermelha fria forma uma nebulosa em expansão em torno do sistema binário. Tanto o histórico de perda de massa da gigante vermelha quanto a evolução dinâmica desta nebulosa circumbinária podem ser fortemente afetados pela presença da componente quente, refletindo na morfologia da ES. Atualmente tem sido possível resolver espacialmente (observações diretas) as nebulosas de algumas ES, principalmente as do tipo D (Corradi et al., 1999a). O tamanho destas nebulosas varia entre 0.1 e 2 pc, ou seja, ~ 10 a 1000 vezes a distância que separa as componentes. Como visto na Figura 10, as nebulosas podem ter diferentes morfologias: bipolar, anular, elipsoidal, irregular, entre outras. As nebulosas bipolares apresentam dois lóbulos simétricos, o que sugere a existência de um poderoso mecanismo de colimação da matéria ejetada (Corradi, 2003). Em alguns casos, como por exemplo em Hen 2-104, o mesmo objeto apresenta duas nebulosas morfologicamente semelhantes, com uma dentro da outra (lóbulo interior e lóbulo exterior), (vide Corradi et al., 2001; Santander-García et al., 2008). Por outro lado, o mecanismo de formação de uma morfologia anular como observado em Hen 2-147, ainda não está claro, mas é possível que os ventos da componente fria e as ejeções de massa da componente quente gerem fortes choques no plano orbital ou de rotação, gerando a morfologia anel (Santander-García et al., 2007). Já o mecanismo de formação da nebulosa elipsoidal, como é observado em V1016 Cyg,

também ainda não está claro, mas parece ser devido a um aumento da perda de massa da estrela Mira no plano equatorial (Corradi et al., 1999b). Vale ressaltar que a morfologia de uma ES é muito semelhante à das nebulosas planetárias.

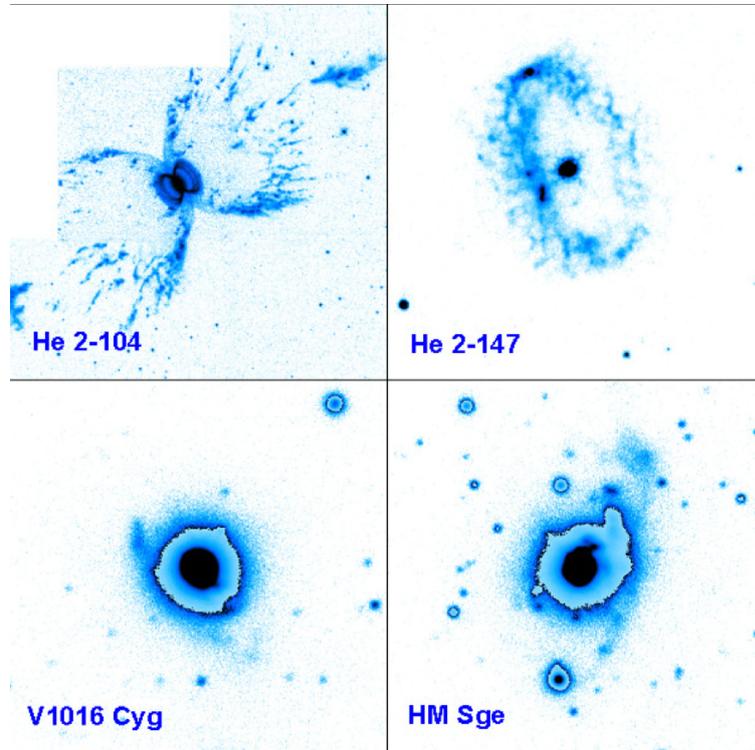


Figura 10 – Morfologias mais frequentes das nebulosas em torno de simbióticas do tipo D: bipolar (superior esquerda), anel (superior direita), elíptica (inferior esquerda) e irregular (inferior direita) (Rodríguez-Flores 2012).

Uma parte das ES também mostram linhas de Fe II, [Fe II] e [O I]. Devido à estas características espectrais, alguns objetos na lista de estrelas que mostram o fenômeno B[e], também aparecem em listas de estrelas simbióticas, sendo chamados de **SymbB[e]** por Lamers et al. (1998). Na realidade todas as simbióticas se tornarão SymbB[e] em algum momento, provavelmente na fase de maior brilho (Lamers et al., 1998). Um lista das estrelas SymbB[e] já identificadas e candidatas é mostrada na Tabela 4.

Tabela 4 – As SymbB[e] identificadas e candidatas identificadas na Galáxia.

Estrela (1)	Estrela (2)	A.R. (2000.0) (3)	Dec. (2000.0) (4)	V [mag] (5)	Class. (6)	Ref. (7)
Galáxia						
MWC 17	IRAS 16235-4832	01 47 38.47	+60 41 57.41	...	unclB[e]/SymbB[e]?	1,2,3
EM* AS 119	IRAS 06070-0938	06 09 25.50	-09 38 49.51	12.36	unclB[e]/SymbB[e]?	4
WRAY 16-125	Hen 2-90	13 09 36.40	-61 19 35.57	12.70	cPNB[e]/SymbB[e]?	1,5
WRAY 16-141	V* V704 Cen	13 54 55.70	-58 27 16.60	13.40	cPNB[e]/SymbB[e]?	1,6
V* FG Ser	Hen 2-331	18 15 07.09	-00 18 52.21	14.00	unclB[e]/SymbB[e]?	1,7,8
MWC 623	V* V2028 Cyg	19 56 31.54	+31 06 20.12	10.92	unclB[e]/SymbB[e]?	2,10,11
EM* AS 373	V1016 Cyg	19 57 05.03	+39 49 36.30	...	cPNB[e]/SymbB[e]?	1,12
V* PU Vul	IRAS 20189+2124	20 21 13.31	+21 34 18.69	10.87	SymbB[e]	1,9

NOTAS: Informação das colunas: (1) Nome de cada estrela do SIMBAD; (2) nome alternativo; (3)-(4) ascensão reta e declinação de CDS; (5) magnitude da estrela na banda V; (6) classificação; (7) referência.

REFERÊNCIAS: (1) Lamers et al. (1998); (2) Allen & Swings (1976); (3) Klochkova & Chentsov (2016); (4) The et al. (1994); (5) Kraus et al. (2005); (6) Mikolajewska et al. (1997); (7) Wallerstein et al. (1993); (8) Munari et al. (1995); (9) Cúneo et al. (2018); (10) Zickgraf (2001); (11) Polster et al. (2012); (12) van de Steene & Zijlstra (1994).

1.4.5 Estrelas B[e] não classificadas (unclB[e])

Os objetos com o fenômeno B[e] foram identificados na Galáxia, nas Nuvens de Magalhães, e recentemente em M31 e M33. O número total destes objetos está em torno ~ 165 estrelas. Entretanto, em nossa Galáxia mais de 50% dos objetos com fenômeno B[e] tem o estágio evolutivo pouco ou não conhecido. Isto ocorre principalmente devido à grande incerteza com relação aos parâmetros físicos destes objetos. Além disso, a similaridade entre os espectros das HAeB[e] e sgB[e] e também entre os das SymB[e] e cPNB[e], causa muitos problemas para a correta identificação de alguns objetos. Portanto, existem estrelas que não podem ser classificadas em nenhum dos grupos sugeridos por Lamers et al. (1998) Assim, podemos considerar a existência de um quinto grupo, o das estrelas B[e] não classificadas, ou simplesmente **unclB[e]**. Na Tabela 5, apresentamos objetos com o fenômeno B[e] não classificados e/ou suspeitos de apresentar o fenômeno B[e] coletados da literatura até Junho de 2018.

Vale citar que Miroshnichenko (2007) sugeriu que várias estrelas unclB[e] seriam parte de um novo grupo chamado **FS CMa**. Esse grupo é composto de ~ 40 objetos, não muito luminosos ($2.5 \leq \log(L/L_{\odot}) \leq 4.5$), e provavelmente de não alta massa, vide Figura. 11. Estes objetos exibem espectros com linhas em emissão extremamente fortes e excesso no IV próximo e um decréscimo no fluxo em $\geq 10-30\mu\text{m}$. A forma da SED do espectro IV e a ausência de uma nebulosidade no visível, sugerem uma grande quantidade de poeira CS, distribuída de forma compacta. A causa mais provável dessa grande quantidade de material CS deve ser devido a transferência de massa em um sistema binário. Suspeita-se que ~ 30 destes objetos façam parte de sistemas binários, no entanto isto não está confirmado, enfraquecendo essa classificação (Miroshnichenko et al., 2007, 2009, 2013).

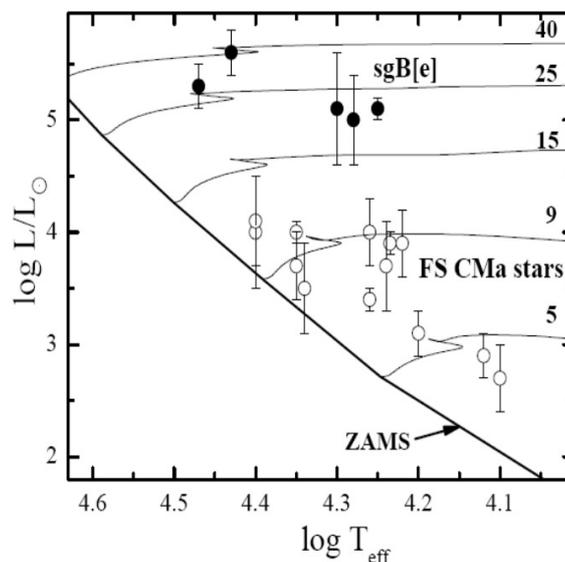


Figura 11 – Localização das FS CMa no diagrama HR (Miroshnichenko et al., 2013).

Tabela 5 – Objetos com o fenômeno B[e] não classificados e/ou suspeitos de apresentar o fenômeno B[e].

Estrela (1)	Estrela (2)	A.R. (2000.0) (3)	Dec. (2000.0) (4)	V [mag] (5)	Class. (6)	Ref. (7)
LMC						
J044739.07-692036.5	[WSI2008] 12	04 47 39.07	-69 20 36.6	15.01	cand. B[e]	1,2
J044745.05-694048.3	[WSI2008] 13	04 47 45.07	-69 40 48.17	16.75	cand. B[e]	1,2
J044854.47-700206.7	DK22	04 48 54.49	-70 02 06.61	15.93	unclB[e]/sgB[e]?	5
J045259.58-695152.1	UCAC2 16709	04 52 59.60	-69 51 52.06	14.69	cand. B[e]	1,2
ARDB 54	SOI 720	04 54 43.44	-70 21 27.48	12.71	sgB[e]?	3
J045647.06-695024.7	HD 268835	04 56 47.07	-69 50 24.79	10.63	cand. B[e]	1,2
J050224.17-660637.4	[WSI2008] 191	05 02 24.17	-66 06 37.22	16.95	cand. B[e]	1,2
J050504.33-674744.9	[BE74] 199	05 05 04.34	-67 47 44.77	14.51	cand. B[e]	1,2
J050756.46-703453.9	DK7	05 07 56.44	-70 34 53.86	18.19	unclB[e]/sgB[e]?	2
J050951.27-684845.2	MACHO 79.4781.32	05 09 51.28	-68 48 45.22	15.15	cand. B[e]	1,2
J051247.92-690307.1	[BE74] 224	05 12 47.98	-69 03 06.98	14.96	cand. B[e]	1,2
J051338.88-692108.1	LHA 120-S 89	05 13 38.92	-69 21 08.03	11.75	cand. B[e]	1,2
J051354.25-693146.6	DK9	05 13 54.27	-69 31 46.65	...	unclB[e]/sgB[e]?	2
J051451.00-692544.1	...	05 14 51.00	-69 25 44.10	16.66	cand. B[e]	1,2
J052605.27-683609.4	...	05 26 05.27	-68 36 09.36	17.70	cand. B[e]	1,2
J052613.39-684715.0	[WSI2008] 690	05 26 13.41	-68 47 14.97	18.82	cand. B[e]	1,2
J052630.65-674036.6	AL 190	05 26 30.66	-67 40 36.46	15.69	cand. B[e]	1,2
J052707.10-702001.9	MACHO 7.7541.31	05 27 07.07	-70 20 01.91	15.79	cand. B[e]	1,2
J052721.26-672740.0	DK29	05 27 21.26	-67 27 39.97	14.14	unclB[e]/sgB[e]?	2
LHA 120-S 165	N181	05 27 47.62	-71 48 52.7	14.23	sgB[e]?	3
J052747.62-714852.8	LHA 120-S 165	05 27 47.62	-71 48 52.71	14.23	cand. B[e]	1,2
J052834.16-715558.1	DK15	05 28 34.18	-71 55 58.18	16.90	cand. B[e]	1,2
J053055.57-672006.2	DK16	05 30 55.59	-67 20 05.97	17.26	cand. B[e]	1,2
J053121.74-701739.9	DK17	05 31 21.72	-70 17 39.49	16.26	cand. B[e]	1,2
J053130.65-714448.2	DK18	05 31 30.66	-71 44 48.12	16.57	cand. B[e]	1,2
J053218.75-681731.5	[WSI2008] 822	05 32 18.75	-68 17 31.44	17.43	cand. B[e]	1,2
J053218.75-681731.5	DK19	05 32 18.76	-68 17 31.44	17.42	cand. B[e]	1,2
J053623.11-675905.3	DK21	05 36 23.13	-67 59 05.31	15.57	cand. B[e]	1,2
J053616.24-702621.4	DK20	05 36 23.13	-67 59 05.31	15.57	cand. B[e]	1,2
SMC						

Tabela 5 (continuação)

Estrela	Estrela	A.R. (2000.0)	Dec. (2000.0)	V [mag]	Class.	Ref.
LHA 115-N 82	LIN 495	01 12 19.70	-73 51 26.00	14.63	sgB[e]?	4
[MA93] 1116	...	00 59 05.87	-72 11 26.98	15.51	sgB[e]/HaeB[e]	62,63
M31						
...	M31-004043.10	00 40 43.09	+41 08 45.9	...	sgB[e]?	5
...	M31-004057.03	00 40 51.59	+40 33 03.0*	...	sgB[e]?	5
...	M31-004220.31	00 42 21.76	+41 00 13.14*	...	sgB[e]?	5
...	M31-004221.78	00 42 21.78	+41 00 13.4	...	sgB[e]?	5
...	M31-004320.97	00 43 20.97	+41 40 39.6	...	sgB[e]?	5
...	M31-004415.00	00 44 15.00	+42 01 56.2	...	sgB[e]?	5
J004417.10+411928.0	...	00 44 17.09	+41 19 27.4	17.11	sgB[e]?	6
...	M31-004417.10	00 44 17.10	+41 19 28.0	...	sgB[e]?	5
...	M31-004442.28	00 44 42.28	+41 58 23.1	...	sgB[e]?	5
J004444.52+412804.0	...	00 44 44.51	+41 28 03.8	17.13	sgB[e]?	6
...	M31-004229.87	04 22 9.87	+41 05 51.8	...	sgB[e]?	5,7
M33						
...	M33-013242.26	01 32 42.26	+30 21 14.1	...	sgB[e]?	5
...	M33-013324.62	01 33 24.62	+30 23 28.4	...	sgB[e]?	5
...	M33C-7256	01 33 33.22	+30 33 43.4	...	sgB[e]?	5
...	M33C-6448	01 33 50.90	+30 39 35.79*	...	sgB[e]?	5
...	M33C-24812	01 33 50.90	+30 39 35.79*	...	sgB[e]?	5
...	M33C-15731	01 33 58.70	+30 35 26.5	...	sgB[e]?	5
...	M33-013426.11	01 34 26.11	+30 34 24.7	...	sgB[e]?	5
...	M33-013459.47	01 34 59.47	+30 37 01.9	...	sgB[e]?	5
...	M33-013500.30	01 35 00.30	+30 41 50.9	...	sgB[e]?	5
Galáxia						
MWC 17	IRAS 16235-4832	01 47 38.47	+60 41 57.41	...	unclB[e]/SymB[e]?	8,9,10
HD 281192	MWC 728	03 45 14.71	+29 45 03.19	9.80	unclB[e]	11,12
V* CI Cam	MWC 84	04 19 42.14	+55 59 57.70	11.77	sgB[e]?	13,14,15
EM* AS 119	IRAS 06070-0938	06 09 25.50	-09 38 49.51	12.36	unclB[e]/SymB[e]?	16
...	PDS 211	06 10 17.32	+29 25 16.56	13.73	unclB[e]	11
MWC 137	V1308 Ori	06 18 45.50	+15 16 51.46	11.95	sgB[e]?	25,64
HD 45677	MWC 142	06 28 17.42	-13 03 11.13	8.50	unclB[e]/sgB[e]?	17,18,19
MWC 819	IRAS 06420+0122	06 44 37.67	+01 19 32.5	15.30	unclB[e]/sgB[e]?	9,20,21

Tabela 5 (continuação)

Estrela	Estrela	A.R. (2000.0)	Dec. (2000.0)	V [mag]	Class.	Ref.
HD 50138	MWC 158	06 51 33.39	-06 57 59.45	6.67	unclB[e]/cPNB[e]?	22,23
TYC 175-3772-1	IRAS 07080+0605	07 10 43.86	+06 00 07.97	12.76	unclB[e]	11
CD-24 5721	Hen 3-52	07 39 06.15	-24 45 04.85	10.98	unclB[e]	9,24
SS 147	IRAS 07377-2523	07 39 48.05	-25 30 28.30	12.50	unclB[e]	11
CD-31 5070	IRAS 07455-3143	07 47 29.29	-31 50 40.31	11.51	unclB[e]	11
V* FX Vel	IRAS 08307-3748	08 32 35.76	-37 59 01.48	9.72	unclB[e]/binaria?	11
WRAY 15-406	Hen 3-298	09 36 44.10	-53,28,02.00	12.88	sgB[e]?	25,26, 27
WRAY 15-413	Hen 3-303	09 38 34.30	-54 20 14.50	...	sgB[e]?	25,27
HD 87643	IRAS 10028-5825	10 04 30.28	-58 39 52.07	9.50	HaeB[e]/sgB[e]?	28,27,29,30
CD-57 3107	CPD-57 2874	10 15 21.97	-57 51 42.71	10.20	sgB[e]?	31,32,33
GG Car	HD 94878	10 55 58.70	-60,23,34.20	8.70	sgB[e]?	28
WRAY 15-751	V432 Car	11 08 39.90	-60,42,50.60	11.79	sgB[e]?	13,34
WRAY 16-108	Hen 2-79	12 15 20.55	-63 39 13.37	14.10	unclB[e]/cPNB[e]?	9,35
CD-48 7859	Hen 3-847	13 01 17.80	-48 53 18.78	10.58	unclB[e]	36
WRAY 16-125	Hen 2-90	13 09 36.40	-61 19 35.57	12.70	cPNB[e]/Symb[e]?	8,37
THA 17-18	Hen 2-91	13 10 04.87	-63 11 30.05	14.40	unclB[e]/sgB[e]?	41
Hen 3-938	PDS 67	13 52 42.85	-63 32 49.24	13.50	unclB[e]/HaeB[e]?	38
WRAY 16-141	V* V704 Cen	13 54 55.70	-58 27 16.6	13.40	cPNB[e]/Symb[e]?	8,39
J14135896-6709206	SS 255	14 13 58.96	-67 09 20.66	13.50	cand. B[e]	40
CPD-52 9243	Hen 3-1138	16 07 01.96	-53 03 45.75	10.25	sgB[e]?	41
J16141537-5146036	...	16 14 15.38	-51 46 03.69	76.72	cand. B[e]	40
WRAY 15-1484	Hen 3-1191	16 27 15.11	-48 39 26.8	13.70	unclB[e]	8,42,43
W9(Ara C)	ALS 20152	16 47 04.15	-45 50 31.3	17.47	sgB[e]?	(42) 60
CD-42 11721	Hen 3-1300	16 59 06.79	-42 42 08.58	11.00	sgB[e]?	61 ,28
HD 327083	MWC 873	17 15 15.37	-40 20 06.74	...	sgB[e]?	27,30,44
J17400501-4019297	IRAS 17365-4017	17 40 03.82	-40 19 27.16	...	cand. B[e]	40
BD+23 3183	IRAS 17449+2320	17 47 03.27	+23 19 45.34	10.01	unclB[e]	11,15
IRAS 18004-2748	IRAS 18004-2748	18 03 31.20	-27 48 27.06	16.10	unclB[e]	45
V* FG Ser	Hen 2-331	18 15 07.09	-00 18 52.21	14.00	unclB[e]/Symb[e]?	8,46,47
MWC 922	IRAS 18184-1302	18 21 16.06	-13 01 25.69	15.30	unclB[e]/cPNB[e]?	9,48
J18285064-2432017	Haro 3-47	18 28 50.64	-24 32 01.77	15.17	cand. B[e]	40
MWC 300	MWC 300	18 29 25.69	-06 04 37.29	11.60	sgB[e]?	49,50,51
J18340300-1132321	...	18 34 03.00	-11 32 32.15	15.25	cand. B[e]	40

Tabela 5 (continuação)

Estrela	Estrela	A.R. (2000.0)	Dec. (2000.0)	V [mag]	Class.	Ref.
MWC 939	IRAS 18313-1738	18 34 16.22	-17 36 13.90	12.40	unclB[e]	9,43
J185005.71-004041.2	...	18 50 05.69	-00 40 41.19	17.39	unclB[e]	52
J18500902-0515041	THA 14-39	18 50 09.02	-05 15 04.11	14.71	cand. B[e]	40
...	IRAS 18598-0232	19 02 29.97	-02 27 57.05	...	unclB[e]	53
BD+14 3887	MWC 314	19 21 33.97	+14 52 56.88	9.89	sgB[e]?	54
Min 1-92	PN M 1-92	19 36 18.83	+29 32 50.86	11.75	unclB[e]	9
Hen 2-446	IRAS 19419+2319	19 44 05.25	+23 26 48.03	14.82	unclB[e]	55
MWC 623	V* V2028 Cyg	19 56 31.54	+31 06 20.12	10.92	unclB[e]/SymB[e]?	9,56,57
EM* AS 373	V1016 Cyg	19 57 05.03	+39 49 36.3	...	cPNB[e]/SymB[e]?	8,58
Hen 2-461	M 1-76	20 16 26.40	+37 06 06.05	14.66	unclB[e]/cPNB[e]?	9,20
MWC 342	V1972 Cyg	20 23 03.61	+39 29 50.05	10.60	unclB[e]/sgB[e]?	15,43,61,59
MWC 349A	...	20 32 45.51	+40 39 36.62	...	sgB[e]?	27,3
MWC 349A	...	20 32 45.51	+40 39 36.62	...	HaeB[e]/sgB[e]?	28,27,29,30
EM* UHA 78	PN K 4-56	20 55 44.31	+46 33 13.21	17.00	unclB[e]	52
MWC 645	IRAS 21516+5245	21 53 27.48	+52 59 58.01	13.00	unclB[e]	9,26

NOTAS: Informação das colunas: (1) Nome de cada estrela do SIMBAD; (2) nome alternativo; (3)-(4) ascensão reta e declinação de CDS; (5) magnitude da estrela na banda V; (6) classificação; (7) referência.

REFERÊNCIAS: (1) Kamath et al. (2015); (2) Kamath et al. (2017); (3) Levato et al. (2014); (4) Heydari-Malayeri (1990); (5) Humphreys et al. (2017); (6) Sholukhova et al. (2015); (7) Massey et al. (2016); (8) Lamers et al. (1998); (9) Allen & Swings (1976); (10) Klochkova & Chentsov (2016); (11) Miroshnichenko et al. (2007); (12) Miroshnichenko et al. (2015); (13) Hu et al. (1990); (14) Hynes et al. (2002); (15) Aret et al. (2016); (16) The et al. (1994); (17) Cidale et al. (2001); (18) Andriolat et al. (1997); (19) de Winter & van den Ancker (1997); (20) Marston & McCollum (2008); (21) Pereira et al. (2008); (22) Borges Fernandes et al. (2012); (23) Jeřábková et al. (2016); (24) Zickgraf et al. (1989); (25) Hillenbrand et al. (1992); (26) Miroshnichenko et al. (2005); (27) Oksala et al. (2013); (28) Kraus (2009); (29) McGregor et al. (1988a); (30) Oudmaijer et al. (1998); (31) Lopes et al. (1992); (32) McGregor et al. (1988b); (32) Domiciano de Souza et al. (2007a); (33) Domiciano de Souza et al. (2011); (34) Sterken et al. (2008); (35) Pereira et al. (2003); (36) Borges Fernandes et al. (2003); (37) Kraus et al. (2005) (38) Vieira et al. (2003); (39) Mikolajewska et al. (1997); (40) Miszalski & Mikolajewska (2014); (41) Cidale et al. (2012); (42) Lachaume et al. (2007); (43) Zickgraf (2003); (44) Miroshnichenko et al. (2003); (45) Miszalski et al. (2009); (46) Wallerstein et al. (1993); (47) Munari et al. (1995); (48) Wehres et al. (2017); (49) Wolf & Stahl (1985); (50) Miroshnichenko et al. (2004); (51) Wang et al. (2012); (52) Corradi et al. (2010); (53) Miroshnichenko & Corporon (1999); (54) Miroshnichenko et al. (1998); (55) Kondratyeva (2011); (56) Zickgraf (2001); (57) Polster et al. (2012); (58) van de Steene & Zijlstra (1994); (59) Kučerová et al. (2013); (60) Clark et al. (1998); (61) Borges Fernandes et al. (2007); (62) Wisniewski et al. (2007); (63) Whelan et al. (2013); (64) Kraus et al. (2017).

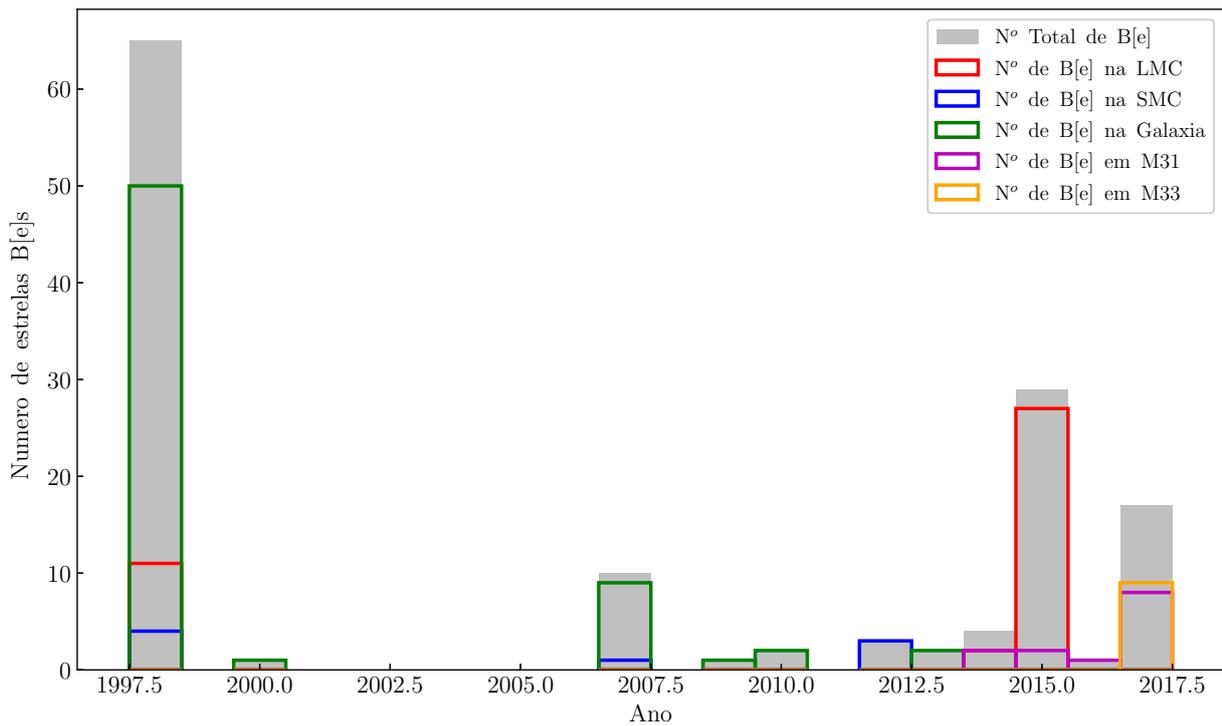


Figura 12 – Número de estrelas B[e] descobertas por ano, inclui estrelas B[e] classificadas, não classificadas e candidatas.

1.5 Número estrelas com o fenômeno B[e] descobertas por ano

Quando pela primeira vez que [Lamers et al. \(1998\)](#) sugeriram a existência de quatro grupos de estrelas com o fenômeno B[e], o número total destas estrelas era em torno de 65 estrelas. Após 20 anos, o número total de estrelas com o fenômeno B[e] está em torno de ~ 165 (incluindo estrelas B[e] não classificadas e candidatas). O que significa que ~ 100 estrelas foram descobertas nos últimos 20 anos.

Na Figura 12 mostramos o número de estrelas com o fenômeno B[e] descobertas em função do tempo. Nessa Figura observamos dois picos, o primeiro em 2007 e o segundo em 2015. O primeiro pico é quando [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#) sugeriram que várias estrelas unclB[e] seriam parte de um novo grupo chamado FS CMA. Estes autores, utilizando diversos telescópios e espectrógrafos (baixa, média e alta resolução) descobriram em torno de 9 novas estrelas B[e]. O segundo pico em 2015 ocorreu quando [Kamath et al. \(2015\)](#) realizaram um levantamento (Survey) espectroscópico multi-objetos (baixa resolução) de candidatas pós-AGB, pós-RGB e estrelas jovens na Grande Nuvem de Magalhães. Neste levantamento, estes autores reportaram a descoberta de ~ 25 novas estrelas B[e]. Recentemente, [Humphreys et al. \(2017\)](#) também num levantamento espectroscópico multi-objetos (resolução média) em M31 e M33, reportaram a descoberta de 18 novas estrelas B[e].

Sendo assim, torna-se muito importante compreendermos a natureza de um número cada vez maior de estrelas com o fenômeno B[e], permitindo saber se é uma fase pela qual todas as estrelas de diferentes massas passarão, ou se somente alguns objetos peculiares. Portanto, nesta tese estudaremos as estrelas com o fenômeno B[e] na Galáxia e nas Nuvens de Magalhães. Para isso, nosso estudo será dividido em duas partes.

- I) A primeira parte é dedicada ao estudo e obtenção dos parâmetros físicos de uma amostra de 12 estrelas B[e] não classificadas e candidatas da Galáxia e das Nuvens de Magalhães, visando uma melhor compreensão da natureza destes objetos. Para isso, no capítulo 2, apresentamos os dados observacionais utilizados neste trabalho, assim como uma descrição dos objetos da nossa amostra. Já no capítulo 3 descrevemos a metodologia aplicada ao nosso trabalho e que permitiu a determinação dos parâmetros físicos destes objetos. No capítulo 4 apresentamos uma descrição detalhada dos espectros de cada objeto da nossa amostra, e no capítulo 5 mostraremos os resultados obtidos e discutimos a possível natureza dos nossos objetos. Como resultado desse estudo, um artigo foi submetido ao *MNRAS* com os resultados principais (vide Apêndice B).
- II) A segunda parte desta tese é dedicada à criação de uma grade de modelos para sgB[e], desenvolvida com o código 3D de Monte Carlo HDUST. Para isso, no capítulo 6 descrevemos o espaço de parâmetros utilizados para a obtenção da grade de modelos para as sgB[e]s. No capítulo 7 apresentamos os resultados obtidos. Finalmente no capítulo 8 apresentamos as conclusões e as perspectivas futuras no nosso trabalho relativas às partes I e II.

2 Nossa Amostra de Objetos e Observações

Neste capítulo apresentaremos a nossa amostra de 12 estrelas B[e] não classificadas e candidatas e que serão analisadas nesta tese. Descreveremos cada objeto da nossa amostra, com base na literatura. Por outro lado, também apresentaremos os dados observacionais, sejam eles provenientes de arquivos públicos ou obtidos pelo nosso grupo.

Como resultado desta análise, um artigo foi submetido ao *MNRAS* (Monthly Notices of the Royal Astronomical Society), vide apêndice B.

2.1 Objetos Escolhidos

Das estrelas escolhidas para nossa análise, 8 delas estão situados na nossa Galáxia, 2 na Pequena Nuvem de Magalhães (SMC) e 2 na Grande Nuvem de Magalhães (LMC), vide Tabela 6. Estas estrelas foram extraídas da lista de objetos que apresentam o fenômeno B[e] e que são não classificados e/ou suspeitas de apresentar o fenômeno B[e], conforme descrito no capítulo 2 (seção 1.5). Cabe mencionar que na literatura estas estrelas escolhidas para nossa análise são pouco estudadas.

A seguir descreveremos as diferentes sugestões feitas quanto ao estágio evolutivo de cada um dos nossos objetos escolhidos.

Tabela 6 – Estrelas B[e] não classificadas e/ou suspeitas de apresentar o fenômeno B[e] analisadas nesta tese.

Nome (1)	IRAS ID (2)	R.A. (3)	Dec. (4)	l (5)	b (6)	Classificação (7)
Galáxia						
TYC 175-3772-1	IRAS 07080+0605	07 10 43.8	+06 00 07.4	209.76	+07.01	unclB[e]
SS 147	IRAS 07377-2523	07 39 48.0	-25 30 28.3	240.94	-01.60	unclB[e]
CD-31 5070	IRAS 07455-3143	07 47 29.2	-31 50 40.2	247.29	-03.29	unclB[e]
V* FX Vel	IRAS 08307-3748	08 32 35.7	-37 59 01.6	257.47	+01.09	unclB[e]
Hen 2-91	IRAS 13068-6255	13 10 04.8	-63 11 30.0	305.03	-00.39	sgB[e]?
Hen 3-938	IRAS 13491-6318	13 52 42.8	-63 32 49.2	309.69	-01.48	HAeB[e]/sgB[e]
SS 255	IRAS 14100-6655	14 13 58.9	-67 09 20.6	310.83	-05.56	candidata B[e]
BD+23 3183	IRAS 17449+2320	17 47 03.2	+23 19 45.3	047.92	+24.03	unclB[e]
SMC						
[MA93] 1116	...	00 59 05.8	-72 11 26.9	302.10	-44.92	HAeB[e]/sgB[e]
LIN 495	LHA 115-N 82	01 12 19.7	-73 51 26.0	300.94	-43.19	sgB[e]?
LMC						
SOI 720	ARDB 54	04 54 43.4	-70 21 27.4	281.90	-35.12	sgB[e]?
LHA 120-S 59	AL 415	05 45 29.4	-68 11 45.9	278.34	-31.14	sgB[e]?

NOTAS : (1) nome de cada objeto do SIMBAD; (2) identificador IRAS de cada objeto; (3) e (4) ascensão reta e declinação de CDS; (5) e (6) coordenadas galácticas; (7) possível classificação do objeto segundo a literatura.

Objetos da Nossa Galáxia

2.1.1 IRAS 07080+0605

Outras designações: TYC 175-3772-1, [KW97] 34-26, 2MASS J07104387+0600080, Gaia DR1 3152719334880801920

Na literatura, IRAS 07080+0605 é pouco estudada. Foi detectada por [Kohoutek & Wehmeyer \(1999\)](#) em uma pesquisa de estrelas com linhas em emissão $H\alpha$. Mais tarde, [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#) com base na análise de espectros de alta resolução ($R \sim 70000$), identificaram a presença do fenômeno B[e] (e.g., [Fe II] e [O I]), classificando-a como uma estrela FS CMa, e com base na razão $He\ I/Mg\ II \sim 4.2$, sugeriram um tipo espectral A0 com baixa luminosidade. Esses autores também identificaram um forte excesso de IV próximo e médio, sugerindo uma natureza binária com transferência de massa. Entretanto, nenhuma evidência direta de uma companheira foi detectada.

2.1.2 IRAS 07377-2523

Outras designações: SS 147, 2MASS J07394804-2530283, MSX6C G240.9435-01.6110

IRAS 07377-2323 foi detectada por [Stephenson & Sanduleak \(1977\)](#) no survey de objetos com $H\alpha$ em emissão. Ela foi selecionada como uma candidata a pós-AGB (B8 III-IVe) por [Parthasarathy et al. \(2000\)](#). Também, classificada como uma candidata a estrela jovem massiva (YSO) por [Mottram et al. \(2007\)](#). [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#) com base na análise de espectros de alta resolução ($R \sim 70000$), identificaram a presença do fenômeno B[e], classificando-a como uma estrela FS CMa, com base na razão das linhas $He\ I/Mg\ II \sim 1$, sugeriram um tipo espectral B8/A0.

2.1.3 IRAS 07455-3143

Outras designações: CD-31 5070, ALS 782, Hen 3-78, WRAY 15-87, 2MASS J07472929-3150403, Gaia DR1 5595134435725946752, Gaia DR2 5595134435725946752

IRAS 07455-3143 foi detectada como um objeto com $H\alpha$ em emissão no survey do Monte Wilson ([Merrill & Burwell, 1950](#)), e como um objeto com linhas em emissão no survey de [Henize \(1976\)](#). Foi incluído por [Stephenson & Sanduleak \(1977\)](#), no survey de estrelas luminosas da Galáxia (ALS 782), e também foi incluído no catálogo de estrelas luminosas de [Reed \(1998\)](#).

Mais tarde, [Orsatti \(1992\)](#) utilizando a fotometria nas bandas UBV observou que este objeto apresentava um avermelhamento de tipo “early B-type”. Por outro lado, [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#) na análise de espectros de alta resolução ($R \sim 70000$), identificaram a presença de linhas de Fe II e [O I], esta última possivelmente de origem telúrica. Baseados nas relações de $He\ I/Mg\ II \sim 1.1$, [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#) sugeriram um tipo espectral B7/B8, e devido a presença de linhas em absorção de Li I (6708 Å) e CaI (6718 Å), estes autores mencionaram que este objeto pode ter uma companheira de tipo “late-type”.

2.1.4 V* FX Vel

Outras designações: IRAS 08307-3748, CD-37 4833, CPD-37 2534, Hen 3-174, WRAY 15-231, 2MASS J08323576-3759014, Gaia DR1 5529771183876078208

Assim como IRAS 07455-3143, V* FX Vel foi detectada como um objeto com H α em emissão no survey do Monte Wilson (Merrill & Burwell, 1950). Strohmeier et al. (1968) relataram uma forte variação fotométrica (1.2 mag) e, devido a esta variabilidade, ganhou o nome de V*FX Vel e foi classificada como uma binária eclipsante por Kukarkin et al. (1972). Já Eggen (1978) não detectou variações na fotometria Strömngren deste objeto e colocou em dúvida a natureza eclipsante de V* FX Vel, classificando-a como um objeto de tipo espectral B9III-IV. Por outro lado, de Winter et al. (2001) obtiveram em 1994 observações fotométricas nas bandas UBVR e observaram um comportamento irregular na curva de luz deste objeto semelhantes aos de Herbig Ae/Be isoladas. Já Malkov et al. (2006) incluíram este objeto no catálogo de binárias eclipsantes com uma variação primária de 1 mag e secundária de 0.8 mag em um período de 1.052 dias. Miroschnichenko et al. (2007) através da análise de espectros de alta resolução ($R \sim 70000$), identificaram linhas em emissão de Balmer, [O I] e Fe II, e linhas em absorção de Li I (6708 Å) e Ca I (6718 Å), e por essas características V* FX Vel foi classificada como uma estrela FS CMA. Segundo o espectro de baixa resolução ($R \sim 3000-7000$) analisado por Tisserand et al. (2013), este objeto apresenta linhas de Ca II, OI, O III em emissão.

Finalmente, cabe mencionar que Avvakumova et al. (2013) selecionaram mais uma vez a V*FX Vel como uma variável eclipsante.

2.1.5 Hen 2-91

Outras designações: IRAS 13068-6255, SS73 39, WRAY 16-126, ALS 19601, THA 17-18 2MASS J13100486-6311300

A natureza de Hen 2-91 é bastante incerta. Na literatura, ela foi classificada por Webster (1966) e Henize (1967) como uma nebulosa planetária; por Allen et al. (1982) como uma estrela de tipo B com linhas em emissão; por MacConnell (1983) como uma estrela de tipo M com linhas em emissão; por Allen & Swings (1976) como uma estrela Be peculiar; e por Moreno et al. (1987), Stenholm & Acker (1987), Acker et al. (1987), The et al. (1994) e Lamers et al. (1998) como uma estrela unclB[e]. Este objeto também está presente na lista de objetos com linhas em emissão de The (1962) e Weaver (1974). Também está nos catálogos de Reed (2003) (Estrelas OB), Gvaramadze et al. (2010) (Estrelas massivas evoluídas), e Frew et al. (2013) (catálogo de fluxo integrado H α de nebulosas Planetárias).

Cidale et al. (2001), através do método BCD classificaram a Hen 2-91 como uma possível sgB[e] de tipo espectral B0 com uma $T_{\text{eff}} = 32500 \pm 2600$ K e $A_V = 5.8$. Por outro lado, Pereira et al. (2003) com base na análise de espectros de média resolução ($R \sim 1.9$ Å), relataram que Hen 2-91 mostra-se como uma estrela Be avermelhada, $E(B - V)_{IS} = 2.34$, com linhas em emissão de H β , H α , Fe II e [O I], estas duas últimas muito fracas. Finalmente, cabe mencionar que este objeto está na lista de candidatas de estrelas Fs CMA de Miroschnichenko (2007).

2.1.6 Hen 3-938

Outras designações: Hen 938, IRAS 13491-6318, PDS 067, ALS 19650, 2MASS J13524285-6332492

Hen 3-938 ou Hen 938 foi catalogada por Allen & Swings (1976) como uma estrela peculiar

de tipo Be (ou B[e]), porque exibia linhas proibidas em emissão no espectro óptico e um excesso de IV próximo. Além disso, estes autores relataram a presença de linhas em emissão de Balmer, Fe II e [O I] e Ca II com linhas de H e K em absorção. Foi também relatada a presença de bandas de TiO em absorção, que implicariam na presença de uma companheira de tipo “late-type”. Já [Miroshnichenko et al. \(1999\)](#) confirmaram a presença de linhas em emissão, mas não identificaram as bandas de TiO em absorção relatadas por [Allen & Swings \(1976\)](#). [Miroshnichenko et al. \(1999\)](#) também relataram a existência de perfis P-Cygni nas linhas de He I (5876 e 6678 Å). Um fato curioso que estes autores notaram é que H α (EW=150 Å) é quase duas vezes mais intenso do que o medido por [Gregorio-Hetem et al. \(1992\)](#) (EW~77 Å). Segundo [Miroshnichenko et al. \(1999\)](#), todos esses fatos indicam que as linhas em emissão de Hen 3-938 têm mudanças em escalas de tempo muito curtas. Entretanto, não são vistas variações sensíveis no brilho desta estrela, que por sua vez apresenta cores que indicam um tipo espectral B inicial. Esses fatos levaram esses autores também a sugerir que Hen 3-938 tem similaridades com as sgB[e]. Já [Arkhipova & Ikonnikova \(1992\)](#) citam que esta estrela pode ser uma estrela pós-AGB, uma vez que a sua aparência espectral é similar à estrela pós-AGB OY Gem. Entretanto, se este for o caso, Hen 3-938 deve ser menos evoluída do que OY Gem, uma vez que apresenta só algumas linhas fracas proibidas em emissão, e nenhuma linha de íons mais ionizados, como do [O III]. Por outro lado, [Vieira et al. \(2003\)](#) publicaram uma lista de 131 estrelas candidatas Herbig Ae/Be e incluíram a Hen 3-938, como PDS 067. Esses autores sugeriram que Hen 3-938, possivelmente estaria associada a uma região de formação estelar (RCW 80) em Centaurus. Além disso, estes autores, usando índices de cor, determinaram $\log(T_{\text{eff}})=4.5$ para esta estrela.

Finalmente, vale citar que Hen 3-938 esta no catálogo de candidatas a estrelas Herbig Ae/Be ([The et al., 1994](#)) e no catálogo de estrelas OB ([Reed, 2003](#)).

2.1.7 SS 255

Outras designações: IRAS 14100-6655, 2MASS J14135896-6709206

Na literatura, não se sabe muito de SS 255, mas vale mencionar que este objeto está no catálogo de [Stephenson & Sanduleak \(1977\)](#) dos objetos que apresentam emissão em H α . Recentemente, [Miszalski & Mikołajewska \(2014\)](#) mencionaram que este objeto poderia ser uma estrela Be, uma proto-nebulosa planetária ou até uma estrela com o fenômeno B[e], apesar que suas cores no IV não mostram evidências de poeira quente. Assim, devido às semelhanças com a estrela SS73 24, estes autores sugeriram uma classificação de estrela Be para este objeto.

2.1.8 IRAS 17449+2320

Outras designações: BD+23 3183, IRAS 17449+2320, 2MASS J17470327+2319454, Gaia DR1 4580498199308375424

Similar a SS 255, não se sabe muito sobre IRAS 17449+2320. Foi detectada pela primeira vez por [Stephenson \(1986\)](#) como uma estrela com H α em emissão. [Downes & Keyes \(1988\)](#), através da análise de espectros de baixa resolução, classificou-a como uma estrela Be.

Mais tarde, [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#) com base na análise de espectros de alta resolução

($R \sim 70000$), identificaram a presença do fenômeno B[e] e sugeriram um tipo espectral A0. Recentemente, [Aret et al. \(2016\)](#) com base na análise de espectros de média resolução ($R = 13000 - 18000$), confirmaram a presença do fenômeno B[e] pra este objeto.

Objetos da Pequena Nuvem de Magalhães

2.1.9 [MA93] 1116

Outras designações: NGC 346:KWBBe 200, 2MASS J00590587-7211270, [MBF2010] NGC 346 11

Este objeto foi classificado inicialmente como uma fonte compacta de H II por [Meyssonnier & Azzopardi \(1993\)](#), provavelmente caracterizada por ampla emissão em H α . No survey fotométrico realizado por [Keller et al. \(1999\)](#), este objeto foi classificado como uma estrela Be clássica localizada no aglomerado NGC 346, daí o nome NGC346:KWBBe 200, que é conhecido por ser uma fonte rica de formação estelar (e.g., [Nota et al., 2006](#); [Sabbi et al., 2007](#)).

Mais tarde, [Wisniewski et al. \(2007\)](#) analisaram espectros de alta resolução de [MA93] 1116 e identificaram a presença de linhas de Fe II, [Fe II], [O I], Mg I e Ti I. Estes autores também relataram a presença de perfis P-Cygni nas linhas de Balmer. Por outro lado, utilizando dados fotométricos e modelos de atmosferas de Kurucz, [Wisniewski et al. \(2007\)](#) determinaram a temperatura efetiva de 19000 K, $\log(L/L_{\odot}) \sim 4.4$, e $R_{*} = 14R_{\odot}$ para este objeto. Além disso, eles estimaram, com base no excesso no IV, a temperatura da poeira obtendo um valor de 800 K. Estes autores concluíram que, devido a ausência de perfis P-Cygni inversos e devido à luminosidade obtida, este objeto não poderia ser uma Herbig Ae/B[e], sendo classificada como uma sgB[e].

[Whelan et al. \(2013\)](#), através de espectros do satélite Spitzer, estudaram hidrocarbonetos aromáticos policíclicos (PAHs) de 14 objetos, entre eles [MA93] 1116. Analisando esse espectro, estes autores identificaram linhas atômicas, iônicas e moleculares de H I (7.46, 12.37 μm), [Ar III] (8.99 μm), H₂S (9.67, 12.28 μm), [S IV] (10.51 μm) e [Ne II] (12.81 μm), e PAHs em 6.2, 7.7, 8.6 e 11.3 μm , também identificaram emissão de silicato em 10 μm . [Whelan et al. \(2013\)](#) mencionaram que este objeto exibe PAHs de Classe A, que é típico de uma Herbig Ae/Be isolada e uma emissão em 24 μm , sugerindo que não há poeira fria (800 K), tal como foi sugerido por [Wisniewski et al. \(2007\)](#). Finalmente, [Whelan et al. \(2013\)](#) concluem que [MA93] 1116 é uma Herbig Ae/B[e] e não uma sgB[e] como sugerido por [Wisniewski et al. \(2007\)](#).

Recentemente, [Kamath et al. \(2014\)](#) realizaram observações espectroscópicas de baixa resolução de 801 candidatas a pós-AGB/RGB na Pequena Nuvem de Magalhães. Entre os objetos observados encontra-se [MA93] 1116, onde foi relatada a presença de linhas em emissão de H α , H β , H γ , [O III] (4659, 5007 Å), He I (4471 e 5876 Å), [S II] (6717 e 6548 Å) e [N II] (6548 e 6584 Å) classificando-a como uma candidata a nebulosa planetária.

Finalmente, cabe destacar que [MA93] 1116 está no catálogo de estrelas com linhas em emissão de [Martayan et al. \(2010\)](#) e também está no catálogo de estrelas de alta massa de [Bonanos et al. \(2010\)](#).

2.1.10 LHA 115-N82

Outras designações: LIN 495, N82, 2dFS 2837, [M2002] SMC 73173, 2MASS J01121969-7351259

Este objeto foi originalmente catalogado como uma nebulosa com $H\alpha$ em emissão por [Henize \(1956\)](#), que deu a designação N82 à este objeto. No catálogo de [Lindsay \(1961\)](#) de estrelas com linhas em emissão e nebulosas planetárias, LHA 115-N82 é listada como número 495, daí bem o nome atual LIN 495.

[Heydari-Malayeri \(1990\)](#) realizou observações espectroscópicas e fotométricas nas bandas UBVRI-JHK classificando-a como uma B7-B8. Por outro lado, através da análise dos espectros, este autor identificou linhas em emissão de $H\gamma$, $H\beta$ e $H\alpha$ com perfis P-Cygni, e também linhas proibidas e permitidas de Fe II. Com base nessas características, este autor concluiu que este objeto seria uma sgB[e] de baixa massa. Estes autores também mencionaram que este objeto poderia ter uma companheira de tipo late-type.

Anos mais tarde, [Evans et al. \(2004\)](#) realizaram um survey espectroscópico na Pequena Nuvem de Magalhães, onde o espectro deste objeto foi observado em duas ocasiões diferentes, a primeira em 1998 e a segunda em 2001. Estes autores mencionaram que “os dois espectros são indistinguíveis”. Por outro lado, utilizando as razões das linhas de Ca II, $0.75 < Ca II K / (H\epsilon + Ca II) < 0.85$ para o tipo espectral A5 e $Ca II K / (H\epsilon + Ca II H) \sim 1$ para o tipo espectral F0, Assim, estes autores a classificaram a LHA 115-N82, como um objeto com um possível espectro composto: AF/B[e].

Recentemente [Kamath et al. \(2014\)](#), com base na análise de espectros de baixa resolução, classificaram este objeto como um candidata a pós-AGB/RGB.

Cabe destacar que LHA 115-N82 está no catálogo dos objetos com $H\alpha$ em emissão de [Meyssonnier & Azzopardi \(1993\)](#), também está no catalogo de estrelas de alta massa de [Bonanos et al. \(2010\)](#) e está no survey de [Boyer et al. \(2011\)](#) de objetos com envoltórias frias.

Objetos da Grande Nuvem de Magalhães

2.1.11 ARDB 54

Outras designações: SOI 720, GV 78, CSI-70-04552, 2MASS J04544343-7021274

Este objeto foi observado pela primeira vez por [Ardeberg et al. \(1972\)](#), que com base nos fluxos UBV, sugeriram que ARDB 54 poderia ser uma estrela múltipla ou uma estrela com linhas em emissão. Já [Stock et al. \(1976\)](#), baseados nos espectro de “prisma” classificaram a ARDB 54 com estrela de tipo B9 Ib.

Recentemente [Levato et al. \(2014\)](#), com base na análise de espectros de média resolução e dados fotométricas, classificaram a ARDB 54, como uma estrela sgB[e], como uma $T_{\text{eff}} = 10000$ K, $\log(L/L_{\odot}) = 4.57$, $M_V = -6.2$, e $E(B - V) = 0.15$.

2.1.12 LHA 120-S 59

Outras Designações: AL 415, S59, OGLE LMC-LPV-83573, [BE74] 475, 2MASS J05452949-6811458

LHA 120-S 59 foi catalogada pela primeira vez por [Henize \(1956\)](#) como uma estrela com $H\alpha$ em emissão. Mais tarde, [Gummersbach et al. \(1995\)](#) realizaram observações fotométricas (no visível e no infravermelho) e espectroscópicas deste objeto e relatam que as linhas da série de Balmer apresentam perfis P-Cygni, identificaram também linhas de Fe II, [Fe II] em emissão e linhas muito fracas de Mg II, Si II, Ti II e Cr II em emissão, linhas em absorção de He I, Ca II com uma componente interestelar, e possíveis linhas de O II (4649 e 4661 Å) em absorção. Devido a essas características espectrais, LHA 120-S59 foi classificada como uma sgB[e] de tipo espectral B5II.

Recentemente [Levato et al. \(2014\)](#), com base na análise de espectros de média resolução e dados de fotometria, também sugeriram uma classificação de estrela sgB[e] do tipo espectral B2-3.

Cabe mencionar que LHA 120-S59 está no catálogo de variáveis de longo período OGLE-III ([Soszyński et al., 2009a](#)) e no catálogo de candidatas a objetos jovens ([Whitney et al., 2008](#)).

2.2 Aquisição dos dados

2.2.1 Espectros

Para a nossa análise utilizamos espectros de alta resolução obtidos utilizando o espectrógrafo óptico [FEROS \(*Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph*\)](#) acoplado ao telescópio 2.2-m do ESO (acordo ESO/ON), em La Silla (Chile). [FEROS](#) é um espectrógrafo echelle de bancada que utiliza fibras localizadas no foco Cassegrain, proporcionando um campo de visão de 2". Os espectros obtidos têm uma cobertura em comprimento de onda de 3600 Å até 9200 Å, uma resolução espectral de $R \sim 48000$ (na região em torno de 6000 Å).

Os 12 objetos (8 da Galáxia, 2 da LMC e 2 da SMC) que nós analisamos foram observados pelo nosso grupo, em cinco diferentes missões, entre 2005 e 2016 ou foram obtidos do [ESO Science Archive Facility](#), vide Tabela 7.

Tabela 7 – Nossa amostra de estrelas B[e] não classificadas e candidatas observadas com o espectrógrafo FEROS.

Nome (1)	Data (2)	JD (3)	t_{exp} (s) (4)	N (5)	S/N (6)
Galáxia					
IRAS 07080+0605	06-12-2015	2457363.3	1500	2	128
IRAS 07377-2523	20-12-2008	2454821.2	1800	1	75
IRAS 07455-3143	20-12-2008	2454821.3	1500	2	97
	05-12-2018	2457362.3	1200	2	110
	13-03-2016	2457461.0	1200	2	93
	12-04-2016	2457491.1	1100	2	62
V* FX Vel	21-12-2008	2454822.3	900	2	128
	12-10-2015	2457308.3	400	2*	132
	20-03-2016	2457468.1	500	1	135
	12-04-2016	2457491.1	400	2	161
Hen 2-91	12-04-2016	2457491.3	1100	1	6
	14-08-2016	2457615.0	1800	2*	11
	15-08-2016	2457616.0	1800	1*	13
	16-08-2016	2457617.0	1800	1*	15
	17-08-2016	2457618.0	1800	1*	12
Hen 3-938	18-04-2005	2453479.3	600	1	15
			3600	1	60
	14-06-2016	2457554.1	2000	2	40
SS 255	14-06-2016	2457554.1	2400	2	10
IRAS 17449+2320	12-04-2016	2457491.3	500	1	72
			1100	1	121
SMC					
[MA93] 1116	03-10-2007	2454377.2	1800	2	6
	04-10-2007	2454378.2	1800	2	6
LHA 115-N 82	14-12-2008	2454825.6	1800	1	60
	06-07-2015	2457210.3	3000	1*	50
LMC					
ARDB 54	24-11-2014	2456986.3	900	2*	20
	01-12-2015	2457358.1	1500	2	35
LHA 120-S 59	06-12-2015	2457363.2	2400	2	40
	04-12-2016	2457727.1	3400	1*	35
	05-12-2016	2457728.3	3400	1*	42

NOTAS: (1) nome do objeto utilizado nesta tese; (2) data de obtenção dos espectros; (3) dia Juliano (JD) de obtenção dos espectros; (4) tempo de exposição para da objeto em segundos; (5) número de espectros obtidos em cada observação; (6) sinal ruído (S/N) entorno de 5500 Å. Os espectros públicos obtidos no ESO Science Archive Facility têm um asterístico (*).

2.2.2 Dados Fotométricos

Além dos dados espectroscópicos, procuramos por dados fotométricos, a fim de obter parâmetros físicos e curvas de luz para alguns dos nossos objetos e identificar qualquer variação fotométrica presente. Coletamos dados do *VizieR*, *All Sky Automated Survey (ASAS)*, *Optical Gravitational Lensing Experiment (OGLE III)*, e também da literatura, como pode ser visto na Tabela 8.

Tabela 8 – Dados fotométricos coletados da literatura.

Estrela (1)	Data (2)	U (3)	B (4)	V (5)	Referência (6)
Galáxia					
IRAS 07080+0605	<2007	12.30	12.31	12.15	1
	<2001	...	12.345	12.741	15
IRAS 07377-2523	<2007	12.8	1
	<2015	...	13.27±0.06	12.90±0.02	16
IRAS 07455-3143	1971-1979	12.33	12.45	11.53	2
	<2015	...	12.41±0.04	11.51±0.02	16
	<2004	...	12.119	11.51	17
V* FX Vel	18-02-1994	10.898	10.973	10.795	3
	<2015	...	10.1±0.2	10.0±0.1	16
	<2004	...	9.776	9.724	17
Hen 2-91	<2003	...	15.30	...	13
	<2004	...	15.20	14.38	17
Hen 3-938	<2003	15.33	15.03	13.50	4
	<1995	15.02	14.92	13.40	12
	<2015	...	14.78±0.04	13.40	16
SS 255	04-11-2004	...	15.16	14.83	14
IRAS 17449+2320	<2007	10.05	10.06	10.00	1
SMC					
[MA93] 1116	26-11-1985	15.64	16.18	15.91	5
	08-01-1999	14.91±0.07	15.56±0.07	15.01±0.07	6
LHA 115-N 82	5,7,8-1989	14.24±0.02	14.37±0.02	14.25±0.02	7
	entre 13 e 23-11-1995	14.78±0.05	14.75±0.03	14.75±0.03	2
	08-01-1999	14.43±0.01	14.35±0.01	14.24±0.01	6
LMC					
ARDB 54	1968	12.79	12.93	12.71	8
	entre 13 e 23-11-1995	12.81±0.01	13.02±0.01	12.77±0.01	9
	08-01-1999	12.80	12.96	12.71±0.01	6
LHA 120-S 59	01-12-1991	13.62	14.62	14.41±0.03	10
	entre 13 e 23-11-1995	13.37±0.03	14.51±0.03	14.02±0.02	11

NOTAS : Informação das colunas: (1) Nome do objeto; (2) data de observação; (3)-(5) dados fotométricos nas bandas UBV; (6) referência da data de observação.

REFERENCIAS : (1) [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#); (2) [Orsatti \(1992\)](#); (3) [de Winter et al. \(2001\)](#); (4) [Pico dos Dias Survey \(Vieira et al., 2003\)](#); (5) [Massey et al. \(1989\)](#); (6) [Zaritsky et al. \(2002\)](#); (7) [Massey \(2002\)](#); (8) [Heydari-Malayeri \(1990\)](#); (9) [Ardeberg et al. \(1972\)](#); (10) [Zaritsky et al. \(2004\)](#); (11) [Gummersbach et al. \(1995\)](#); (12) [Zaritsky et al. \(2004\)](#); (13) [Torres et al. \(1995\)](#); (14) [Cutri et al. \(2003, 2MASS Catalog\)](#); (15) [Girard et al. \(2011, SPM 4.0 Catalog\)](#); (16) [Kharchenko \(2001, ASCC-2.5 V3\)](#); (17) [Henden et al. \(2015, AAVSO Photometric All Sky Survey \(APASS\) DR9\)](#); (18) [Zacharias et al. \(2004, The NOMAD-1 Catalog\)](#).

2.3 Tratamento dos dados

O tratamento dos nossos dados pode ser dividido nos seguintes passos:

- i) os espectros obtidos com o espectrógrafo FEROS foram reduzidos pelo pipeline ESO/FEROS;
- ii) utilizando o software [IRAF](#), o pacote *onedspect* e a tarefa “*splot*”, primeiramente eliminamos os raios cósmicos do espectro de alta resolução usando o comando “*x*”;
- iii) uma vez eliminados os raios cósmicos, utilizamos o código `TelFit`¹ ([Gullikson et al., 2014](#)) para correção telúrica dos nossos espectros FEROS;
- iv) depois, normalizamos os espectros utilizando a tarefa *conti*;
- v) para a análise dos dados utilizamos novamente a tarefa *splot* e os comandos “**k**” e “**e**”, a fim de obter as larguras equivalentes e o comprimento de onda, λ de cada linha. O comando “**k**” calcula as larguras equivalentes através do ajuste de uma gaussiana no perfil da linha. Já o comando “**e**” calcula a largura equivalente da linha através de uma integração numérica. Vale citar que no caso onde temos um perfil que parece ser devido a mais de uma linha, usamos o comando “**d**” (*deblend*). Nessa situação, marcamos os centros de cada uma das prováveis linhas que estão combinadas e fazemos a cada uma destas um ajuste de uma função Gaussiana (comando **g**) ou Lorentziana (comando **l**), obtendo assim a largura equivalente das linhas individualmente. Para uma maior precisão nos nossos resultados, cada linha foi medida pelo menos 4 vezes e a média destes valores foi considerada como o valor representativo.

¹ <https://pypi.python.org/pypi/TelFit/1.3.2>

3 Metodologia

Como já citado anteriormente, um dos objetivos desta tese é ampliar o nosso conhecimento sobre as estrelas com o fenômeno B[e], estudando em detalhes e buscando conhecer melhor a natureza de 12 estrelas B[e] não classificadas.

Para isso, aplicamos diferentes metodologias de acordo com os dados observacionais que temos disponíveis, como apresentaremos neste capítulo.

3.1 Identificação das linhas espectrais

Para a identificação das linhas espectrais fizemos uso de um programa desenvolvido pelo nosso grupo, que com base nas nossas medidas observadas, calcula para cada linha espectral um comprimento de onda central médio (λ), a largura equivalente média (EW), e obtém a sua identificação através da comparação com as tabelas de [Moore \(1945\)](#), [Thackeray \(1967\)](#), [Landaberry et al. \(2001\)](#), NIST Atomic Spectra Database Lines Form¹ e The Atomic Line List v2.04². Utilizamos também o pacote [SpecView](#)³ que é uma ferramenta para visualização e análise de espectros ([Busko, 2000, 2002a,b](#); [Space Telescope Science Institute, 2012](#)).

3.2 Velocidade radial

A velocidade radial de uma estrela pode ser medida com uma alta precisão, com a utilização de espectros de alta resolução. Considerando o efeito Doppler, ela é calculada pela seguinte equação:

$$\frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c}. \quad (3.1)$$

Onde λ é o comprimento de onda observado de uma linha, λ_0 é o comprimento de onda medido em laboratório, c é a velocidade da luz e v é a velocidade radial. Se a velocidade radial é positiva, o espectro terá um deslocamento para o vermelho, indicando que a fonte e o observador estão se afastando. Se a velocidade radial é negativa, o espectro terá um deslocamento para o azul, indicando que a fonte e o observador estão se aproximando. O ideal para essa determinação da velocidade radial é a utilização de linhas de origem fotosférica. Entretanto, elas são raras nos nossos espectros e assim temos que utilizar linhas em emissão, como será descrito nos Capítulos 4 e 5.

3.3 Determinação da extinção

Como os objetos de nossa amostra possuem um meio circunstelar complexo e além disso, em grande parte estão situados no plano da Galáxia, torna-se muito difícil determinar com precisão um valor para a o excesso de cor interestelar.

Sendo assim, utilizamos distintos métodos que são descritos a seguir.

¹ http://physics.nist.gov/cgi-bin/AtData/lines_form

² <http://www.pa.uky.edu/~peter/atomic/>

³ http://www.stsci.edu/institute/software_hardware/specview

3.3.1 Excesso de cor total

Através do método descrito por [Borges Fernandes et al. \(2009\)](#), especialmente válido para estrelas quentes de tipo espectral O e B, procuramos estimar o excesso de cor total, $E(B - V)_T$, sofrida por cada um dos nossos objetos.

Para isso, utilizamos os índices cor observados, $(U - B)$ e $(B - V)$, de cada um de nossos objetos, e obtemos os seus excessos de cor. Para isso, utilizamos a relação:

$$E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0 \quad (3.2)$$

Onde $E(B - V)$ é o excesso de cor, $(B - V)$ é o índice de cor medido e $(B - V)_0$ é o índice de cor intrínseco da estrela. O excesso de cor também pode ser escrito pela equação 3.3 (vide [Leitherer & Wolf, 1984](#)).

$$E(B - V) = \frac{1}{0.77}E(U - B) = \frac{1}{0.77}[(U - B) - (U - B)_0] \quad (3.3)$$

Através da combinação destas duas equações, 3.2 e 3.3, obtém-se uma equação independente do excesso de cor:

$$(U - B)_0 = 0.77((B - V)_0 - x) \quad (3.4)$$

Onde temos:

$$x = (B - V) - \frac{(U - B)}{0.77} \quad (3.5)$$

Sendo assim, calculamos o parâmetro “ x ”, para cada medida observada.

Como exemplo, para uma melhor compreensão, temos o caso da estrela HD 50138 (e.g., [Borges Fernandes et al., 2009](#)), onde foi notada a variação temporal dos índices de cor $(U - B)$ e $(B - V)$, como mostrado na Figura 13. Os índices de cor obtidos de cada observação são aplicados na equação 3.5 e com isso, obtemos um limite superior e inferior para “ x ”. Com isso, podemos traçar para cada um desses casos limites, uma função linear no diagrama cor-cor, vide Figura 13. Em seguida, utilizando as tabelas de [Schmidt-Kaler \(1982\)](#), traçamos uma reta considerando os índices de cor intrínsecos de estrelas na faixa espectral B até A, para cada classe de luminosidade. Através da intersecção das retas, os índices de cor intrínsecos de uma estrela podem ser obtidos, vide também a Seção 3.4.

É importante citar que este método deve ser visto com cuidado, porque ele é válido para estrelas de tipo espectral A e B com pouco material circunstelar. Isso porque a lei de extinção interestelar é bem diferente daquela para a extinção circunstelar. Essa última depende muito se temos gás ou poeira como material principal. Então se não conhecemos a composição química do material circunstelar e se esse é muito importante, usamos esse método somente por não ter outra opção para determinar os parâmetros dos objetos da nossa amostra, obtendo portanto somente uma estimativa pouco precisa dos mesmos.

3.3.2 Excesso de cor interestelar

Devido às dificuldades para estudar os objetos de nossa amostra, decidimos determinar a extinção interestelar, $E(B - V)_{IS}$, utilizando as bandas interestelares difusas ou em inglês “diffuse interstellar bands” (DIBs), que são bandas em absorção (Figura 14) que aparecem no espectro das nossas estrelas.

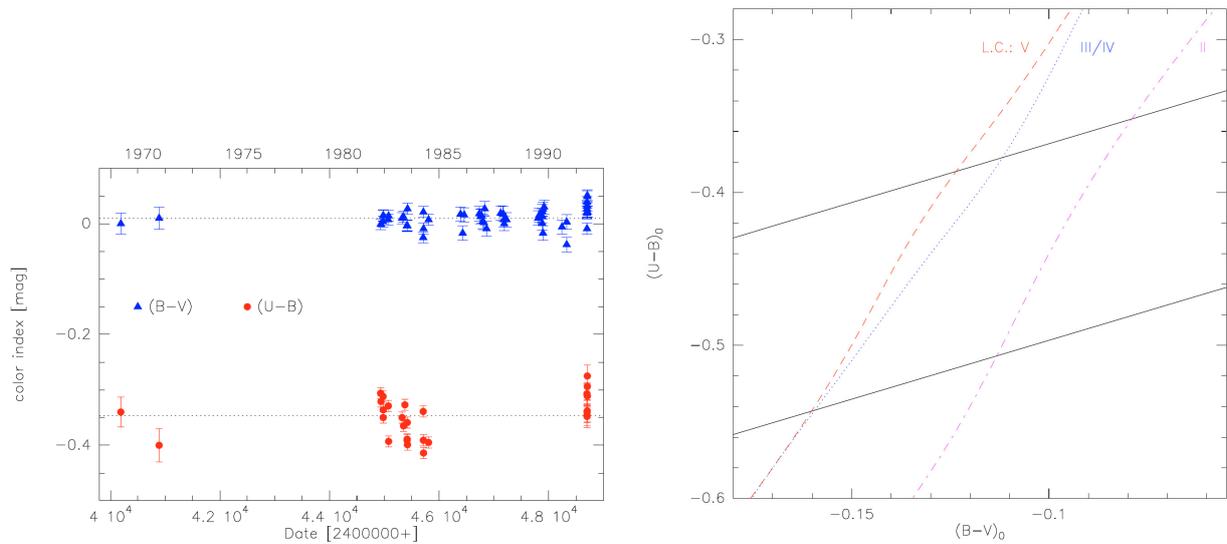


Figura 13 – Figura esquerda: Variação temporal observada dos índices de cor $(U - B)$ e $(B - V)$ para a estrela HD 50138. Figura direita: As linhas tracejadas representam os índices de cor intrínsecos para estrelas B com diferentes classes de luminosidade. As linhas sólidas correspondem aos limites superiores e inferiores obtidos das observações para a estrela HD 50138. As intersecções entre as retas indicam os possíveis índices de cor intrínsecos para essa estrela (Borges Fernandes et al., 2009).

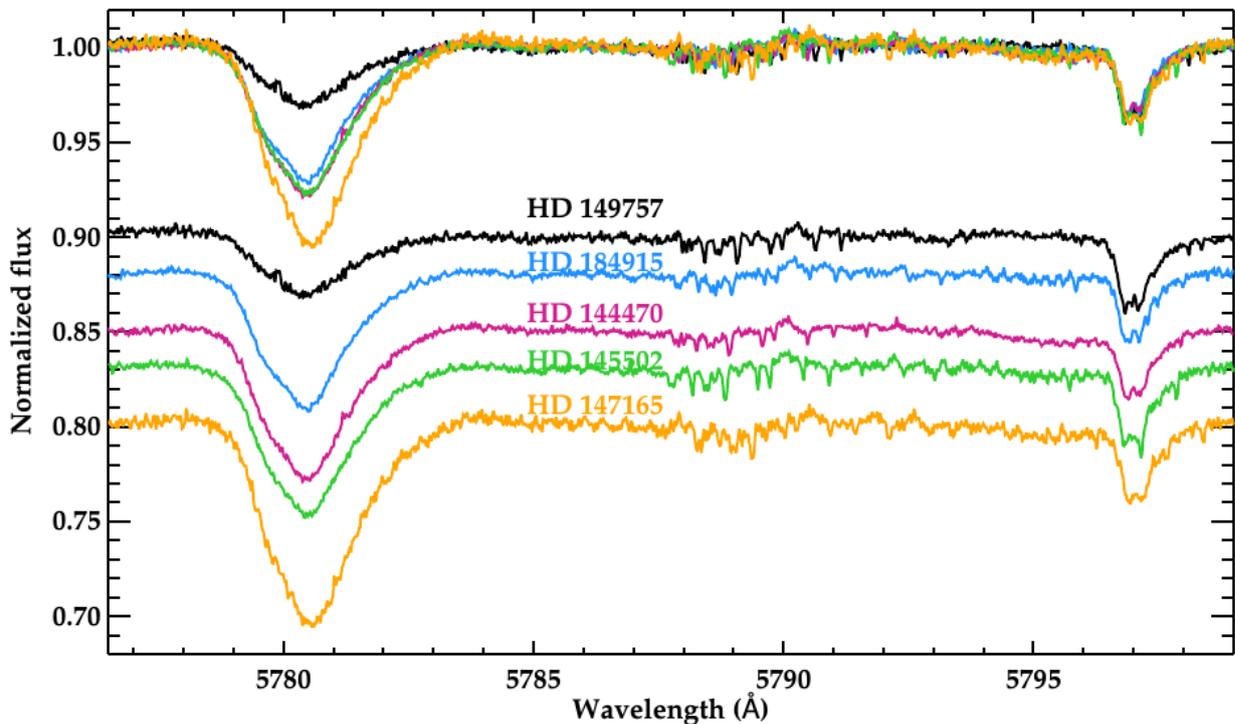


Figura 14 – Espectro de estrelas avermelhadas, onde se pode observar a presença das DIBs em 5780 \AA e 5797 \AA (Cox et al., 2017).

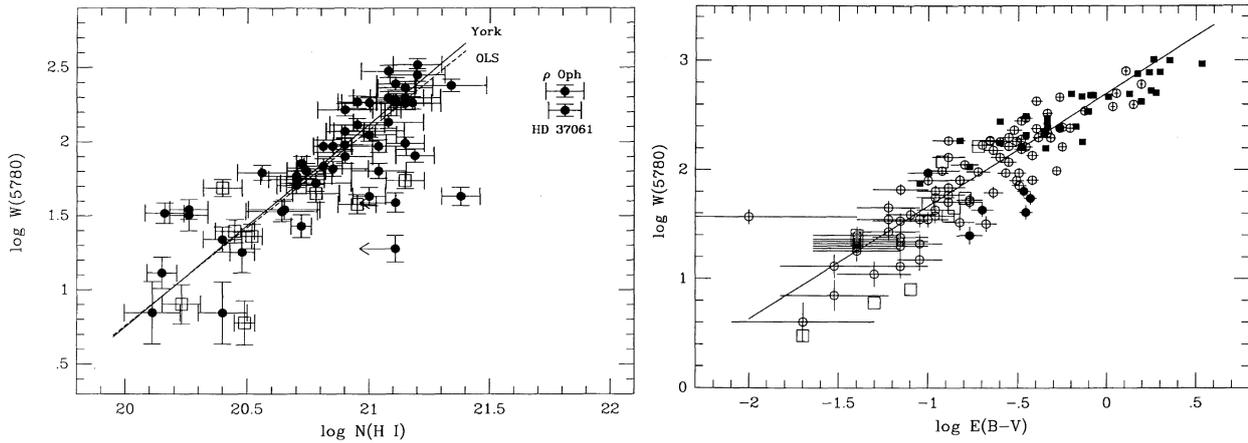


Figura 15 – Figura esquerda :Dependência de $EW(5780)$ com a coluna de densidade de hidrogênio neutro $N(H I)$. Figura direita: Dependência de $EW(5780 \text{ \AA})$ com $E(B - V)_{IS}$ obtida por [Herbig \(1993\)](#).

Tabela 9 – Coeficientes das regressões lineares $y = a + bx$ determinados por [Herbig \(1993\)](#) para duas DIBs.

Fit	$\lambda = 5780 \text{ \AA}$	$\lambda = 5797 \text{ \AA}$
1	a..... 2.704 ± 0.024	2.185 ± 0.019
2	b..... 1.037 ± 0.003	0.938 ± 0.039

[Herbig \(1993\)](#) realizou medições de larguras equivalentes (EW) das DIBs em 5780 \AA e 5797 \AA e notou que elas se relacionavam diretamente com as colunas de densidade do gás interestelar, especialmente $H I$ (Figura 15), H_2 , $Na I$, $C I$, $K I$ e $Ti II$, em diferentes regiões da Galáxia. Com base nisso, [Herbig \(1993\)](#) determinou relações empíricas (Tabela 9) entre as larguras equivalentes (EW) de cada DIB e o excesso de cor interestelar, $E(B - V)_{IS}$, vide Figura 15. No entanto, recentemente [Ramírez-Tannus et al. \(2018\)](#) analisaram as DIBs em M17 (região $H II$) e notaram que há uma ampla dispersão nas relações das DIBs (5780 \AA e 5797 \AA) e o $E(B - V)_{IS}$. Segundo estes autores essa dispersão seria intrínseca e não devido a incertezas de medição.

Para determinar o excesso de cor interestelar dos objetos que não apresentam DIBs e objetos localizados na Pequena e Grande Nuvem de Magalhães, obtivemos valores do [IRSA/Galactic Dust Reddening and Extinction](#)⁴ ([Schlafly & Finkbeiner, 2011](#)). Este mapa é baseado na fotometria e nos espectros do Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Na Figura 16 mostramos a pagina Web do [IRSA](#).

Por outro lado, para aqueles objetos de nossa amostra com declinação $\delta \gtrsim -30^\circ$ (IRAS 07080+0605, IRAS 07377-2523 e IRAS 17449+2320), nós também usamos o [3D Dust Mapping](#)⁵ ([Green et al., 2018](#)). Este mapa é baseado na fotometria estelar de 800 milhões de estrelas do Pan-STARRS 1 e 2MASS. Na Figura 17 mostramos a pagina Web do [3D Dust Mapping](#).

⁴ <http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/DUST/>

⁵ <http://argonaut.skymaps.info/>

Galactic Dust Reddening and Extinction

You can specify coordinates by selecting a position on the above all-sky map, a MONTAGE-generated mosaic of the individual IRAS 100 micron images created by Schlegel et al.

This service gives the Galactic dust reddening for a line of sight, returning a reddening map, the corresponding 100 micron intensity, and dust temperature, along with statistics for each. The total Galactic visual extinction is estimated and, in Single Location mode, extinctions at multiple wavelengths are estimated. The reddening estimates are from Schlegel, Finkbeiner & Davis (1998), who combined results of IRAS and COBE/DIRBE. Read more on the science background, technique and cautionary notes here: [Background](#).

See this link for [Help](#). This service can also be accessed by an [HTTP program interface](#).

NEW (July 2013): Newer estimates of Galactic dust extinction from Schlafly and Finkbeiner (2011) are now provided alongside those of Schlegel, Finkbeiner & Davis.

Single Location **Upload Table**

Coordinate/Object:

Image Size: (2.0 to 10.0 deg)

Coordinate Examples: 19h17m32s 11d58m02s Equ J2000 | 46.5377 -0.2518 gal | M 31

Default Coordinate System: Equatorial J2000

[Submit](#) [Reset](#) [Service Help](#)

Figura 16 – Página Web do IRSA/Galactic Dust Reddening and Extinction.

3.3.3 Excesso de cor circunstelar

Uma vez determinada o excesso de cor total, $E(B - V)_T$, e o excesso de cor interestelar, $E(B - V)_{IS}$, é possível determinar o excesso de cor circunstelar, $E(B - V)_{CS}$, utilizando relação:

$$E(B - V)_{CS} = E(B - V)_T - E(B - V)_{IS} \quad (3.6)$$

3.4 Classificação Espectral

A determinação do tipo espectral e da classe de luminosidade para estrelas do tipo B, especialmente de objetos com fenômeno B[e] é bastante complicada, devido à ausência, em geral, de linhas fotosféricas, devido a presença de um meio CS complexo. Sendo assim, para este objetivo, precisamos novamente lidar com métodos indiretos com diferentes níveis de incerteza. Assim temos:

I) Primeiro Método

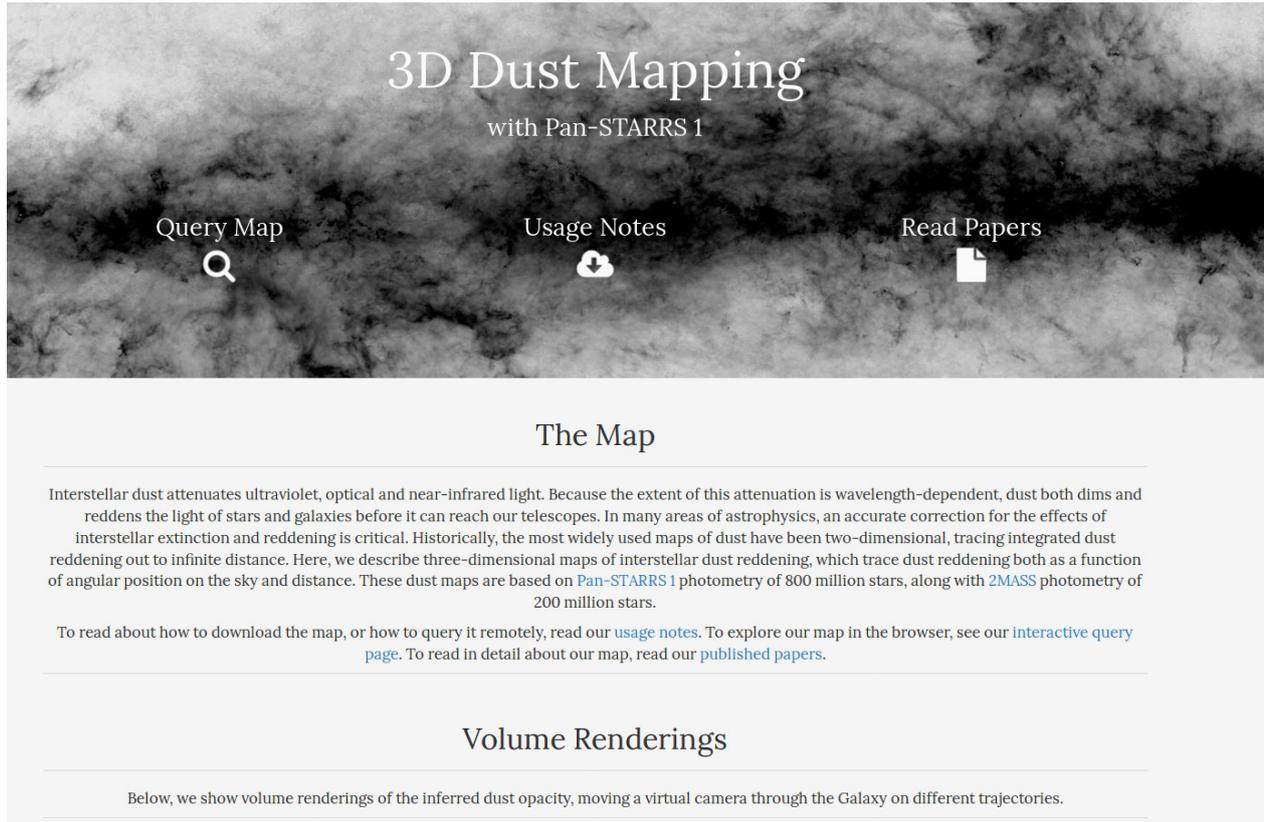


Figura 17 – Página Web do 3D Dust Mapping.

O primeiro método consiste em que uma vez obtidos os índices de cor de cada estrela, (vide Seção 3.3.1) usando as Tabelas de Schmidt-Kaler (1982), também podem ser obtidos, a classe de luminosidade e a temperatura efetiva da cada estrela.

II) Segundo Método

Uma vez também conhecido o índice de cor intrínseco, o segundo método consiste nas relações polinomiais de Flower (1996), que é dada por:

$$(B - V)_0 = a + b \log (T_{\text{eff}}) + c \log (T_{\text{eff}})^2 + \dots \quad (3.7)$$

A equação 3.7 pode ser reescrita como:

$$T_{\text{eff}} = a + b(B - V)_0 + c(B - V)_0^2 + \dots \quad (3.8)$$

Com $a = 4.0125597$, $b = -1.055043$, $c = 2.133395$.. para estrelas Supergigantes, e $a = 3.979145$, $b = -0.64449$, $c = 1.140690$.. para as estrelas da Sequencia Principal, Subgigantes e Gigantes. Assim, a partir da equação 3.8 pode ser determinar a temperatura efetiva em função dos índices de cor intrínseco, $(B - V)_0$.

III) Terceiro Método

Para estrelas B ou A, a classificação pode ser obtida com a ajuda das linhas de metais, normalmente baseadas nas larguras equivalentes das linhas em absorção de Si II, Mg II e He I. Como mostrado, por Lennon et al. (1993) que para as supergigantes B Galácticas, as larguras

equivalentes de muitas linhas espectrais apresentam um comportamento com base no tipo espectral e conseqüentemente com a temperatura efetiva. Mais tarde, [Lennon \(1997\)](#) apresentou uma classificação similar, mas adaptada para as supergigantes do tipo B na SMC. Seu esquema de classificação (vide Tabela 1 de [Lennon, 1997](#)), que foi estendido para as estrelas do tipo G por [Evans & Howarth \(2003\)](#), é usado por muitos autores para classificar supergigantes do tipo B em muitas galáxias com abundância similar da SMC. Como por exemplo, na Figura 18 temos a aplicação da razão das larguras equivalentes das linhas de Mg II (4482 Å)/He I (4471 Å) aplicada por [Kraus et al. \(2008\)](#) para a sgB[e] da SMC LHA 115-S23.

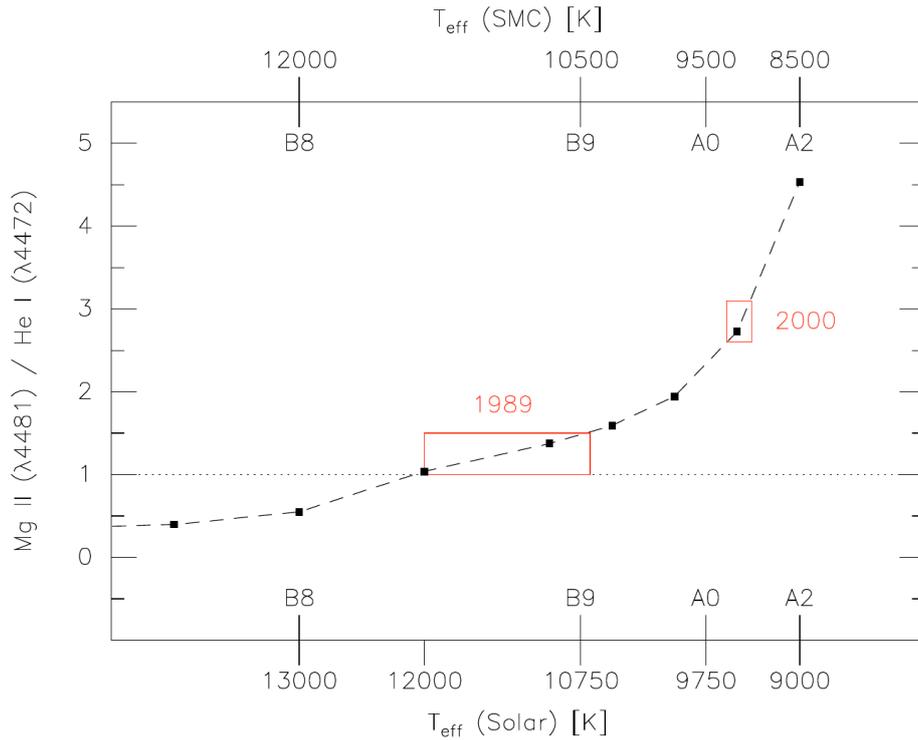


Figura 18 – Temperatura efetiva e a razão das larguras equivalentes das linhas de Mg II (4482 Å)/He I (4471 Å). As caixas vermelhas indicam as variações dessa razão para a estrela LHA 115-S 23 ([Kraus et al., 2008](#)).

IV) Quarto Método

O quarto método que nós utilizamos para determinar para determinar a T_{eff} das nossas estrelas consiste nas relações das EW das linhas em absorção de He I(4713 Å)/Si II(6347 Å) e He I(5875 Å)/Si II(6347 Å), como utilizado por [Khokhlov et al. \(2017\)](#), para determinar a temperatura efetiva da estrela HD 85567, uma estrela com o fenômeno B[e] (Figura 19).

3.4.1 Luminosidade

Uma vez obtidos o tipo espectral e a temperatura efetiva é possível derivar as luminosidades das nossas estrelas. Para isso, nós utilizamos a relação da luminosidade, L_{\star} , com a magnitude bolométrica M_{bol} que é dada por:

$$L_{\star} = 3.0128 \times 10^{28} 10^{-0.4 M_{\text{bol}}} [W]. \quad (3.9)$$

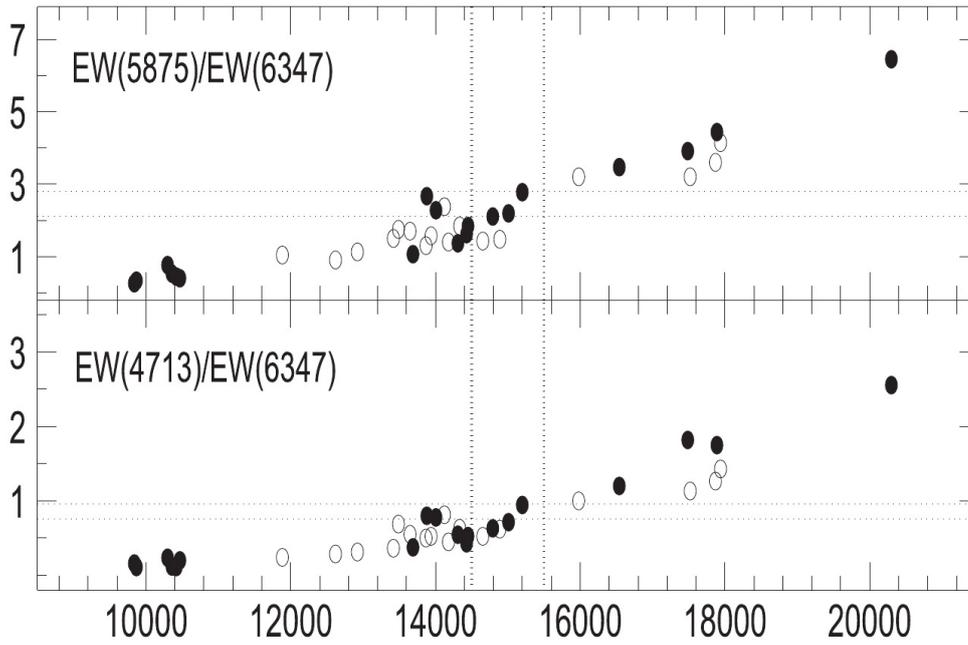


Figura 19 – Relação da T_{eff} com a EW das linhas do He I(4713 Å)/Si II(6347 Å) e He I(5875 Å)/Si II(6347 Å). Os círculos representam dados para estrelas normais do tipo B. As linhas tracejadas horizontais mostram o intervalo de EW devido as variações detectadas no espectro de HD 85567, e as linhas tracejadas verticais mostram os limites mais prováveis da T_{eff} . O eixo x é a temperatura efetiva e o eixo y é razão das larguras equivalentes das linhas do He I(4713 Å)/Si II(6347 Å) e He I(5875 Å)/Si II(6347 Å) (Khokhlov et al., 2017).

Onde, M_{bol} pode ser medido a partir de uma única magnitude aparente fotométrica em banda larga, m , se o módulo da distância, μ , a extinção visual, A_V , e a correção bolométrica, BC , forem conhecidas:

$$M_{\text{bol}} = m_V - A_V - \mu + BC. \quad (3.10)$$

Sendo assim, a luminosidade depende de quatro parâmetros:

I) Magnitude aparente (m_V)

Neste trabalho nós utilizamos a magnitude aparente na banda V. Os dados observados estão na Tabela 8.

II) Extinção visual (A_V)

A extinção visual é derivada a partir da extinção interestelar, para isso nós assumimos $A_V/E(B - V) = 3.1$ para as estrelas de nossa Galáxia (e.g., Cardelli et al., 1989), 2.74 para as estrelas da SMC e 2.76 para as estrelas da LMC (e.g., Gordon et al., 2003).

III) Módulo da distância (μ)

O módulo da distância $\mu = m - M$, é a diferença entre a magnitude aparente m e magnitude absoluta M . Está relacionado com a distância d em parsecs por:

$$\mu = 5 \log_{10}(d) - 5. \quad (3.11)$$

Nós utilizamos as distâncias obtidas através do *Data Release 2 (DR2)*⁶ da Missão Gaia para os objetos de nossa Galáxia (Bailer-Jones et al., 2018). Vale mencionar que as distâncias do *Gaia DR2* não foram obtidas pelo inverso da paralaxe ($d = 1/\pi''$ pc), mas foram obtidas mediante uma abordagem de inferência estatística. A incerteza da distância é caracterizada pelos limites inferior e superior num intervalo de confiança assimétrico. Por outro lado, para os objetos de nossa amostra que estão nas Nuvens de Magalhães, nós usamos $\mu = 18.95 \pm 0.07$ para as estrelas da SMC, e $\mu = 18.22 \pm 0.05$ para as estrelas da LMC (Graczyk et al., 2014; Udalski et al., 1999, respectivamente).

IV) Correção bolométrica (*BC*)

Para estimar a *BC* da nossa amostra, nós utilizamos a tabela de Humphreys & McElroy (1984).

⁶ <http://gaia.ari.uni-heidelberg.de/tap.html>

4 Resultados: Perfis das Linhas Observadas

Neste capítulo apresentaremos a descrição dos perfis das linhas que encontramos nos nossos espectros de alta resolução, cujas identificações podem ser vistas como material on-line em [Atlas B\[e\] star¹](#).

Aqui, descreveremos as linhas mais representativas que caracterizam estes objetos: as linhas da série de Balmer, as linhas do Paschen, as linhas do He I (5776, 6678 Å), as linhas do Fe II do multipletto 42 (4924, 5018 e 5169 Å), as linhas de Ca II (8498, 8542Å), e diversas linhas proibidas: [Fe II] (4413, 5333 e 7155 Å), [O I] (5577, 6300 e 6363 Å) e [Ca II] (7292 e 7324.9 Å). Também apresentaremos alguns exemplos de linhas em absorção, como as do Mg II (4481 Å e 7896 Å), Si II (6347 Å e 6371 Å), Ca I (6717 Å) e Li I (6708Å), observados nos espectros dos objetos de nossa amostra.

4.1 Tipos de Perfis

Através dos espectros de alta resolução dos objetos da nossa amostra, notamos a presença de diferentes perfis para as diversas linhas dos elementos identificados.

i) *P-Cygni*

Os perfis P-Cygni são indicadores sensíveis de que uma estrela tem perda de massa na direção de visada. Estes perfis mostram uma componente em absorção deslocada para o azul e uma componente em emissão deslocada para o vermelho. Os perfis P-Cygni se originam em um envelope CS em expansão. Uma explicação mais detalhada sobre o mecanismo de formação destes perfis pode ser encontrada em [Lamers & Cassinelli \(1999\)](#) Graças a análise desses perfis foi possível a primeira determinação da taxa de perda de massa para uma estrela ([Lamers & Morton, 1976](#)).

Por outro lado nos espectros FEROS, nós também identificamos perfis P-Cygni inversos. Diferentemente dos perfis P-Cygni, os perfis P-Cygni inversos mostram uma componente em emissão deslocada para o lado azul e uma componente em absorção deslocada para o lado vermelho. Neste caso os perfis P-Cygni inversos são sinais de acreção de matéria e são observados geralmente em estrelas pré-sequência principal (T-Tauri e Herbig Ae/Be).

ii) *Emissão simples*

Estes perfis apresentam somente uma componente (um só pico), sem componentes em absorção. Geralmente são formados nos ventos e envoltórias circunstelares.

iii) *Emissão com pico duplo*

Um dos possíveis cenários que explicariam a formação deste perfil é o de um disco circunstelar em rotação ([Poellitsch, 1981](#)). Entretanto, ele também pode ser formado em discos em expansão ou em ventos onde um parte sensível do material que se afasta está ocultado pela estrela.

¹ <https://github.com/chesarex/Atlas-Bep-stars>

Dentro dos perfis com pico duplo, nós também podemos encontrar os perfis de pico “Shell”. Estes perfis mostram uma absorção central bem intensas e são geralmente observadas nas estrelas Be. A forma do perfil do tipo Shell, nos dá informações sobre a inclinação do disco com relação a linha de visada (Bidelman, 1976; Rivinius et al., 2013), vide Figura 20.

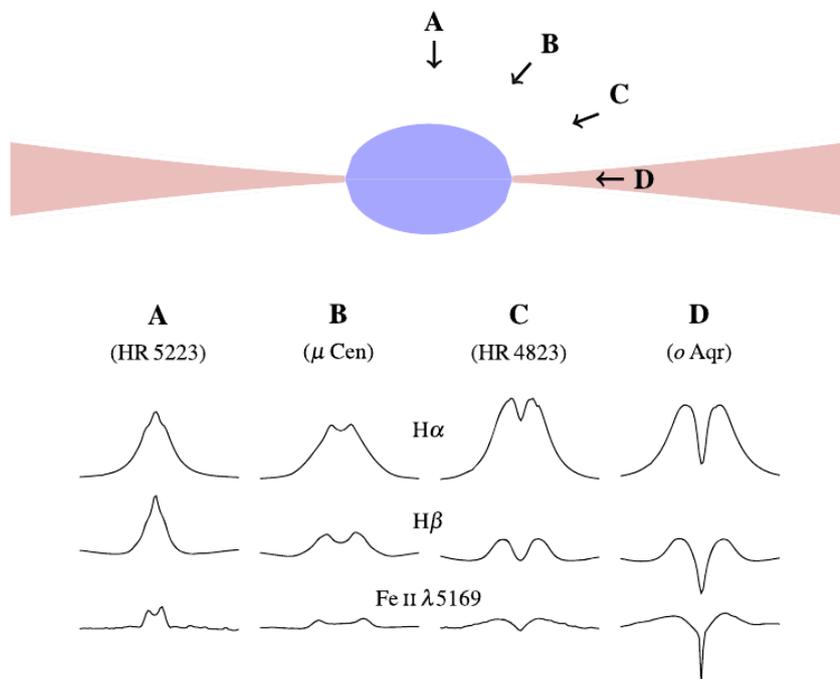


Figura 20 – Modelo esquemático de uma estrela Be com alta rotação. As letras **A**, **B** e **C** correspondem ao tipo de perfil de acordo com a direção da linha de visada (Rivinius et al., 2013).

iv) Absorção

Estas linhas são geralmente de natureza fotosférica, mas podem também ser formadas no vento, dependendo da sua opacidade. Também são encontradas linhas em absorção de origem interestelar.

4.2 Perfis Observados

4.2.1 IRAS 07080+0605

- *Linhas do Hidrogênio.* As linhas de Balmer observadas em IRAS 07080+0605 podem ser divididas em dois grupos; i) as que estão em absorção, H ϵ , H δ , H γ , as asas destas linhas vão desde ~ -1600 até $\sim +1600$ km s $^{-1}$. A linha H ϵ está misturada (blended) com uma linha em emissão de Ca II-K (3985.5 Å), com perfil de pico triplo; ii) as que apresentam uma emissão, H β e H α , que parecem estar sobrepostas sobre uma absorção fotosférica que se estende desde ~ -2000 km s $^{-1}$ até $\sim +2000$ km s $^{-1}$ em H β , e desde ~ -1500 até $\sim +1500$ km s $^{-1}$ em H α . As componentes em emissão de H β e H α apresentam perfis em pico triplo (Figura 21). Comparando os nossos perfis de H β e H α com o espectro analisado por Miroshnichenko et al. (2007) (espectro observado em dezembro 2004),

notamos que nossos perfis são menos intensos com formas completamente diferentes. A EW de $H\alpha$ medida por [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#) é 68 Å, enquanto a nossa é 48 Å.

No caso das linhas de Paschen (Pa), entre 8200 Å até 8400 Å (Pa40 até Pa16) nós não identificamos linhas de Paschen, já entre 8400 Å até 8700 Å identificamos linhas Pa14 e Pa12 em absorção. As linhas Pa16, Pa15 e Pa13 parecem estar misturadas com linhas em absorção de Ca II, vide Figura 22.

- *Linhas do Hélio.* As linhas do He I presentes em IRAS 07080+0605 estão em absorção. Da Figura 23 é interessante notar que as asas no vermelho são mais alargadas que no azul. Cabe mencionar que nos espectros FEROS deste objeto, nós identificamos 5 linhas do He I, onde as asas no vermelho são mais alargadas.

- *Linhas de Ferro.* A maioria das linhas que identificamos são desse elemento. Identificamos linhas proibidas e permitidas. As linhas deste último elemento estão em absorção, exceto as linhas de Fe II do multipletto 42 que mostram perfis P-Cygni inversos (Figura 24). Cabe mencionar que nos espectros FEROS de IRAS 07080+0605 nós identificamos 63 linhas de Fe II de multipletos 4, 20, 23, 25, 26, 27, 28, 32, 34, 35, 37, 38, 39, 41, 42, 43, 44, 45, 48, 49, 55, 58, 74, 126 e 188.

As linhas de [Fe II] são estreitas, não simétricas e mostram perfis de um único pico. Essas características podem ser vistas na Figura 25, onde mostramos as linhas de [Fe II] em 4413.8 Å, 5333.7 Å e 7155.1 Å. Nos espectros FEROS deste objeto identificamos 30 linhas de [Fe II] de multiplos 1, 3, 4, 6, 7, 13, 14, 15, 17, 18, 19, 20, 21, 31, 33, 34, 35, 43 e 44.

- *Linhas de Oxigênio.* Este objeto apresenta linhas proibidas e permitidas de oxigênio neutro (O I). As linhas proibidas de oxigênio neutro que identificamos estão centradas em 5577.3 Å, 6300.3 Å e 6363.8 Å (vide Figura 26) e mostram claramente perfis em pico duplo, com uma separação de $\sim 28 \text{ km s}^{-1}$.

Por outro lado, as linhas permitidas de oxigênio neutro (tripletto no IV) estão em absorção e estão centradas em 7774.2 Å, 7774.4 Å e 8446.8 Å).

- *Linhas de Cálcio.* Na Figura 27 mostramos as linhas do tripletto de Ca II centradas em 8498.0 Å, 8542.1 Å e 8662.1 Å, presentes no espectro de IRAS 07080+0605. Da figura podemos observar que estas linhas estão em absorção e parecem estar blendadas com linhas de Paschen (Pa16, Pa15, Pa13). Também nessa figura podemos observar que a linha de Ca II em 8542.1 Å está dentro de uma “gap” ou falha do espectro FEROS. Por outro lado, também identificamos linhas proibidas de Ca II em 7291.5 Å e 7323.9 Å (Figura 28) que são em pico simples.

- *Outras linhas.* Além das linhas já mencionadas, linhas em absorção de Na I e linhas em emissão de S II, Ti II, Cr II, [N II] e [S II] foram identificadas.

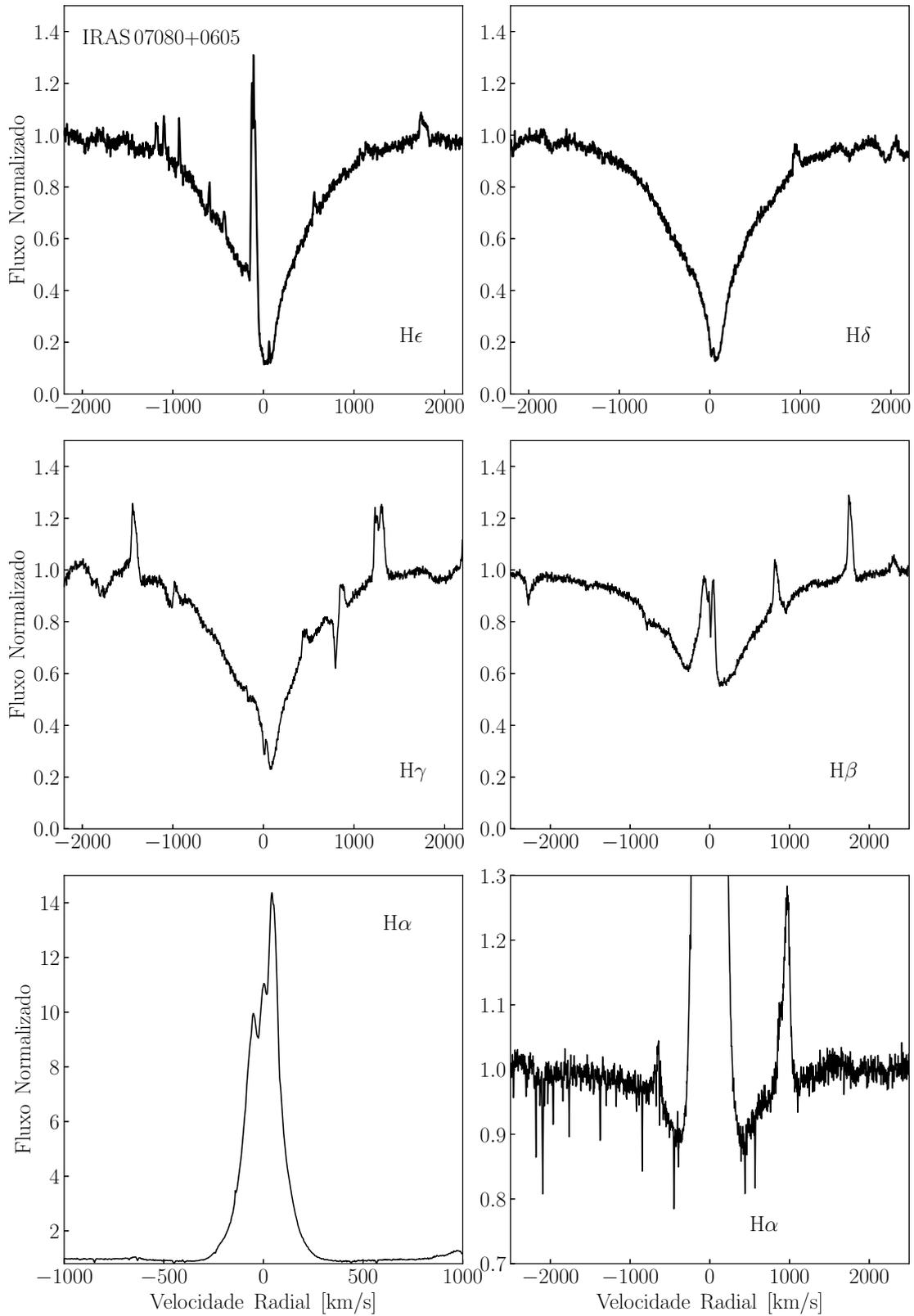


Figura 21 – Perfis de linha da série de Balmer de IRAS07080+0605 caracterizadas por uma ampla absorção fotosférica. No último painel, temos um zoom das asas de H α .

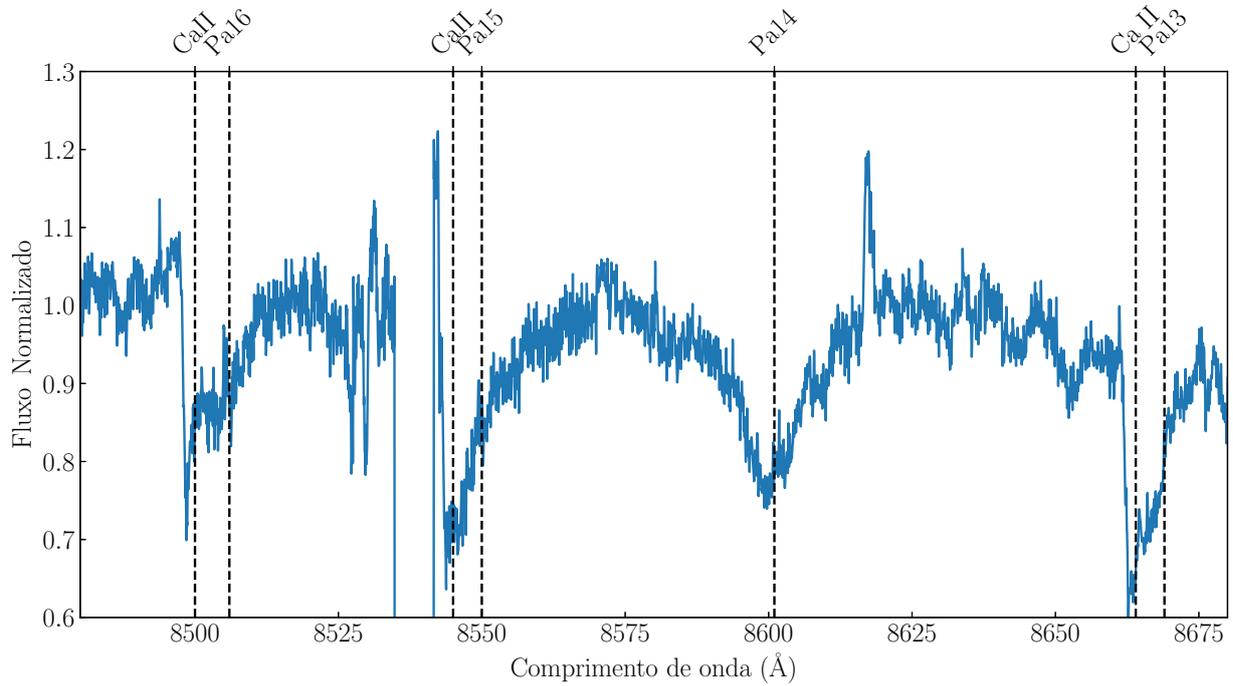


Figura 22 – Linhas em absorção da série de Paschen identificadas em IRAS 07080+0605.

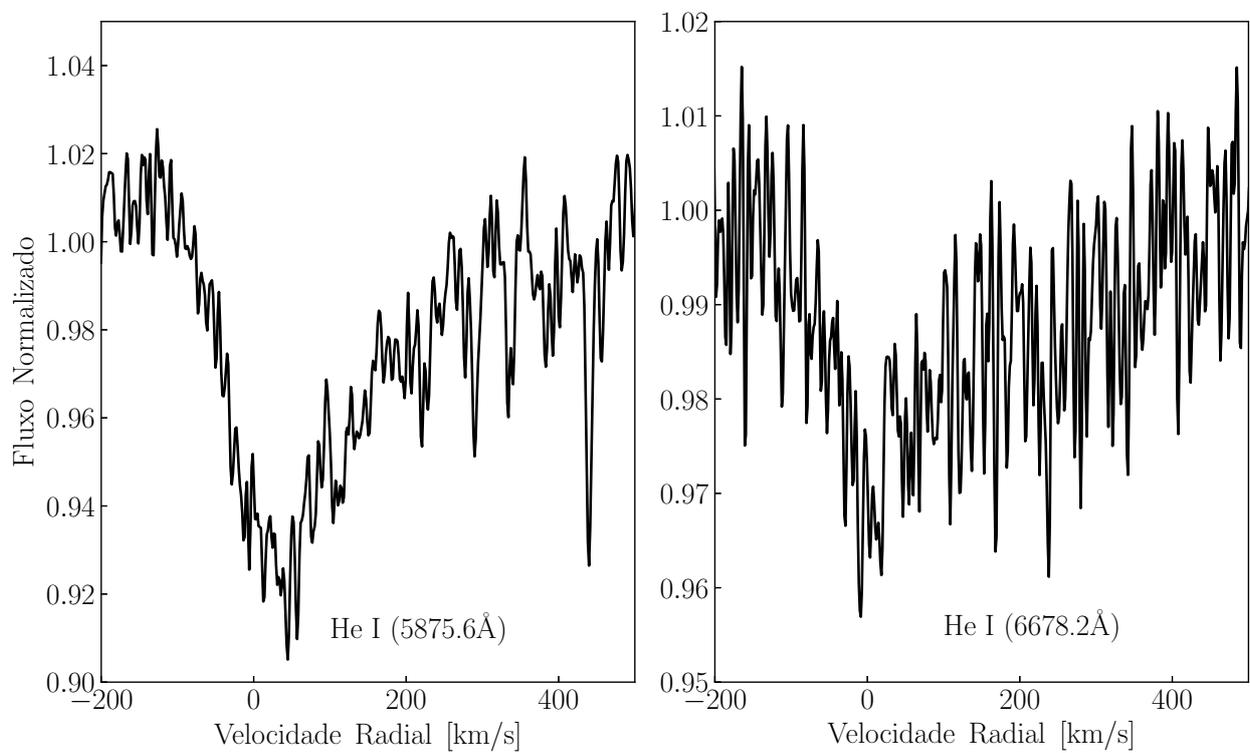


Figura 23 – Perfis das linhas do He I em 5875.6 Å e 6678.2 Å identificadas em IRAS 07080+0605.

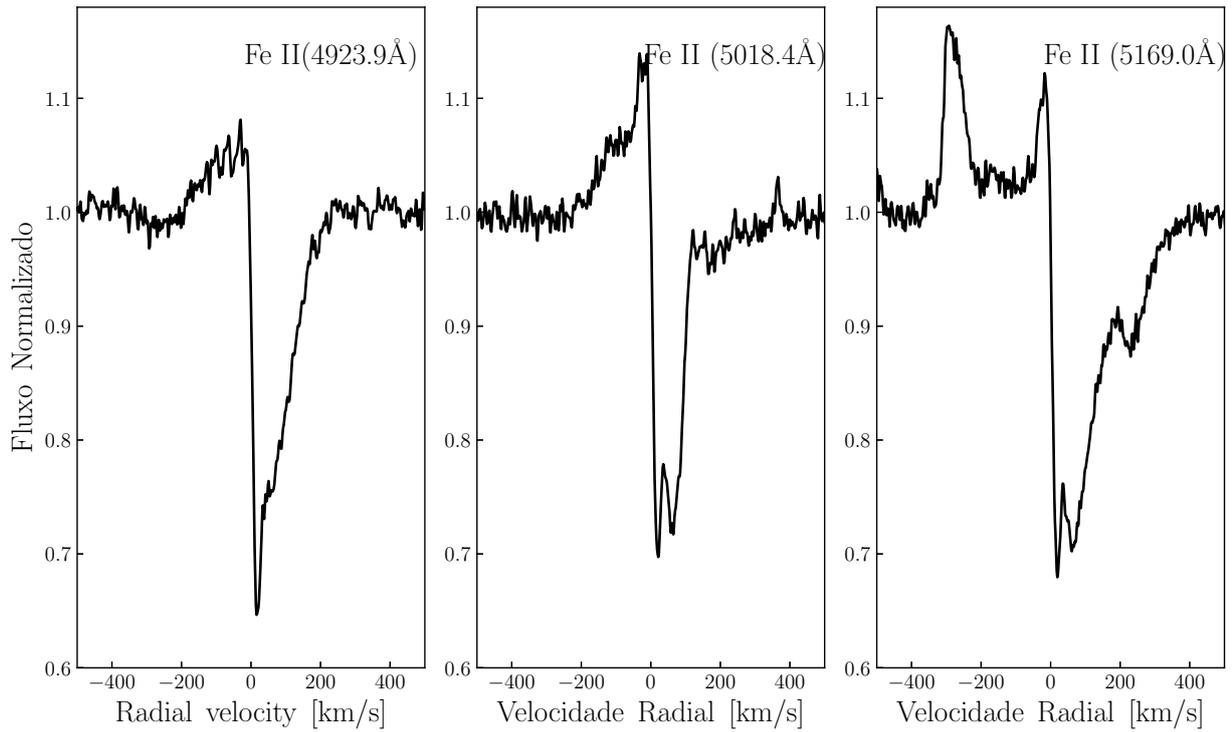


Figura 24 – Perfis P-Cygni inversos nas linhas do multipletto 42 do Fe II identificadas em IRAS 07080+0605.

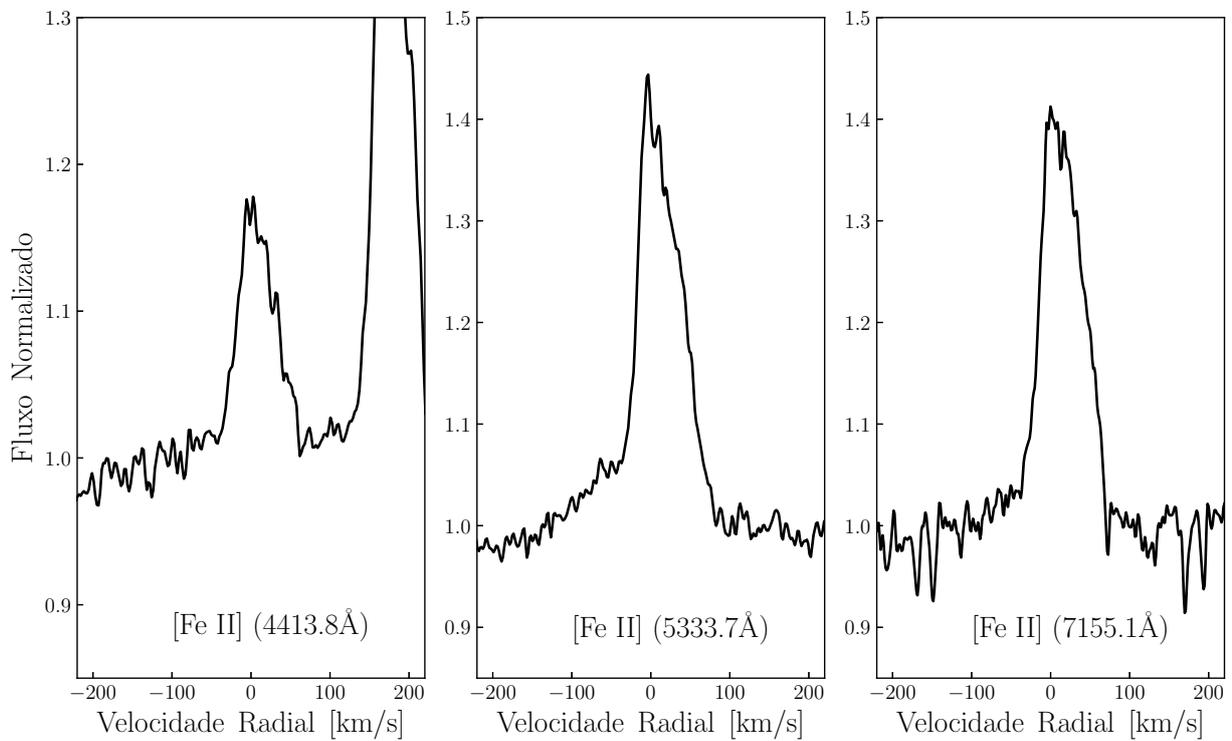


Figura 25 – Perfis das linhas do [Fe II] em 4413.8 Å, 5333.7 Å e 7155.1 Å presentes em IRAS 07080+0605.

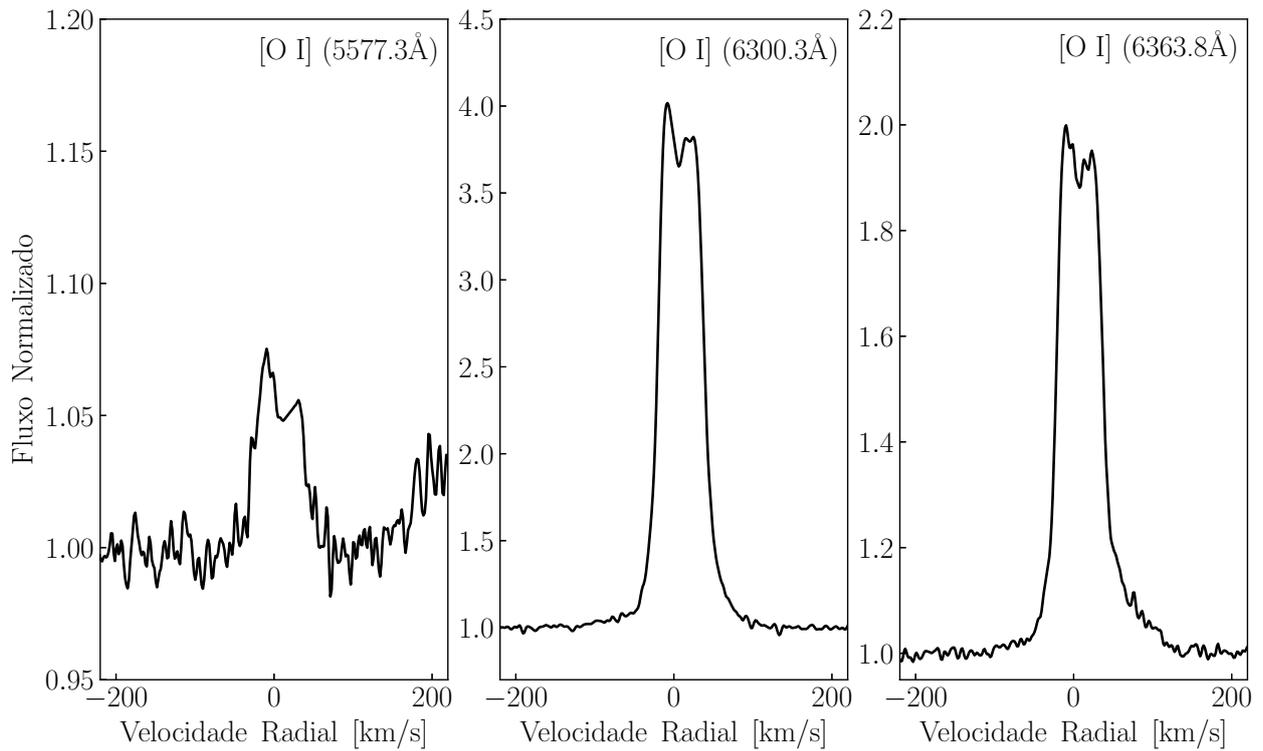


Figura 26 – Perfis das linhas do [O I] em 5577.3 Å, 6300.3 Å e 6363.8 Å identificadas em IRAS 07080+0605.

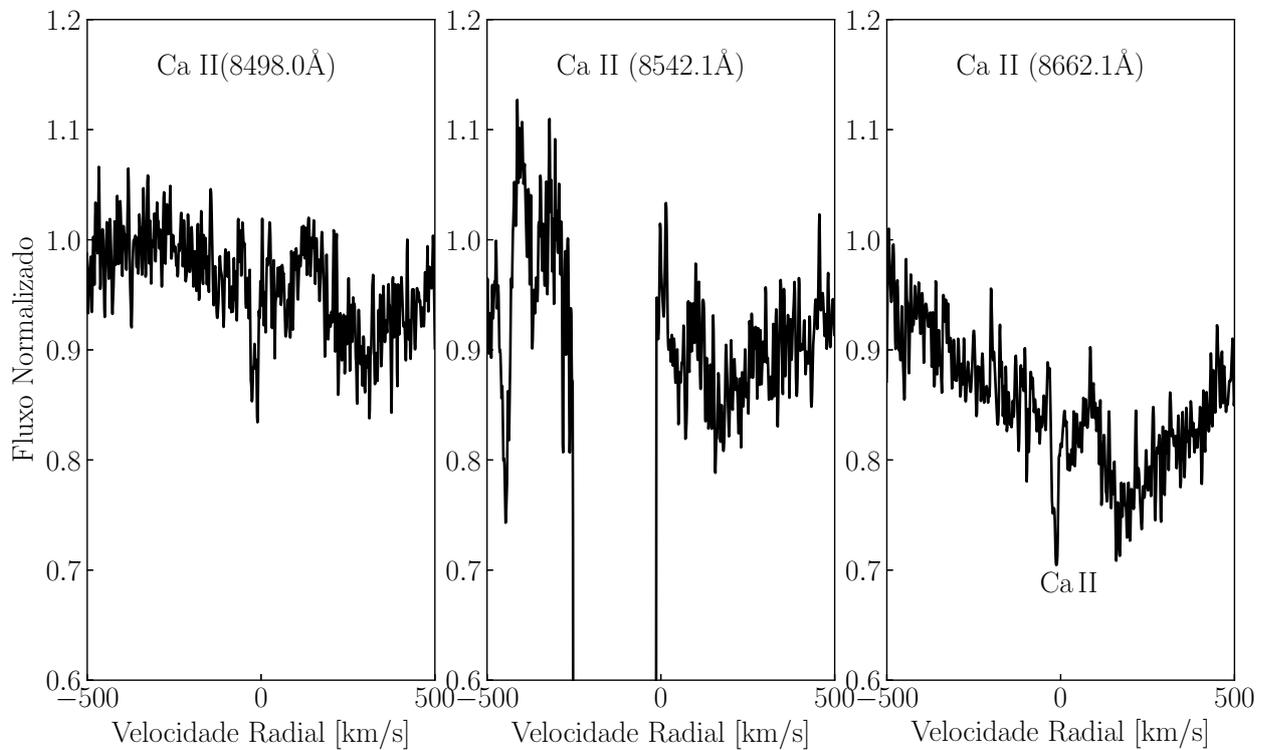


Figura 27 – Perfis das linhas do Ca II em 8498.0 Å, 8542.1 Å e 8662.1 Å identificadas em IRAS 07080+0605. A linha de Ca II em 8542.1 Å encontra-se em meio de um falha do espectrógrafo FEROS.

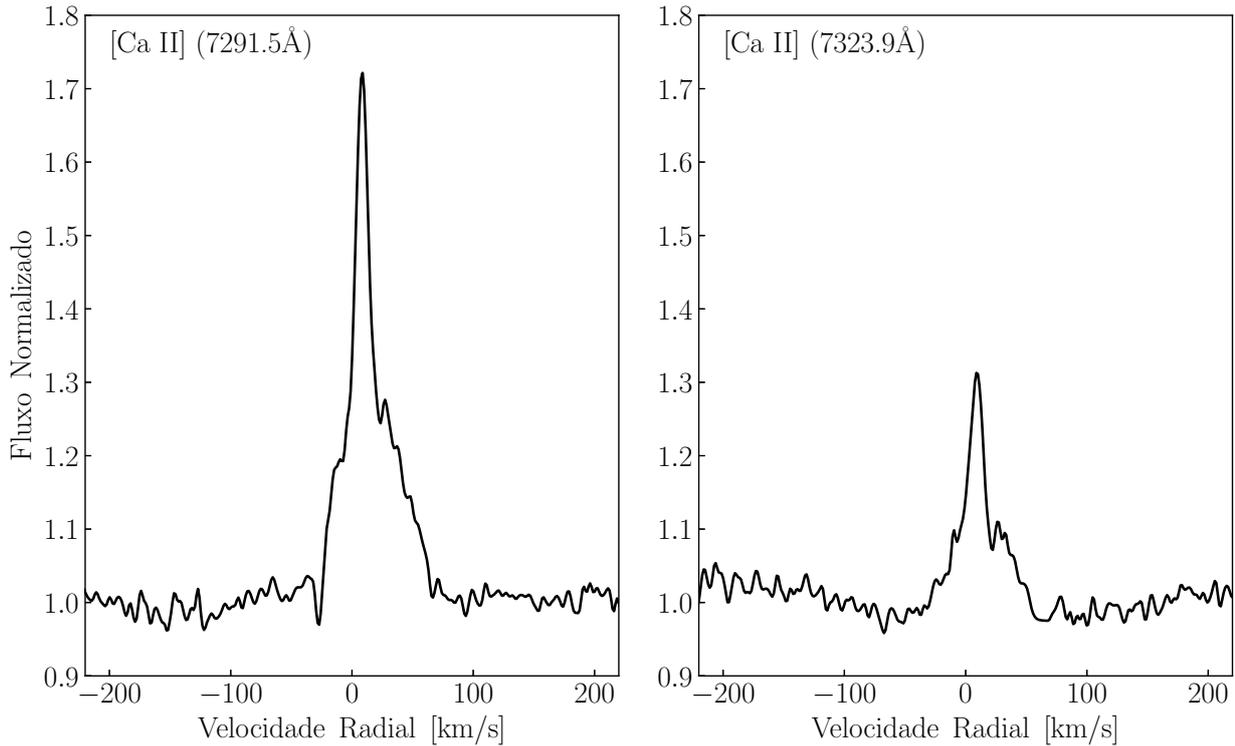


Figura 28 – Perfis das linhas do [Ca II] em 7291.5 Å e 7323.9 Å identificadas em IRAS 07080+0605.

4.2.2 IRAS 07377-2523

- *Linhas do Hidrogênio.* As linhas da série de Balmer identificadas em IRAS 07377-2523 podem ser divididas em três grupos; i) as que estão em absorção, H ϵ e H δ , onde a asa de H ϵ (blendada com a linha de Ca II em 3933.7 Å) se estende desde -1200 km s $^{-1}$ até +1500 km s $^{-1}$, e a asa de H δ se estende desde -1000 km s $^{-1}$ até +1300 km s $^{-1}$; ii) as que estão em absorção com uma componente em emissão sobrepostas, H γ , H β , que se estende desde -1000 km s $^{-1}$ até \sim -1500 km s $^{-1}$ (H γ), e de -1300 km s $^{-1}$ até \sim -1700 km s $^{-1}$ (H α). As componentes emissão de H γ e H β apresentam perfis em pico duplo, com uma separação de 148 em H γ e 143 km s $^{-1}$ em H β ; iii) H α , que apresenta perfil em pico duplo, com separação 83 km s $^{-1}$, a asa desta linha se estende desde -1600 km s $^{-1}$ a até +2700 km s $^{-1}$, vide Figuras 29. Todas estas linhas de Balmer se mostram deslocadas para o vermelho com velocidades radiais de +31 km s $^{-1}$ (H ϵ), +47 km s $^{-1}$ (H δ), +18 km s $^{-1}$ (H γ), +56 km s $^{-1}$ (H β), e +7 km s $^{-1}$ (H α).

Comparando os nossos perfis de H β e H α com os mostradas por Miroshnichenko et al. (2007) (espectro observado em Dezembro 2004), notamos que estas são mais intensas que as nossas. Também notamos uma variação na *EW* de H α , pois nós medimos uma *EW* de 90 Å, enquanto Miroshnichenko et al. (2007) reportaram uma *EW* = 65 Å.

As linhas de Paschen estão em emissão e apresentam perfis em pico duplo. Na Figura 30 mostramos 6 linhas da série de Paschen.

- *Linhas de Hélio.* Identificamos 9 linhas de He I em absorção de multipletos 11, 12, 14, 16, 18, 51, 53 e 55. Na Figura 31 mostramos as linhas de He I em 5875.6 Å e 6678.2 Å. Estas linhas em absorção são provavelmente de origem fotosférica, dado que nós não observamos uma componente

em emissão.

- *Linhas de Ferro.* Os perfis das linhas de Fe II identificadas em IRAS 07377-2523 são caracterizadas por apresentar perfis de pico shell, similar aos observados nas estrelas Be. Em princípio, este perfil indicaria uma orientação edge-on do disco CS. Na Figura 32 podemos ver as linhas de Fe II do multipletto 42. No espectro FEROS deste objeto nós identificamos 43 linhas de Fe II, a maioria delas com perfis de pico shell.

Nós também identificamos linhas do [Fe II], que são estreitas, pouco intensas e mostram perfis em pico simples. Na Figura 33 mostramos as linhas de [Fe II] em 4413.8 Å, 5333.7 Å e 7155.1 Å. Cabe mencionar que nos espectros FEROS de IRAS 07377-2523, identificamos cerca de 10 linhas de [Fe II], todas elas pouco intensas.

- *Linhas de Oxigênio.* Observamos as linhas do tripleto do [O I] em 5577.3, 6300.3, e 6363.8 Å, vide Figura 34. Na região do infravermelho (IV) também identificamos as linhas em absorção do tripleto do O I (777.0, 7774.2, e 7775.4 Å), estas linhas apresentam uma pequena emissão.

- *Linhas de Cálcio.* O tripleto no IV do Ca II está em emissão com perfis em pico duplo. Estes picos têm um separação de 87 km s⁻¹ em 8498.0 Å, 71 km s⁻¹ em 8542.1 Å, e 80 km s⁻¹ em 8662.1 Å, vide Figura 35. Vale destacar que estas linhas de Ca II parecem estar misturadas com linhas de Paschen (Pa16, Pa15, Pa13).

No espectro FEROS de IRAS 07377-2523 nós também identificamos linhas pouco intensas de [Ca II] em 7291.5 Å e 7323.9 Å, que também parecem mostrar perfis em pico duplo, mas que devido ao baixo S/N dos nossos espectros não pode ser confirmado, vide Figura 36.

- *Outras linhas.* Nos espectros FEROS de IRAS07377-2523 também identificamos outras linhas em emissão e absorção. Os elementos que estão em absorção são Na I, N II, e os que estão em emissão são Cr II, Ti II, [N II], [S II] e [Cr II].

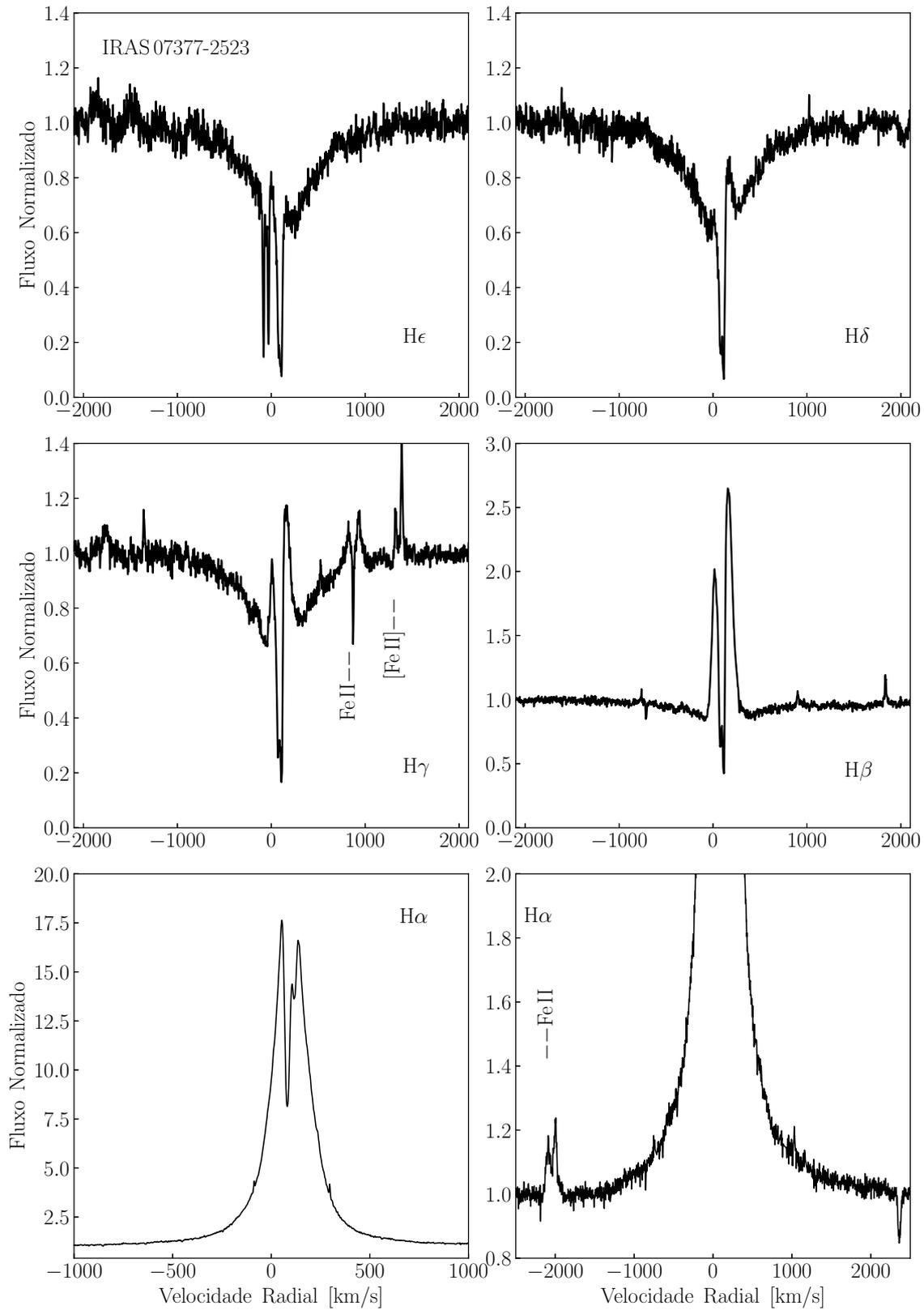


Figura 29 – Perfis de linha da série de Balmer de IRAS 07377-2523. No último painel, temos um zoom das asas de H α .

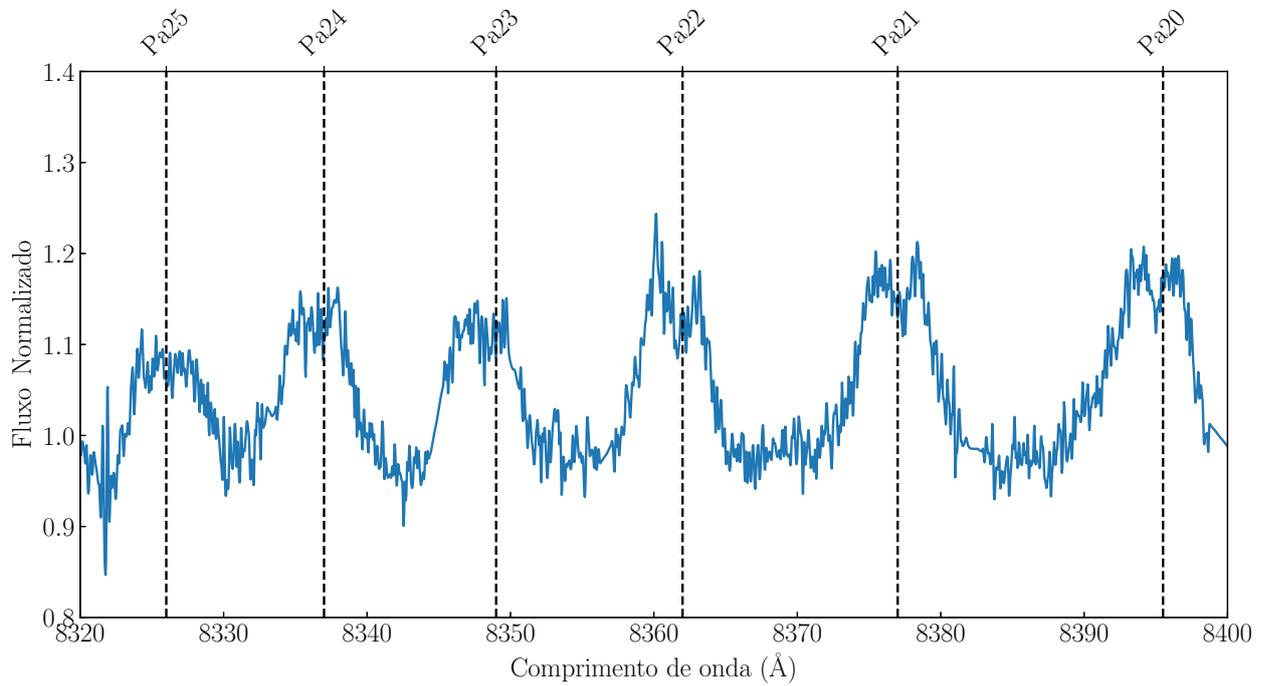


Figura 30 – Perfis em pico duplo nas linhas de Paschen de IRAS 07377-2523.

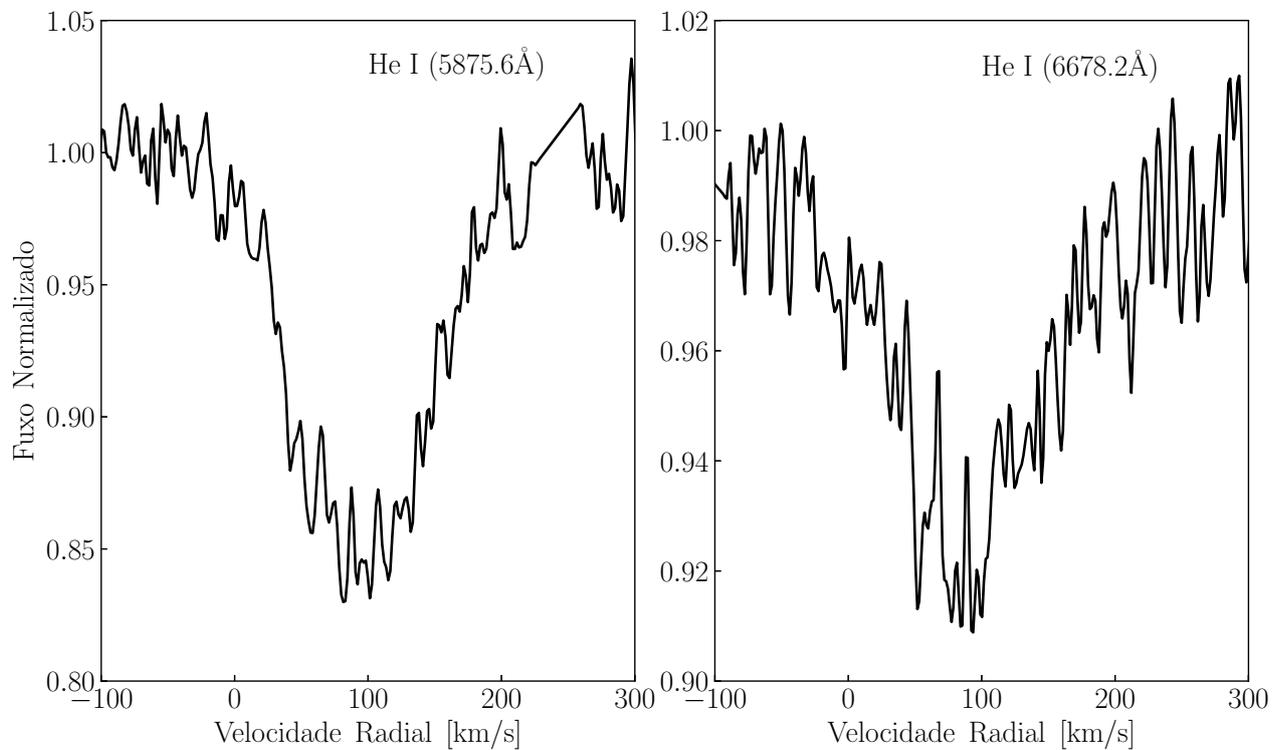


Figura 31 – Perfis das linhas em absorção do He I em 5875.6 \AA e 6678.2 \AA identificadas em IRAS 07377-2523.

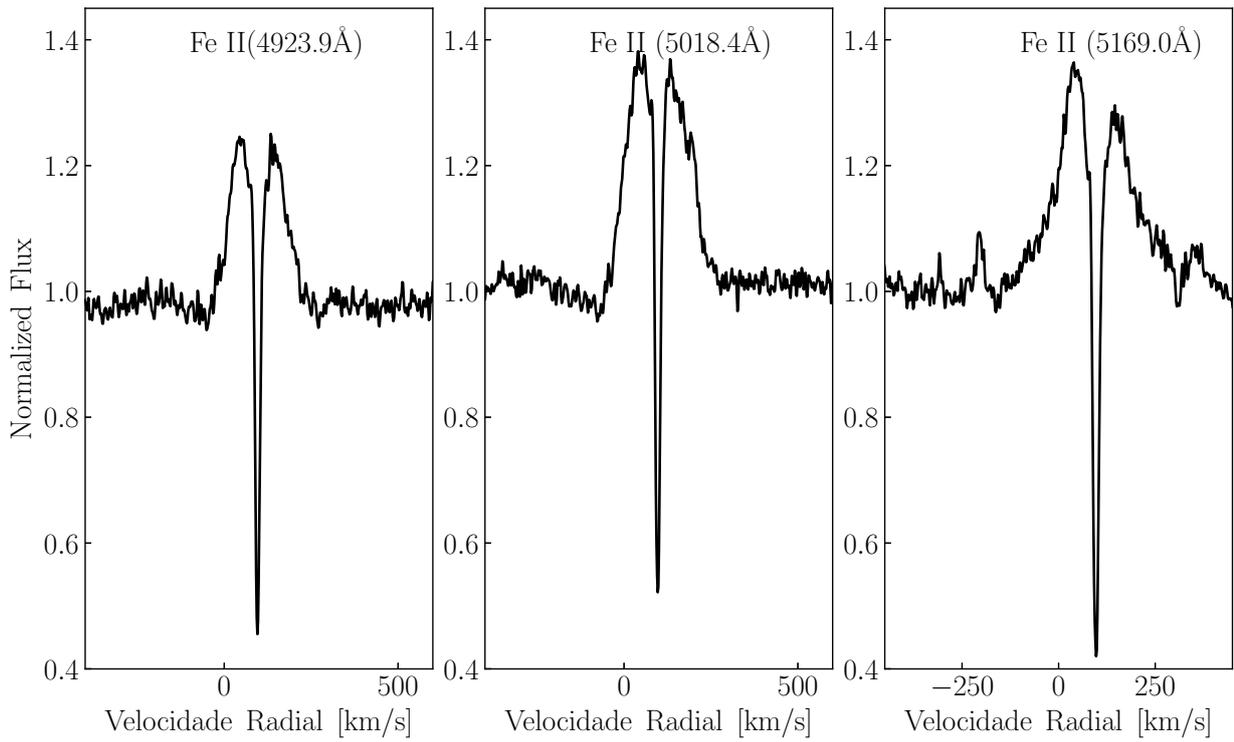


Figura 32 – Perfis tipo shell nas linhas de Fe II do multiplete 42 identificadas em IRAS 07377-2523.

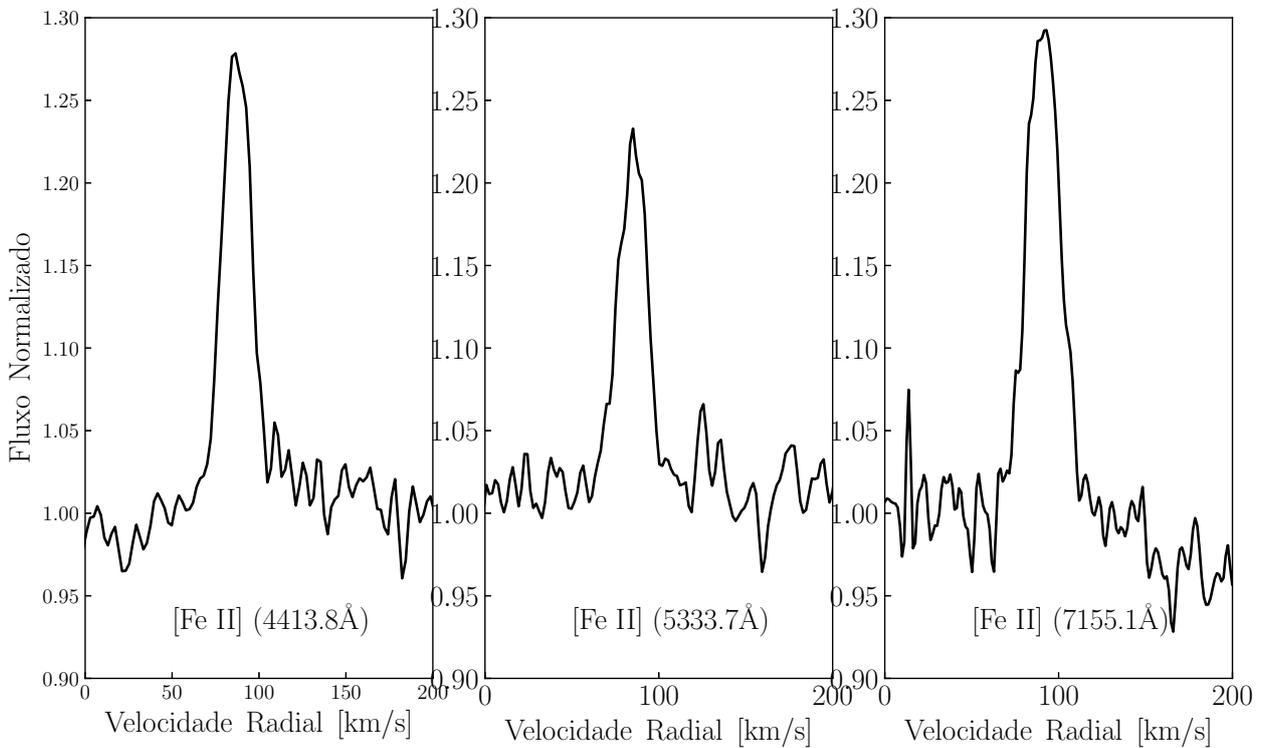


Figura 33 – Perfis em pico simples das linhas de [Fe II] identificadas em IRAS 07377-2523.

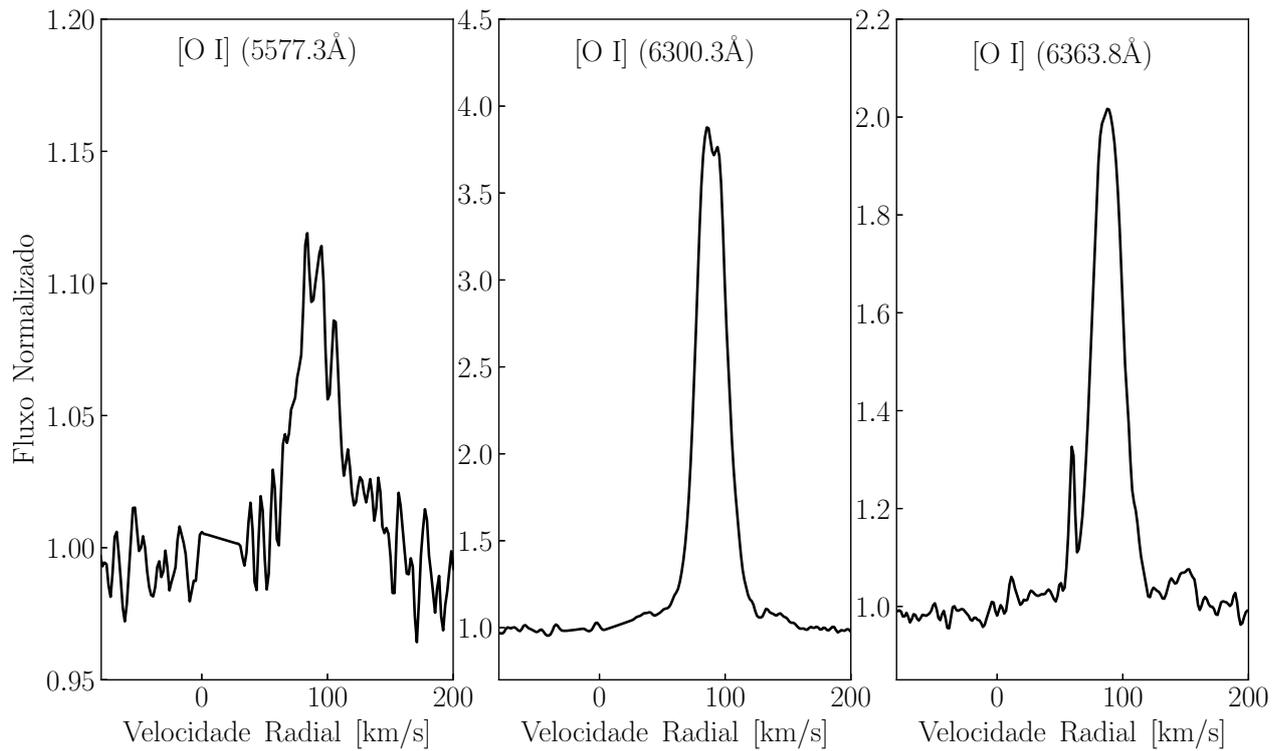


Figura 34 – Perfis em pico simples das linhas de [O I] em 5577.3 Å, 6300.3 Å e 6363.8 Å identificadas em IRAS 07377-2523.

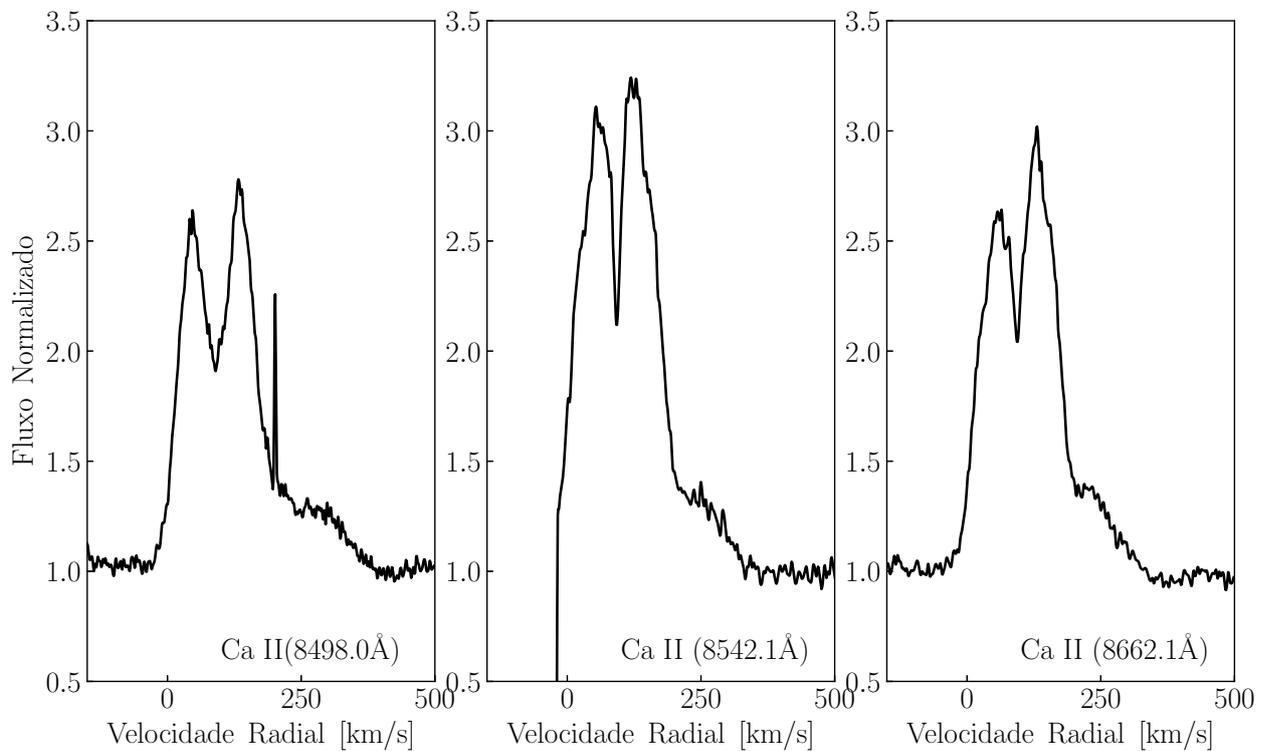


Figura 35 – Perfis em pico duplo nas linhas de Ca II identificadas em IRAS 07377-2523. A linha de Ca II em 8542.1 Å encontra-se em meio de um falha do espectrógrafo FEROS.

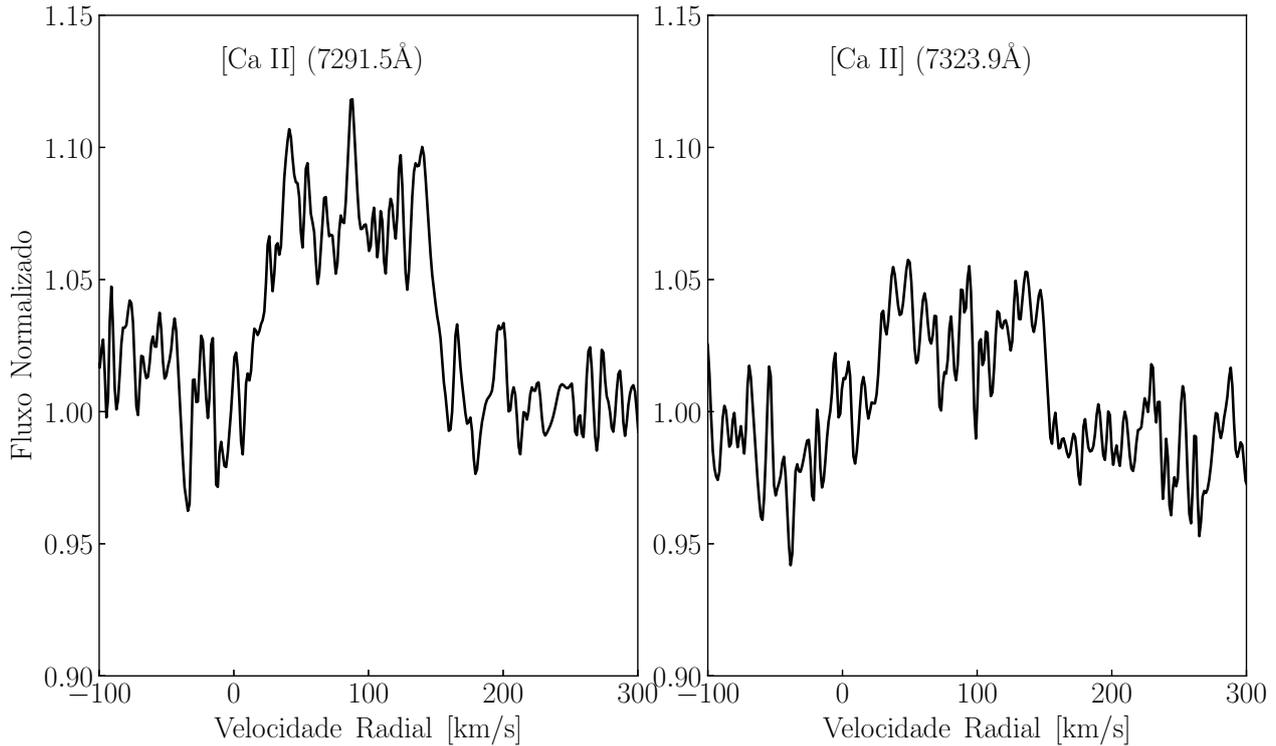


Figura 36 – Perfis em pico duplo nas linhas de [Ca II] identificadas em 07377-2523.

4.2.3 IRAS 07455-3143

IRAS07455-3143 foi observado em 20-12-2008, 05-12-2015, 13-03-2016 e 12-04-2016.

-*Linhas do Hidrogênio.* Os perfis da série de Balmer observados nas diferentes datas têm grande variabilidade, onde 5 deles, $H\epsilon$, $H\delta$, $H\gamma$, $H\beta$ e $H\alpha$ podem ser observados na Figura 37. Os perfis de $H\epsilon$ e $H\delta$ estão em absorção e têm velocidades radiais de $+150 \text{ km s}^{-1}$ (2008), $+130 \text{ km s}^{-1}$ (2015), $+99 \text{ km s}^{-1}$ (2016/03), $+58 \text{ km s}^{-1}$ (2016/04) em $H\epsilon$ e $+151 \text{ km s}^{-1}$ (2008), $+132 \text{ km s}^{-1}$ (2015), $+93 \text{ km s}^{-1}$ (2016), $+46 \text{ km s}^{-1}$ (2016) km s^{-1} em $H\delta$. Enquanto os perfis observados de $H\gamma$ em 20-12-2008 e 05/12-2015 mostram perfis P-Cygni inversos, enquanto as observadas em 13-03-2016 e 12-04-2016 parecem estar somente componentes em absorção. Por outro lado, $H\beta$ e $H\alpha$, estão em emissão, com perfis desde pico duplo até picos múltiplos. As asas destas linhas não mostram uma forte variação e se estendem desde $\sim -100 \text{ km s}^{-1}$ até $+350 \text{ km s}^{-1}$ em $H\beta$, e desde -1000 km s^{-1} até $\sim +1000 \text{ km s}^{-1}$ em $H\alpha$.

Comparando com a literatura, observamos que $H\beta$ e $H\alpha$ tiveram um picos duplos em 2004 [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#), onde $H\alpha$ foi menos intenso do que o observado em nossos espectros.

Similar as linhas de Balmer, as linhas de Paschen (Pa) mostram um alta variabilidade. Entre 8220 \AA até 8400 \AA (Pa40 até Pa16) nós não identificamos linhas de Paschen, por outro lado, entre 8400 \AA e 8700 \AA identificamos linhas de Pa16, Pa15, Pa14 e Pa13 em emissão. As linhas Pa16, Pa15 e Pa13 estão claramente blendadas com linhas em emissão de Ca II, vide Figura 38.

- *Linhas de Hélio.* Nos espectros FEROS de IRAS 07455-3143 identificamos linhas de He I. Duas delas centradas em 5875.6 \AA e 6678.2 \AA são mostradas na Figura 39. Em todas as observações estas linhas de He I apresentam perfis em pico duplo/shell com uma absorção central intensa. As

componentes em emissão parecem ser de origem CS, enquanto a componente em absorção parece ser de origem fotosférica. Estas componentes em absorção mostram fortes variações nas suas velocidades radiais (Figura 39). Cabe mencionar que forma das componentes em emissão são completamente diferentes umas de outras.

- *Linhas de Ferro.* Em IRAS 07455-3143 identificamos linhas proibidas e permitidas de Fe II, sendo as mais numerosas as linhas permitidas. Similar às linhas do He I, as linhas de Fe II presentes neste objeto mostram uma alta variabilidade. Na Figura 40 mostramos as linhas do Fe II do multiplete 42, com perfis do pico shell, onde a forma dos picos duplos varia em cada uma das nossas observações. Vale mencionar que identificamos 212 linhas permitidas de Fe II, a maioria deles com perfis do tipo shell. Na literatura estes perfis também foram descritas por [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#).

Por outro lado, identificamos 74 linhas [Fe II], todas com perfis em pico duplo, com separação de $\sim 55 \text{ km s}^{-1}$. Diferente das linhas de Fe II, as linhas [Fe II] não mostram uma forte variação. Na Figura 41 mostramos estas características citadas, onde mostramos as linhas de [Fe II] em 4413.8 Å 5333.7 Å e 7155.1 Å.

- *Linhas de Oxigênio.* Nós não identificamos linhas [O I]. Na literatura [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#) mencionaram que a linha de [O I] em 6300.3 Å observada por eles poderia ser de natureza telúrica devido a que esta linha é muito estreita e intensa. Nós observamos esta mesma linha (estreita) relatada por [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#), somente nos nossos espectros observados em 2016. A velocidade radial destas linhas estreitas são de $\sim 15 \text{ km s}^{-1}$, enquanto as velocidades radiais de outras linhas em emissão (e.g., [Fe II] e [S II]) estão em torno de $\sim 100 \text{ km s}^{-1}$. Sendo assim, podemos concluir que a linha de [O I] em 6300. Å relatada por [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#) é evidentemente de natureza telúrica. Por outro lado, identificamos linhas permitidas de O I em absorção centradas em 7774.2 Å, 7774.4 Å e 8446.8 Å.

- *Linhas de Cálcio.* Nos espectros de IRAS 07455-3143 identificamos linhas de Ca I, Ca II e [Ca II]. A linha Ca I em 6717.7 Å também relatada por [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#), está presente em todos os nossos espectros e apresenta uma variabilidade nas suas velocidades radiais (Figura 42).

As linhas de Ca II identificadas são dos multipletos 1 e 2. As do multiplete 1 encontram-se em absorção. Já as linha do multiplete 2 encontram-se em emissão e estão centradas em 8498.0 Å, 8542.1 Å e 8662.1 Å. Os perfis destas linhas em emissão são bastante complexos, mas a maioria deles mostram perfis em pico múltiplo, vide Figura 43. Enquanto as intensidades, as linhas observadas em 2016 são mais intensas que as observadas em 2008 e 2015. Por outro lado, as linhas de [Ca II] (7291.5 Å e 7323.9 Å) mostram perfis em pico duplo, com uma separação de $\sim 55 \text{ km s}^{-1}$, vide Figura 44.

- *Linhas de Magnésio.* Nos espectros FEROS de IRAS 07455-3143 observados em 2008 e 2016, identificamos uma única linha de Mg II em absorção centrada em 4481.3 Å. Similar às linhas de Ca I, a linha de Mg II apresenta uma variabilidade na sua velocidade radial, vide Figura 45.

- *Linhas de Silício.* Similar à linha de Mg II, as linhas em absorção de Si II também mostram uma alta variabilidade nas suas velocidades radiais. Na Figura 46 mostramos as linhas em absorção de Si II em 6347 Å e 6341 Å, onde a linhas em 6347.1 Å parece mostrar perfis P-Cygni inverso em

2008 e 2015, enquanto nos espectros tomados em 2016 parecem mostrar perfis P-Cygni. Já a linha de Si II em 6341 Å está claramente blendada com uma linha de Fe II (6318.0 Å).

- *Linhas de Lítio.* A identificação da linha Li I em 6707.7 Å é duvidosa, possivelmente estando presente no espectro tomado em 13-03-2016. Entretanto, se esta identificação estiver correta, a linha de Li I possui uma velocidade radial diferente da linha de Ca I, sendo difícil explicar uma origem comum, conforme proposto por [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#).

- *Outras linhas.* Também identificamos outras linhas: Ti II, Cr II, N II, e [N II], todas apresentando alta variabilidade.

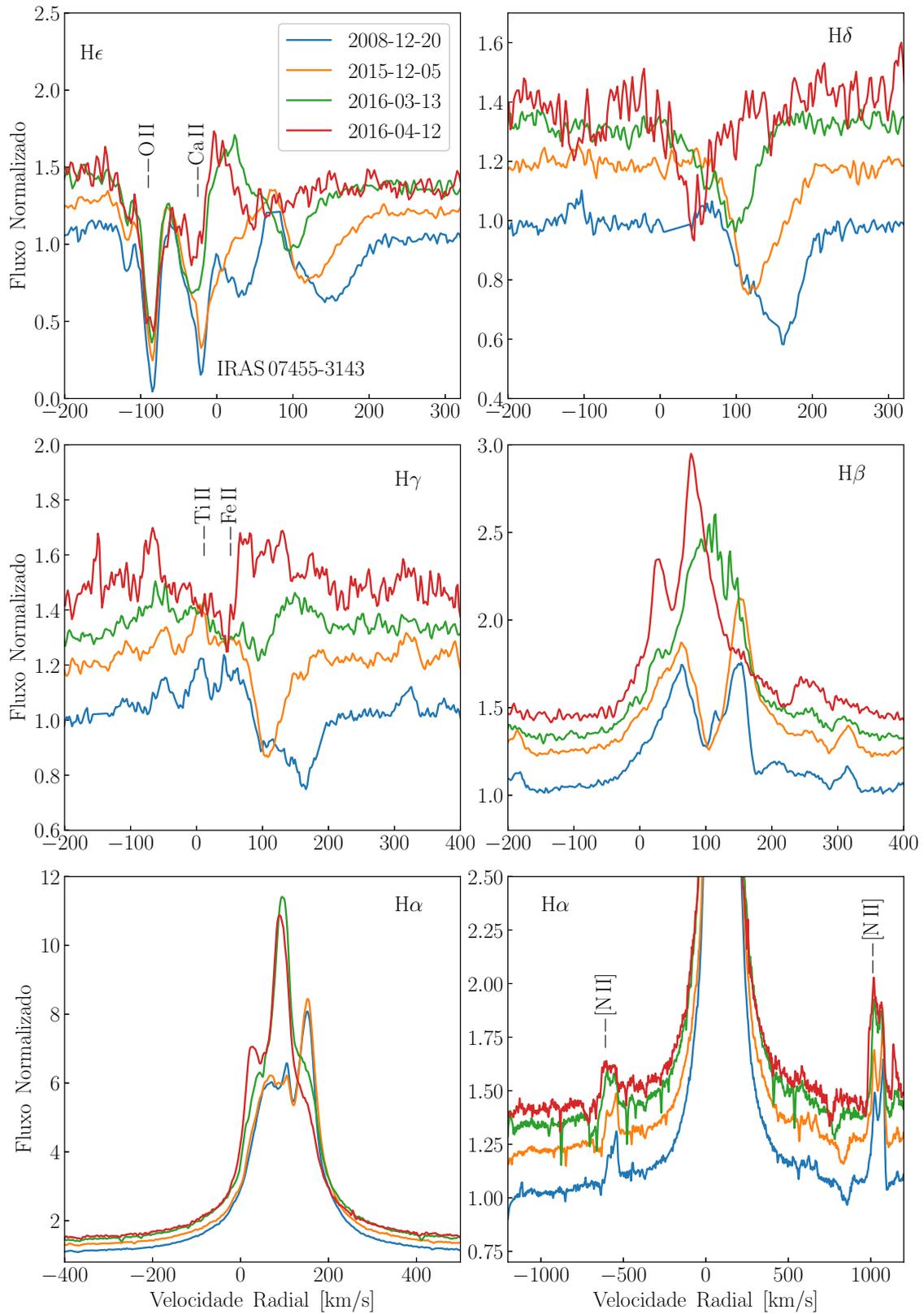


Figura 37 – Variação dos perfis de linha da série de Balmer de IRAS 07455-3143. No último painel, temos um zoom das asas de H α .

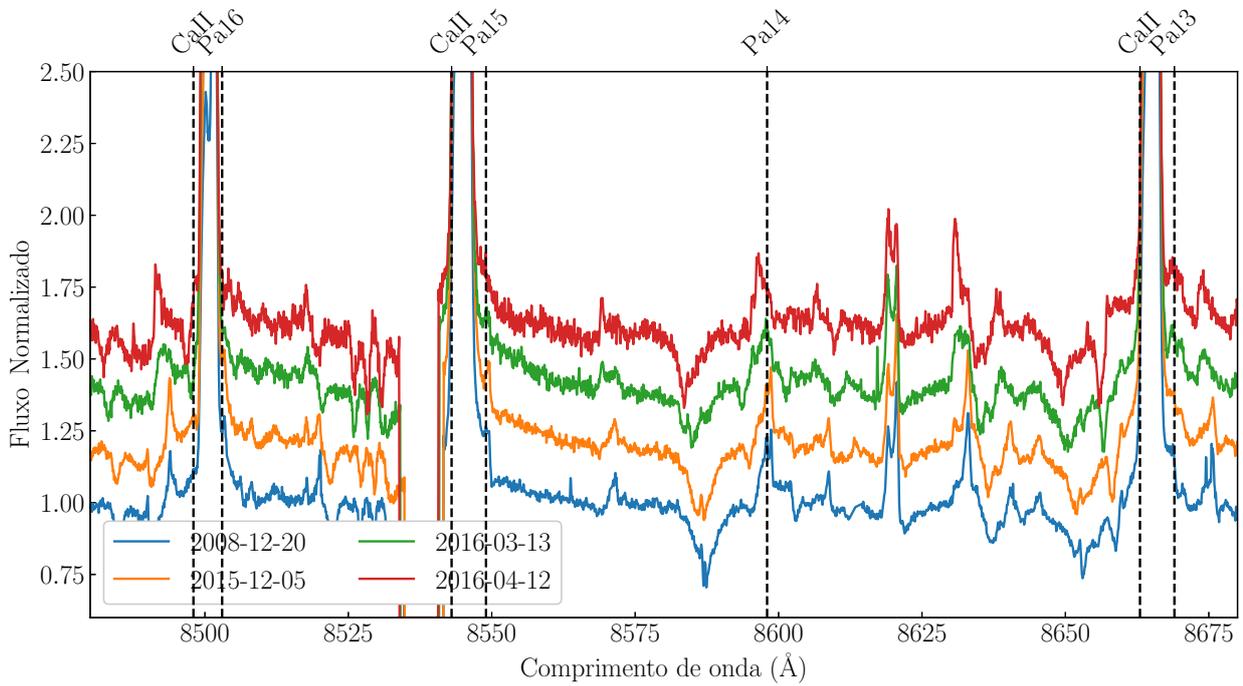


Figura 38 – Variação dos perfis de linha da série de Paschen de IRAS 07455-3143.

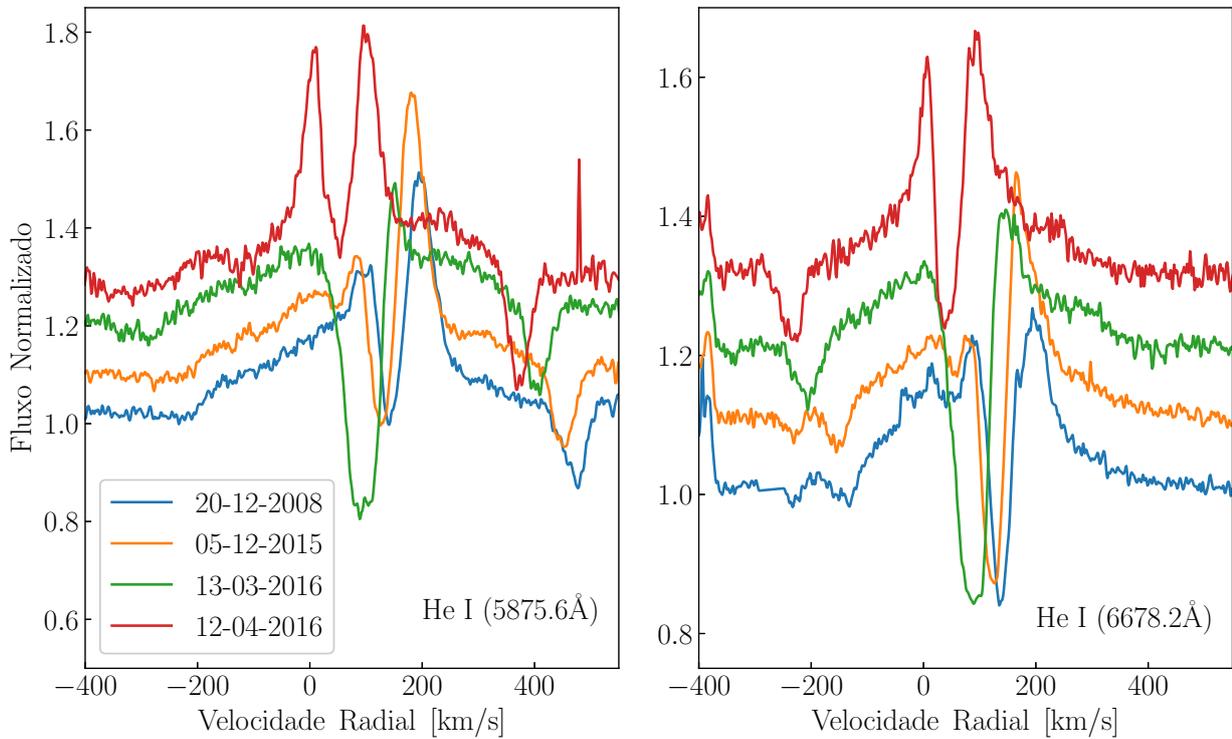


Figura 39 – Variação dos perfis de tipo shell nas linhas do He I vistas em IRAS 07455-3143.

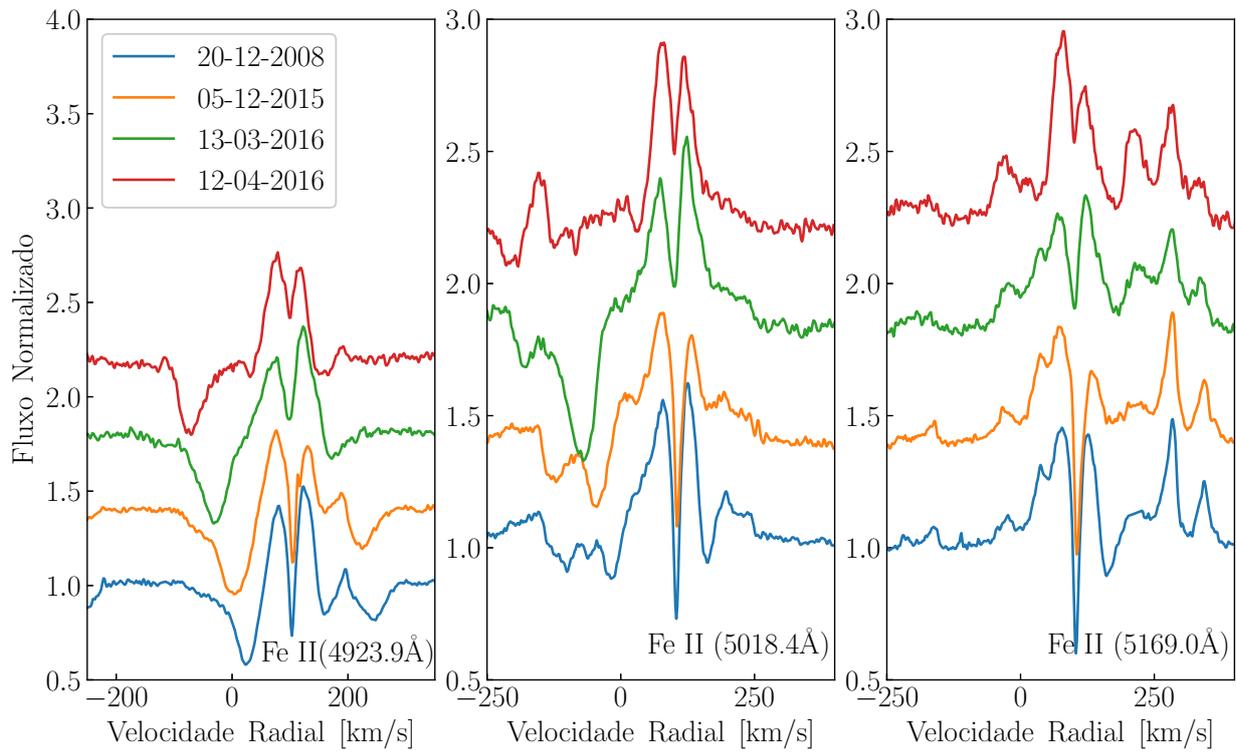


Figura 40 – Variação dos perfis de tipo shell nas linhas de Fe II vistas em IRAS 07455-3143.

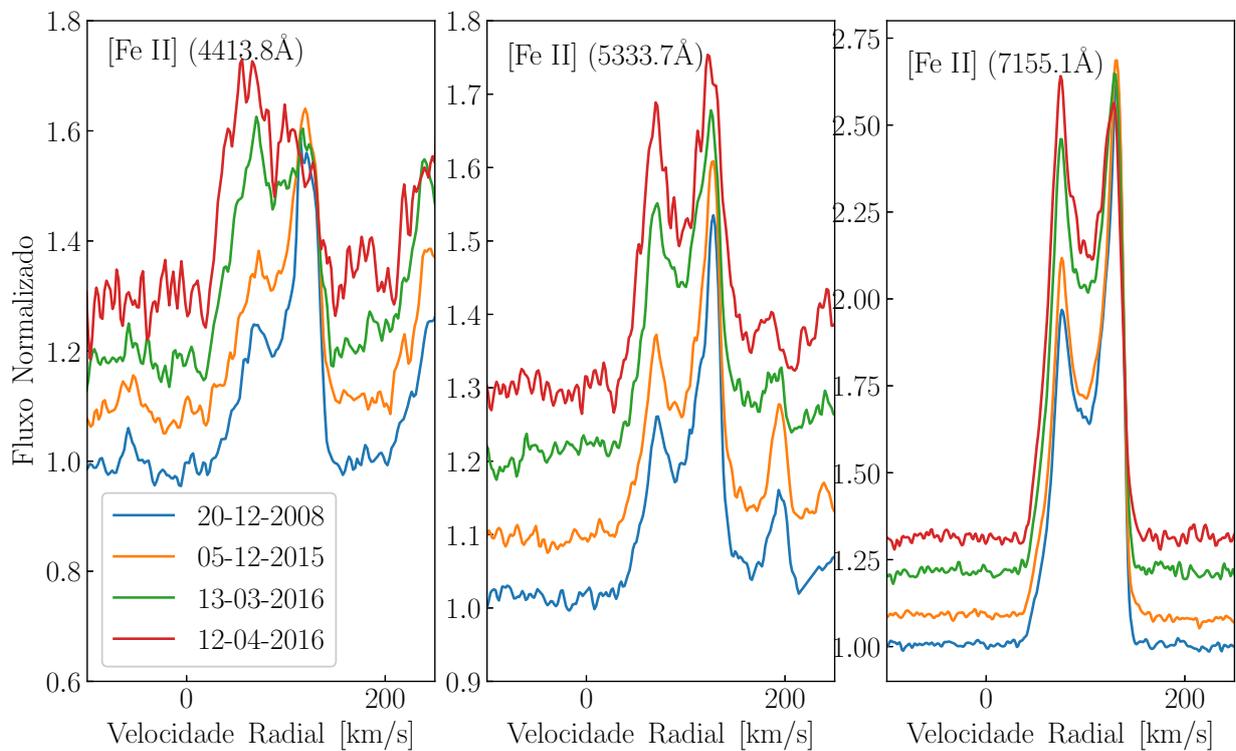


Figura 41 – Variação dos perfis em pico duplo nas linhas de [Fe II] vistas em IRAS 07455-3143.

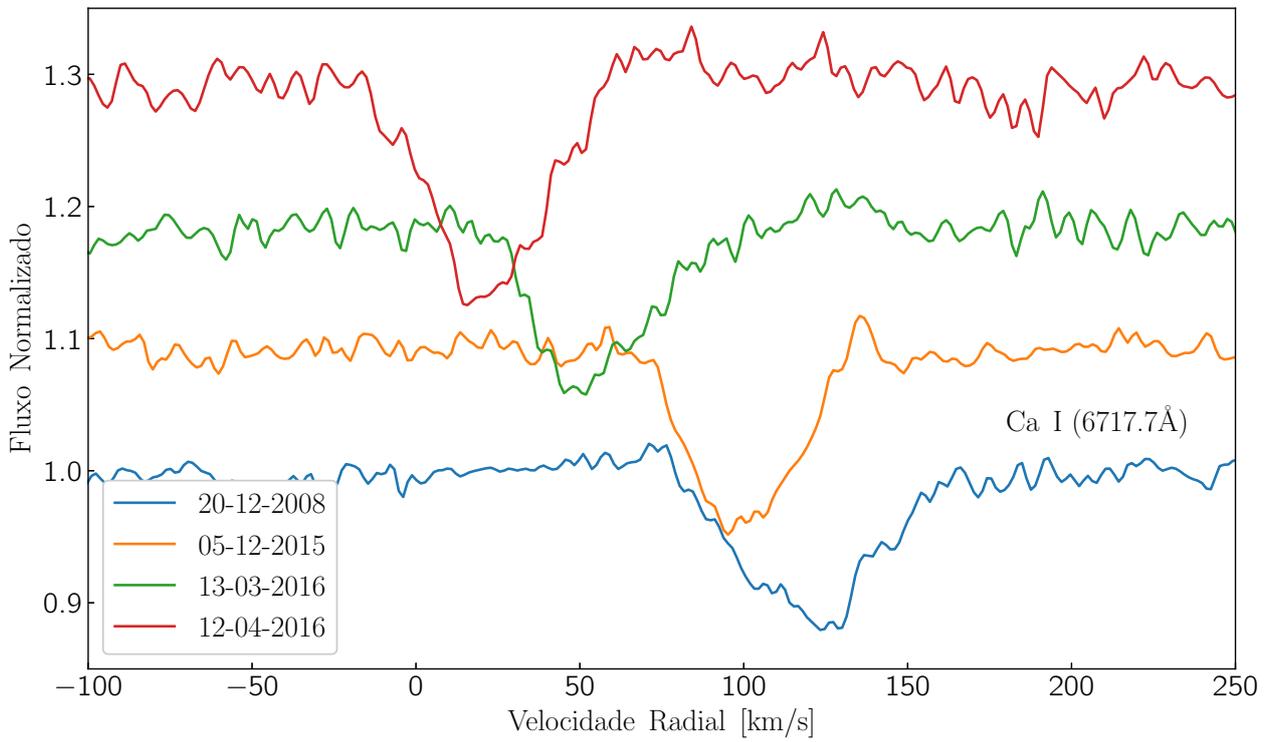


Figura 42 – Variação das linhas em absorção de Ca I vistas em IRAS 07455-3143.

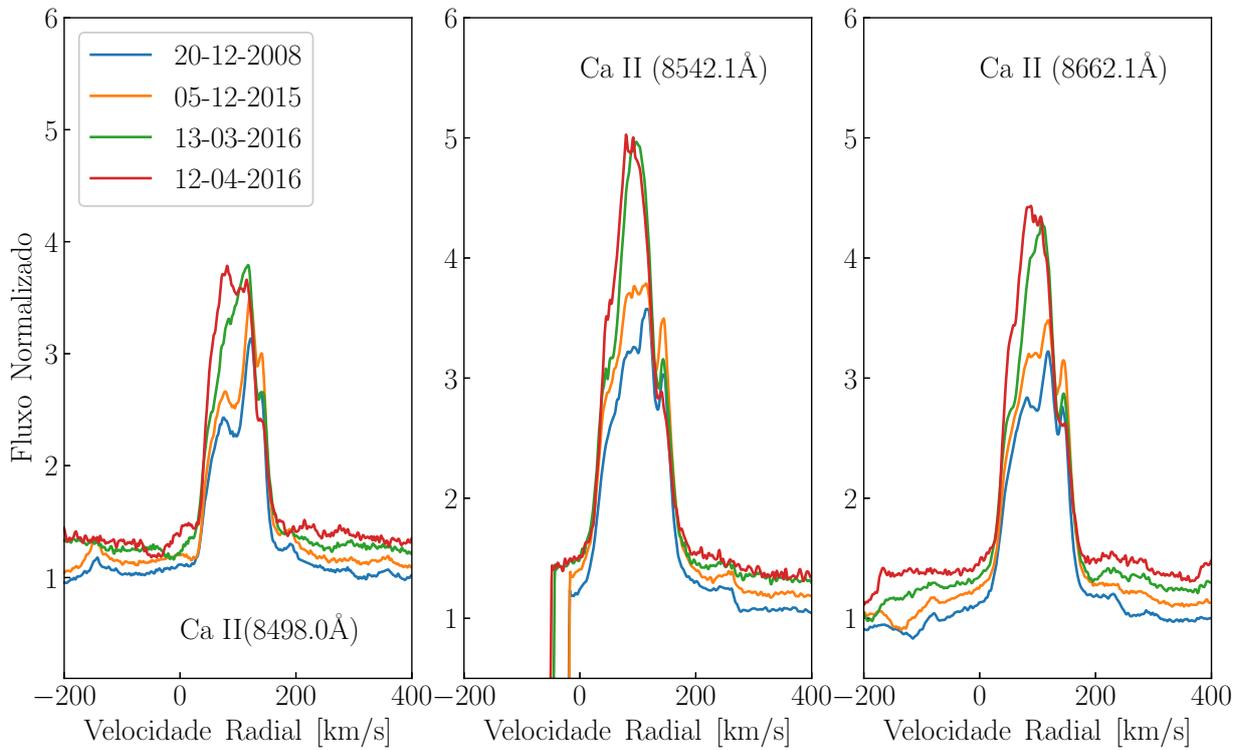


Figura 43 – Variação dos perfis de pico multiple nas linhas de Ca II vistas em IRAS 07455-3143.

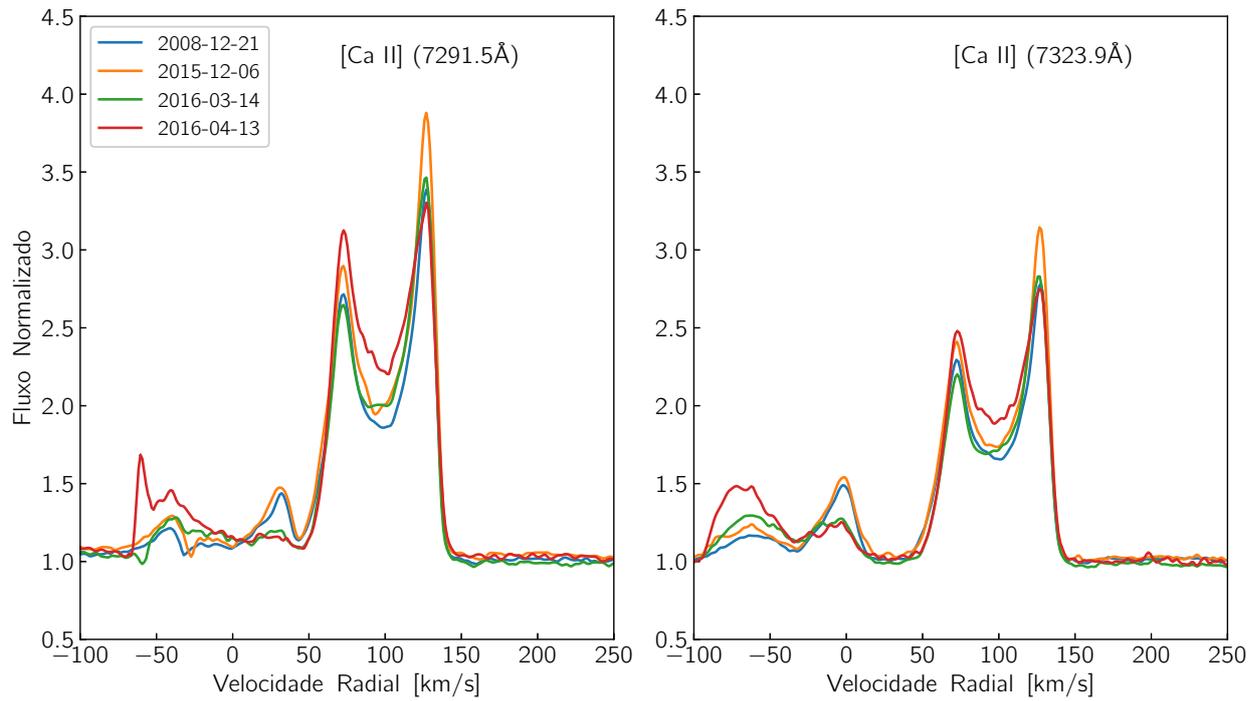


Figura 44 – Variação dos perfis em pico duplo nas linhas de [Ca II] vistas em IRAS 07455-3143.

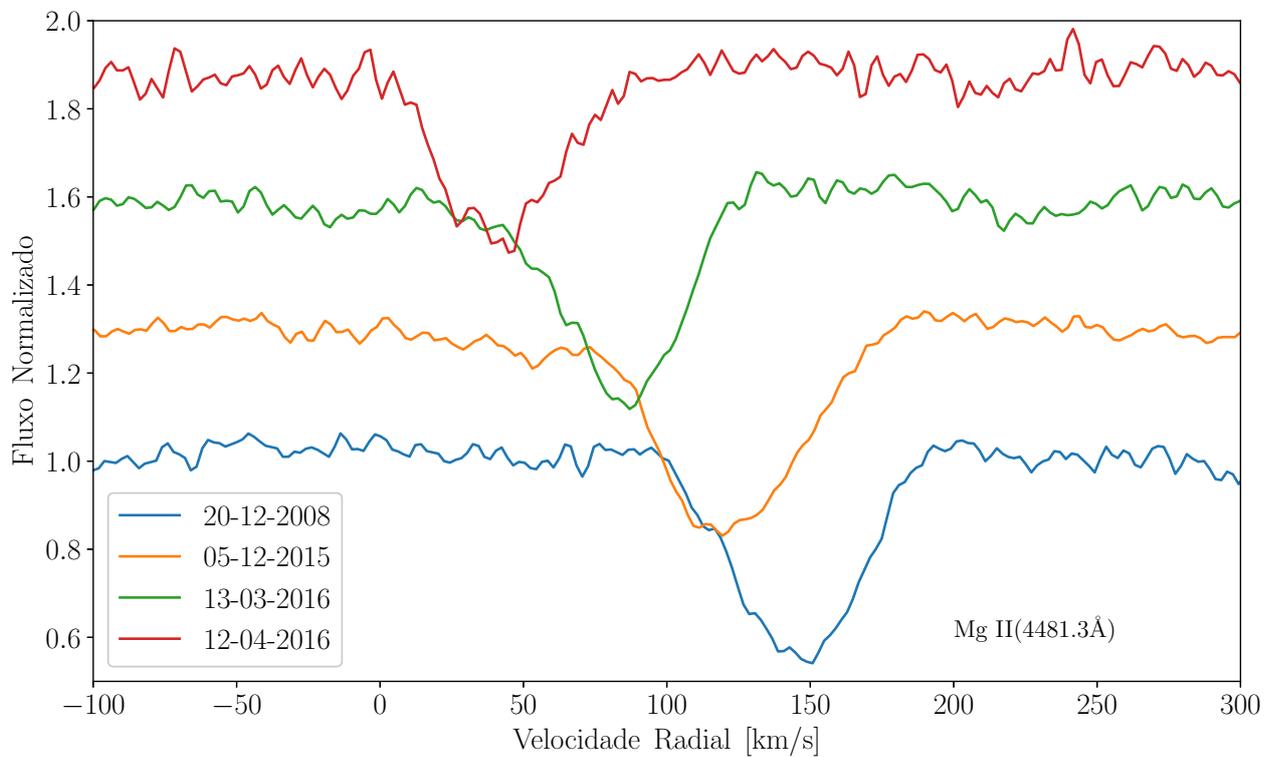


Figura 45 – Variação das linhas em absorção de Mg II vistas em IRAS 07455-3143.

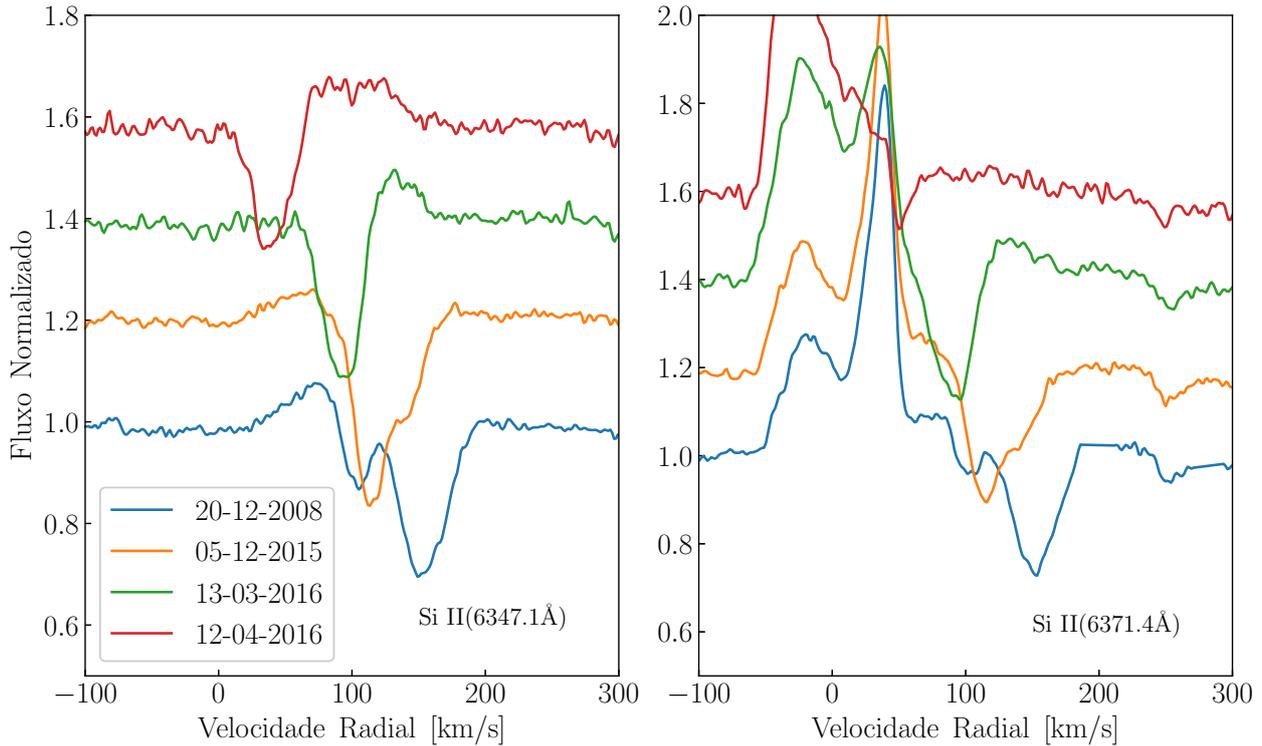


Figura 46 – Variação das linhas em absorção de Si II vistas em IRAS 07455-3143.

4.2.4 V *FX Vel

Este objeto foi observado em 21-12-2008, 05-12-2015, 13-03-2016 e 12-04-2016, e similarmente a IRAS 07455-3143, também apresenta uma forte variação.

- *Linhas do Hidrogênio.* Da Figura 47, podemos observar que os perfis da série de Balmer presentes neste objeto são completamente diferentes em cada observação. Estas linhas da série de Balmer podem ser divididas em dois grupos: i) as que mostram amplas componentes em absorção e sobrepostas por uma componente estreita em emissão, $H\epsilon$ até $H\gamma$, as asas destas linhas não apresentam variações e se estendem desde -2400 km s^{-1} até $+2900 \text{ km s}^{-1}$ em $H\epsilon$, e de -2800 km s^{-1} até $+2900$ em $H\delta$ e $H\gamma$; ii) as que estão em emissão e mostram perfis em pico duplo, $H\beta$ e $H\alpha$, estas linhas também estão sobrepostas sobre uma larga absorção fotosférica. As asas destas componentes em absorção se estendem desde -2500 km s^{-1} até $+2500 \text{ km s}^{-1}$ em $H\beta$ e desde -2000 km s^{-1} até $+2000 \text{ km s}^{-1}$ em $H\alpha$. As componentes emissão destas linhas apresentam uma forte variação principalmente na intensidade, vide Figura 47. Por outro lado, comparando as linhas de $H\beta$ e $H\alpha$ com a observação de [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#) em 2004, estas são bem diferentes umas de outras, tanto na intensidade quanto no perfil que estas apresentam. Em relação às linhas Paschen, elas apresentam picos únicos em 2016, mas não estão presentes em 2015 e 2008, vide Figura 48.

- *Linhas do Hélio.* Similar à IRAS 07455-3143, as linhas do He I identificadas em V* FX Vel também mostram perfis de pico shell (Figura 49), também similar à IRAS07455-3143, as componentes em emissão de He I identificadas em V* FX Vel parecem ser de origem CS, enquanto a componente em absorção parece ser de origem fotosférica já que esta apresenta variações nas suas velocidades radiais.

- *Linhas de Ferro.* Nos espectros FEROS de V* FX Vel identificamos linhas proibidas e permitidas de Fe II. Identificamos 102 linhas de Fe II, a maioria delas com perfis de tipo shell e com uma forte variação. Na Figura 50 mostramos as linhas de Fe II do multipletto 42 com perfis de tipo shell com uma absorção central intensa, esta absorção central é mais intensa nos espectros FEROS tomados em 21-12-2008 e 12-04-2016.

Com relação as linhas de [Fe II], identificamos 29 linhas, a maioria delas pouco intensas e com perfis em pico simples. Na Figura 51 mostramos as linhas de [Fe II] em 4413.8 Å, 5333.7 Å, 7155.1 Å observadas entre 2008 e 2016. Nela vemos que as linhas de [Fe II] em 4413.8 Å observadas em 2008 são pouco intensas e desapareceram completamente nos espectros tomados em 2015 e 2016. Já as linhas de [Fe II] em 5333.7 Å e 7155.1 Å observadas 2008, também são pouco intensas e vão diminuindo ainda mais na sua intensidade nos espectros tomados em 2015 e 2016.

- *Linhas de Oxigênio.* Nos espectros FEROS de V* FX Vel também identificamos linhas proibidas e permitidas de O I. Na Figura 52 mostramos as linhas de [O I] em 5577.3 Å 6300.3 Å e 6363.8 Å, onde as linhas de [O I] em 5577.3 Å são pouco intensas em todas nossas observações. Já as linhas de [O I] em 6300.3 Å e em 6363.8 Å identificadas em 2008 são mais intensas que as linhas identificadas entre 2015 e 2016. Já as linhas de O I permitidas também apresentam variabilidade sensível, mas possuem perfis de tipo shell.

- *Linhas de Cálcio.* Similar a IRAS 07455-3143, em V* FX Vel identificamos uma linha de Ca I em 6717.7 Å no espectro tomado em 21-12-2008, mas nas outras observações esta linha não está presente.

Com relação ao Ca II, as linhas H e K têm perfis de tipo shell com forte variabilidade, e o tripleto no IV (8498.0 Å, 8542.1 Å e 8662. Å) tem picos duplos (Figura 54). Vale mencionar que nos espectros FEROS de V * FX Vel, nós não identificamos linhas proibidas Ca II.

- *Linhas de Magnésio.* Identificamos 5 linhas de Mg II em absorção, com a mais prominente centrada em 4481.3 Å. Estas linhas apresentam uma alta variabilidade nas suas velocidades radiais. Na Figura 55 mostramos a linha de Mg II centrada em 4481.3 Å.

- *Linhas de Silício.* Similar as linhas de Mg II, as linhas de Si II identificadas em V * FX Vel também mostram uma alta variabilidade nas suas velocidades radiais. Na Figura 56 mostramos as linhas de Mg II centradas em 6347.1 Å e 6371.4 Å. Vale mencionar que, as linhas de Mg II têm velocidade radiais similares as linhas de Mg II, vide Capítulo 5.

- *Linhas de Lítio.* Para V* FX Vel a linha de Li I em 6707.7 Å é identificada em todas as nossas observações, onde a mais prominente foi identificada no espectro tomado em 2008 (Figura 57). Estas linhas apresentam fortes variações nas suas velocidades radiais, vide Capítulo 5.

- *Outras linhas.* Além das linhas já mencionadas, nos espectros FEROS de V * FX Vel, também identificamos linhas de Ti II, Cr II, N II, S II e [N II], todas com uma forte variação.

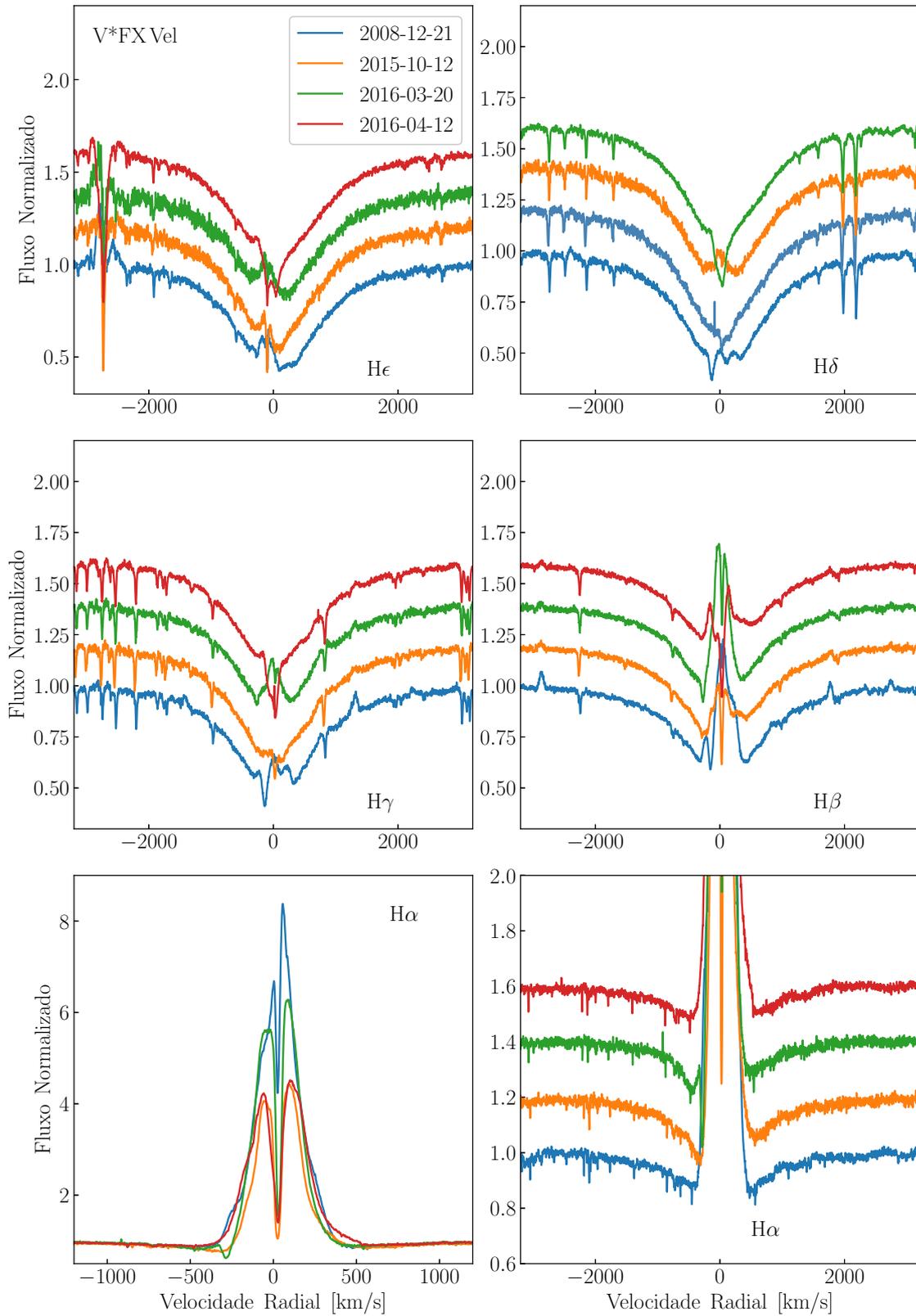


Figura 47 – Variação dos perfis de linha da série de Balmer de V*FX Vel. No último painel, temos um zoom das asas de H α .

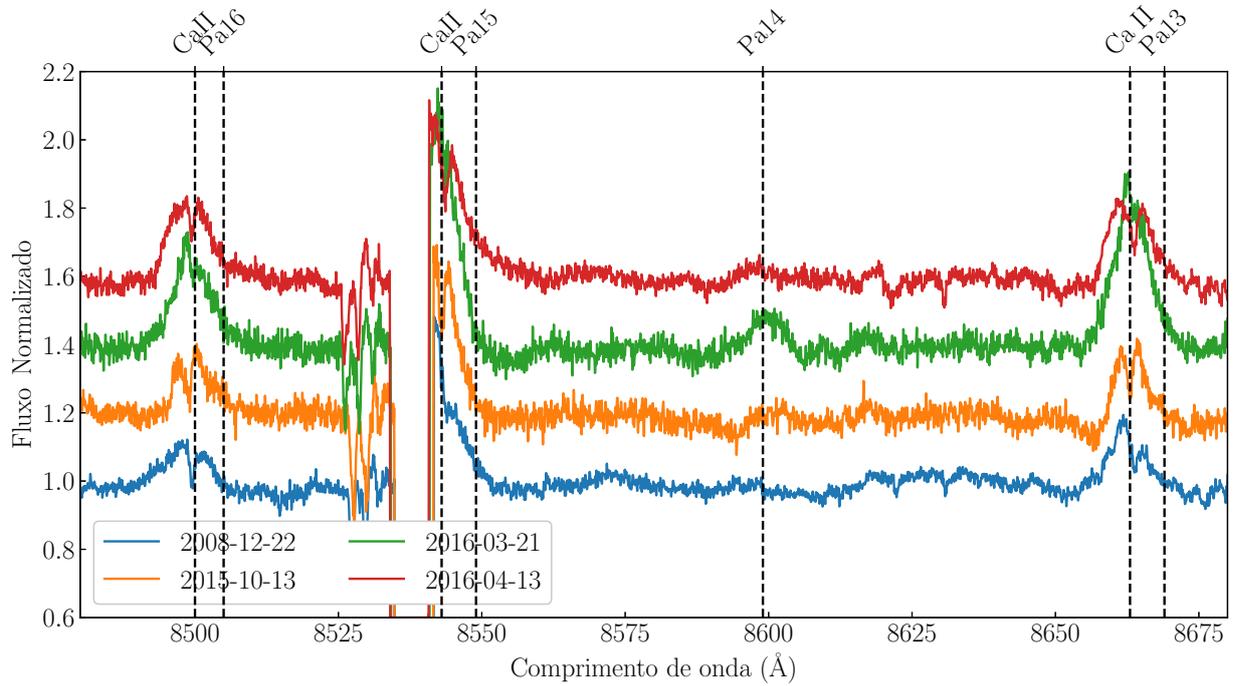


Figura 48 – Variação dos perfis de linha da série de Paschen de V*FX Vel.

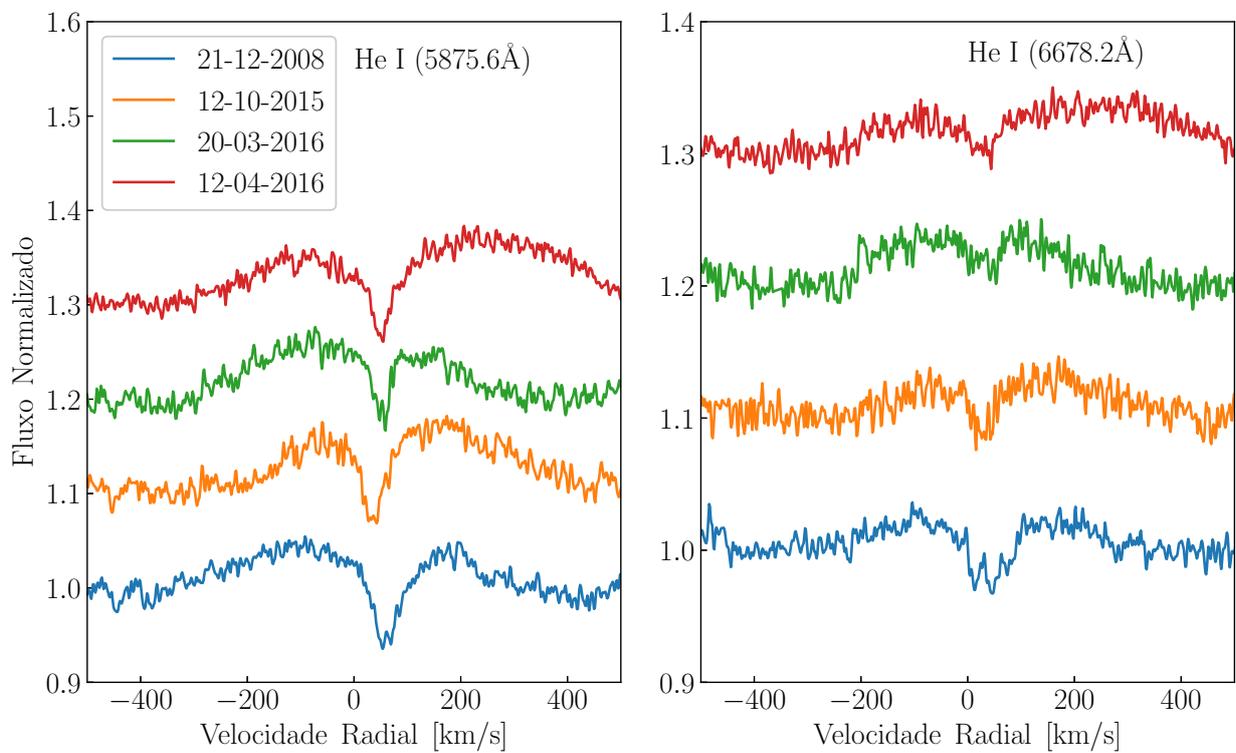


Figura 49 – Variação dos perfis de tipo shell nas linhas do He I vistas em V*FX Vel.

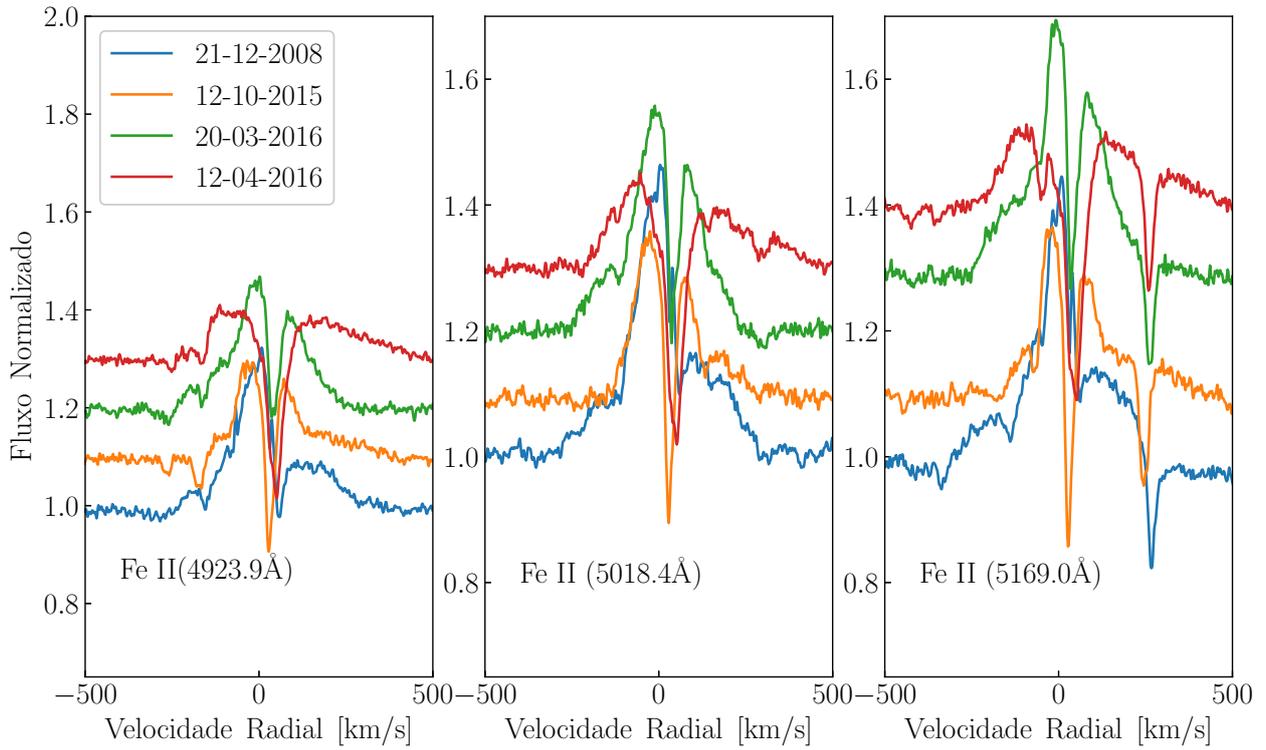


Figura 50 – Variação dos perfis de tipo shell nas linhas de Fe II vistas em V*FX Vel.

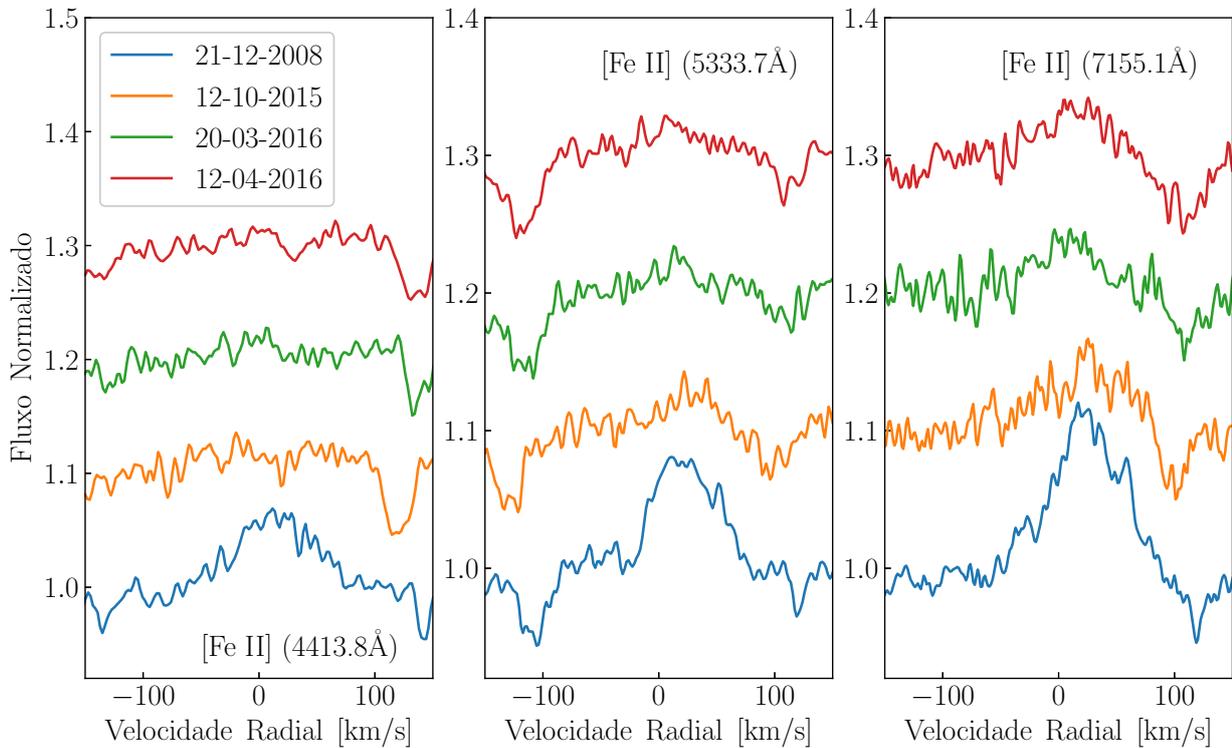


Figura 51 – Variação dos perfis em pico simples nas linhas de [Fe II] vistas em V*FX Vel.

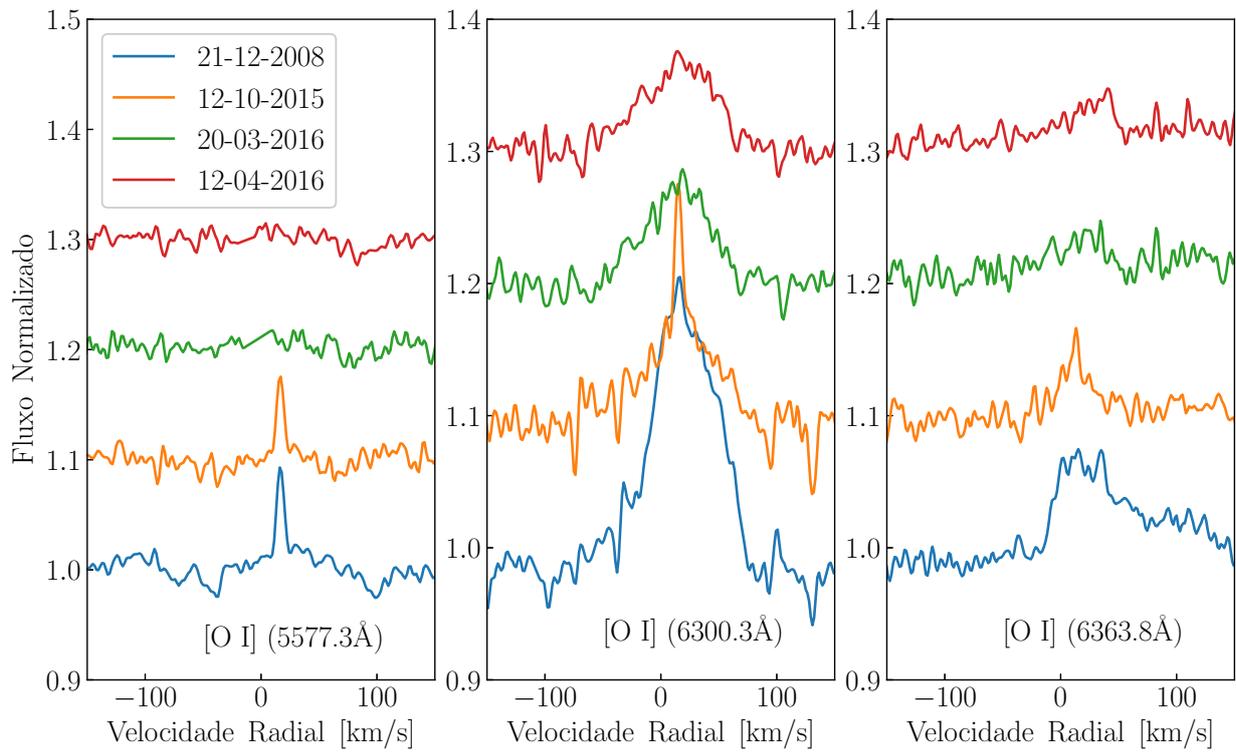


Figura 52 – Variação dos perfis em pico simples nas linhas de [O I] vistas em V*FX Vel..

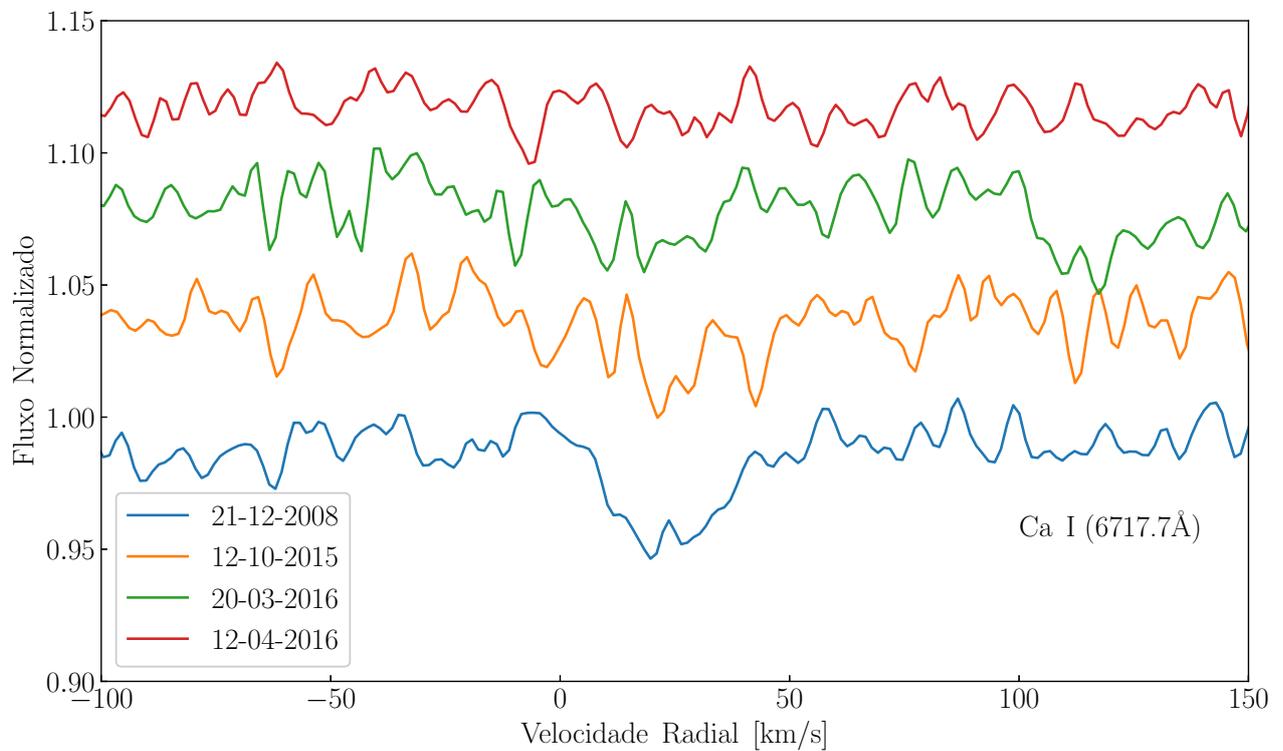


Figura 53 – Variação nas linhas em absorção de Ca I] vistas em V*FX Vel.

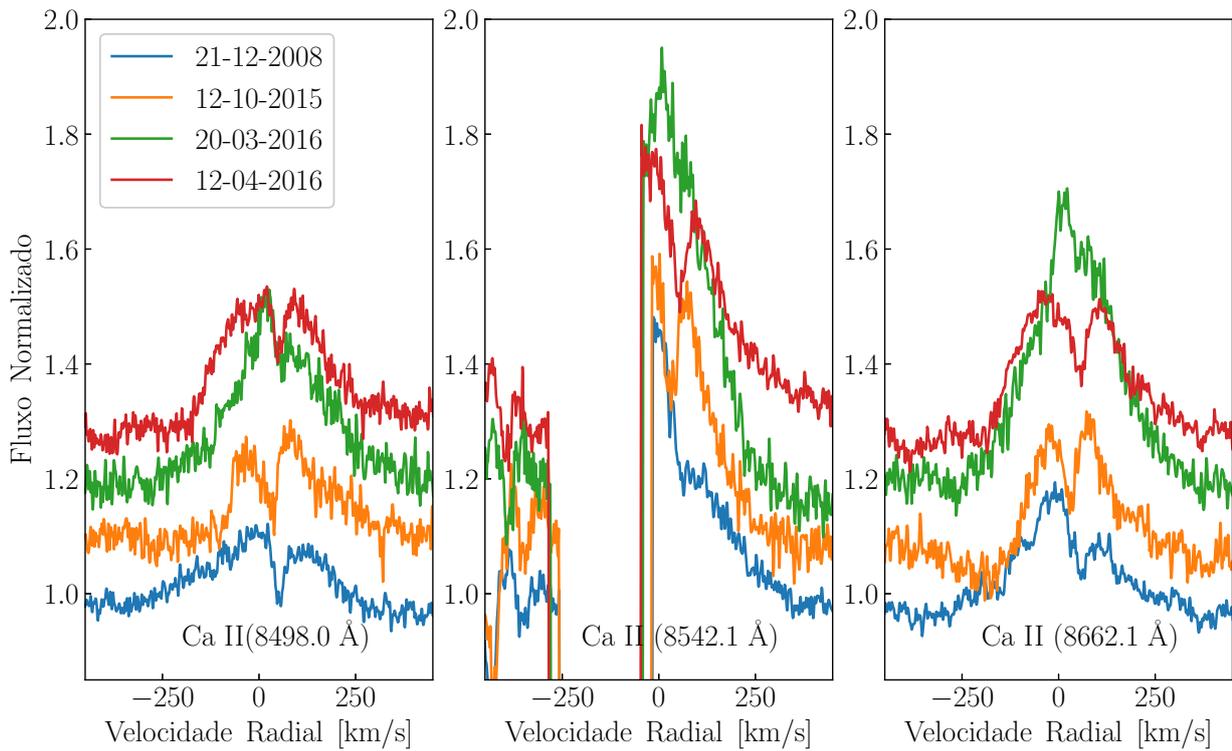


Figura 54 – Variação dos perfis de tipo shell nas linhas de Ca II vistas em V*FX Vel. A linha de Ca II em 8542.1 Å encontra-se em meio de um falha do espectrógrafo FEROS.

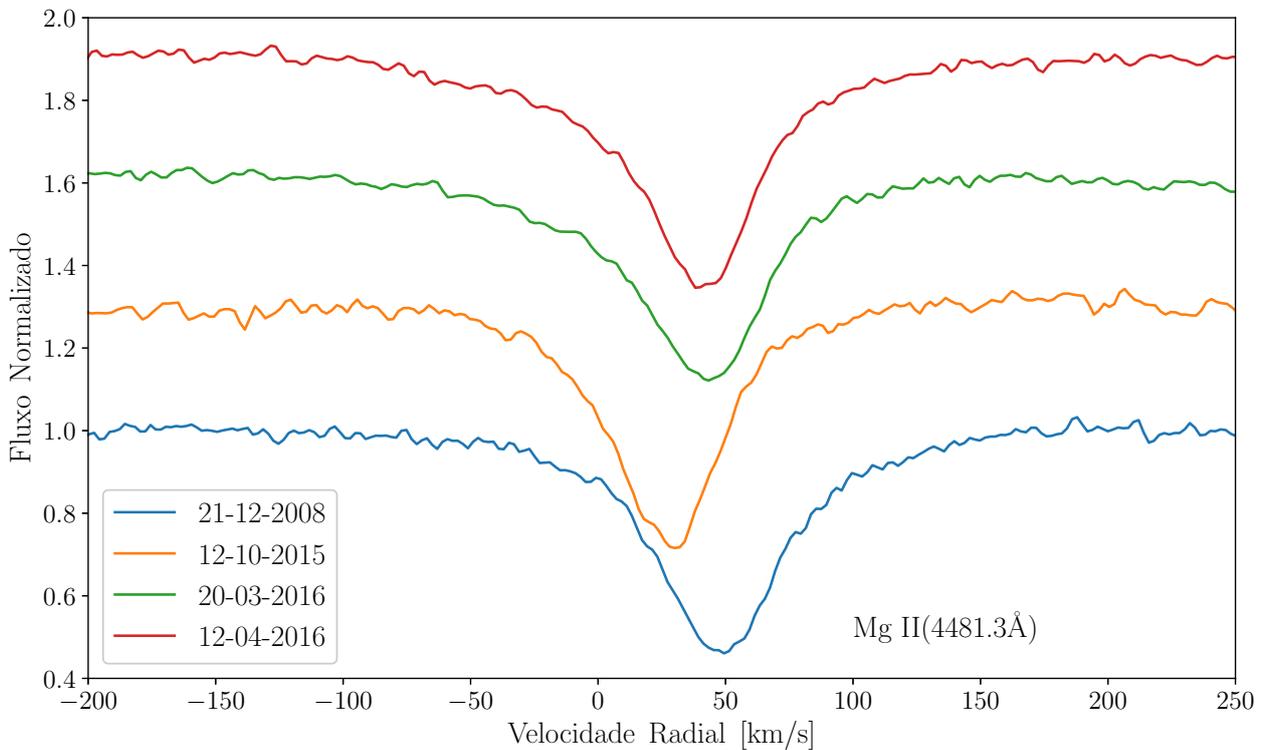


Figura 55 – Variação nas linhas em absorção de Mg II vistas em V*FX Vel.

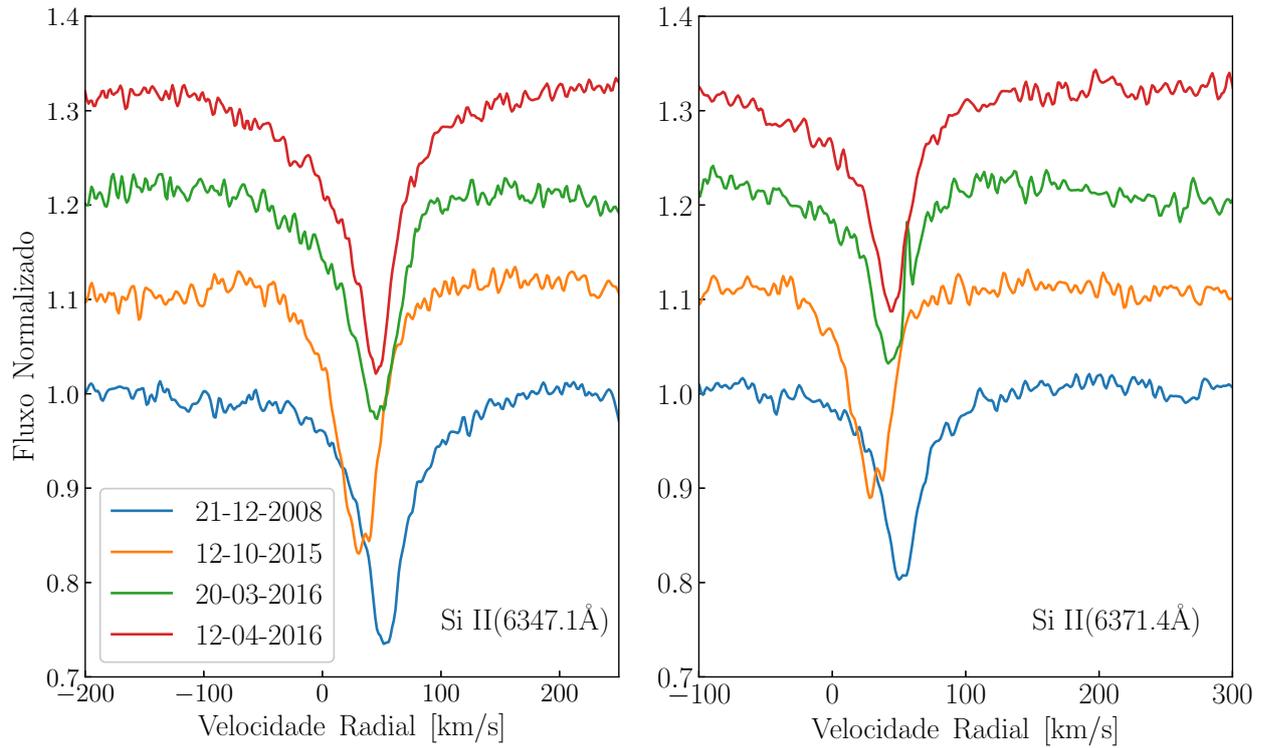


Figura 56 – Variação nas linhas em absorção de Si II vistas em V*FX Vel.

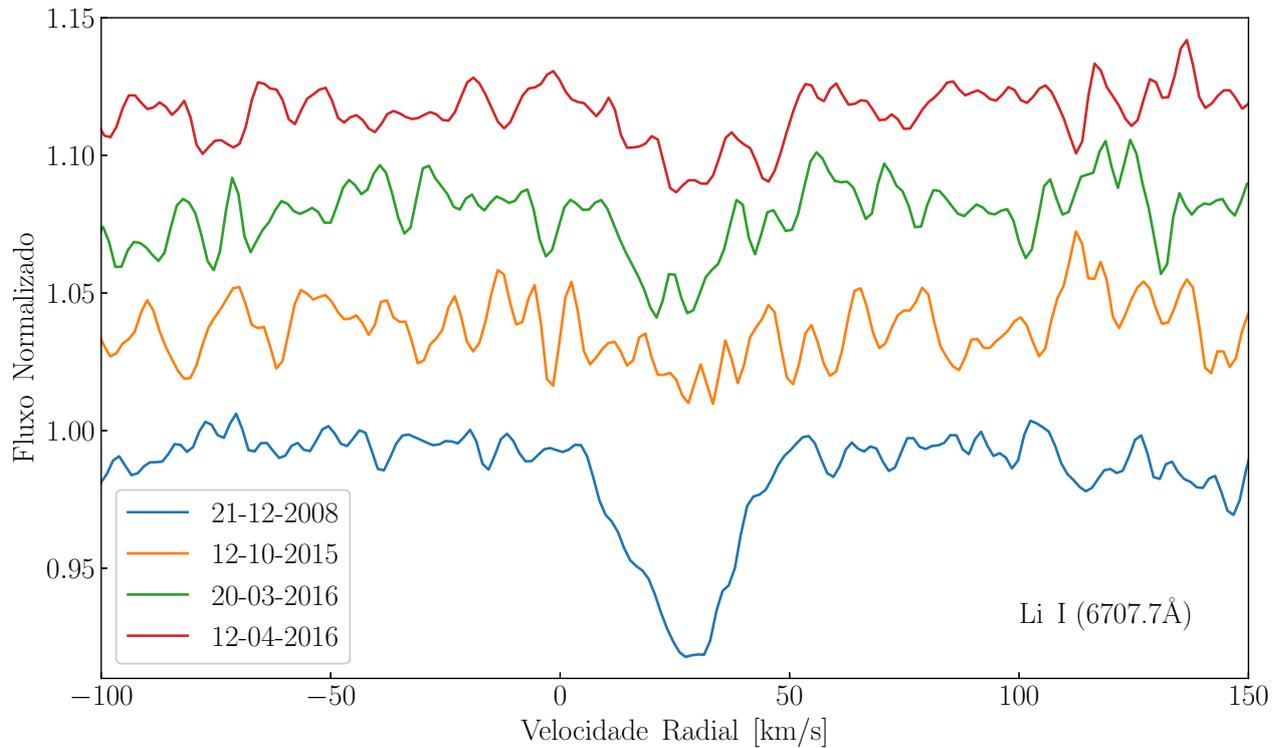


Figura 57 – Variação na linha do Li II vista em V*FX Vel.

4.2.5 Hen 2-91

Hen 2-91 foi observada em 12-04-2016, 14, 15, 16 e 17-08-2016 onde os espectros das últimas 4 noites são espectros públicos.

-*Linhas do Hidrogênio.* Em todas as nossas observações incluindo os espectros públicos, devido ao sinal ruído (S/N) muito baixo, não conseguimos observar todas as linhas da série de Balmer. Cabe mencionar que de uma forma geral, nós não identificamos fortes variações nas linhas de Balmer. Sendo assim, na Figura 58 mostramos as linhas $H\beta$ e $H\alpha$. Estas linhas estão em emissão e apresentam perfis em pico duplo, estes picos têm uma separação em torno de 100.0 km s^{-1} em $H\beta$ e de $\sim 115 \text{ km s}^{-1}$ em $H\alpha$. A intensidade de $H\alpha$ é ~ 10 vezes mais intensa que $H\beta$. As asas destas linha vão desde -300 km s^{-1} até $+200 \text{ km s}^{-1}$ em $H\beta$ e de -2000 km s^{-1} até $+2000 \text{ km s}^{-1}$ em $H\alpha$. Essas linhas muito intensas sugerem uma nebulosa bem entendida. Esta afirmação é corroborada por Gvaramadze et al. (2010), que usando o imageador do Spitzer (Multiband Imaging Photometer), classificaram a Hen 2-91 como uma nebulosa elipsoidal com um tamanho de $10 \times 20 \text{ arsec}$.

As linhas de Paschen encontram-se em emissão e parecem mostrar perfis em pico duplo, vide Figura 59. Similarmente as linhas de Balmer, as linhas de Paschen não mostram fortes variações.

- *Linhas de Hélio.* Nós identificamos somente uma única linha de He I centrada em 6678.2 \AA . Devido ao S/N muito baixo no espectro, não temos certeza se esta linha mostra um perfil de tipo shell ou encontra-se em absorção, Figura 60. Similar as linhas do hidrogênio, nós não notamos que há variação sensível nos espectros tomados entre 12-04-2016 e 17-08-2016.

- *Linhas de Ferro.* Nos espectros FEROS de Hen 2-91 identificamos linhas proibidas e permitidas de Fe II. Sendo as mais numerosos as linhas Fe II, com 46 linhas identificadas de multipletos 29, 30, 37, 40, 42, 47, 49, 55 e 73. Sendo assim, na Figura 61 apresentamos as linhas de Fe II do multipletto 42 que são pouco intensas e parecem mostrar perfis em pico duplo ou shell.

Por outro lado, identificamos 13 linhas de [Fe II], dos multipletos 1, 3, 4, 13, 14, 17, 18, 19 e 49. Na Figura 62, mostramos as linhas de [Fe II] em 5261.6 \AA e 7155.1 \AA , sendo esta última a mais intensa e com um perfil de pico simples. Tanto das linhas de Fe II quanto nas linhas de [Fe II], nós não observamos variações sensível nos espectros tomados entre 12-04-2016 e 17-08-2016.

- *Linhas de Oxigênio.* Identificamos linhas proibidas e permitidas de O I. As linhas permitidas de O I no IV mostram perfis em pico simples. Por outro lado, só identificamos linhas em emissão de [O I] em 6300.3 \AA e 6363.8 \AA que são intensas e apresentam perfis em pico simples ou duplo, vide Figura 63. A linha em 5577.3 \AA não é visível.

- *Linhas de Cálcio.* O tripleto no IV do Ca II está em emissão, vide Figura 64. Da figura, a linha de Ca II em 8498.0 \AA está blendada com uma linha de Fe II (8490.4 \AA). A linha de Ca II em 8542.1 \AA encontra-se afetada pela falha de cobertura do FEROS. A linha de Ca II em 8662.1 \AA está blendada com a linha Pa13. Cabe mencionar que nos espectros FEROS de Hen 2-91, nós não identificamos linhas Ca II H e K, nem linhas proibidas de [Ca II].

- *Outras linhas.* Nos espectros FEROS de Hen 2-91, também observamos outras linhas: Na II, Si II, N II, [N II] e [Cr II].

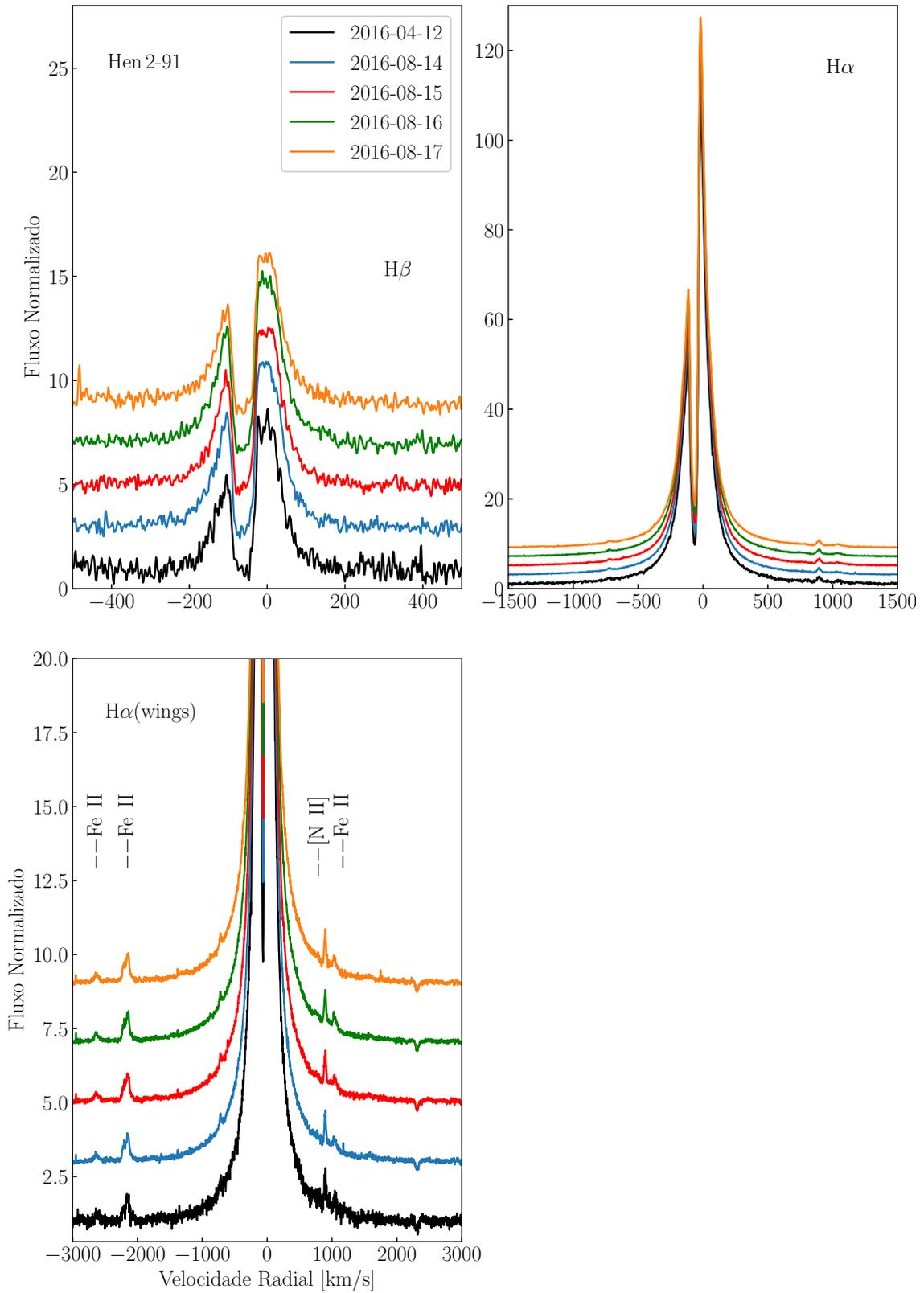


Figura 58 – Variação dos perfis de linha da série de Balmer de Hen 2-91. No último painel, temos um zoom das asas de H α .

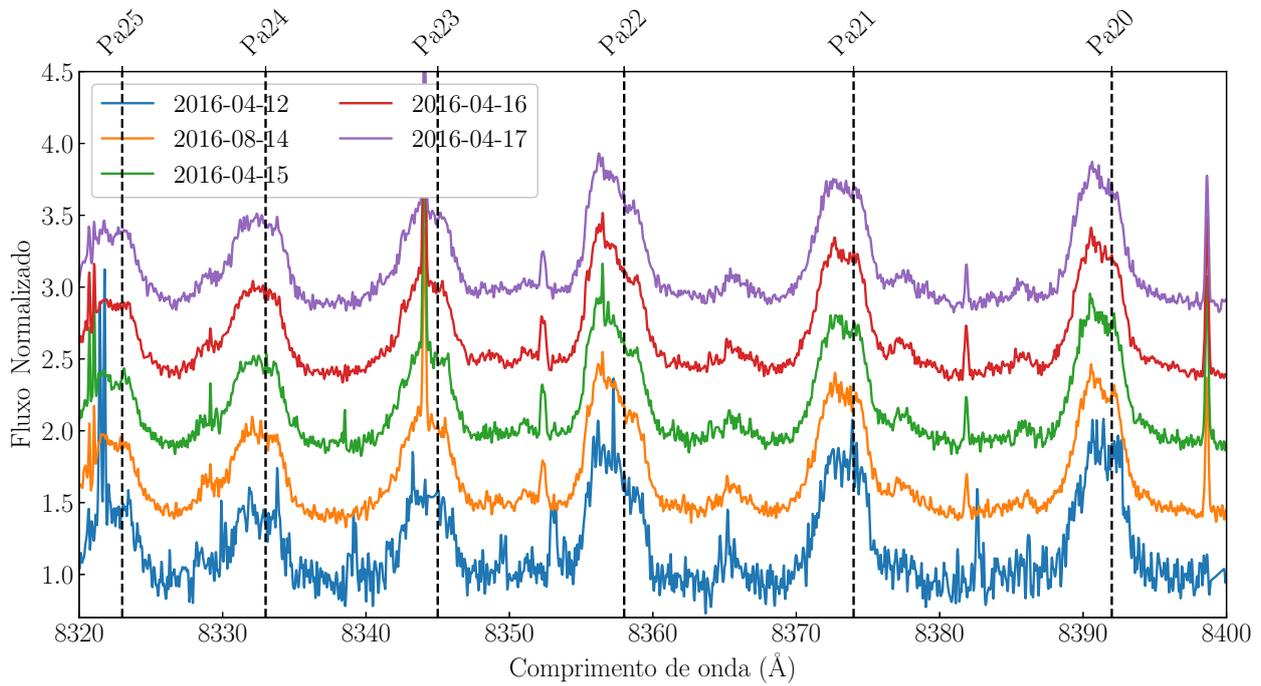


Figura 59 – Variação dos perfis de linha da série de Balmer de Paschen de Hen 2-91.

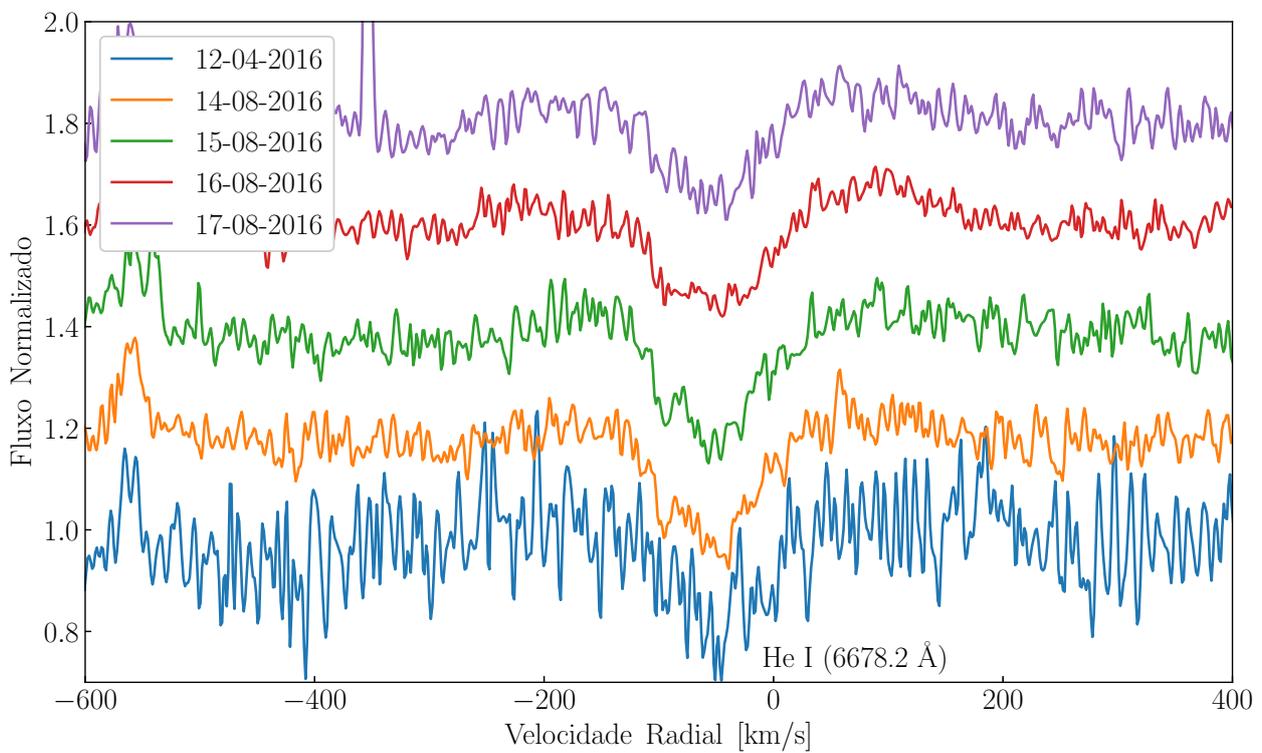


Figura 60 – Variação das linhas do He I vistas em Hen2-91.

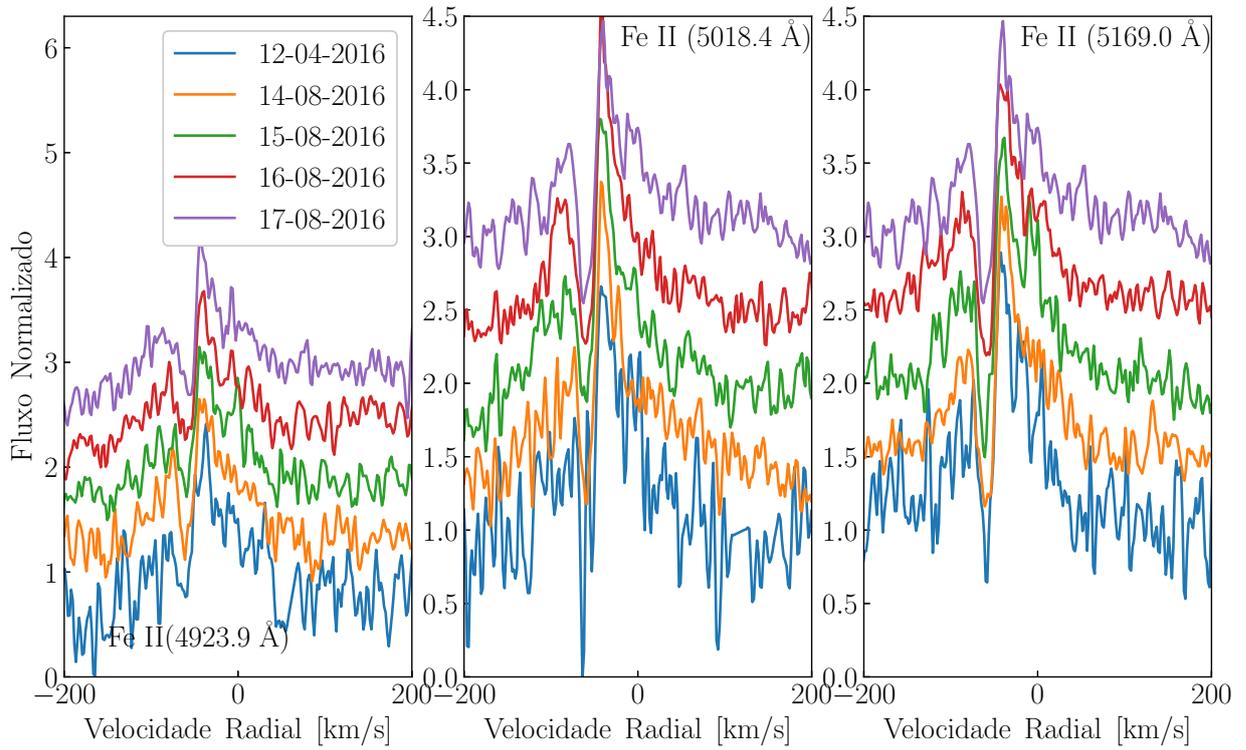


Figura 61 – Variação das linhas de Fe II vistas em Hen2-91.

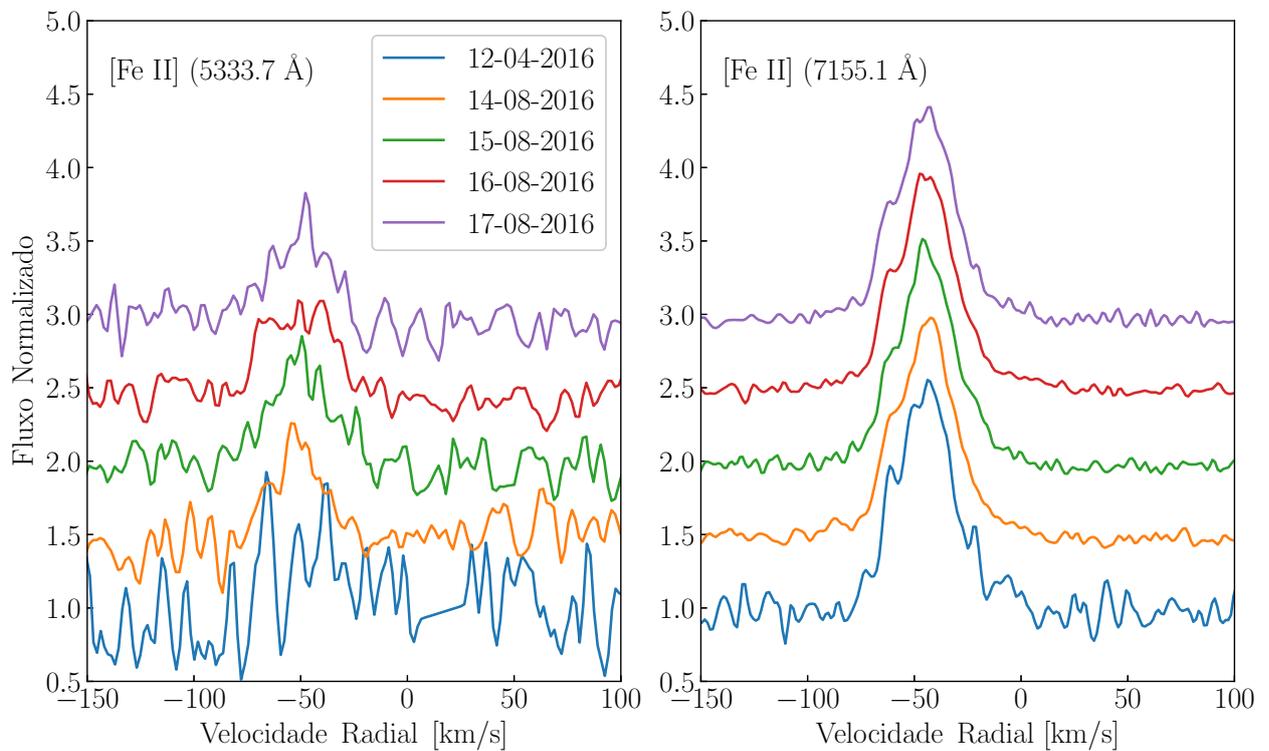


Figura 62 – Variação das linhas de [Fe II] vistas em Hen2-91.

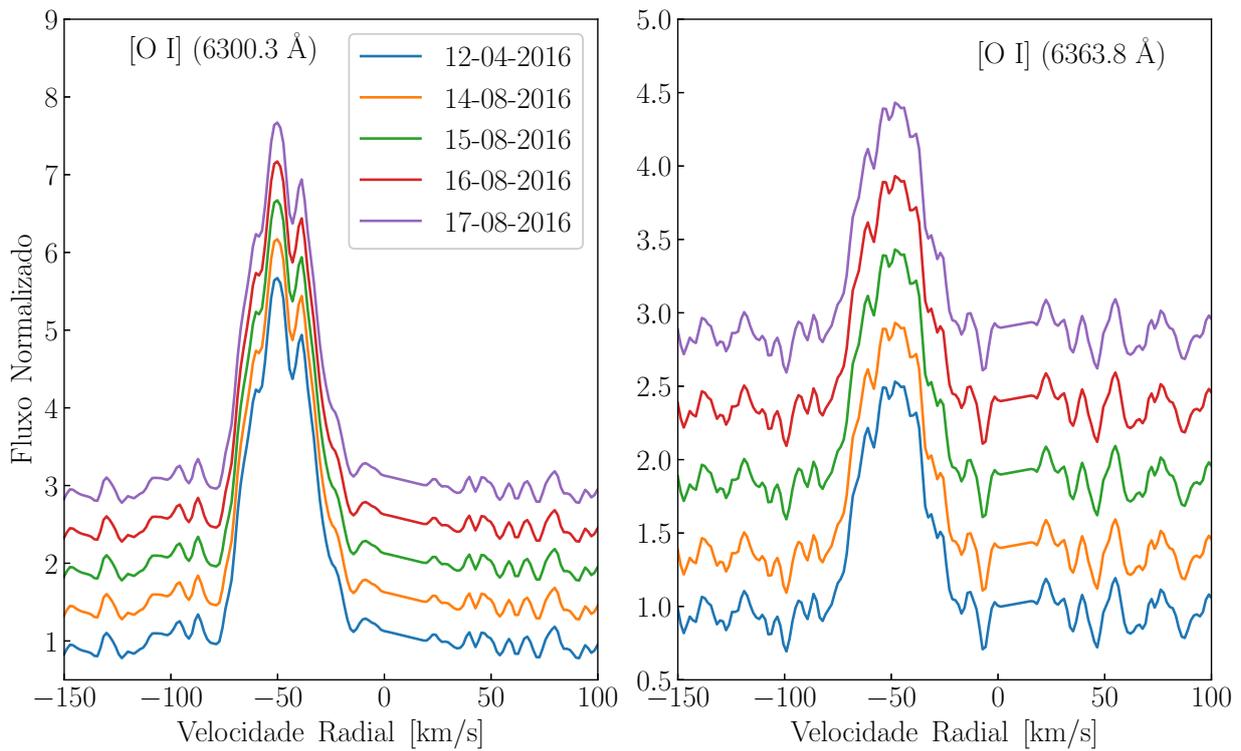


Figura 63 – Variação das linhas de [O I] vistas em Hen2-91.

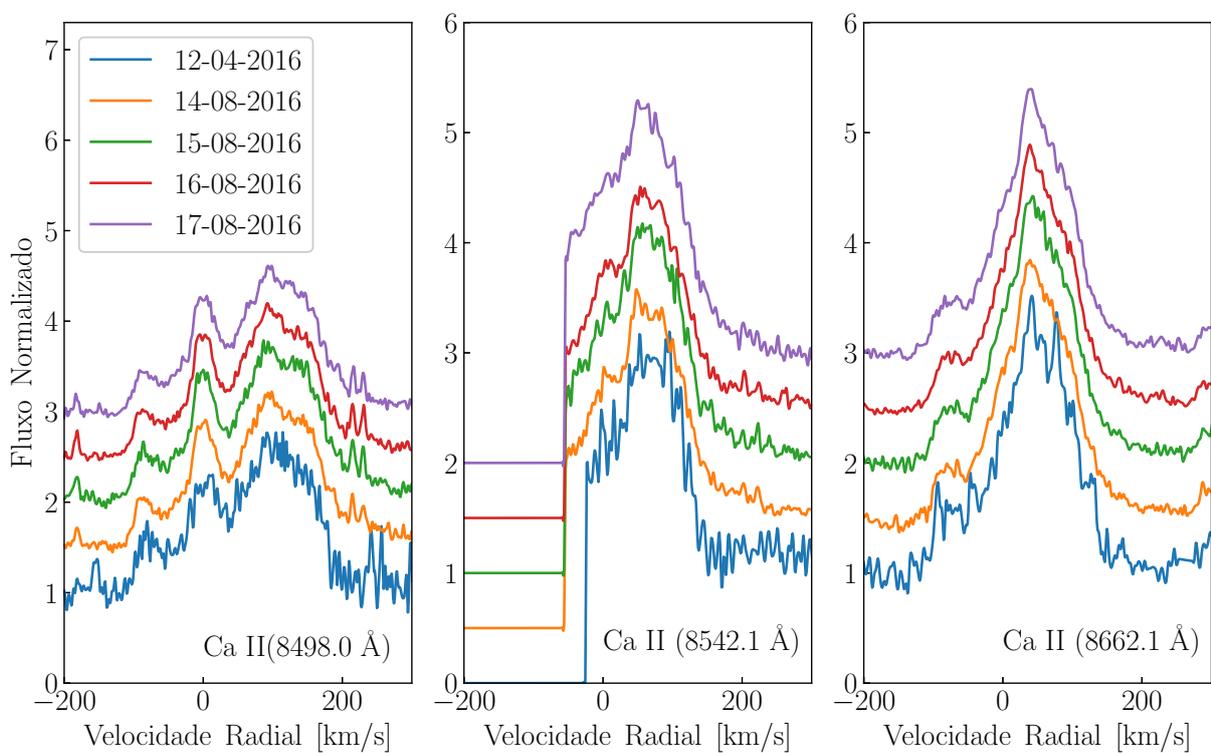


Figura 64 – Variação das linhas de Ca II vistas em Hen2-91. A linha de Ca II em 8542.1 Å encontra-se em meio de um falha do espectrógrafo FEROS.

4.2.6 Hen 3-938

- *Linhas do Hidrogênio.* Este objeto foi observado em 2005 e 2016, e como vemos na Figura 65 temos a presença de perfis P-Cygni em todas as linhas de Balmer. As asas das componentes em absorção dos perfis P-Cygni observadas em 2005 e 2016, estão centradas em $\sim -200 \text{ km s}^{-1}$ ($\text{H}\epsilon$ até $\text{H}\gamma$). Já as asas das componentes em emissão vão desde $\sim -350 \text{ km s}^{-1}$ ($\text{H}\epsilon$) até $\sim -1500 \text{ km s}^{-1}$ ($\text{H}\alpha$). As componentes em absorção estão centradas em $\sim -45 \text{ km s}^{-1}$ ($\text{H}\epsilon$), -60 km s^{-1} ($\text{H}\delta$), -50 km s^{-1} ($\text{H}\gamma$), -40 km s^{-1} ($\text{H}\beta$), e -50 km s^{-1} ($\text{H}\alpha$). As linhas de Balmer observadas em 2005 são um pouco mais intensas que as observadas em 2016.

Comparando com a literatura, observamos que o perfil de $\text{H}\alpha$ em baixa resolução apresentada por Miroshnichenko et al. (1999) e Sartori et al. (2010) mostram um perfil de um único pico, enquanto o perfil de nosso espectro em alta resolução mostra um perfil com pico duplo/P-Cygni. Por outro lado, Gregorio-Hetem et al. (1992) (espectro observado em 1992) reportou que a EW de $\text{H}\alpha$ é de $\sim 77 \text{ \AA}$, Miroshnichenko et al. (1999) relataram que a EW de $\text{H}\alpha$ é de 150 \AA , os nossos espectros FEROS mostram que a EW de $\text{H}\alpha$ está em torno de $\sim 144 \text{ \AA}$ (2005) e $\sim 95 \text{ \AA}$ (2016), indicando que esse objeto apresenta variações em escala de tempo de anos.

Similarmente as linhas de Balmer, as linhas de Paschen (Pa) identificadas em Hen 3-938 mostram perfis P-Cygni, e da mesma forma as observadas em 2005 são mais intensas que as observadas em 2016, vide Figura 66.

- *Linhas do Hélio.* Na Figura 67 mostramos duas das 5 linhas de He I identificadas nos espectros FEROS de Hen 3-938 observados em 2005 e 2016. Estas duas linhas de He I estão centradas em 5875.6 \AA e 6678.2 \AA e similar as linhas do hidrogênio, apresentam claramente perfis P-Cygni, onde as asas das componentes em absorção se estendem até $\sim -600 \text{ km s}^{-1}$, e estão centradas em $\sim -200 \text{ km s}^{-1}$ em ambas observações. Já as asas da componente em emissão de ambas linhas e em ambos espectros se estendem entre $\sim +400$ a $+500 \text{ km s}^{-1}$. Na Figura 67, também podemos notar uma variação sensível, especialmente na componente em emissão, sendo mais intensa em 2008. Na literatura, Miroshnichenko et al. (1999) também reportaram perfis P-Cygni nas linhas de He I.

- *Linhas de Ferro.* Nos espectros FEROS observados em 2005 e 2016, nós identificamos linhas proibidas e permitidas de Fe II, estas últimas apresentam claramente perfis P-Cygni, onde as linhas do multipletto 42 do Fe II são mostradas na Figura 68, nessa figura as asas das componentes em absorção se estendem até $\sim -140 \text{ km s}^{-1}$ e as em emissão até $\sim +400 \text{ km s}^{-1}$, em ambas datas. Cabe mencionar que a largura das componentes em absorção observadas em 2016 são maiores que as observadas em 2008.

Por outro lado, as linhas de [Fe II] têm perfis em pico simples. Na Figura 69 mostramos as linhas de [Fe II] em 4413.8 \AA , 5333.7 \AA e 7155.1 \AA , onde podemos notar que as linhas de [Fe II] observadas em 2005 são mais intensas que as observadas em 2016.

Vale citar que no espectro de baixa resolução descrito por Miroshnichenko et al. (1999), somente 2 linhas de [Fe II] foram identificadas, enquanto no nosso espectro FEROS identificamos 47 linhas de [Fe II].

- *Linhas de Oxigênio.* Identificamos linhas proibidas e permitidas de O I. Na Figura 70 mostramos as linhas do tripleto de [O I] identificadas nos espectros observadas em 2005 e 2016. Em

ambas observações estas linhas de [O I] apresentam perfis em pico simples.

Em relação às linhas O I permitidas, o tripleto no IV observada em 2005 apresentam um perfil complexo, com uma combinação de dois componentes de absorção e dois de emissão, já em 2016 o tripleto de O I parece mostrar um perfil P-Cygni com 3 componentes de absorção. Por outro lado, a linha O I em 8446.8 Å é muito intensa com uma única emissão de pico em ambos os espectros.

- *Linhas de Cálcio.* Também identificamos linhas proibidas e permitidas de Ca II. Com relação à últimas, as linhas do Ca II H e K (3933.7 e 3968.5 Å) estão em absorção e o tripleto no IV (8498.0, 8542.1 e 8662.1 Å) está emissão. Estas linhas do tripleto parecem mostrar perfis em pico duplo, onde a linha de Ca II em 8662.1 Å está blendada com a linha Pa13, vide Figura 71. Comparando as linhas Ca II em emissão obtidas em 2005 e as obtidas em 2016 notamos que estas não mostram fortes variações, embora as linhas de Ca II identificadas em 2005 sejam mais intensas que as identificadas em 2016.

Por outro lado, as linhas [Ca II] encontram-se em emissão. Estas linhas são completamente diferentes em cada observação, as observadas em 2008 mostram perfis em pico simples, enquanto que as observadas em 2016 mostram perfis em pico duplo, vide Figura 72.

- *Outras linhas.* Além das linhas mencionadas anteriormente, também identificamos outros elementos como: Ti II, Cr II, N II, [N II], [V II] e [Cr II].

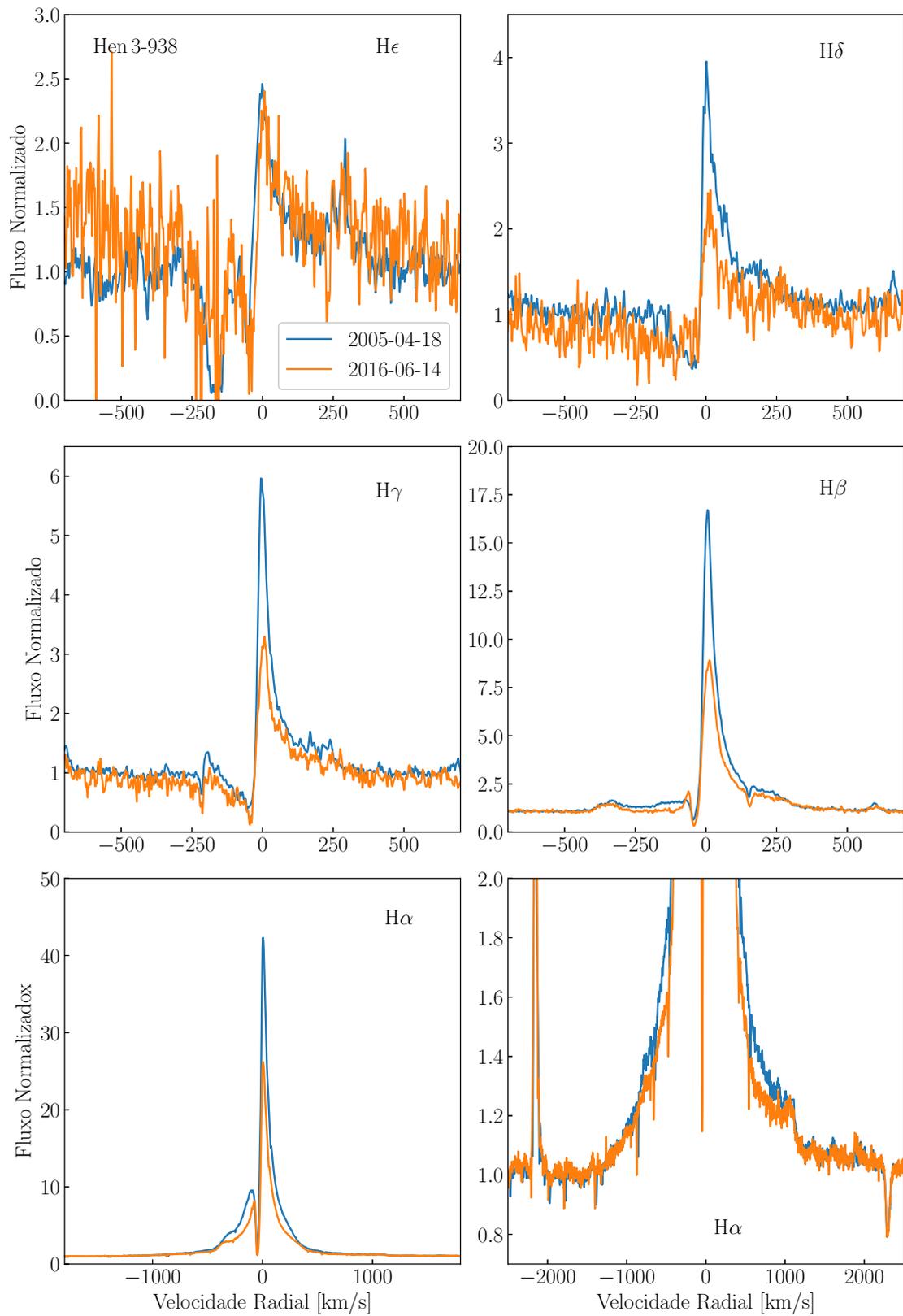


Figura 65 – Variação dos perfis de linha da série de Balmer de Hen 3-938. No último painel, temos um zoom das asas de H α .

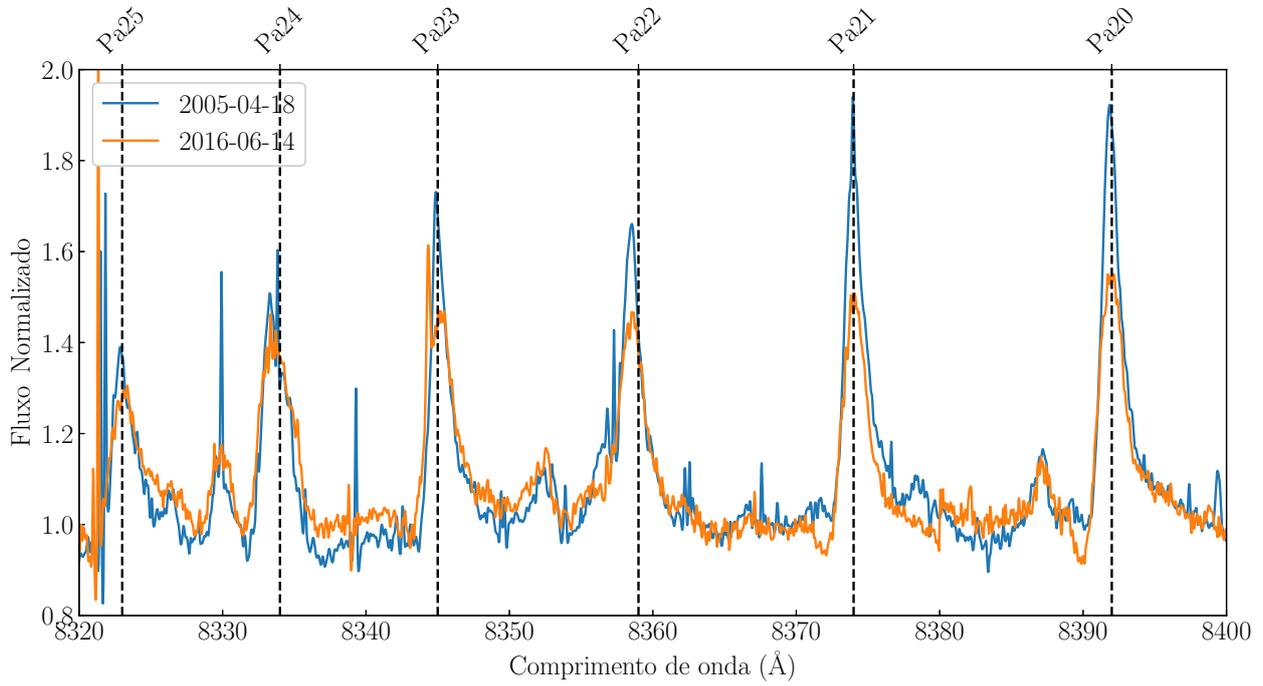


Figura 66 – Variação dos perfis de linha de Paschen de Hen 3-938.

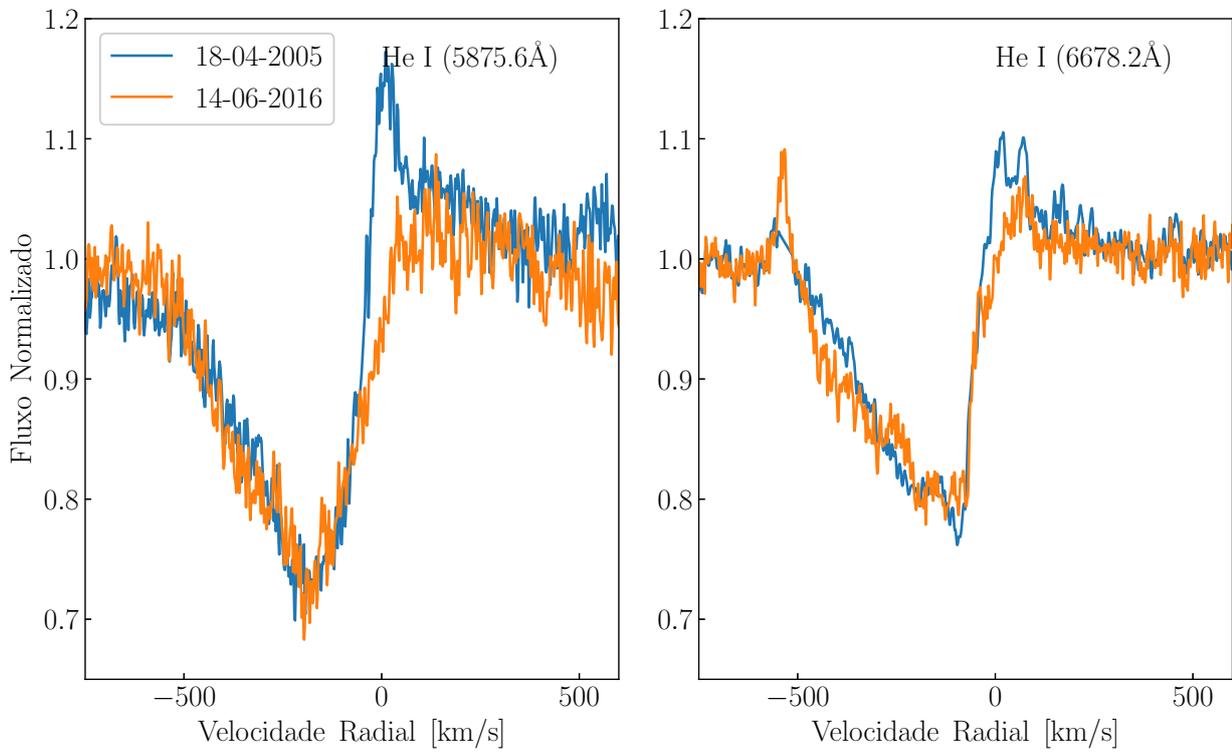


Figura 67 – Variação dos perfis P-Cygni nas linhas He I vistas em Hen 3-938.

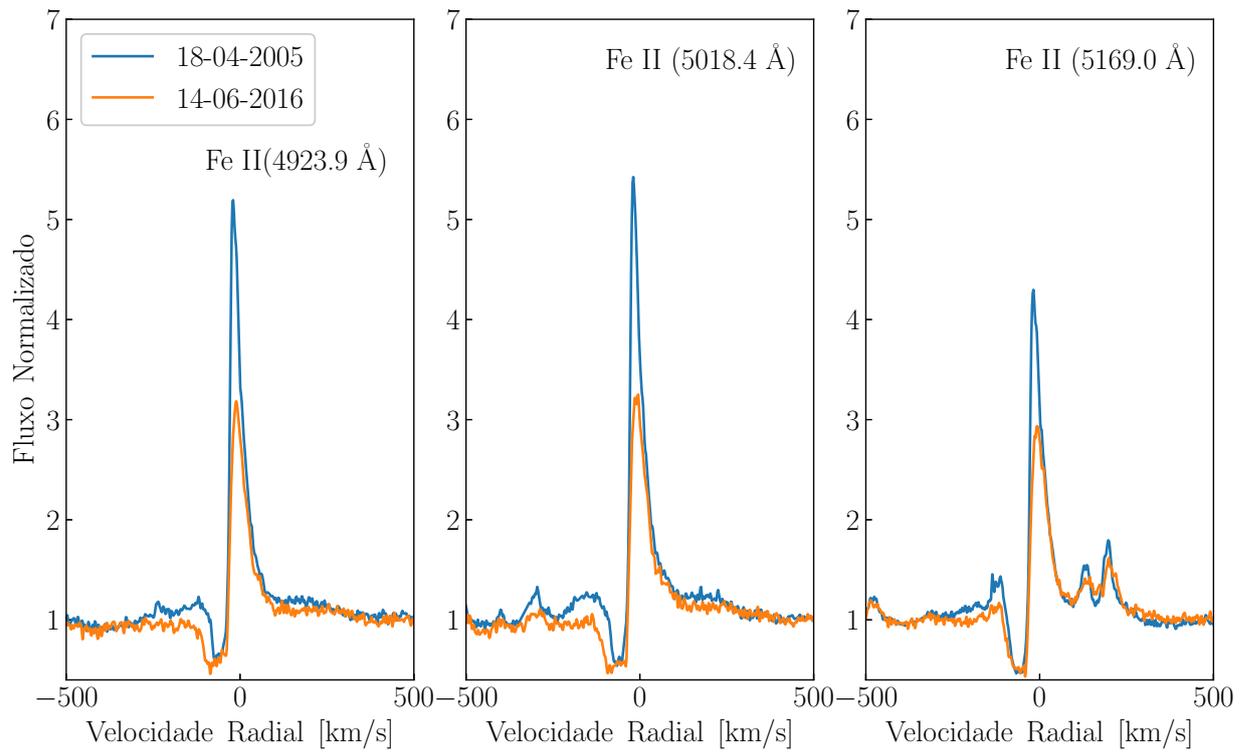


Figura 68 – Variação dos perfis P-Cygni nas linhas Fe II vistas em Hen 3-938.

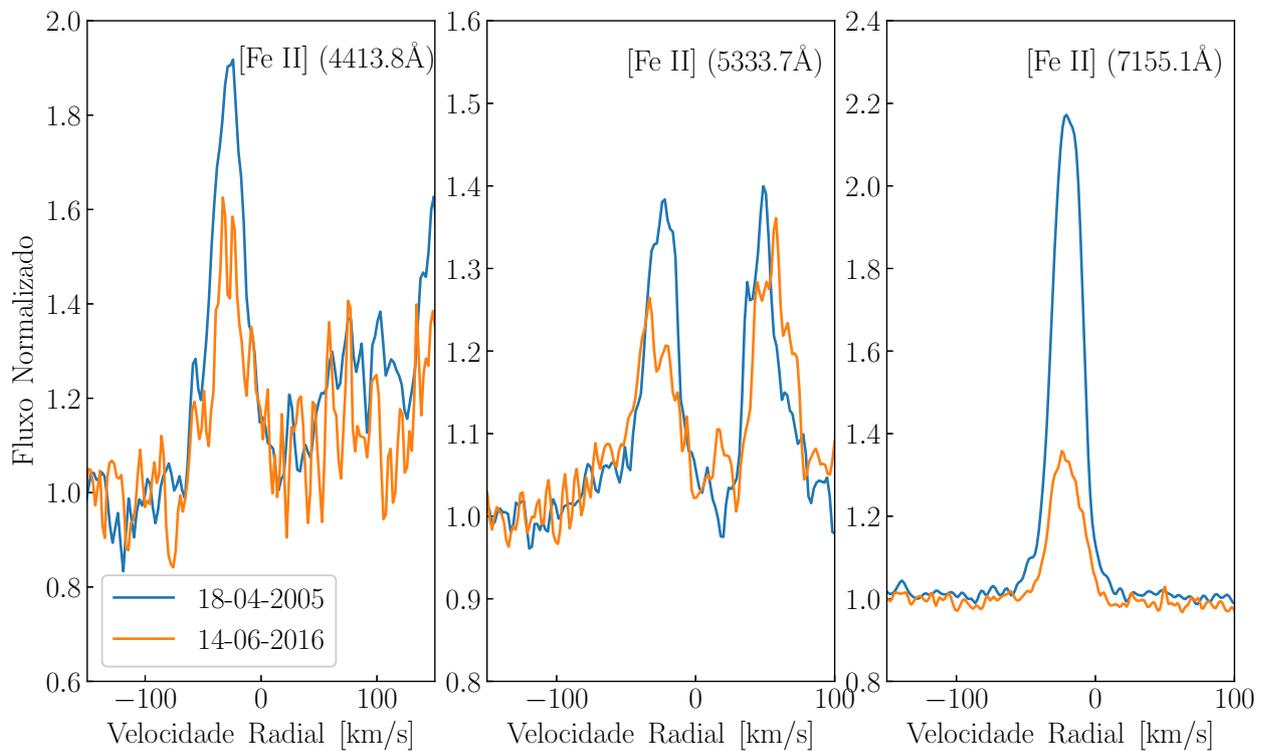


Figura 69 – Variação das linhas de [Fe II] em Hen 3-938.

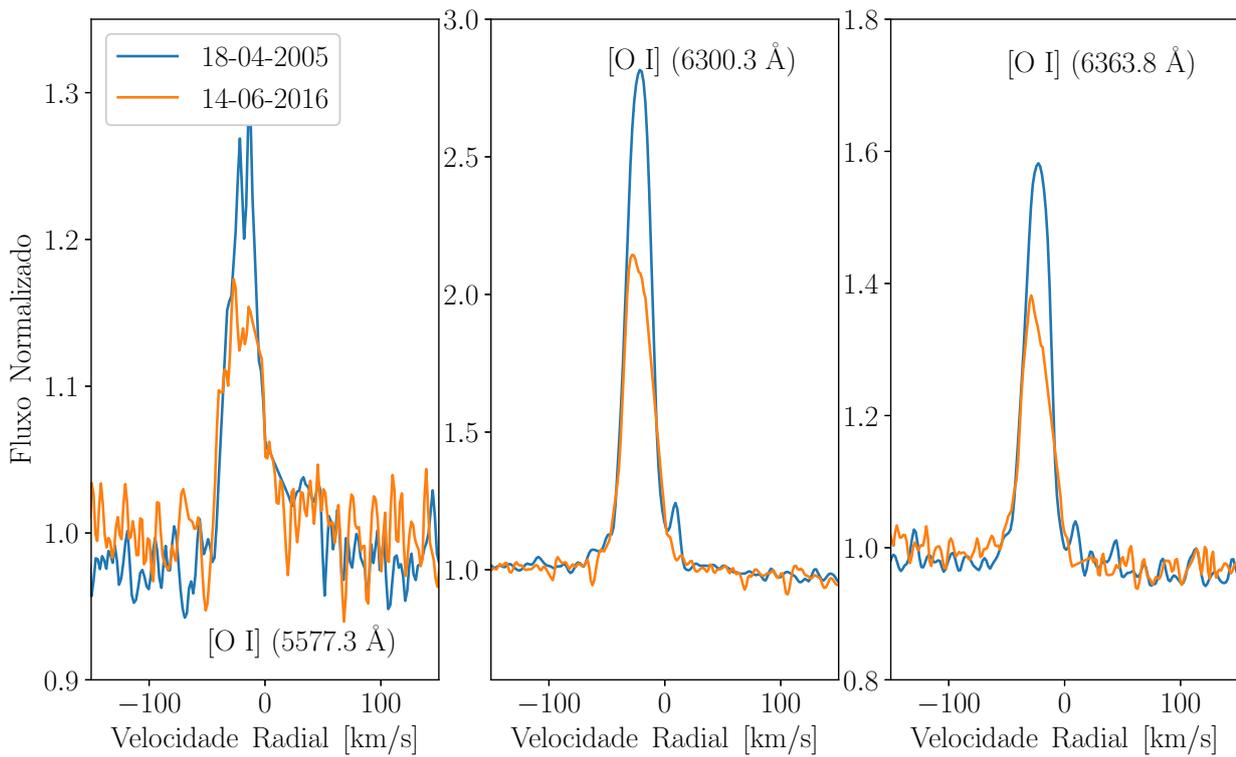


Figura 70 – Variação das linhas de [O I] em Hen 3-938.

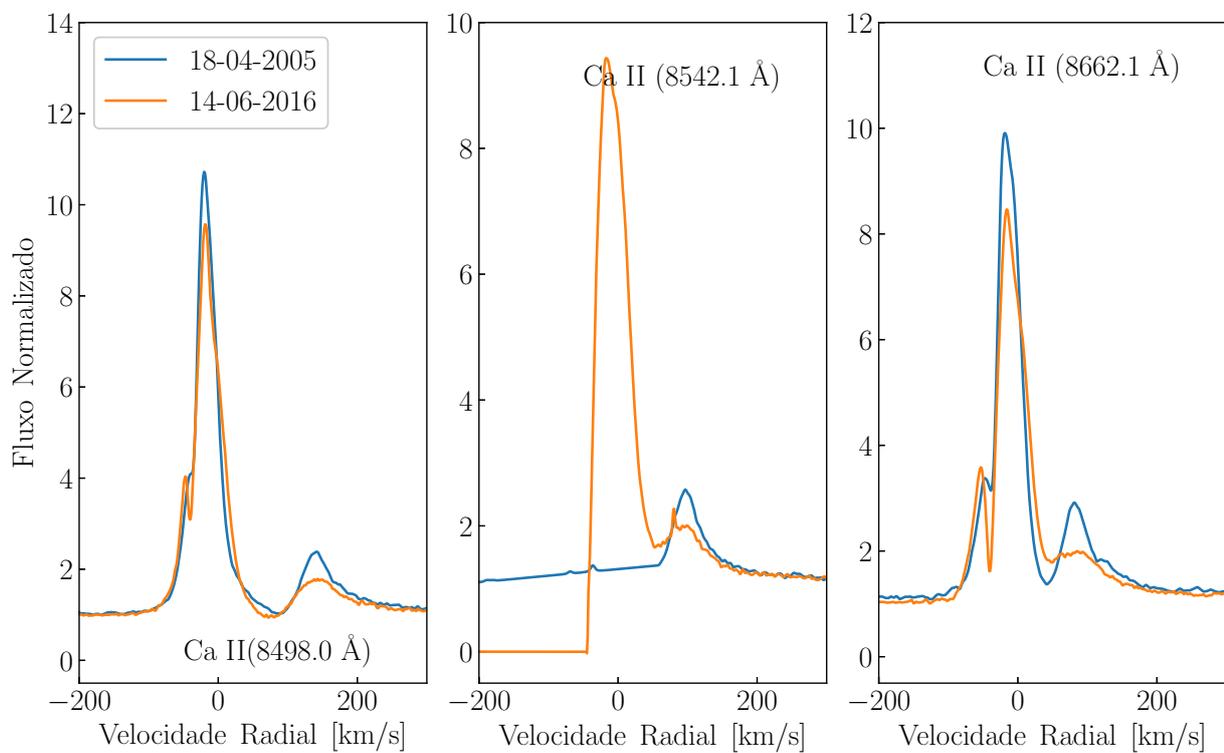


Figura 71 – Variação das linhas de Ca II em Hen 3-938. A linha de Ca II em 8542.1 Å encontra-se em meio de um falha do espectrógrafo FEROS.

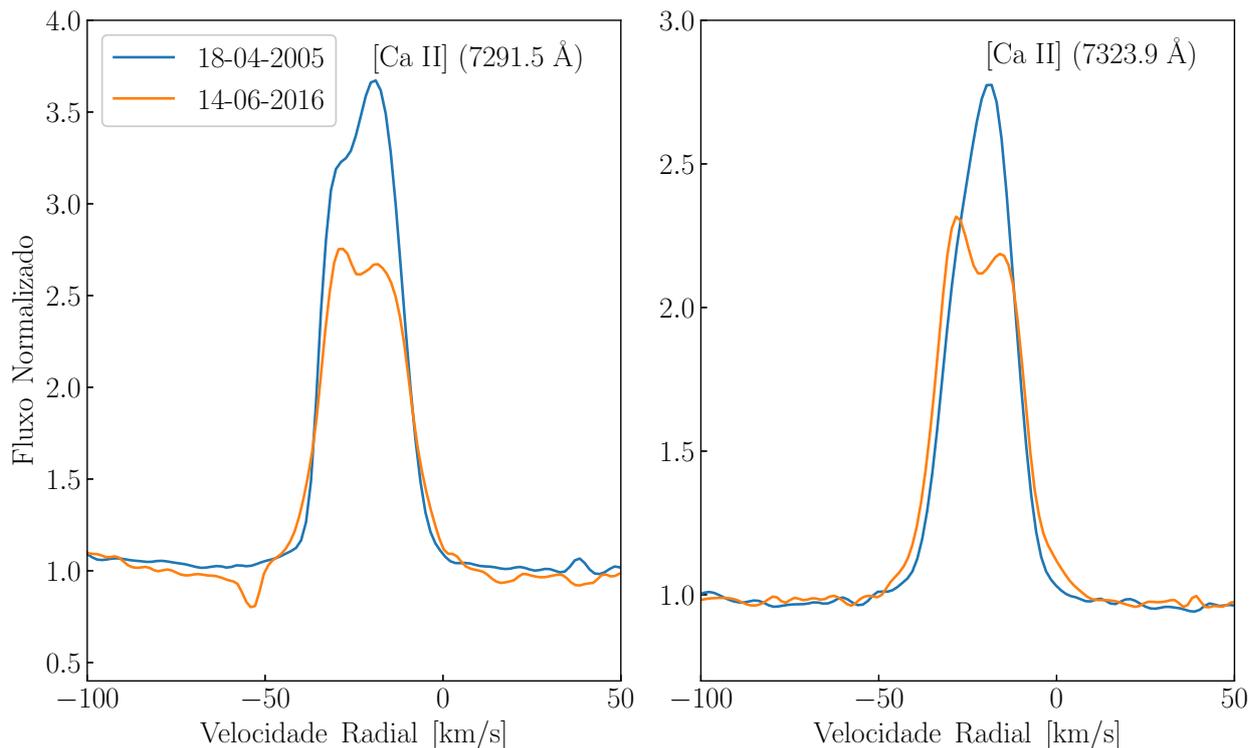


Figura 72 – Variação das linhas de [Ca II] em Hen 3-938.

4.2.7 SS 255.

- *Linhas do Hidrogênio.* As linhas de Balmer vistas em SS 255 são bem intensas, vide Figura 73. As asas destas linhas são estreitas, se estendendo desde $\sim +20 \text{ km s}^{-1}$ até $\sim +150 \text{ km s}^{-1}$ em $\text{H}\zeta$ e $\text{H}\gamma$, -200 km s^{-1} até $+400 \text{ km s}^{-1}$ em $\text{H}\beta$ e desde -3000 km s^{-1} até $+2500 \text{ km s}^{-1}$ em $\text{H}\alpha$. As linhas de $\text{H}\gamma$, $\text{H}\alpha$, $\text{H}\beta$ além de ser muito intensas apresentam claramente perfis em pico duplo. Cabe mencionar que $\text{H}\alpha$ é ~ 7 vezes mais intensas de que $\text{H}\beta$. Estas linhas de Balmer têm velocidades radiais de, $+78 \text{ km s}^{-1}$ ($\text{H}\zeta$), $+78 \text{ km s}^{-1}$ ($\text{H}\epsilon$), $+85 \text{ km s}^{-1}$ ($\text{H}\delta$), $+84 \text{ km s}^{-1}$ ($\text{H}\gamma$), $+95 \text{ km s}^{-1}$ ($\text{H}\beta$) e $+104 \text{ km s}^{-1}$ ($\text{H}\alpha$). As linhas de Paschen também são intensas e estreitas, e na figura 74 mostramos 5 delas.

- *Linhas do Hélio.* Na Figura 75 mostramos as linhas de He I em 5875.6 \AA e 6678.2 \AA identificadas em SS 255, são intensas e têm velocidades radiais de aproximadamente $+78 \text{ km s}^{-1}$ e $+75 \text{ km s}^{-1}$. Cabe mencionar que no espectro FEROS de SS 255 identificamos 7 linhas de He I, todas elas em emissão.

- *Linhas de Ferro.* Nos espectros FEROS de SS 255 também identificamos linhas proibidas e permitidas de Fe II. Identificamos 98 linhas de Fe II dos multipletos, 20, 27, 28, 29, 30, 35, 37, 38, 40, 41, 42, 73, 46, 48, 49, 73, 74, e 200. Todas estas linhas estão em emissão e apresentam perfis de pico simples. Na Figura 76 apresentamos as linhas do multipletto 42, que são intensas e bem estreitas.

Com relação as linhas proibidas de Fe II, identificamos 34 linhas dos multipletos 1, 3, 4, 6, 7, 14, 17, 18, 19, 20, 21, 29, 30, 34 e 44, a maioria destas pouco intensas. Na Figura 77 mostramos as linhas de [Fe II] centradas em 4413.8 \AA , 5333.7 \AA e 7155.1 \AA .

- *Linhas de Oxigênio.* Identificamos a presença de linhas bem intensas de [O I] em 5577.3 ,

6300.3 e 6363.8 Å, todas com perfis em pico simples, vide Figura 78. Também identificamos a presença de linhas em emissão proibidas e permitidas de O II. Estas últimas estão centradas em 4641.8 Å, 4701.2 Å, 6046.3 Å e 6046.5 Å. Já as linhas proibidas de O II estão centradas em 7319 Å e 7330 Å.

- *Linhas de Cálcio.* No espectros FEROS de SS 255, nós não identificamos linhas de proibidas nem permitidas de Ca II.

- *Outras linhas.* Nos nossos espectro FEROS, também identificamos outras linhas: Mn I, Mn II, Cr II, Si II, S II, N II, [N II], [S II], [Cr II] e [Ti II], todos eles em emissão.

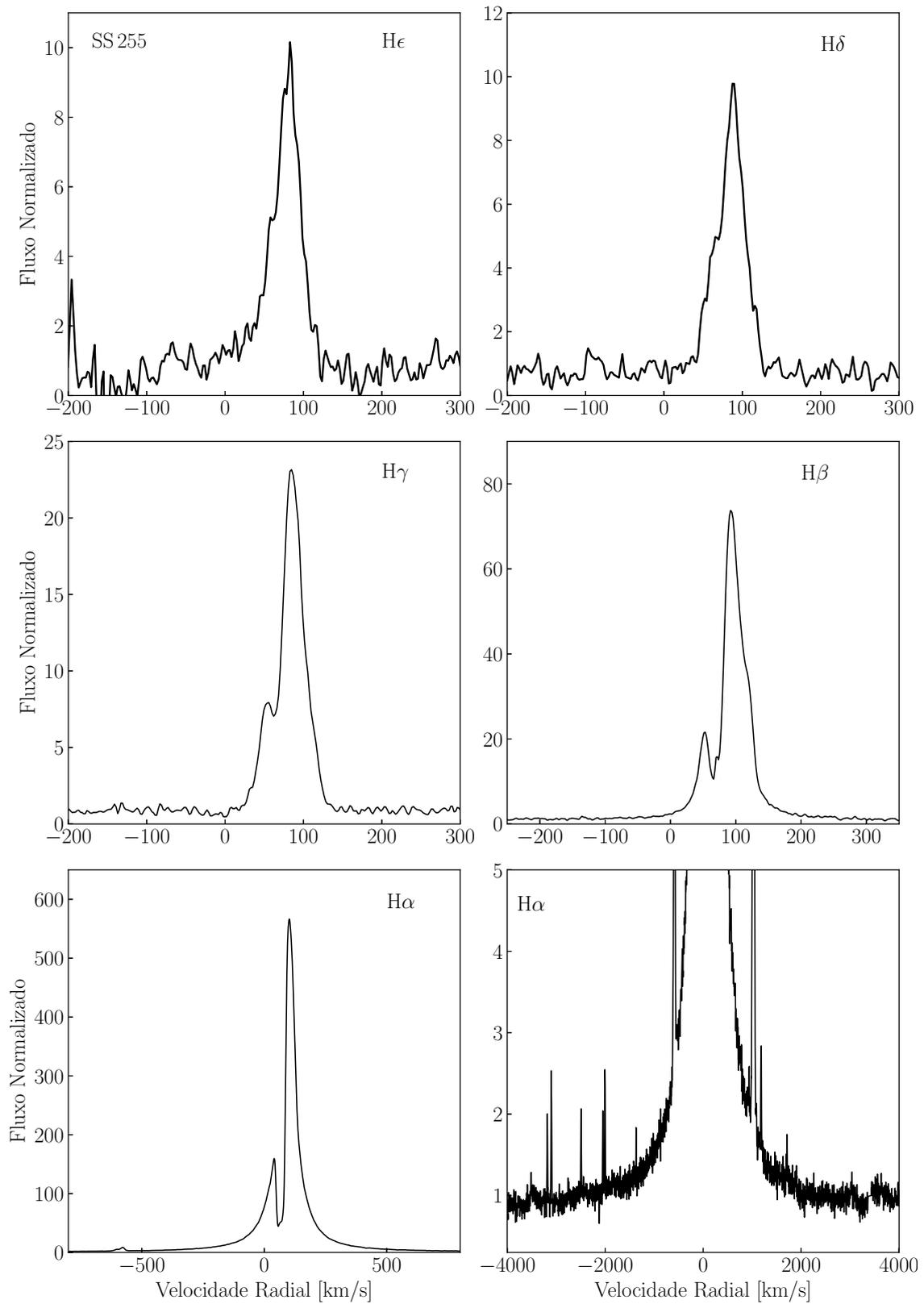


Figura 73 – Perfis de linha da série de Balmer de SS 255. No último painel, temos um zoom das asas de H α .

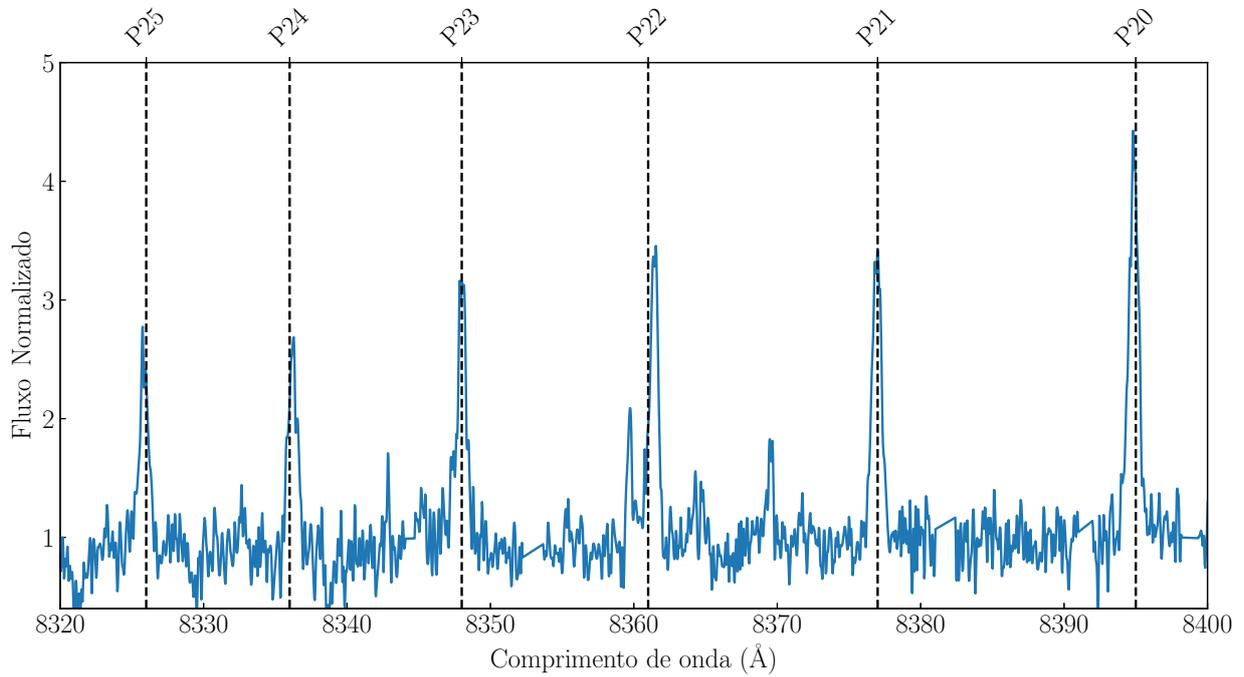


Figura 74 – Perfis das linhas de Paschen de SS255.

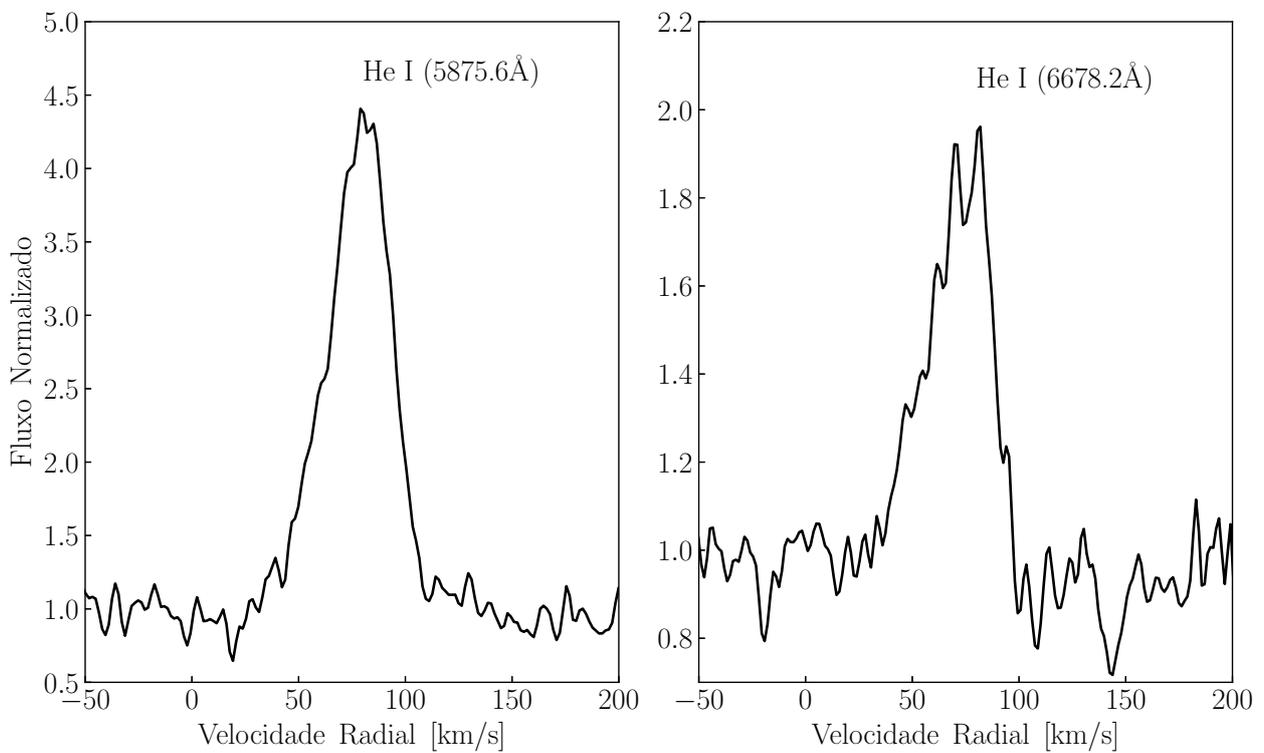


Figura 75 – Perfis das linhas do He I presentes em SS 255.

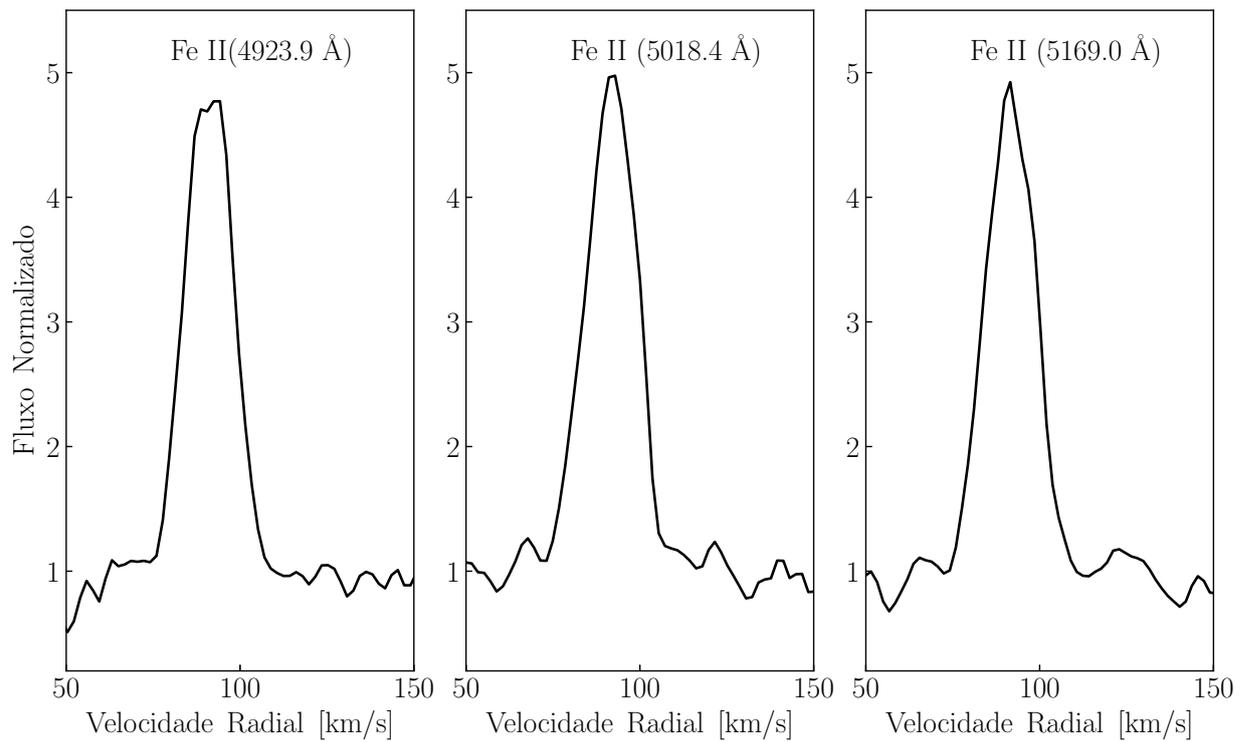


Figura 76 – Perfis das linhas de Fe II presentes em SS 255.

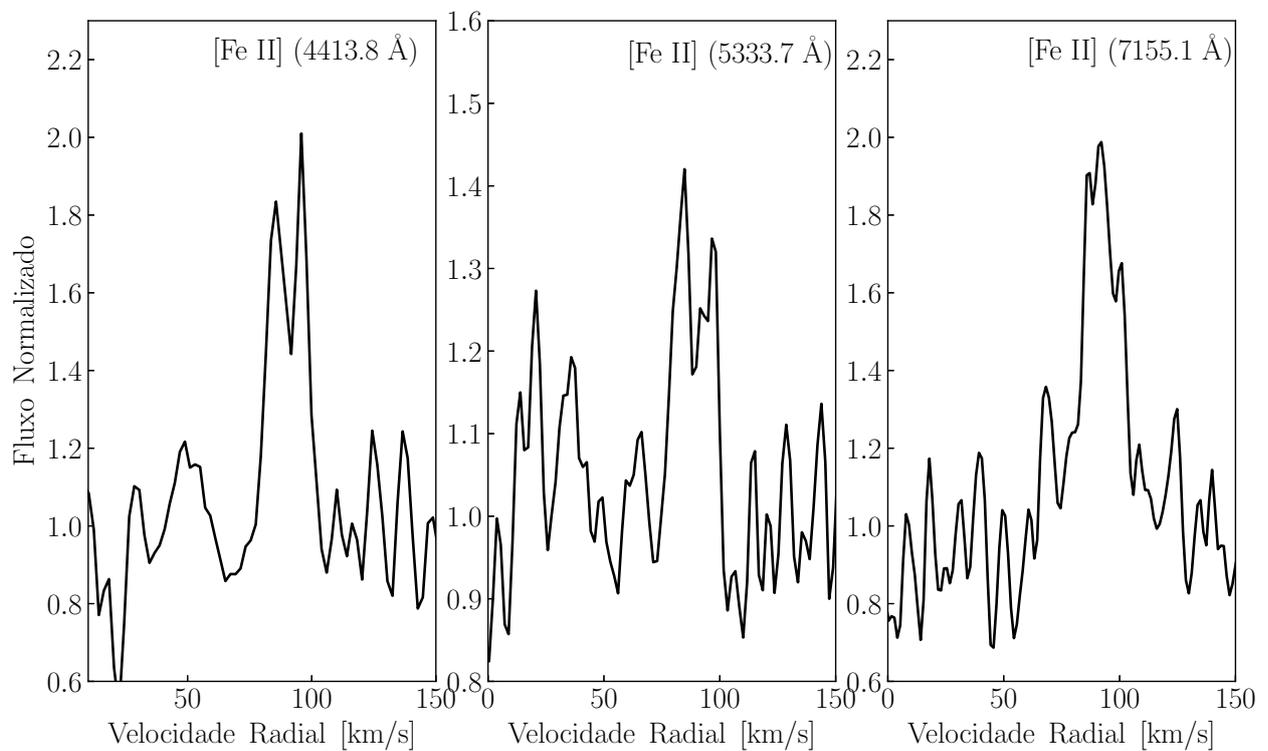


Figura 77 – Perfis das linhas de [Fe II] presentes em SS 255.

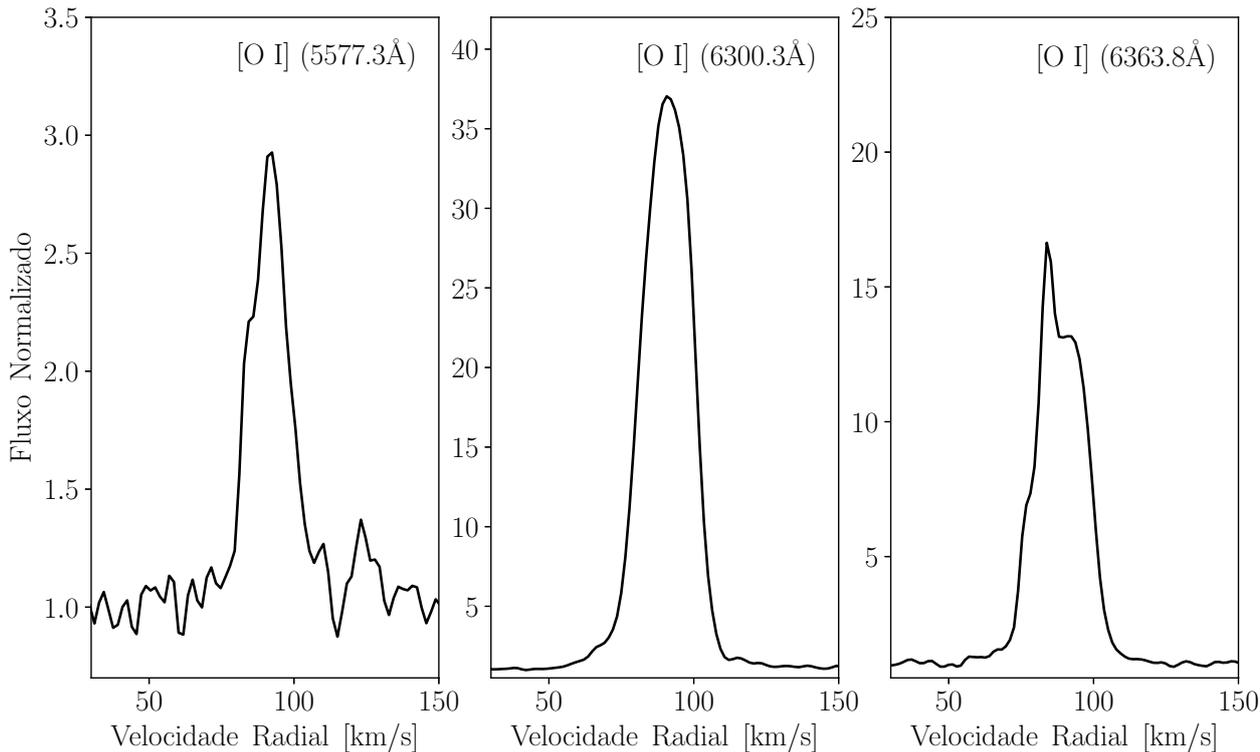


Figura 78 – Perfis das linhas de [O I] presentes em SS 255.

4.2.8 IRAS 17449+2320.

- *Linhas do Hidrogênio.* Todas as linhas da série de Balmer observadas em IRAS 17449+2320 mostram uma larga absorção fotosférica, vide Figura 79. As asas se estendem desde $\sim -2300 \text{ km s}^{-1}$ até $\sim +2200 \text{ km s}^{-1}$ em $\text{H}\epsilon$ e $\text{H}\delta$, -2600 km s^{-1} até $+2600 \text{ km s}^{-1}$ em $\text{H}\gamma$, e desde -1900 km s^{-1} até $+1700 \text{ km s}^{-1}$ em $\text{H}\alpha$. $\text{H}\beta$ e $\text{H}\alpha$ apresenta claramente uma componente em emissão com perfis em pico duplo. Estes picos têm uma separação de 34 km s^{-1} em $\text{H}\beta$ e 88 km s^{-1} em $\text{H}\alpha$. Na literatura, o pico duplo em $\text{H}\alpha$ também foi relatado por Miroshnichenko et al. (2007), onde apresenta a razão violeta sobre o vermelho, $V/R > 1$, ao contrário dos nossos espectros, onde $V/R \sim 1$.

Similarmente a IRAS 07080+0605, em IRAS 17449+2320 foram somente identificados linhas de Paschen (Pa) entre 8400 \AA até 8700 \AA (Pa16, Pa15, Pa14 e Pa13), vide Figura 80, onde notamos que linhas de Paschen apresentam uma larga componente em absorção, uma pequena emissão central.

- *Linhas do Hélio.* Identificamos 13 linhas de He I, todas elas em absorção. Na Figura 81 mostramos duas delas centradas em 5875.6 \AA e 6678 \AA , que são pouco intensas. Vale mencionar que encontramos que a EW da linha em 4171 \AA tem valor similar ao de Miroshnichenko et al. (1999), indicando que essa estrela não teve uma variação temporal sensível.

- *Linhas de Ferro.* Identificamos 60 linhas de Fe II, a maioria destas linhas mostram perfis de tipo shell com uma absorção central intensa (similar as observadas nas estrelas Be). Esse perfil indicaria uma orientação edge-on do disco CS. Na Figura 82 mostramos as linhas de Fe II do multipelto 42 em 4923.9 \AA , 5018.4 \AA , e 5169.0 \AA .

Por outro lado, identificamos somente 5 linhas em emissão de [Fe II], todas estas pouco intensas. Na figura 83 mostramos as linhas de [Fe II] em 4413.8 \AA , 5333.7 \AA e 7155.1 \AA .

- *Linhas de Oxigênio.* Identificamos linhas proibidas e permitidas de O I. Estas últimas encontram-se em absorção e são de multipletos: 1, 3, 5, 10, 11, 12 e 14. As do multiplete 1 (triplete no IV) mostram um perfil complexo, com três componentes estreitos e um ampla em absorção. Por outro lado, a de multipelto 4 ($\lambda\lambda$ 8446.8) está em emissão e mostra um perfil em pico duplo. Já o triplete do [O I] está também presente, vide Figura 84, e são pouco intensas e mostram perfis em pico simples.

- *Linhas de Cálcio.* Similar as linhas permitidas de Fe II, as linhas linhas de Ca II (8498.0, 5442.1 e 86621 Å) presentes em IRAS 17449+2320 mostram perfis de tipo shell, vide Figura 85. No espectro FEROS de IRAS 17449+2320 não detectamos a presença de linhas de [Ca II].

- *Outras linhas.* Nos espectros FEROS de alta resolução de IRAS 17449+23, também identificamos linhas de , Ti II, Cr II. S II e N II. Nós não observamos a presença de linhas de missão de [N II].

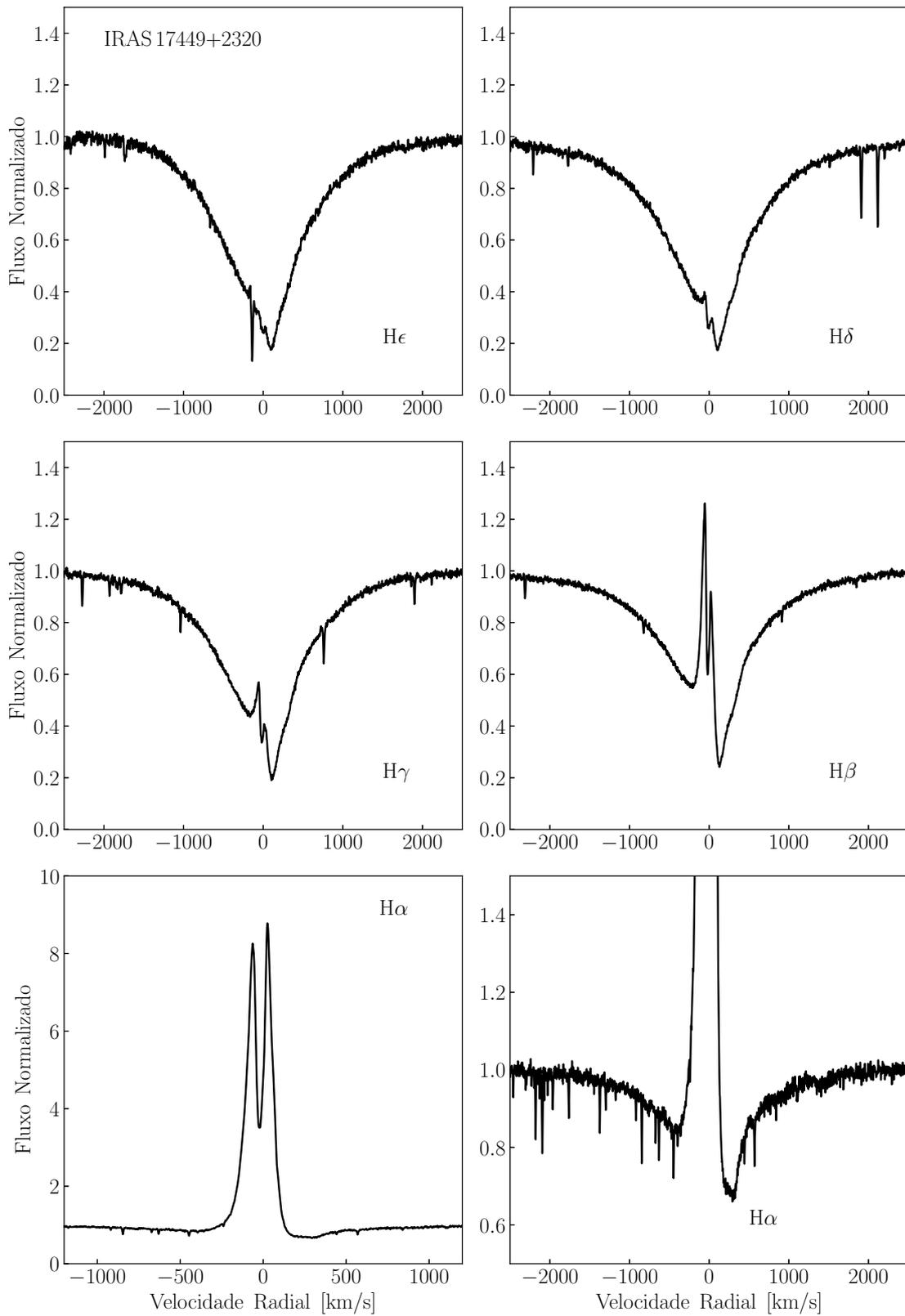


Figura 79 – Perfis de linha da série de Balmer de IRAS 17449+220. No último painel, temos um zoom das asas de H α .

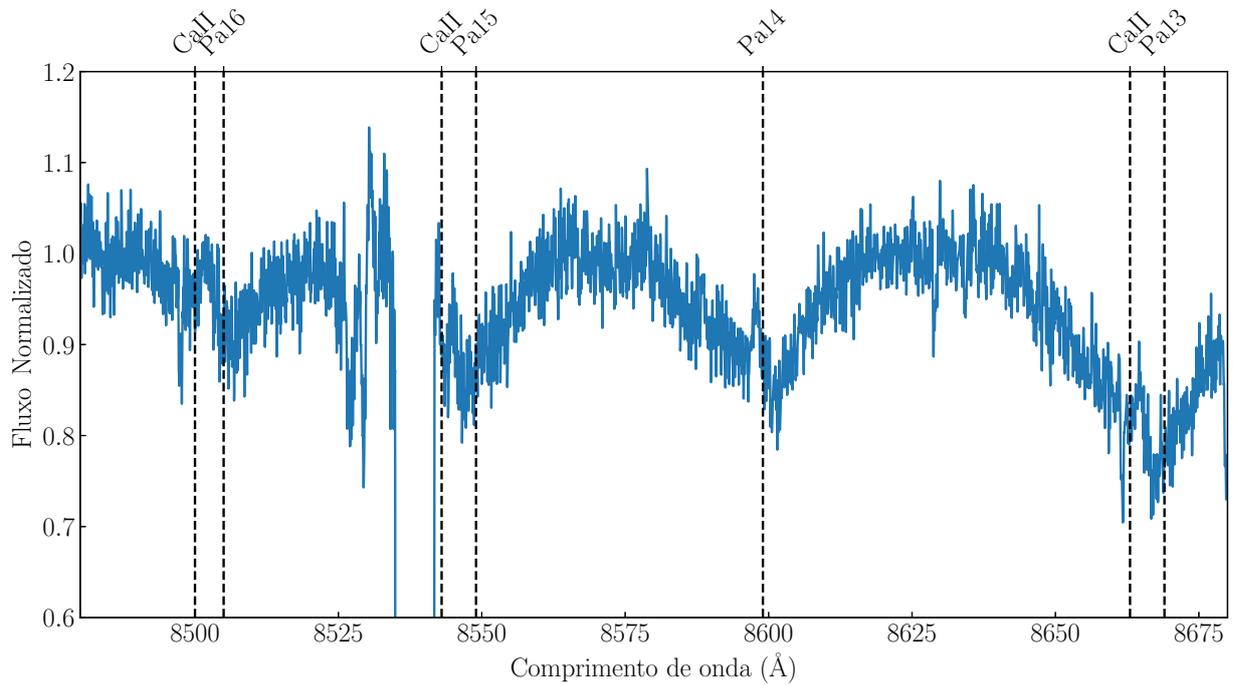


Figura 80 – Perfis das linhas de Paschen de IRAS 17449+2320.

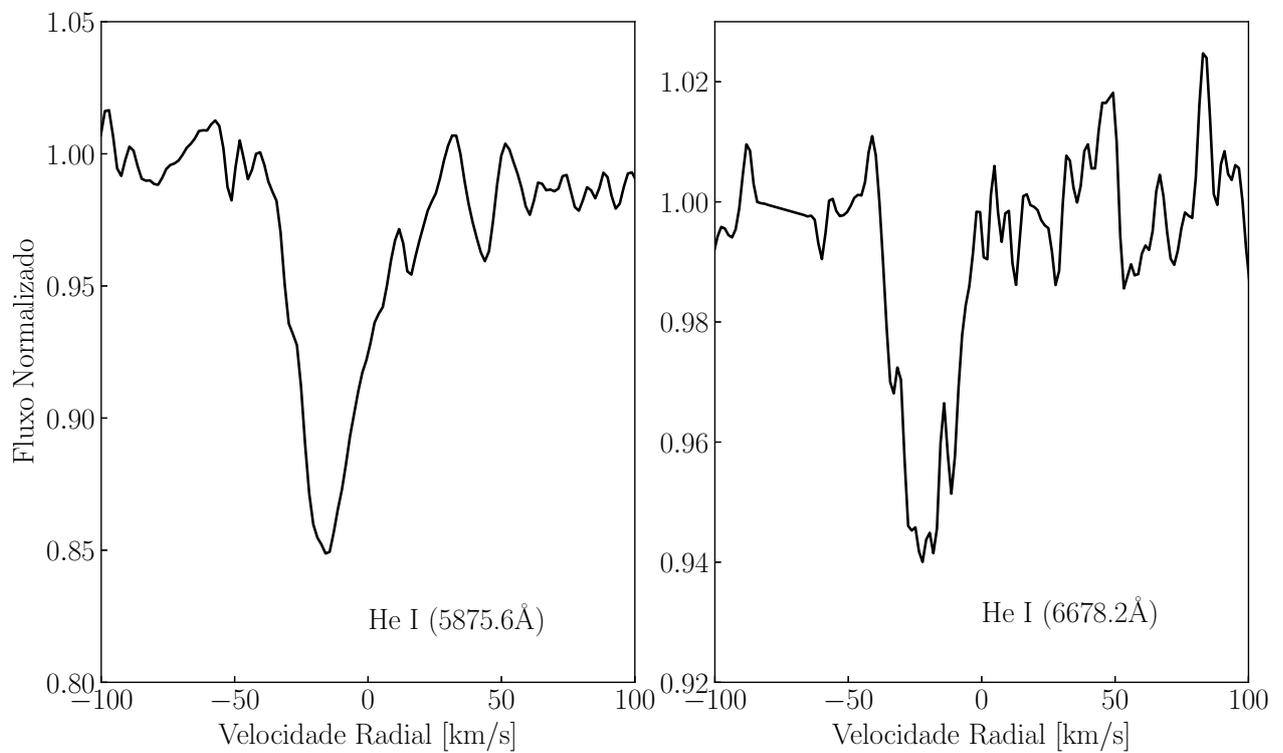


Figura 81 – Perfis das linhas em absorção do He I identificadas em IRAS 17449+2320.

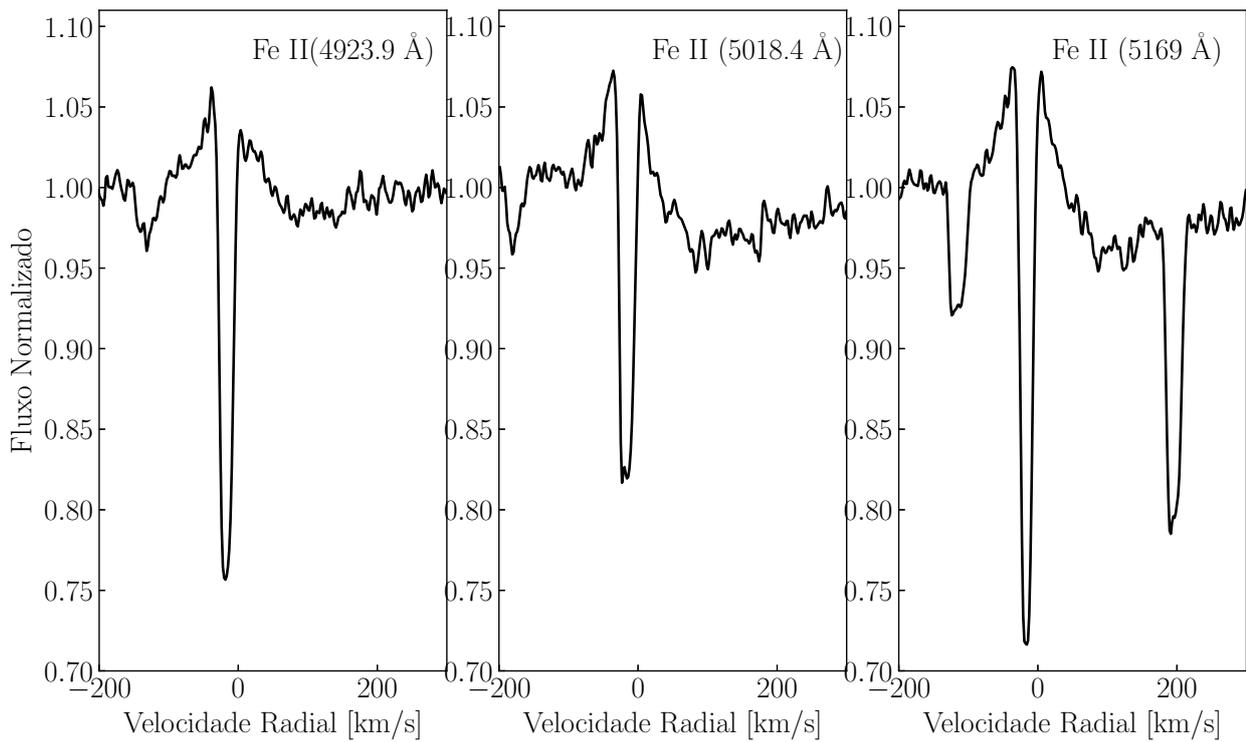


Figura 82 – Perfis de tipo shell nas linhas do multipletto 42 do Fe II identificadas em IRAS 17449+2320.

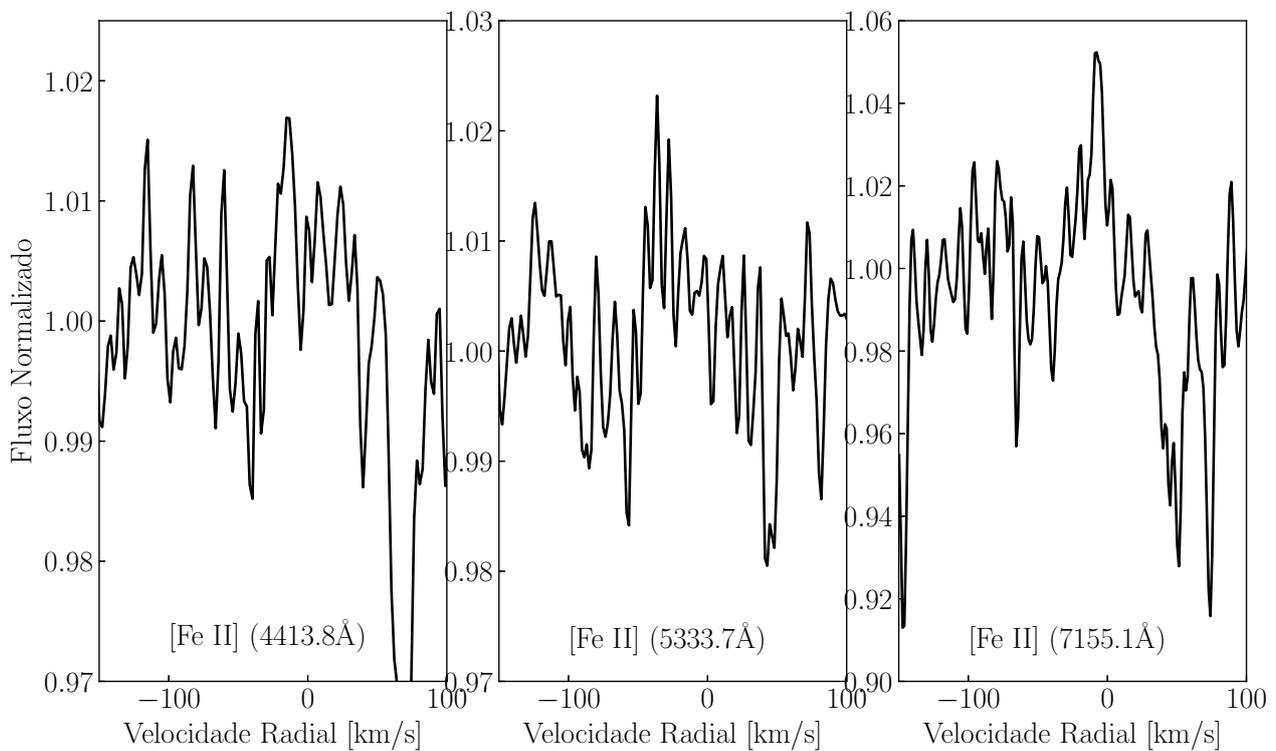


Figura 83 – Perfis das linhas em emissão de [Fe II] identificadas em IRAS 17449+2320.

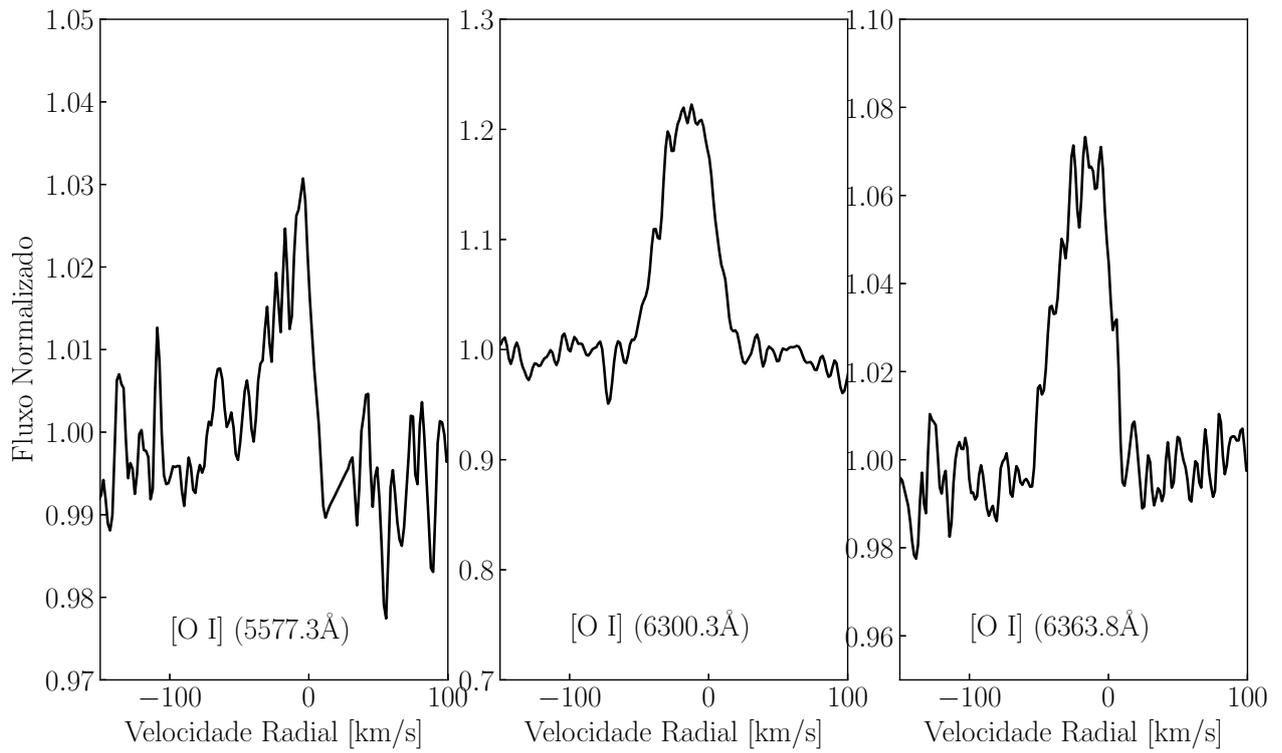


Figura 84 – Perfis das linhas em emissão de [O I] identificadas em IRAS 17449+2320.

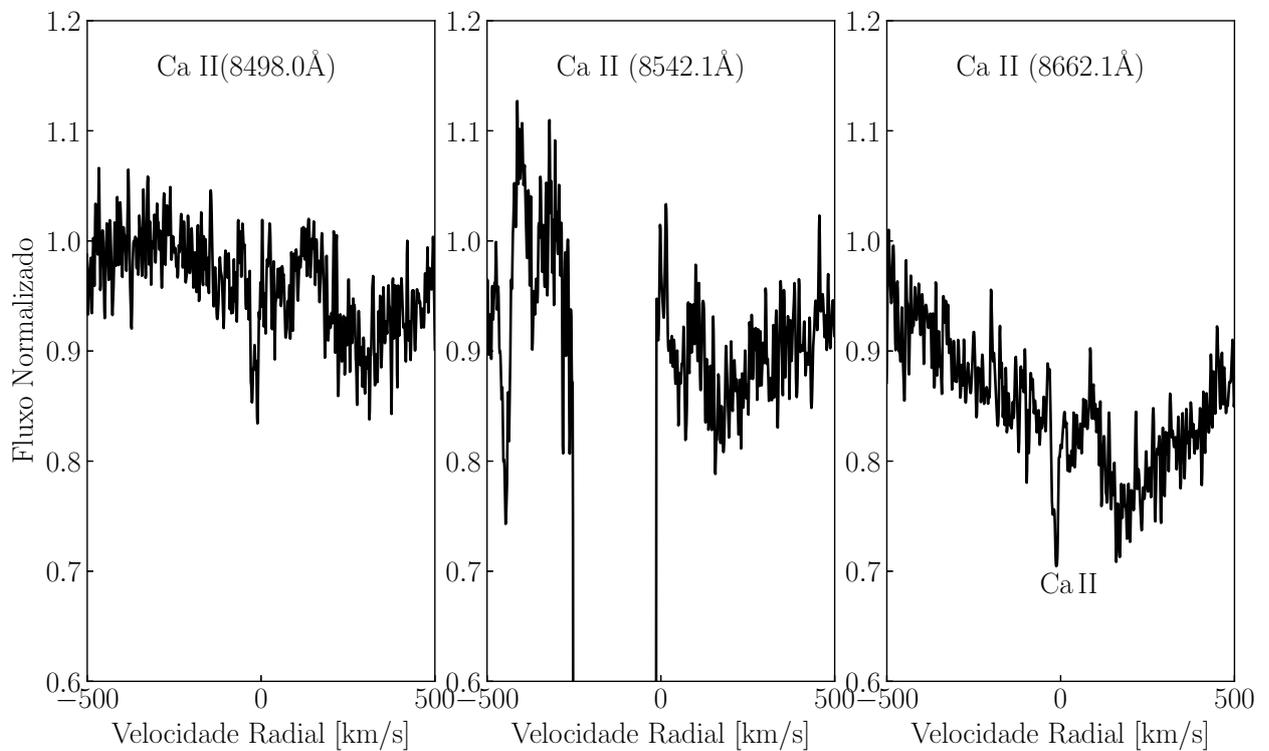


Figura 85 – Perfis das linhas de Ca II identificadas em IRAS 17449+2320. A linha de Ca II em 8542.1 Å encontra-se em meio de um falha do espectrógrafo FEROS.

4.2.9 [MA93] 1116

- *Linhas do Hidrogênio.* As linhas de Balmer presentes neste objeto mostram claramente perfis P-Cygni, onde as asas da componente em absorção se estendem desde \sim -300 kms ($H\epsilon$) até \sim -640 km s^{-1} ($H\alpha$), vide Figura 86. Estas componentes em absorção estão centradas em \sim -140 km s^{-1} ($H\gamma$ e $H\beta$) até \sim -270 km s^{-1} ($H\alpha$). Já as asas das componentes em emissão vão desde \sim +300 km s^{-1} ($H\epsilon$) até \sim +1400 km s^{-1} ($H\alpha$).

Na literatura [MA93] 1116 foi observado em 2004 por Wisniewski et al. (2007), que também relataram que as linhas de Balmer apresentam perfis P-Cygni, com EW de -5.2 Å ($H\gamma$), -29.3 Å ($H\beta$) e -267 Å ($H\alpha$), enquanto nós medimos EW de -5.2 Å ($H\gamma$), 29.3 Å ($H\beta$) e -267 Å ($H\alpha$), onde as linhas observadas por nós em 2007 são mais intensas que as observadas por Wisniewski et al. (2007). Por outro lado, as asas de $H\alpha$ observada por Wisniewski et al. (2007) se estendem desde -2100 km s^{-1} até +2190 km s^{-1} , com absorção central de -260 km s^{-1} , enquanto a observada por nós se estende desde -640 km s^{-1} até +1400 km s^{-1} , com uma absorção central em torno de -270 km s^{-1} .

Com respeito as linhas de Paschen (Pa) presentes em [MA93] 1116, estas são pouco intensas e parecem mostrar perfis em pico simples ou até pico duplo, vide Figura 87

- *Linhas do Hélio.* Identificamos 7 linhas em emissão do He I dos multipletos 4, 11, 14, 45 46, 48 e 69. Das quais, na Figura 88 mostramos as do multipletos 4 e 48 centradas em 4921.9 Å e 5015.7 Å, que estão em emissão. Vale a pena mencionar que no espectro analisado por Wisniewski et al. (2007) em 2004, estes autores relatam que as linhas de He I em 4921.9 Å e 5015.7 Å encontram-se em absorção.

- *Linhas de Ferro.* Identificamos linhas proibidas e permitidas de Fe II. Na figura 89 mostramos as linhas do Fe II do multipelto 42 presentes em [MA93] 1116, que são estreitas e apresentam perfis em picos simples. Também identificamos a presença de linhas pouco intensas de [Fe II]. Na figura 90 mostramos as linhas de [Fe II] em 4413.8 Å 5333.7 Å e 7155.1 Å presentes em [MA93] 1116.

- *Linhas de Oxigênio.* Nos espectros FEROS de alta resolução de [MA93] 1116 também identificamos linhas proibidas e permitidas oxigênio, como as de O I, O II, [O I], [O II] e [O II]. As linhas de [O I] identificadas estão centradas em 5577.3 Å, 6300.8 Å e 6363.8 Å, vide Figura 91, e são estreitas e apresentam perfis em pico simples.

Nossos espectros também apresentam linhas proibidas em emissão (linhas nebulosas) de íons altamente ionizados, como as de [O III], [Ar III], [Ar IV] e [Ar XI] com perfis de pico simples. No entanto, após a subtração da contribuição do céu (fibra do céu), resta apenas um pequeno resíduo, indicando que essas linhas não são do próprio objeto.

- *Linhas de Cálcio.* Na figura 92 mostramos as linhas em emissão do tripleto do Ca II presentes em [MA93] 1116. A linha de Ca II em 8498.0 Å não é visível devido ao S/N muito baixo. Por outro lado, em 8542.1 e 8662.1 Å estão claramente blendadas com linhas em emissão de Paschen (Pa15 e Pa13). [MA93] 1116 também apresenta linhas pouco intensas de [Ca II].

- *Outras linhas.* Além das linhas já mencionadas, também identificamos outros elementos: S II, [S II], [Cr II], [Ti II] e [N II].

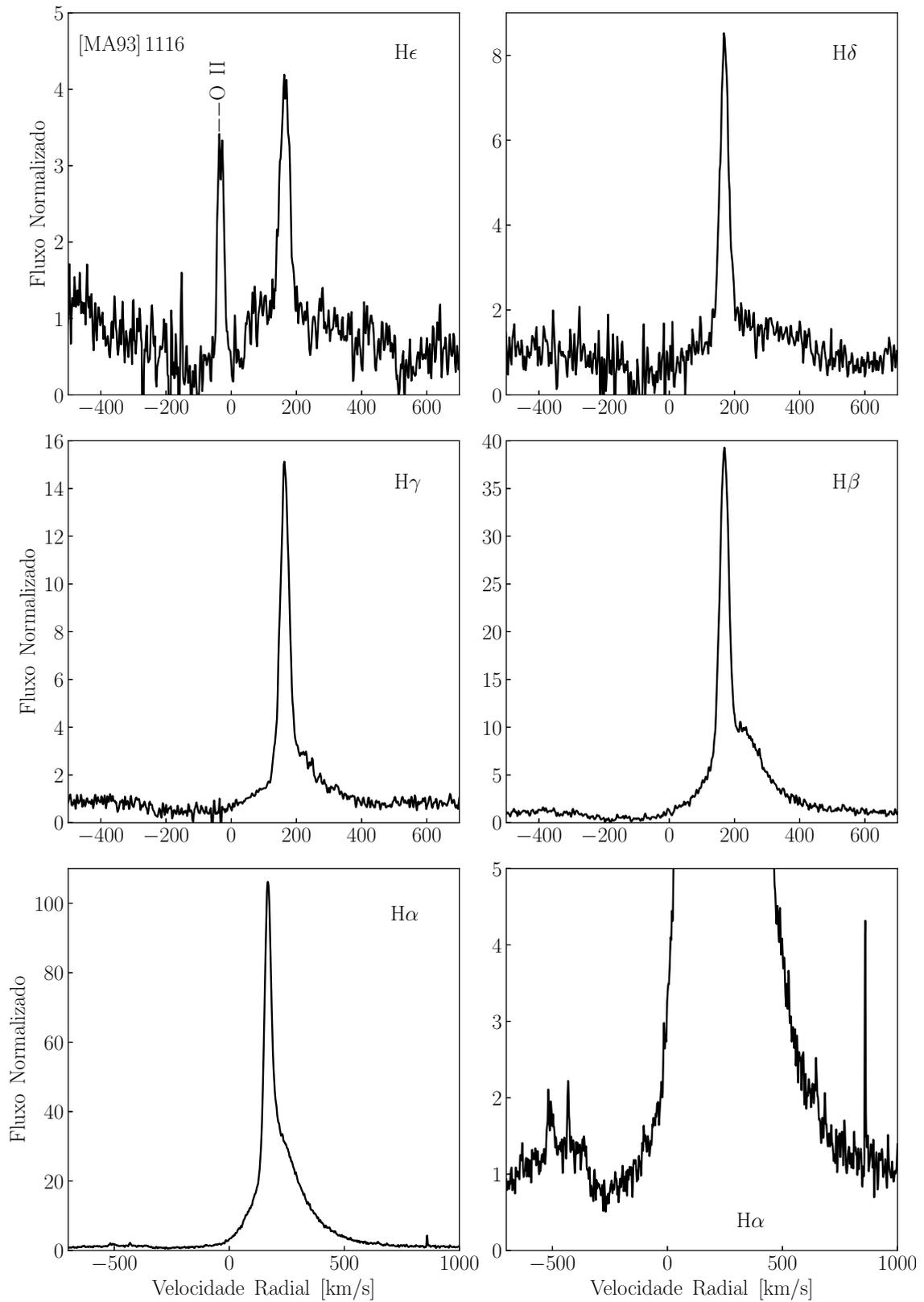


Figura 86 – Perfis de linha da série de Balmer de [MA93]1116. No último painel, temos um zoom das asas de H α .

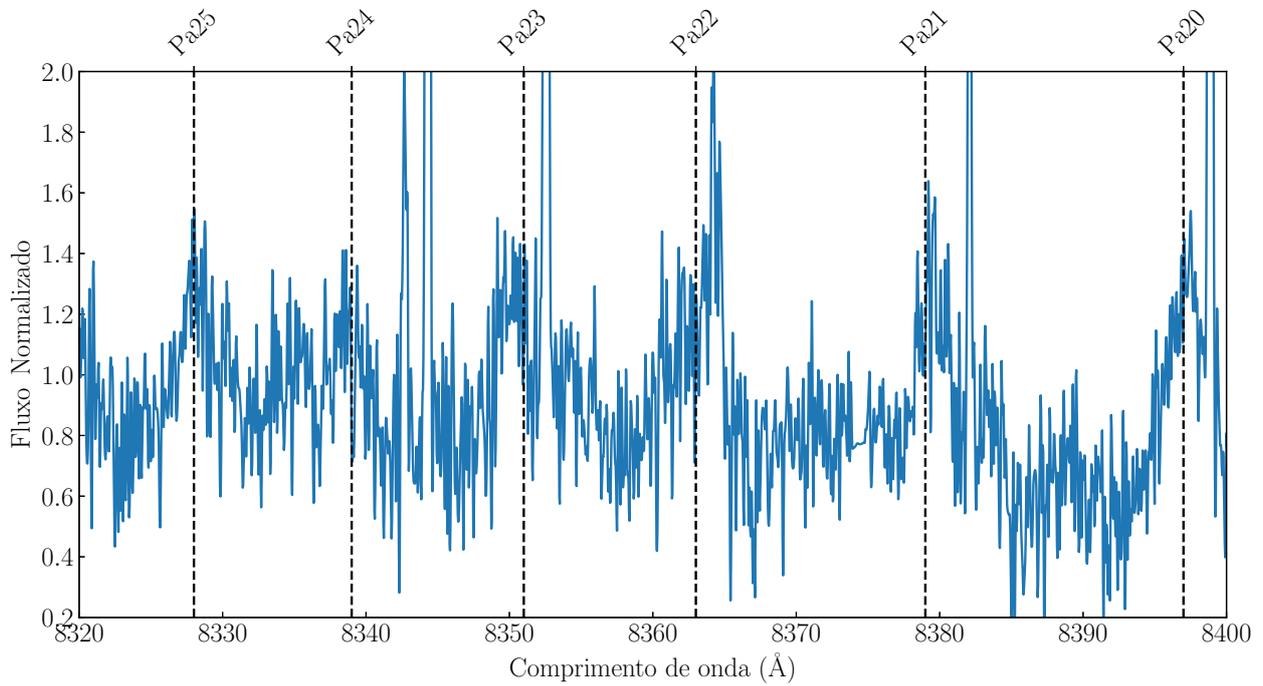


Figura 87 – Perfis das linhas de Paschen de [MA93] 1116.

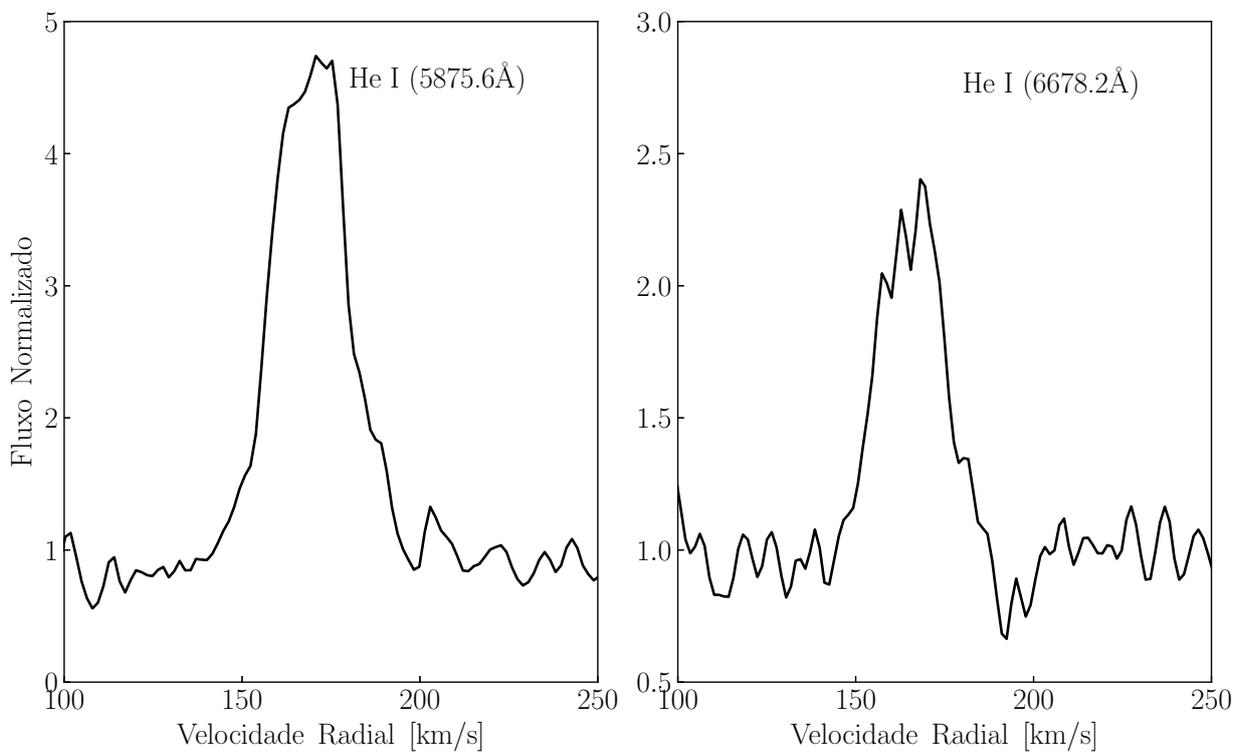


Figura 88 – Perfis das linhas do He I em 5875.6 Å e 6678.2 Å identificadas em [MA93] 1116.

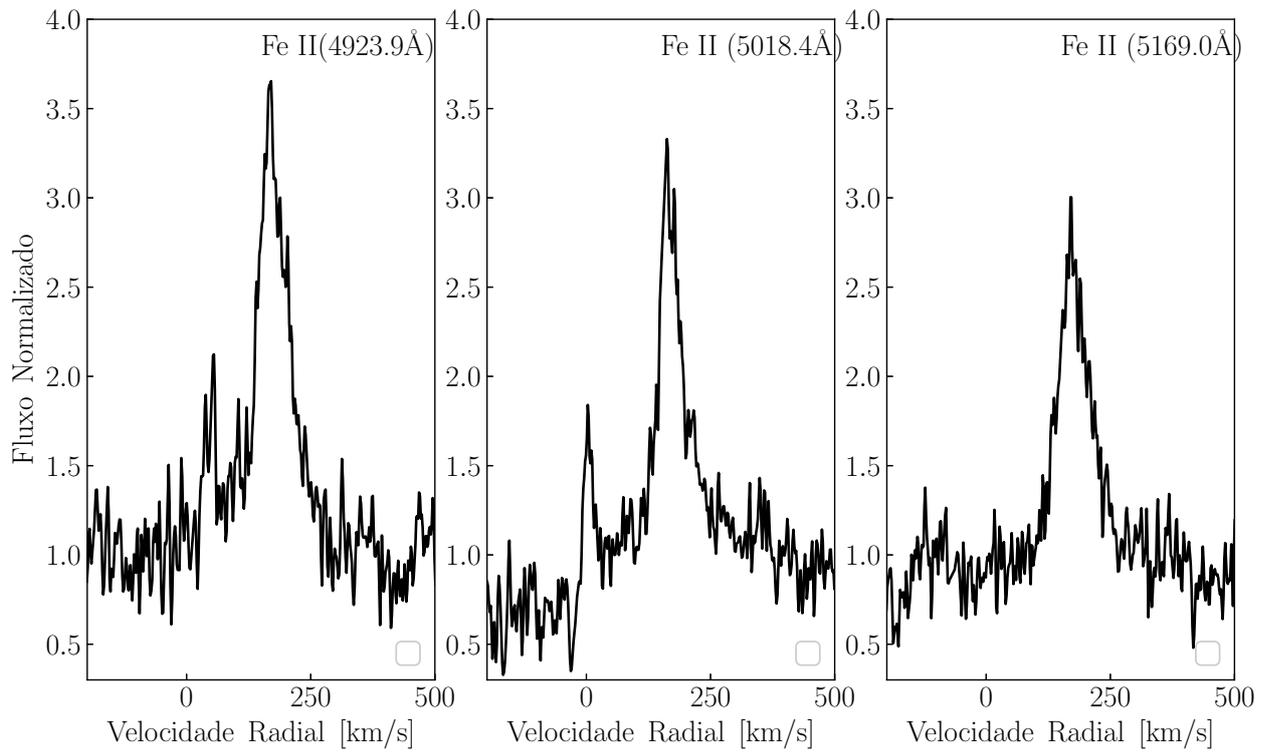


Figura 89 – Perfis em pico duplo nas linhas do multipletto 42 do Fe II identificadas em [MA93] 1116.

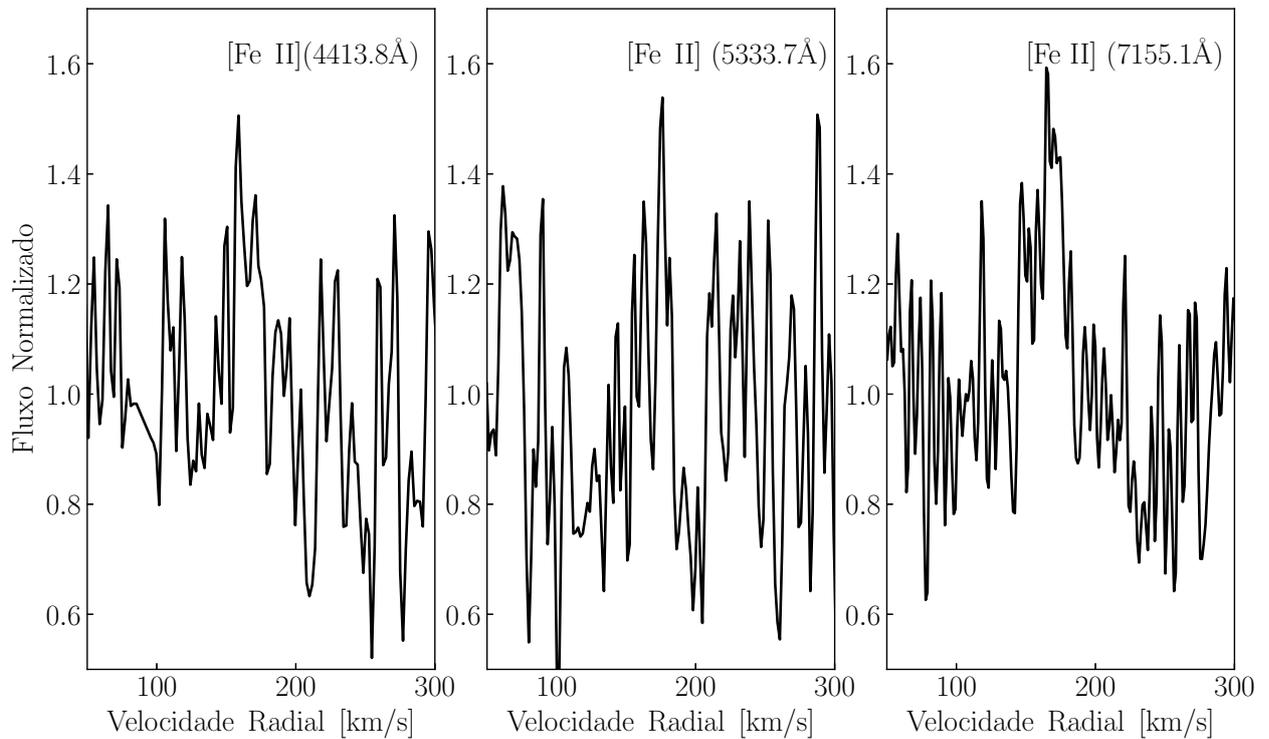


Figura 90 – Perfis das linhas de [Fe II] identificadas em [MA93] 1116.

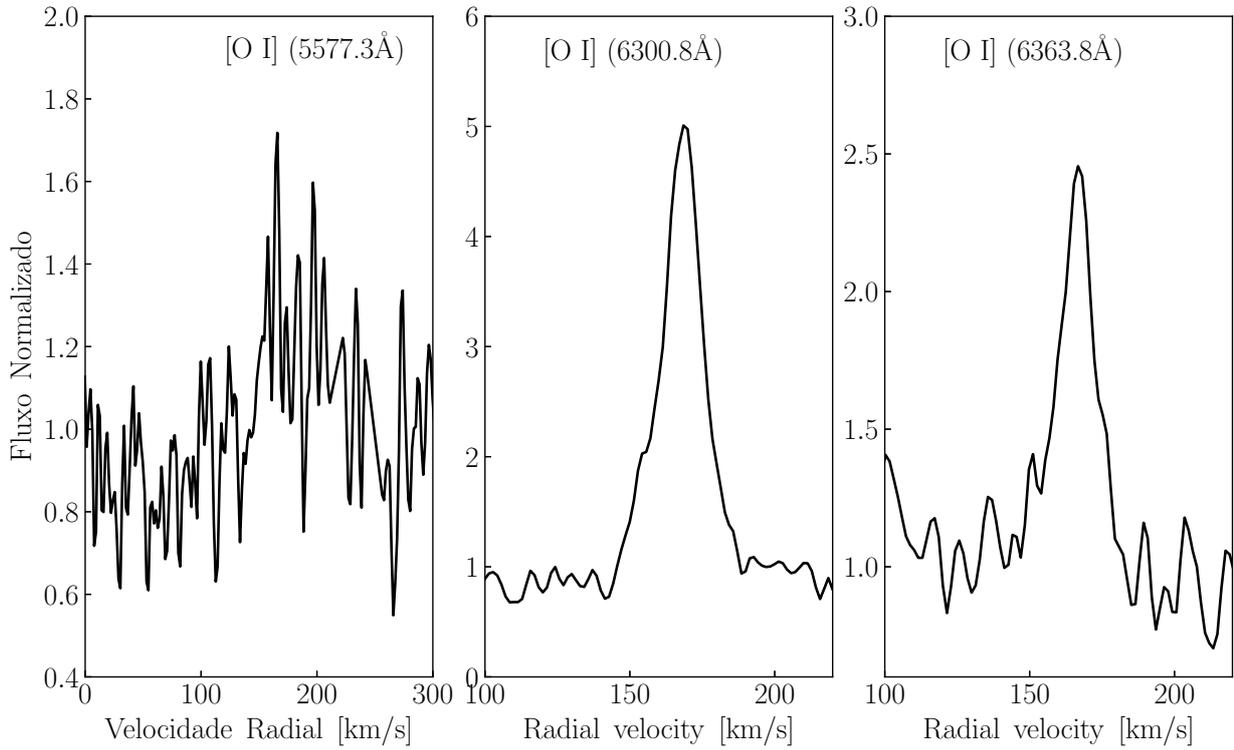


Figura 91 – Perfis das linhas de [O I] identificadas em [MA93] 1116.

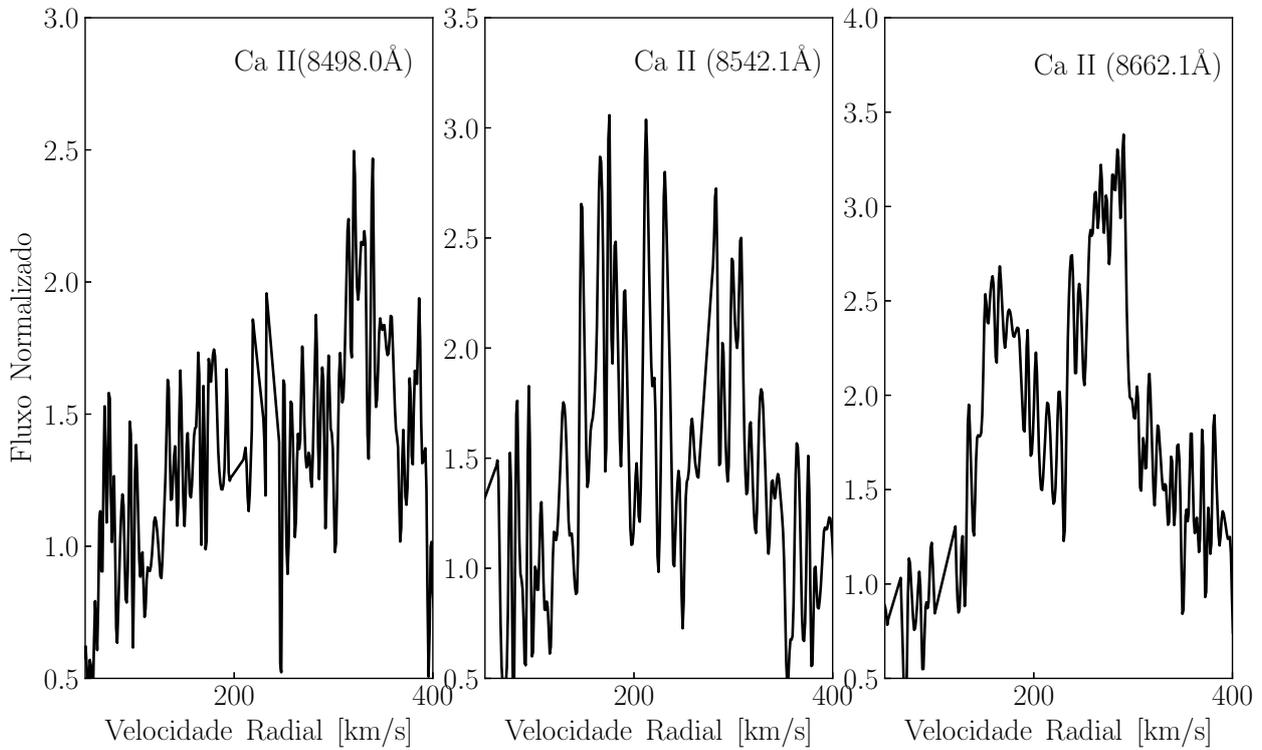


Figura 92 – Triplete do Ca II no IV identificadas em [MA93] 1116.

4.2.10 LHA 115-N82

Os espectros FEROS deste objeto foram obtidos em 2008 e 2015, este ultimo é um espectro público.

-*Linhas do Hidrogênio.* Na Figura 93 mostramos as linhas da série de Balmer presentes em LHA 115-N82. Estas linhas podem ser divididas em dois grupos; i) as que parecem estar sobre uma absorção fotosférica, H ϵ até H β , as asas vão desde ~ -600 km s $^{-1}$ até $\sim +800$. H ϵ também mostra uma estreita absorção, provavelmente devido à linha de Ca II-H. Enquanto as outras, H γ e H β apresentam perfis em pico duplo; ii) em emissão, H α , esta linha apresenta um perfil em pico duplo, onde a linha observada em 2015 é mais intensa que a observada em 2008. As asas, não mostram variações sensíveis e se estende desde -1800 km s $^{-1}$ até $+2000$ km s $^{-1}$.

Na literatura LHA 115-N82 foi observada em 1989 por Heydari-Malayeri (1990), que relatou que os perfis de H γ , H β e H α mostravam perfis P-Cygni, e que a separação das componentes tinham velocidades de $+152.6$ km s $^{-1}$, $+146.2$ km s $^{-1}$ e $+106.6$ km s $^{-1}$ respectivamente. Comparando com os nossos espectros, nós notamos que a separação das componentes de H β e H α , têm velocidades de $+137$ km s $^{-1}$ (2008), $+126$ km s $^{-1}$ (2015) em H β , e de $+136$ km s $^{-1}$ (2008), $+133$ km s $^{-1}$ (2015) em H α .

Nos espectros FEROS de LHA 115-N82 também identificamos linhas de Paschen (Pa) em absorção, vide Figura 94. As linhas Pa16, Pa15 e Pa13 parecem estar blendadas com linhas em absorção de Ca II. Em ambas observações notamos fortes variações tanto no perfil quanto nas suas velocidades radiais.

- *Linhas do Hélio.* No espectro obtido em 2008 identificamos 8 linhas em absorção pouco profundas do He I. Já no espectro observado em 2015, devido ao S/R muito baixo somente identificamos 6 linhas de He I.

- *Linhas de Ferro.* Os espectros FEROS de LHA 115-N82 observados em 2008 e 2015 também identificamos linhas proibidas e permitidas de Fe II. Três linhas desta última são mostradas na Figura 95. As linhas permitidas Fe II apresentam um comportamento semelhante ao das linhas Balmer, apresentando em 2008 uma emissão no lado azul (P-Cygni inverso) e, em 2015 uma emissão no lado vermelho (P-Cygni), vide figura 95.

Já as linhas proibidas de Fe II, encontram-se em emissão e parecem mostrar perfis em pico duplo. Na Figura 96 nós mostramos as linhas de [Fe II] em 4413.8 Å , 5333.3 Å e 7155.1 Å , com as mais intensas no espectro observado em 2015.

- *Linhas de Oxigênio.* Para LHA 115-N82 também identificamos linhas proibidas e permitidas de O I. As linhas permitidas encontram-se em absorção (exceto a linha em 8446.8 Å que parece estar em emissão).

Por outro lado, as linhas de [O I] apresentam claramente perfis em pico duplo, vide Figura 97. Os picos duplos em 6300.8 Å e 6363.8 Å mostram uma separação de ~ 21 km s $^{-1}$. As linhas de [O I] observadas em 2008 são menos intensas que as observadas em 2015. Vale mencionar que os perfis destas linhas não apresentam uma forte variação.

- *Linhas de Cálcio.* Também identificamos linhas proibidas e permitidas de Ca II. As linhas

permitidas de Ca II parecem estar blendadas com linhas em absorção da série de Paschen (Pa16, Pa15 e Pa13), vide Figura 98. Vale mencionar que as linhas de Ca II observadas em 2008 são completamente diferentes às observadas em 2015.

Com respeito as linhas de [Ca II], elas são poucas intensas e parecem mostrar perfis em pico duplo, vide Figura 99. Comparando os perfis em ambas observações, notamos que estas não mostram variações sensíveis.

- *Linhas de Magnésio.* Nós identificamos cinco linhas de absorção de Mg II, com a mais prominente centrada em 4481.3 Å, vide Figura 100. Estas linhas mostram uma alta variabilidade a suas velocidades radiais, vide Capítulo 5.

- *Linhas de Silício.* Na Figura 101 mostramos linhas de Si II em 6347.1 Å e 6371.4 Å identificadas nos espectros FEROS de LHA 115-N82. Similarmente as linhas de Mg II, as Si II também mostram uma alta variabilidade nas suas velocidades radiais. No Capítulo 5 são mostradas os valores das velocidades radiais.

- *Outras linhas.* Nos espectros FEROS de alta resolução de LHA 115-N82, também identificamos outras linhas: Cr II, Ti II, S II, [S II] e [N II].

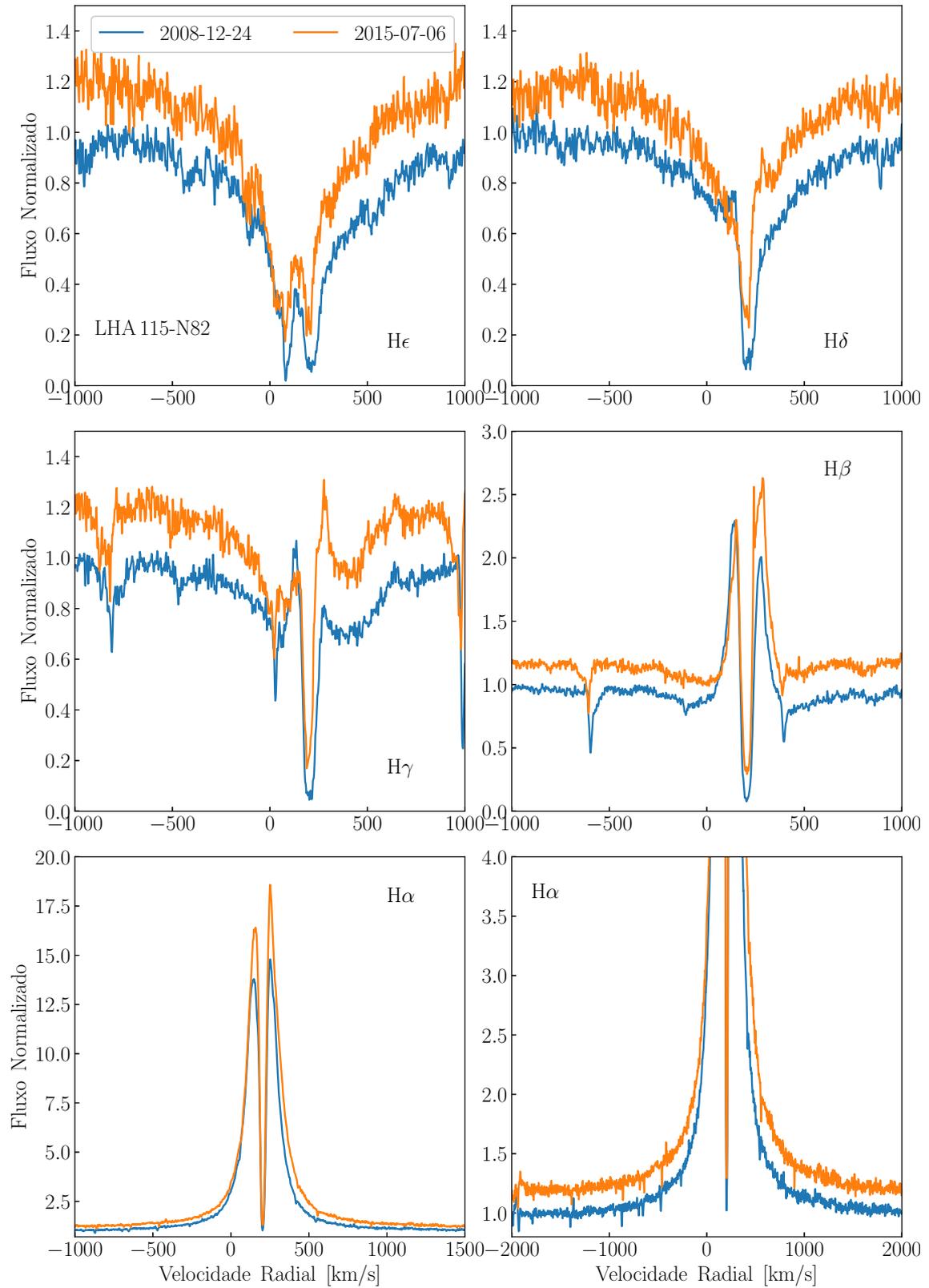


Figura 93 – Variação dos perfis de linha da série de Balmer de LHA 115-N82.

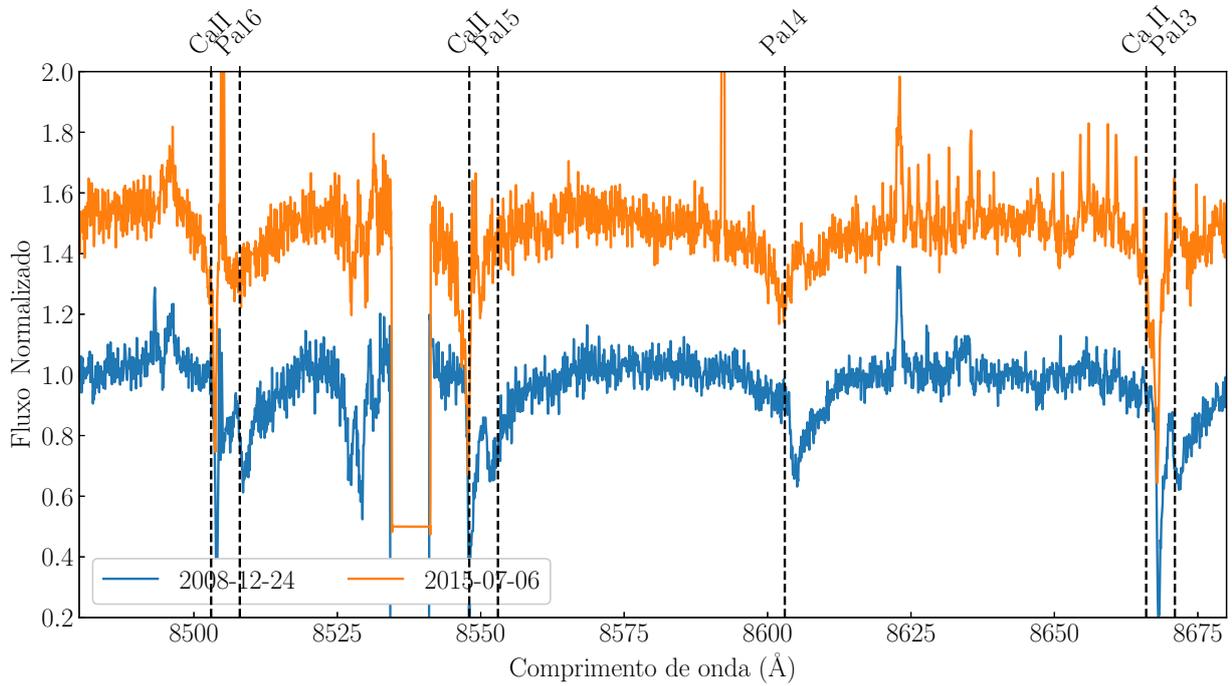


Figura 94 – Variação dos perfis de linha da série de Paschen de LHA 115-N82.

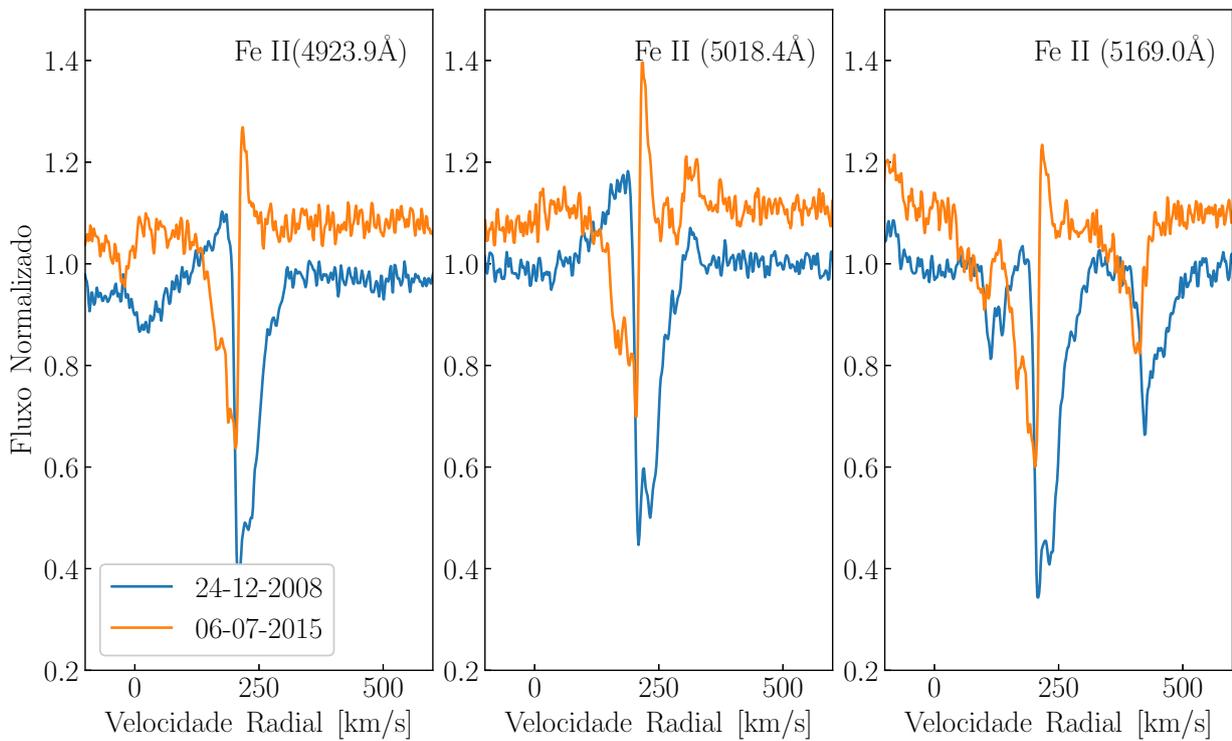


Figura 95 – Variação das linhas do multipletto 42 do Fe II identificadas em LHA 115-N82.

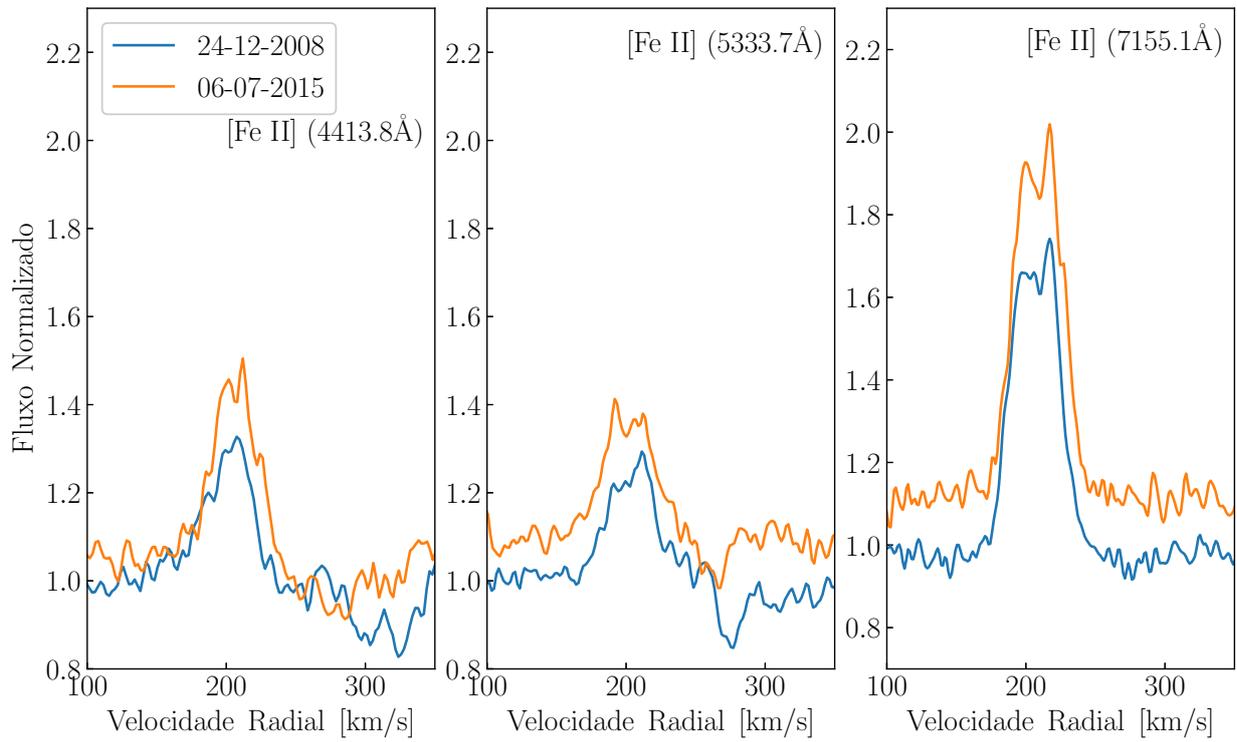


Figura 96 – Variação das linhas de [Fe II] identificadas em LHA 115-N82.

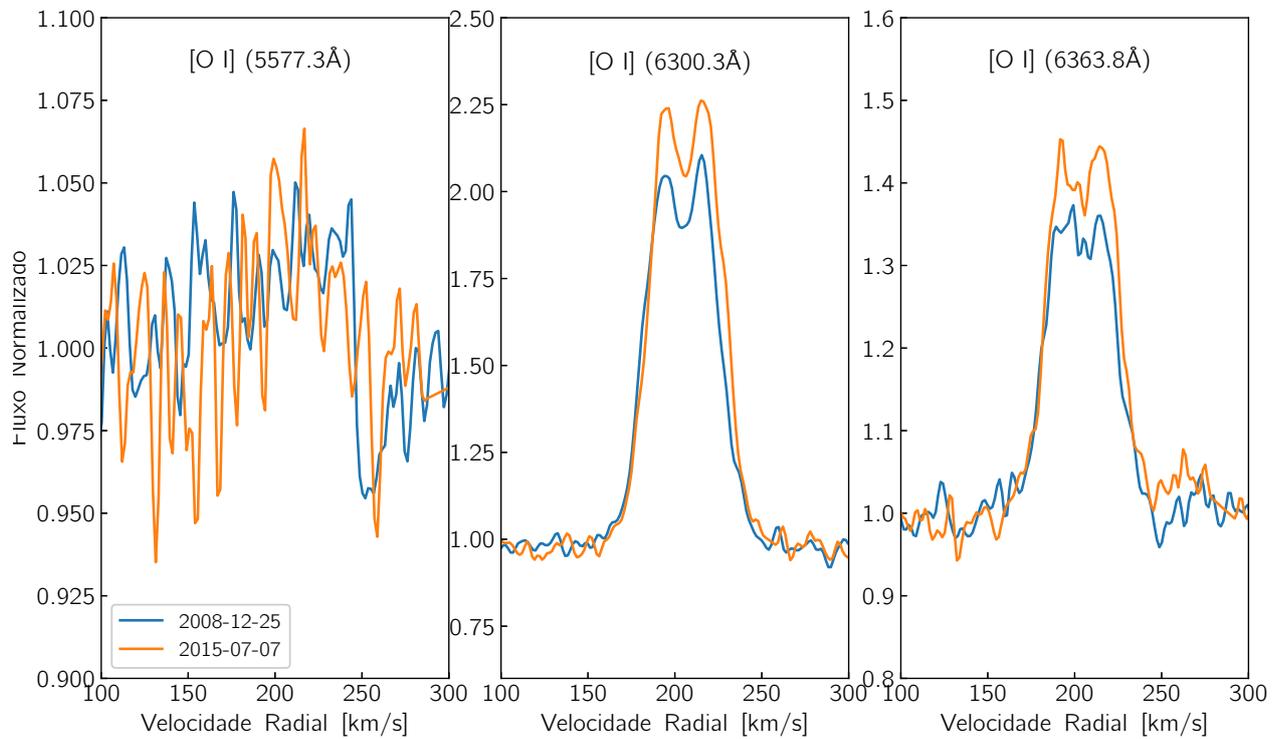


Figura 97 – Variação das linhas de [O I] identificadas em LHA 115-N82.

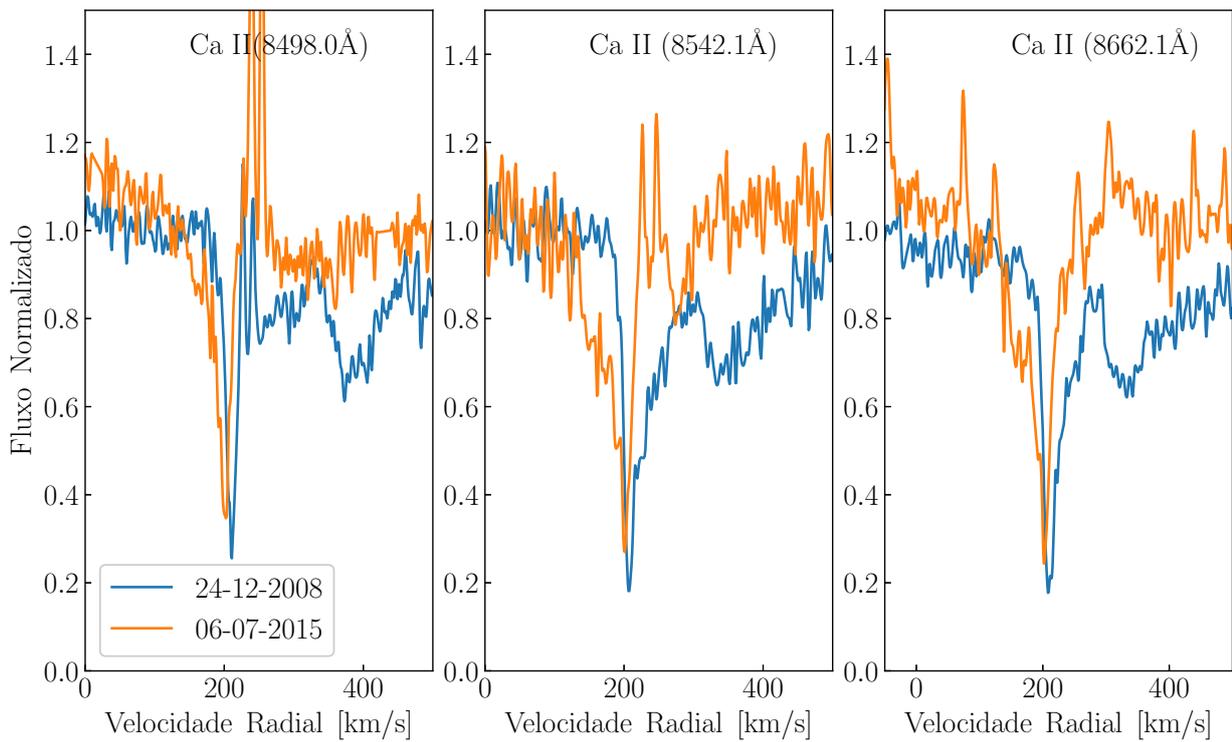


Figura 98 – Variação das linhas de Ca II identificadas em LHA 115-N82.

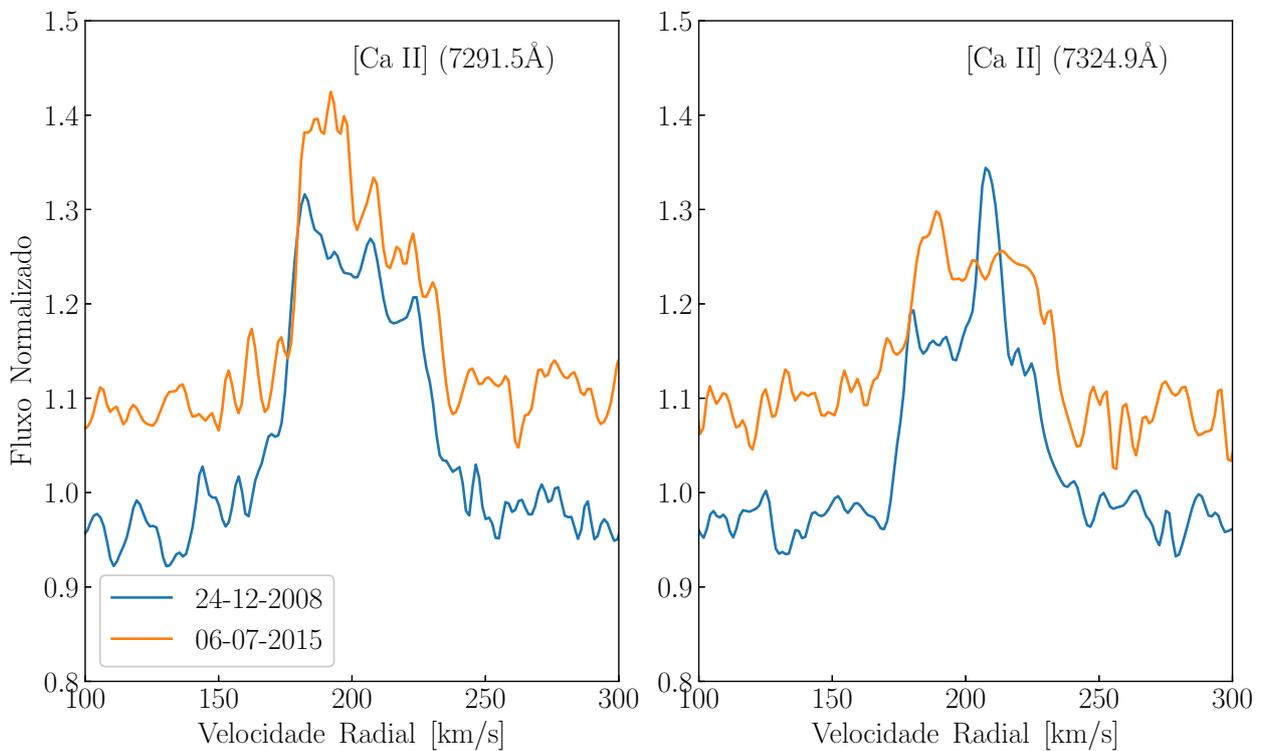


Figura 99 – Variação das linhas de [Ca II] identificadas em LHA 115-N82.

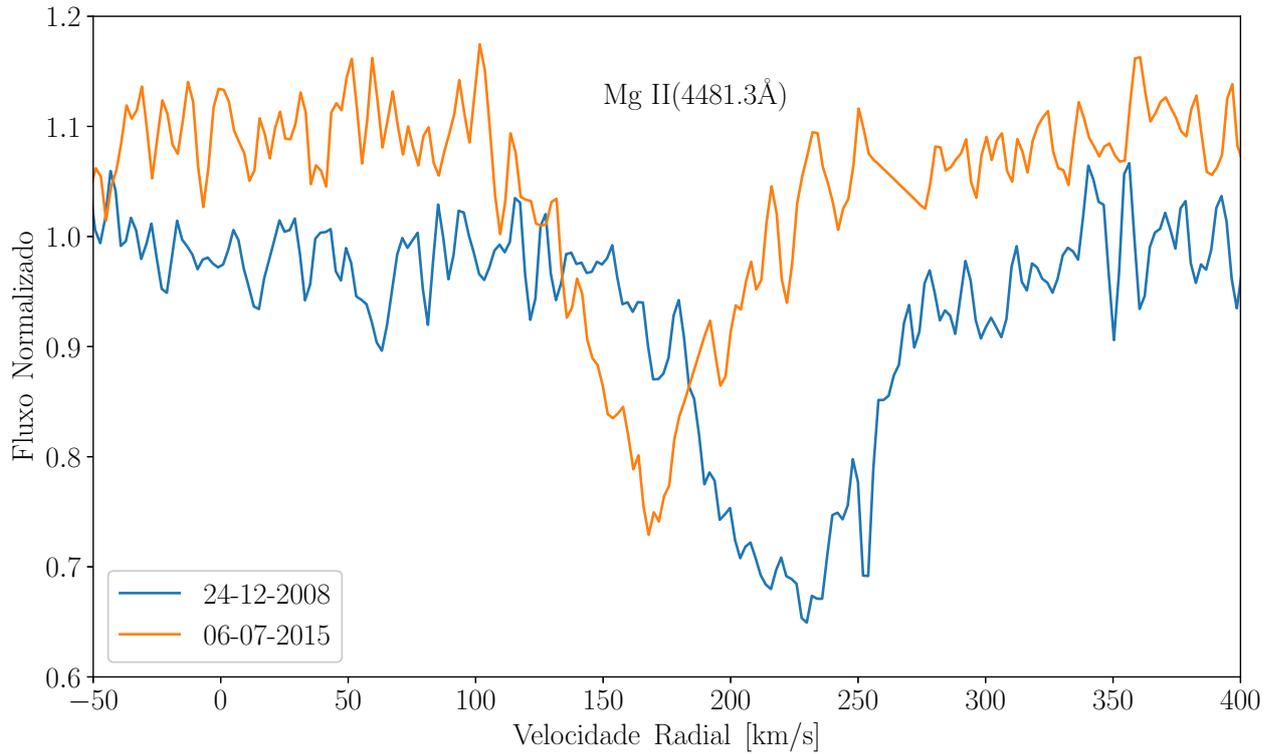


Figura 100 – Variação das linhas de Mg II identificadas em LHA 115-N82..

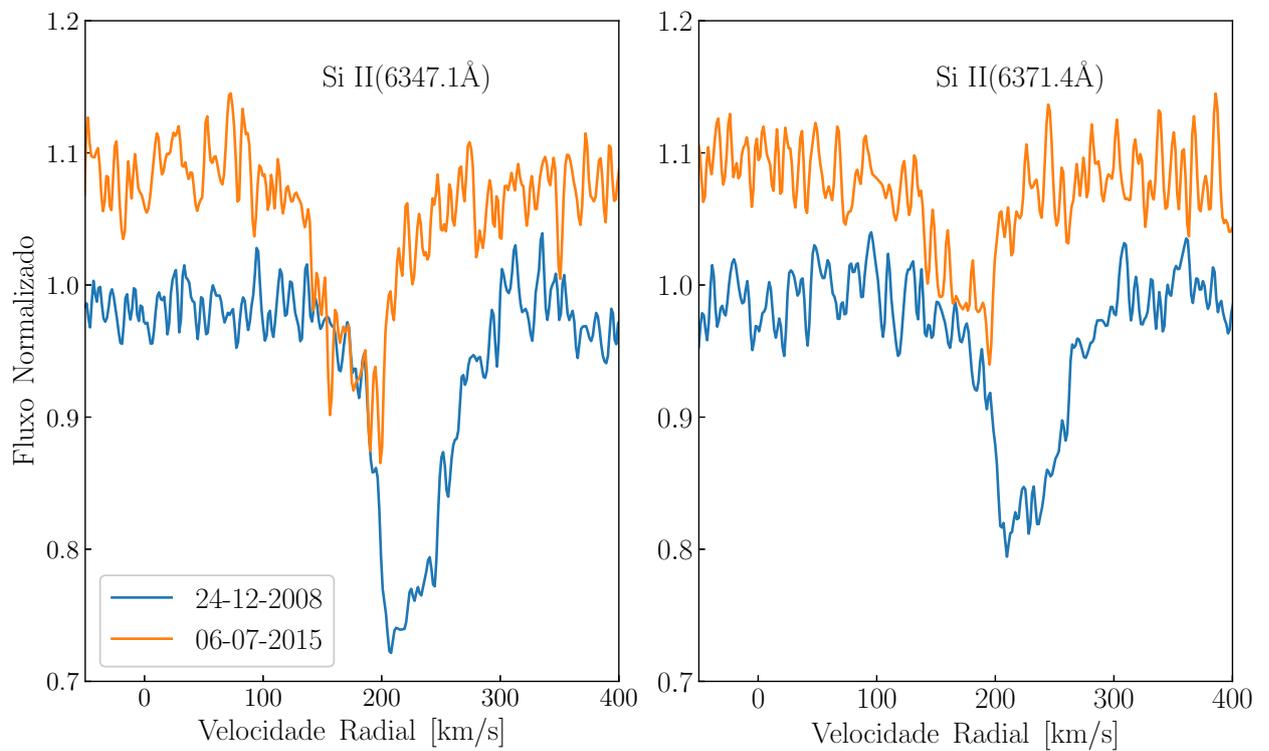


Figura 101 – Variação das linhas de Si II identificadas em LHA 115-N82.

4.2.11 ARBD 54

Os espectros FEROS de ARBD 54 foram obtidos em 2014 (espectro público) e 2015. Vale mencionar que não observamos variações sensíveis nos espectros observados em 2014 e 2015.

- *Linhas do Hidrogênio.* Na Figura 102 mostramos as linhas de Balmer presentes nos espectros FEROS de ARBD 54. Estas linhas podem ser divididos em dois grupos: i) as que estão em absorção, $H\epsilon$, $H\delta$ e $H\gamma$, e as asas se estendem desde -400 km s^{-1} até $+900 \text{ km s}^{-1}$ em $H\epsilon$, -200 km s^{-1} até $+900 \text{ km s}^{-1}$ em $H\delta$ e $H\gamma$; ii) as que apresentam perfis P-Cygni, $H\beta$ e $H\alpha$, onde em $H\beta$ parece estar sobreposta em uma larga absorção fotosférica, que se estende desde -400 km s^{-1} até $+800 \text{ km s}^{-1}$. Por outro lado, as asas das componentes em absorção se estendem de $\sim +70 \text{ km s}^{-1}$ (2014), $\sim +30 \text{ km s}^{-1}$ (2015) em $H\beta$, e $+50 \text{ km s}^{-1}$ (2014), -10 km s^{-1} (2015) em $H\alpha$. Já as asas das componentes em emissão vão desde $+400 \text{ km s}^{-1}$ em $H\beta$ (2014 e 2015) e $+550 \text{ km s}^{-1}$ em $H\alpha$ (2014 e 2015).

Comparando com a literatura, os nossos perfis de $H\gamma$ e $H\beta$ e os apresentados por Levato et al. (2014) (espectro observado em 2011), notamos que não há variações sensíveis.

Na Figura 103 mostramos as linhas de Paschen (Pa) presentes em ARBD 54, onde linhas Pa16, Pa15 e Pa13 parecem estar blendadas com linhas em emissão de Ca II. A linha Pa14 parece mostrar uma componente em absorção fotosférica e uma componente em emissão central pouco intensa.

- *Linhas do Hélio.* Devido ao S/N muito baixo, não confirmamos nem descartamos a presença de linhas do He I.

- *Linhas de Ferro.* Identificamos linhas proibidas e permitidas de Fe II. Na figura 104 apresentamos as linhas de Fe II do multipletto 42 que parecem mostrar perfis P-Cygni e ou até parecem estar blendadas com linhas do He I. Cabe mencionar que nos espectros FEROS de ARBD 54, nós identificamos 30 linhas pouco intensas de Fe II, enquanto Levato et al. (2014) relataram a presença de 20 linhas de Fe II.

Nós também identificamos 6 linhas pouco intensas de [Fe II], enquanto Levato et al. (2014) relataram a presença de uma única linha de [Fe II] centrada em 5184.8 \AA .

- *Linhas do Oxigênio.* Nos espectros FEROS de ARBD 54 observados em 2014 identificamos somente a presença da linha de [O I] em 6300.3 \AA . Já no espectro observado em 2015 detectamos as linhas de [O I] em 6300.3 \AA e 6363.8 \AA . Como pode ser visto na Figura 106, as linhas de [O I] em ambas observações são pouco intensas. Por outro lado, as linhas do O I permitidas (tripletto no IV) encontram-se em absorção.

- *Linhas do Cálcio.* ARBD 54 apresentam linhas proibidas e permitidas de Ca II. A linhas de permitidas de Ca II (8498.0 , 8542.1 e 8662.1 \AA) encontram-se em emissão, devido ao S/N muito baixo não é visível se estas linhas apresentam perfis em pico simples ou duplo, vide Figura 107. Por outro lado, vale destacar que não observamos fortes variações em ambas datas espectros observadas. Cabe ressaltar que estas linhas de Ca II parecem estar blendadas com linhas em emissão de Paschen (Pa16, Pa15 e Pa13).

Na Figura 108 mostramos as linhas de [Ca II] presentes nos espectros de ARBD 54. Estas linhas são pouco intensas, e parecem apresentar perfis em pico duplo, mas que devido ao baixo não

pode ser confirmado.

- *Outras linhas.* Além das linhas já mencionadas, também identificamos outras linhas: Na I, Ti II, N II, S II e [N II].

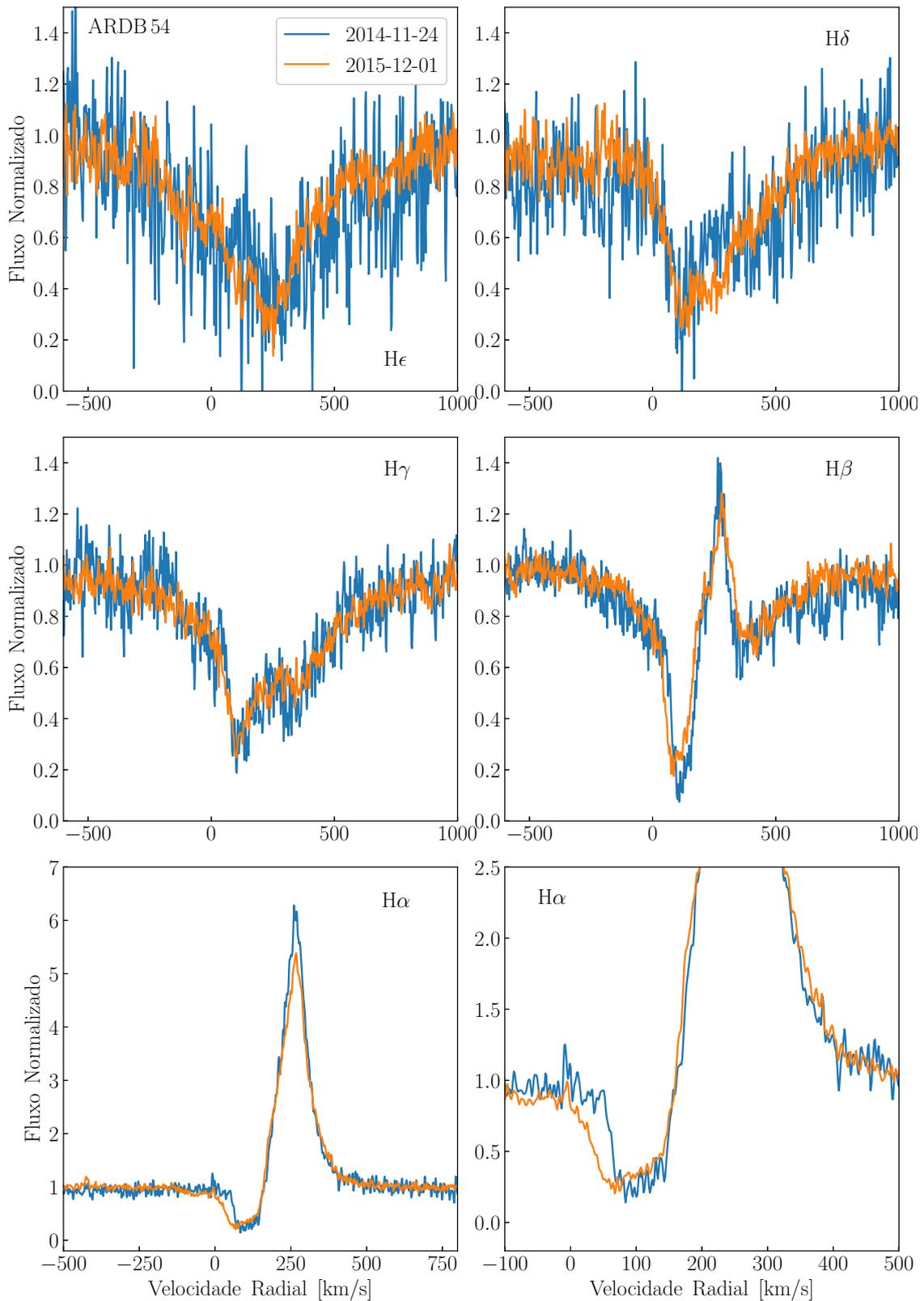


Figura 102 – Variação dos perfis de linha da série de Balmer de ARDB54. No último painel, temos um zoom das asas de H α .

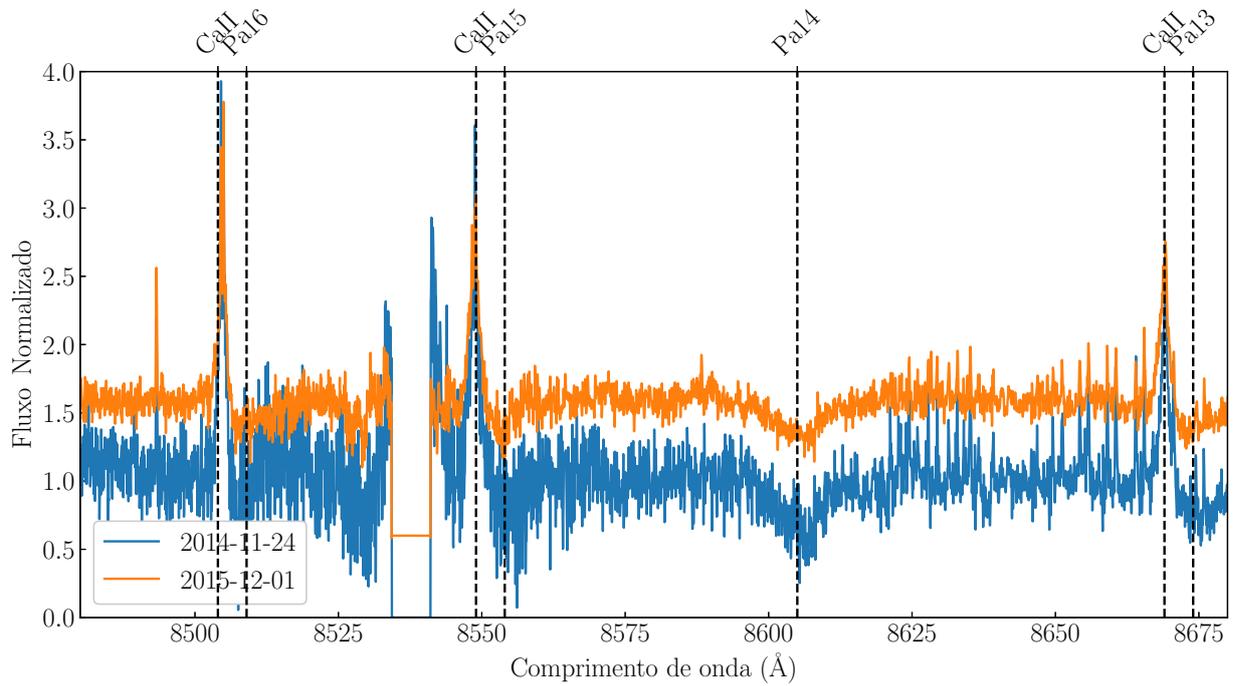


Figura 103 – Variação dos perfis de linha da série de Paschen de ARDB54.

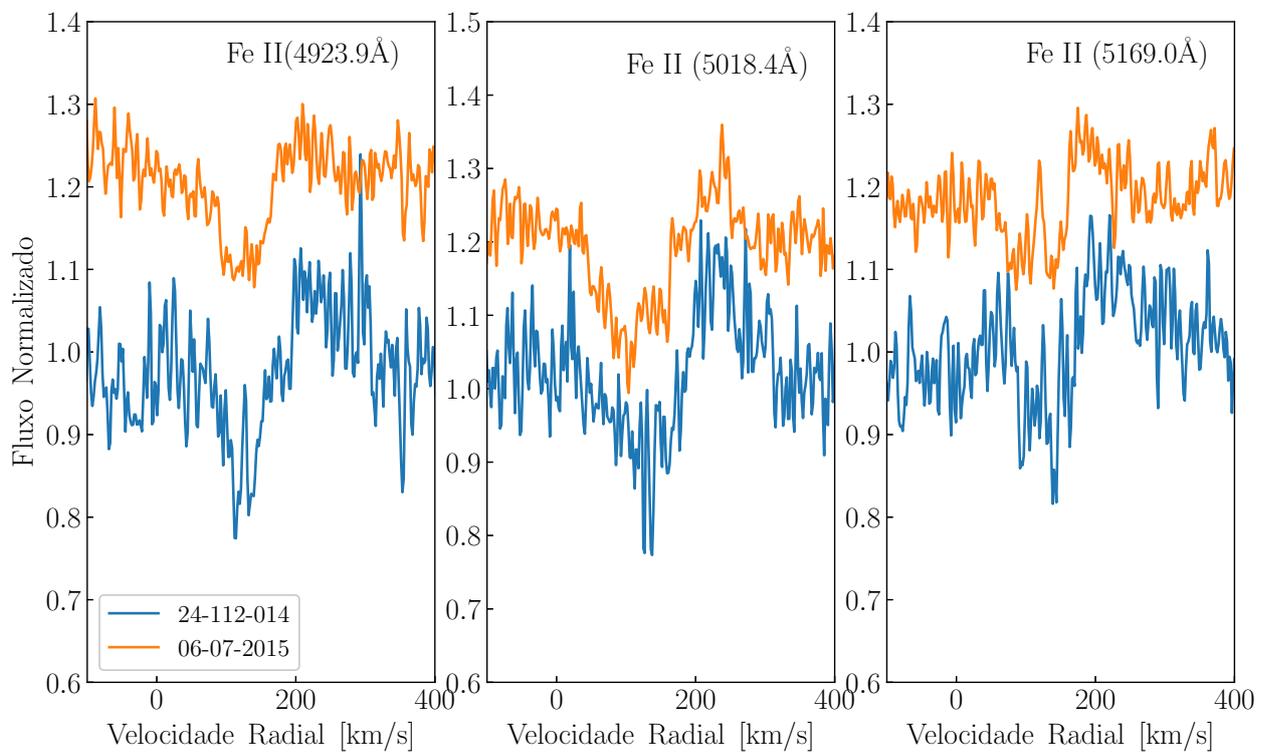


Figura 104 – Variação dos perfis de linha de Fe II vistas em ARDB54.

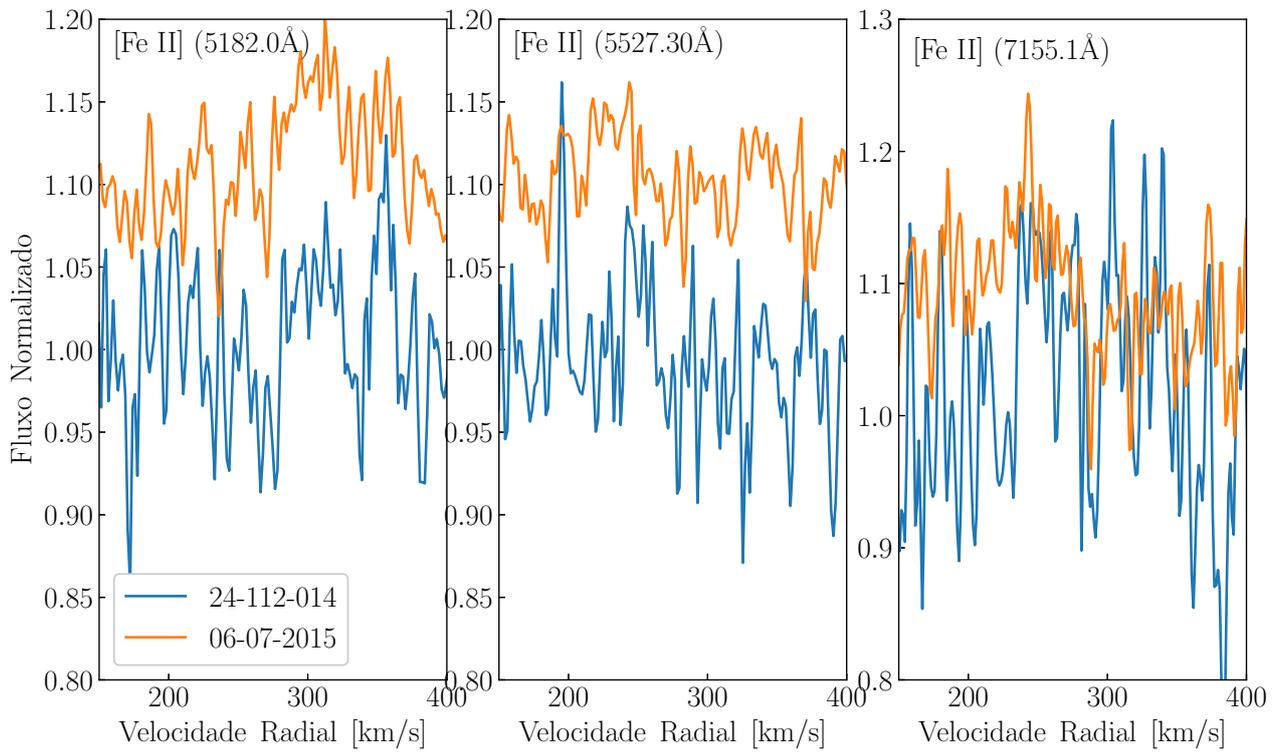


Figura 105 – Variação dos perfis de linha de [Fe II] vistas em ARDB54.

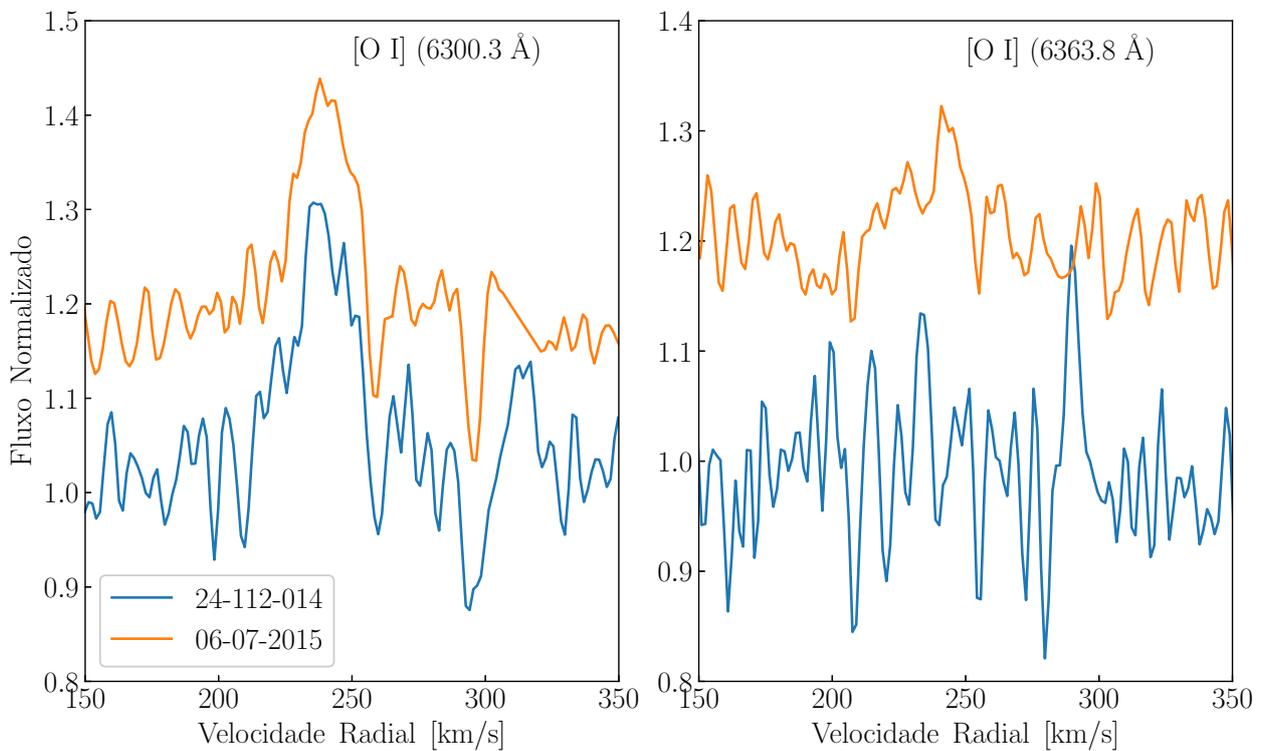


Figura 106 – Variação dos perfis de linha de [O I] vistas em ARDB54.

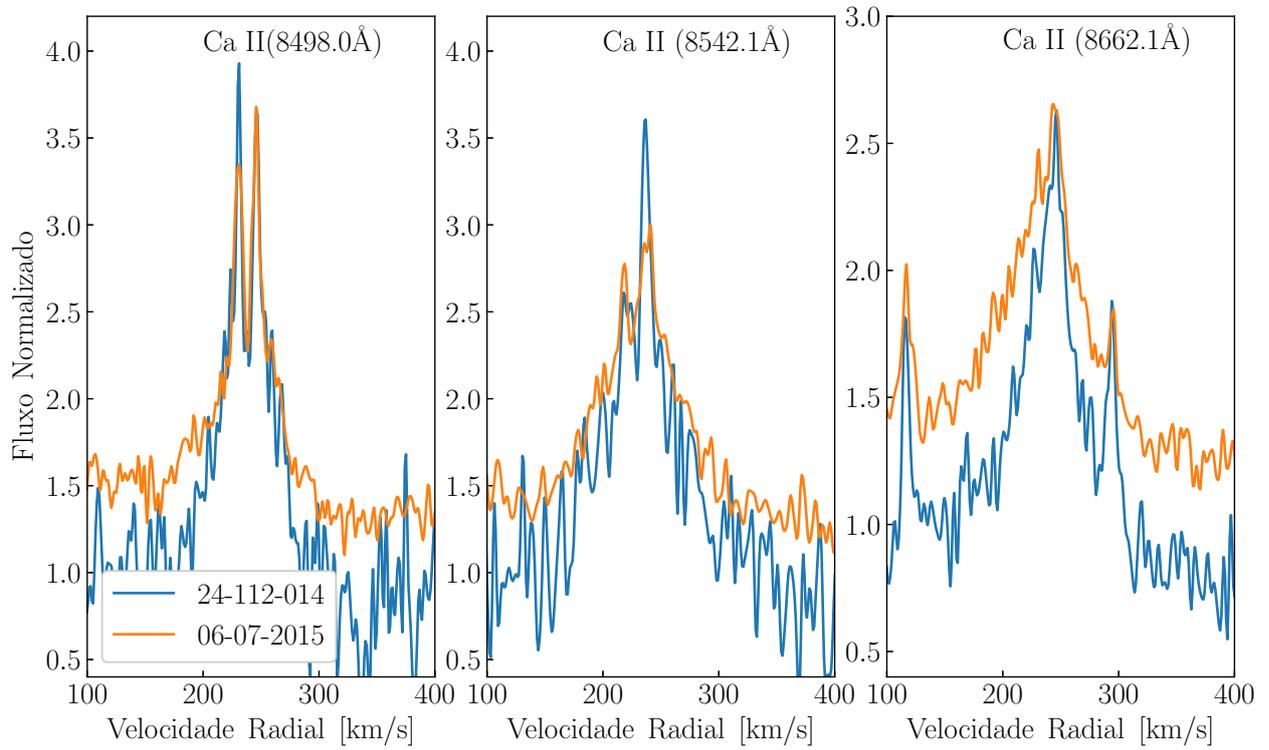


Figura 107 – Variação dos perfis de linha de Ca II vistas em ARDB54.

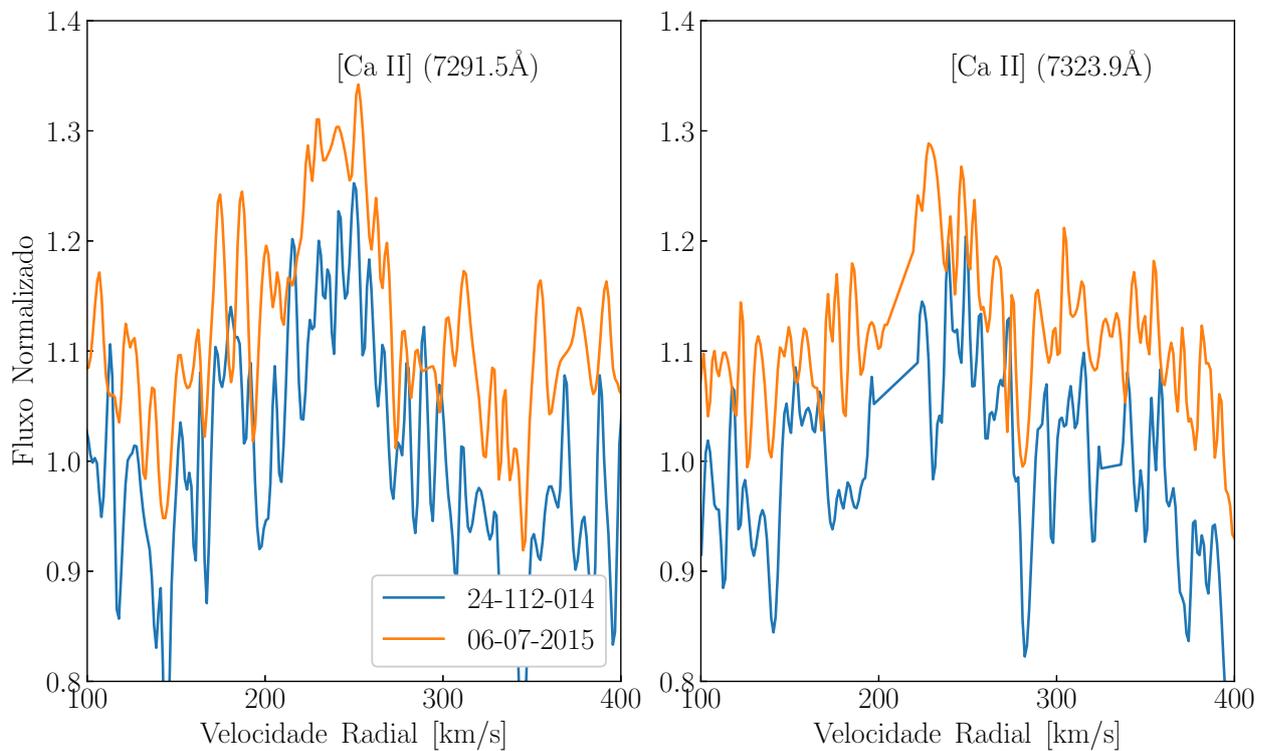


Figura 108 – Variação dos perfis de linha de [Ca II] vistas em ARDB54.

4.2.12 LHA 120-S59

Este objeto foi observado em 06-12-2015, 04 e 05-12-2016, sendo que nestas duas últimas datas, são espectros públicos.

-*Linhas do Hidrogênio.* Em todas as observações, as linhas de Balmer presentes neste objeto estão em emissão (exceto $H\eta$) e apresentam perfis do tipo shell. As asas das linhas de Balmer não mostram variações sensíveis e se estendem desde $+100 \text{ km s}^{-1}$ até 800 km s^{-1} ($H\epsilon$), $+100 \text{ km s}^{-1}$ até $+800 \text{ km s}^{-1}$ ($H\delta$), -200 km s^{-1} até $+900 \text{ km s}^{-1}$ ($H\gamma$), -900 km s^{-1} até $+1200 \text{ km s}^{-1}$ ($H\beta$), e desde -4000 km s^{-1} até $+5200 \text{ km s}^{-1}$ ($H\alpha$), vide Figura 109. As absorções centrais das linhas $H\delta$ até $H\alpha$ têm velocidades radiais de 269 km/s (06-12-2015), 266 km/s (04, 05-12-2016) em $H\delta$, 259 km/s (06-12-2015), 263 km/s (04, 05-12-2016) em $H\gamma$, 270 km/s (06-12-2015), 273 km/s (04, 05-12-2016) em $H\beta$, e 270 km/s (06-12-2015), 273 km/s (04, 05-12-2016) em $H\alpha$. Na literatura Gummertsbach et al. (1995) (espectro tomado em 1991) reportaram uma velocidade de -50 km/s para $H\beta$. Por outro lado, a separação dos picos duplos também mostram uma forte variação com velocidade de $\sim 137 \text{ km/s}$ (06-12-2015), $\sim 151 \text{ km/s}$ (04, 05-12-2016) em $H\gamma$, $\sim 147 \text{ km/s}$ (06-12-2015), $\sim 161 \text{ km/s}$ (04, 05-12-2016) em $H\beta$, $\sim 135 \text{ km/s}$ (06-12-2015), $\sim 150 \text{ km/s}$ (04-12-2016), $\sim 153 \text{ km/s}$ (05-12-2016) em $H\alpha$. Na literatura Levato et al. (2014) (espectro tomado em 2011) reportaram uma separação de 170 km/s para $H\gamma$ e $H\beta$.

Comparando as intensidades $H\gamma$ e $H\beta$ com aquelas observadas por Gummertsbach et al. (1995), notamos que não há uma variação forte. Por outro lado, comparando $H\gamma$ e $H\beta$ do espectro apresentado por Levato et al. (2014), é 1.2 maior que nossas observações em 2015. Já comparamos nossas observações em 2015, com os espectros públicos (2016), notamos que os nossos perfis são $\sim 1,3$ mais intensas do que os observados em 2016.

As linhas de Paschen encontram-se em emissão e parecem mostrar perfis em pico duplo, vide Figura 110. Vale mencionar que nós não notamos variações sensíveis nas linhas de Paschen.

- *Linhas de Hélio.* Na Figura 111 mostramos as linhas de He I em 5875.6 \AA e 6678.2 \AA presentes no espectro de LHA 120-S59. As linhas centradas em 5875.6 \AA mostram claramente perfis de tipo shell, com uma absorção central intensa nos espectros observados em 04 e 05-12-2016. Por outro lado, as linhas centradas em 6678.2 \AA mostram perfis de tipo shell em 06-12-2015, e perfis em absorção em 04, 05-12-2016. As linhas em absorção (6678.2 \AA) mostram uma forte variação nas suas velocidades radiais. Em forma geral, as 5 linhas de He I identificadas nos espectros FEROS de LHA 120-S59 mostram uma forte variação.

- *Linhas de Ferro.* Similarmente as linhas He I, muitas das linhas de Fe II identificadas em LHA 120-S59 mostram perfis de pico shell, similar as observadas nas estrelas Be. Na Figura 112 mostramos as linhas de Fe II do multipletto 42, observadas em 2015 e 2016, estas linhas apresentam uma absorção central intensa. Estas absorções mostram uma forte variação nas suas velocidades radiais com valores de médios em torno de 289 km/s (06-12-2015), 278 km/s (04-12-2016) e 275 km/s (05-12-2016) respectivamente.

Nos espectros FEROS de LHA 120-S59, também identificamos linhas pouco intensas de [Fe II]. Na figura 113, mostramos as linhas de [Fe II] em 4413.8 \AA e 5333.7 \AA . Estas linhas vão diminuindo na sua intensidade das observações tomadas em 2016.

- *Linhas de Oxigênio.* Com respeito as linhas de oxigênio, nós identificamos 8 linhas de O I, 3 linhas de O II e [O I]. As linhas deste último elemento estão centradas em 5577.3 Å, 6300.8 Å e 6363.8 Å, e mostram perfis em pico duplo, vide Figura 114. Similarmente as linhas de [Fe II], as linhas de [O I] mostram uma forte variação nas suas intensidades, a intensidade é menor nas observações obtidas em 2016.

- *Linhas de Cálcio.* As linhas de Ca II presentes em LHA 120-S59 estão centradas em 8498.0, 8542.1 e 8662.1 Å. Em todas as observações, as linhas de Ca II mostram perfis em pico duplo, apesar que também parecem estar blendadas com linhas de Paschen (Pa16, Pa15 e Pa13), vide Figura 115. Similarmente as outras linhas identificadas (e.g., Fe II, HeI, [O I]) as linhas de Ca II também mostram um forte variação.

Vale mencionar que nós não identificamos a presença de linhas de [Ca II].

- *Linhas de Magnésio.* Nós também identificamos linhas de Mg II. Devido ao S/R muito baixo, não está claro se a linha de Mg II em 4481.3 Å mostra um perfil em pico shell ou simplesmente encontra-se em emissão, vide Figura 116. Por outro lado, a linha centrada em 7896.4 Å claramente encontra-se em emissão, devido ao S/R muito baixo não podemos confirmar o descartar se tem um perfil de tipo shell ou duplo, vide Figura 116. Estas linhas mostram uma forte variação nas intensidades, sendo a mais intensa no espectro obtido em 2015.

- *Linhas de Silício.* Similarmente as linhas de Mg II, as linhas de Si II identificadas em LHA 120-S59 mostram uma alta variabilidade principalmente na intensidade, vide Figura 117. Estas linhas encontram-se em emissão, similar as linhas de Mg II não está claro se estas linhas mostram perfis em pico duplo, pico shell ou emissão simples.

- *Outras linhas.* Nos espectros FEROS de alta resolução de LHA 120-S59, também identificamos outras linhas: N II, S II, Ti II, [S II] e [N II].

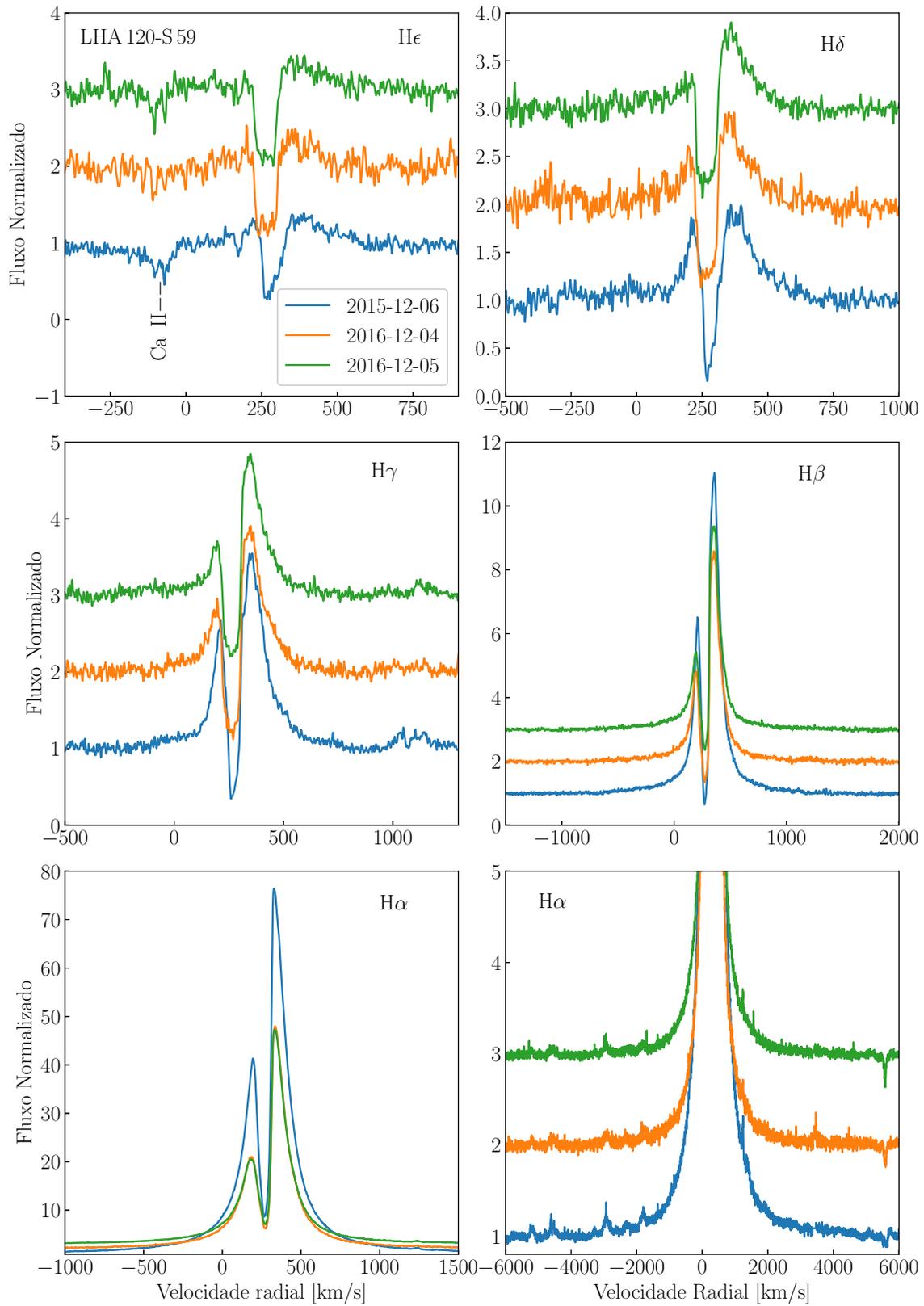


Figura 109 – Variação dos perfis de linha da série de Balmer de LHA 120-S59.

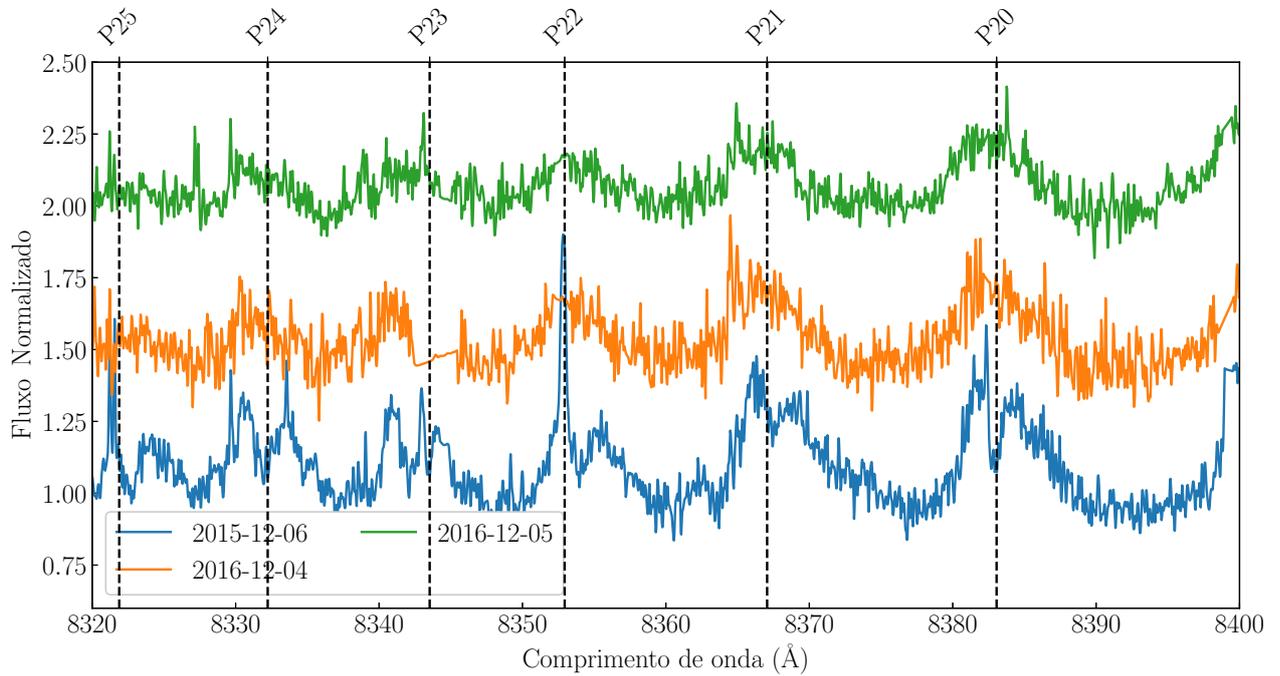


Figura 110 – Variação dos perfis de linha da série de Paschen de LHA 120-S59.

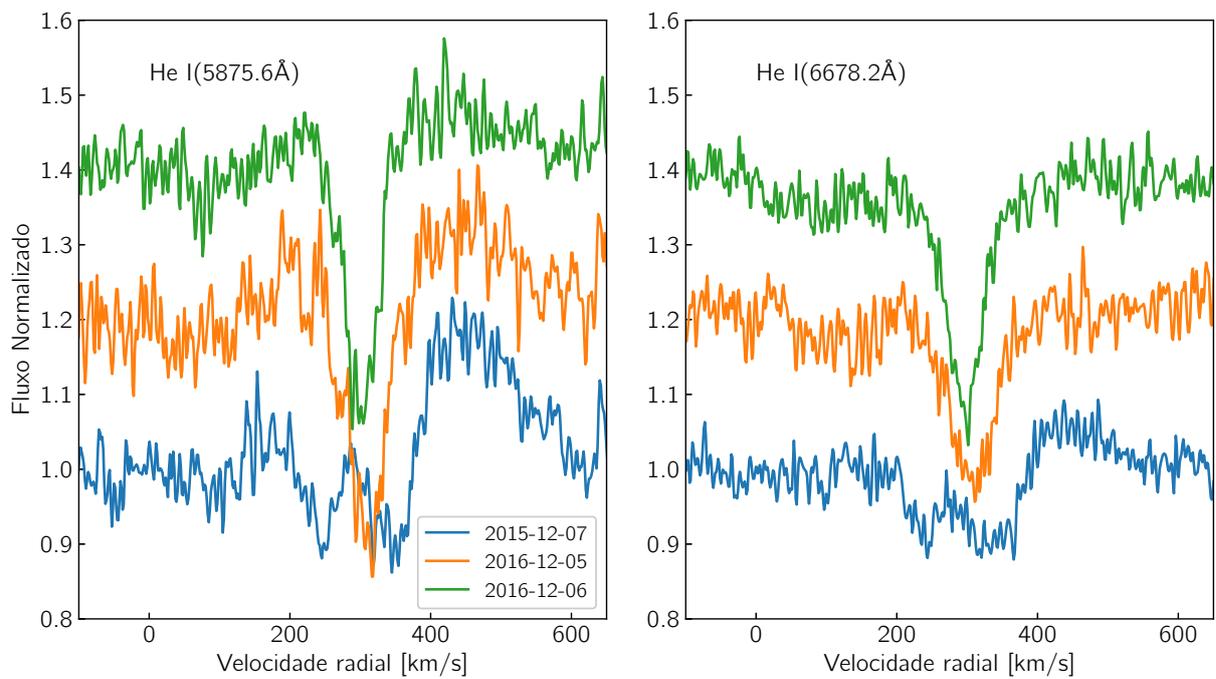


Figura 111 – Variação das linhas do He I vistas em LHA 120-S59.

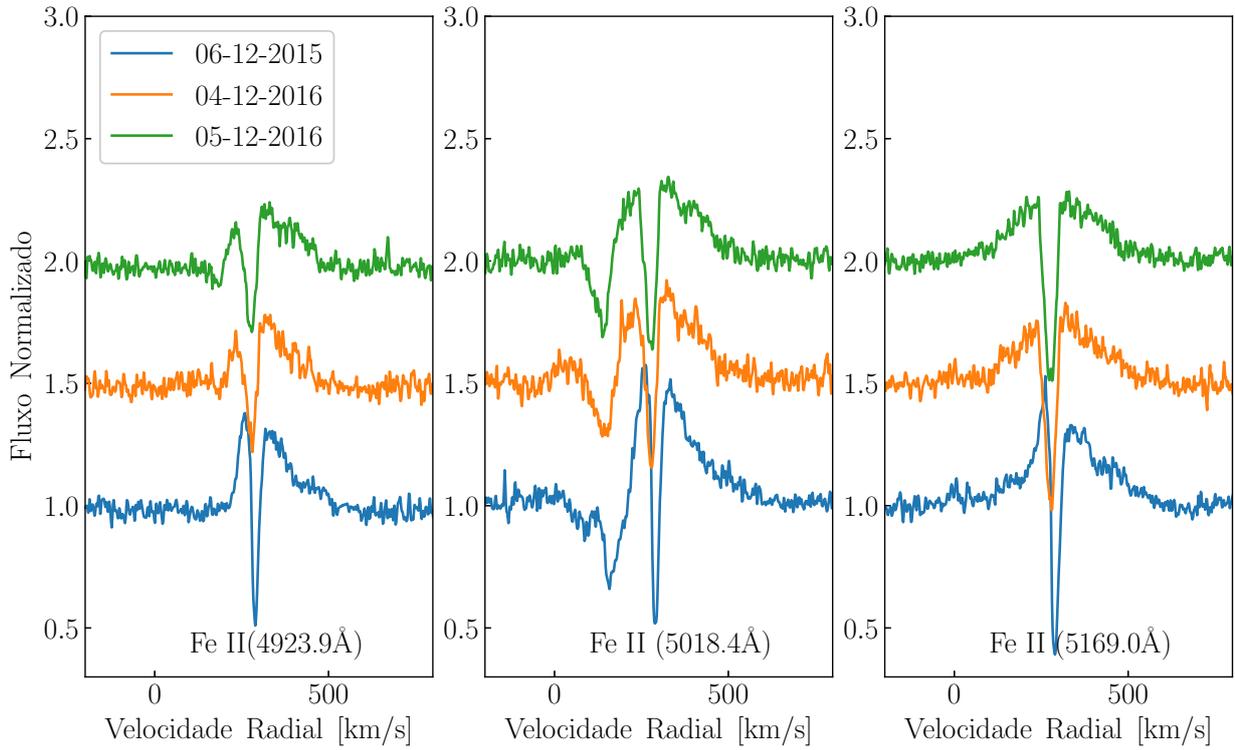


Figura 112 – Variação das linhas de Fe II vistas em LHA 120-S59.

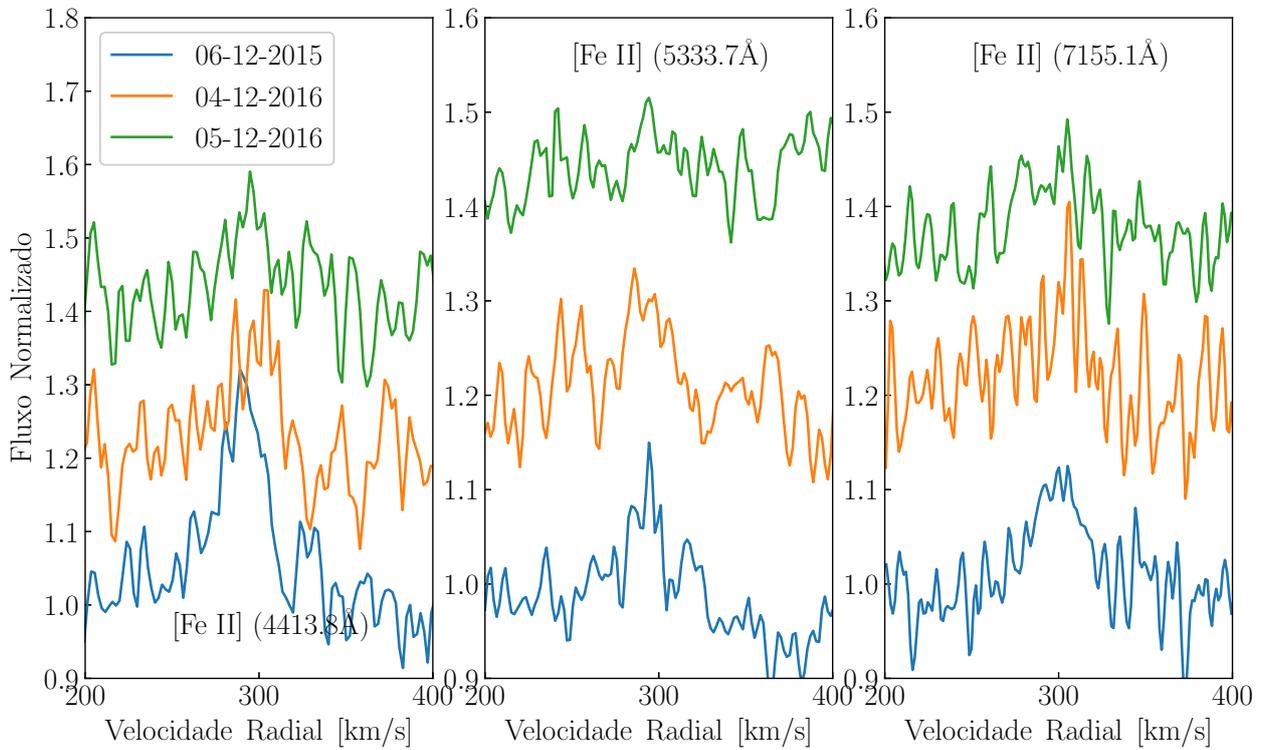


Figura 113 – Variação das linhas de [Fe II] vistas em LHA 120-S59.

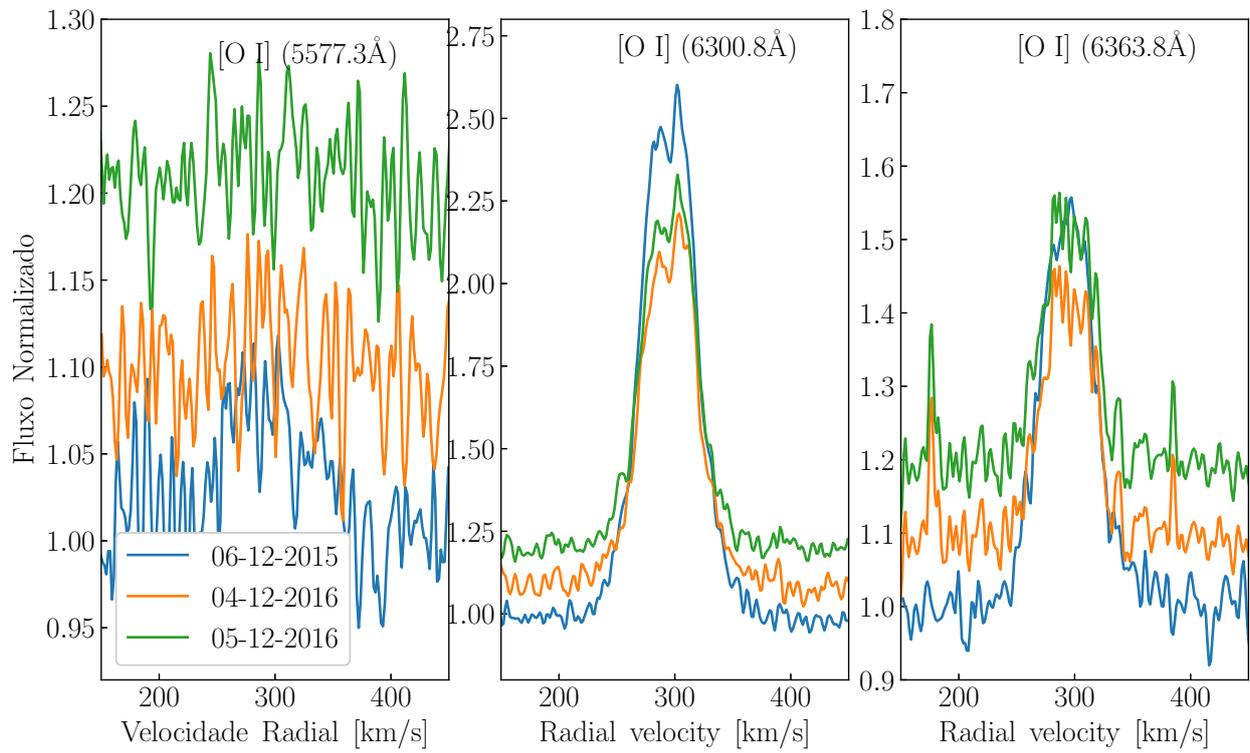


Figura 114 – Variação das linhas de [O I] vistas em LHA 120-S59.

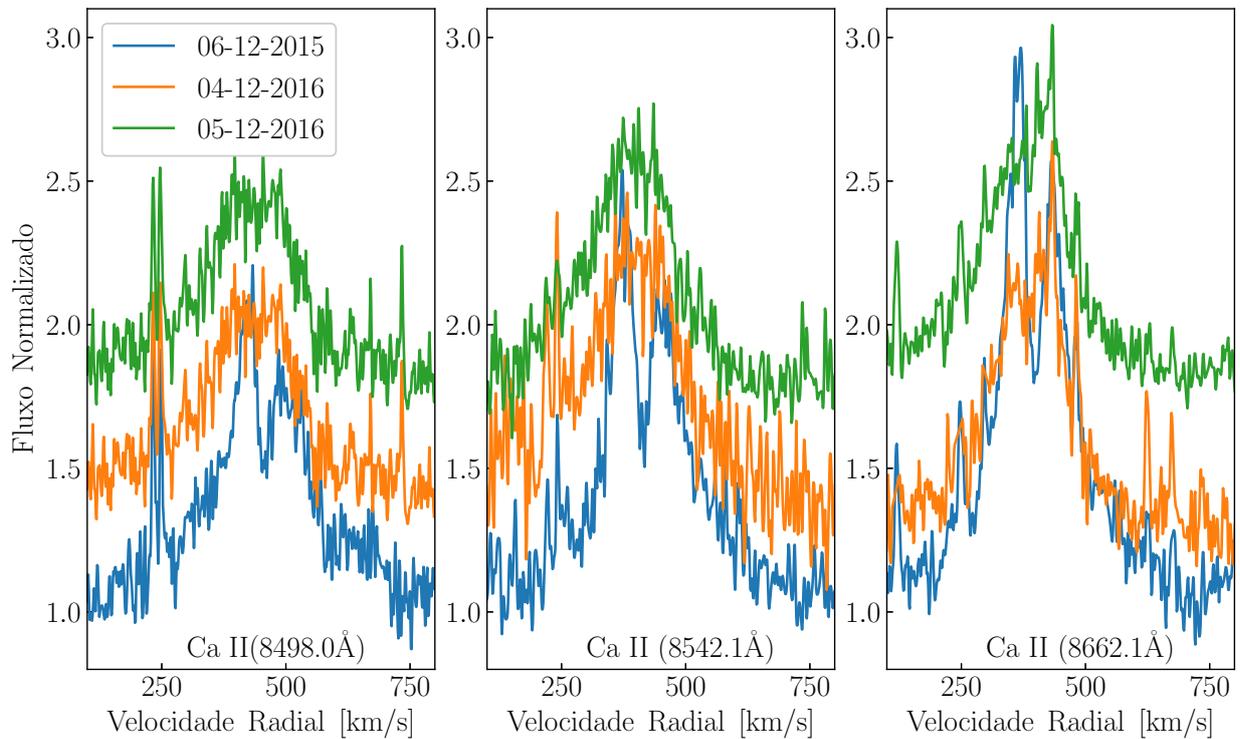


Figura 115 – Variação das linhas de Ca II vistas em LHA 120-S59.

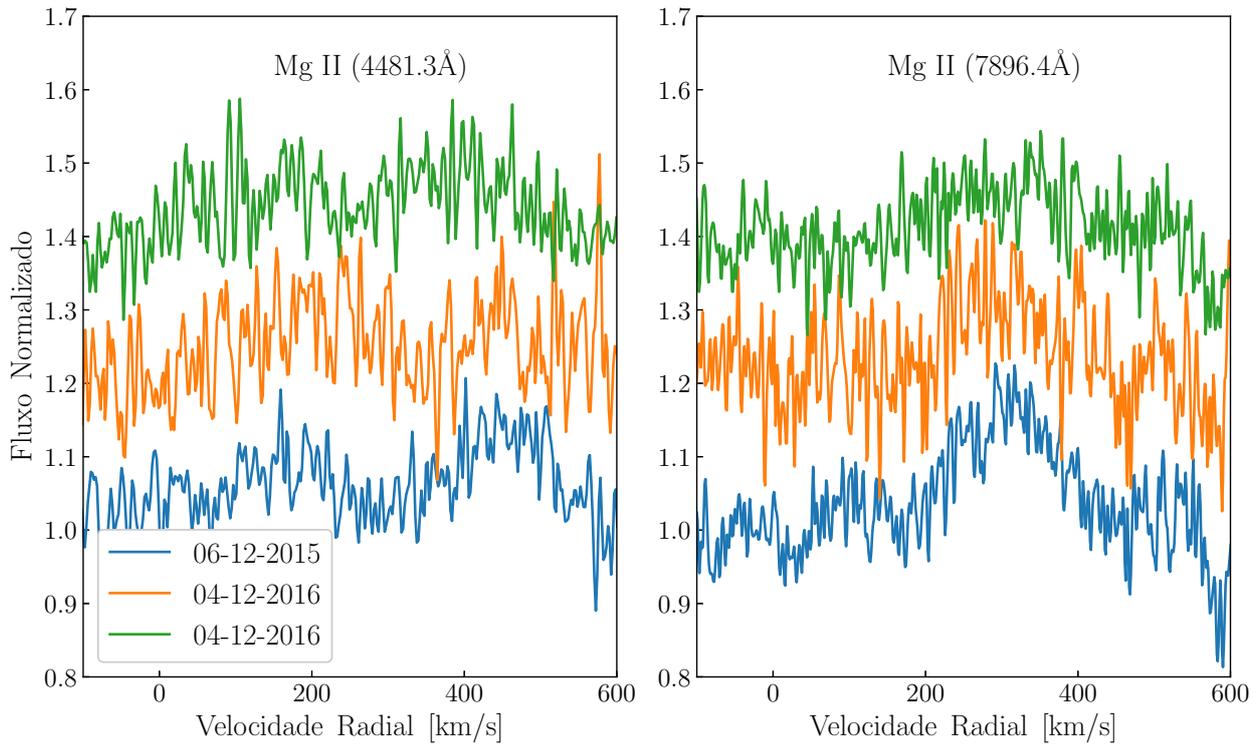


Figura 116 – Variação das linhas de Mg II vistas em LHA 120-S59.

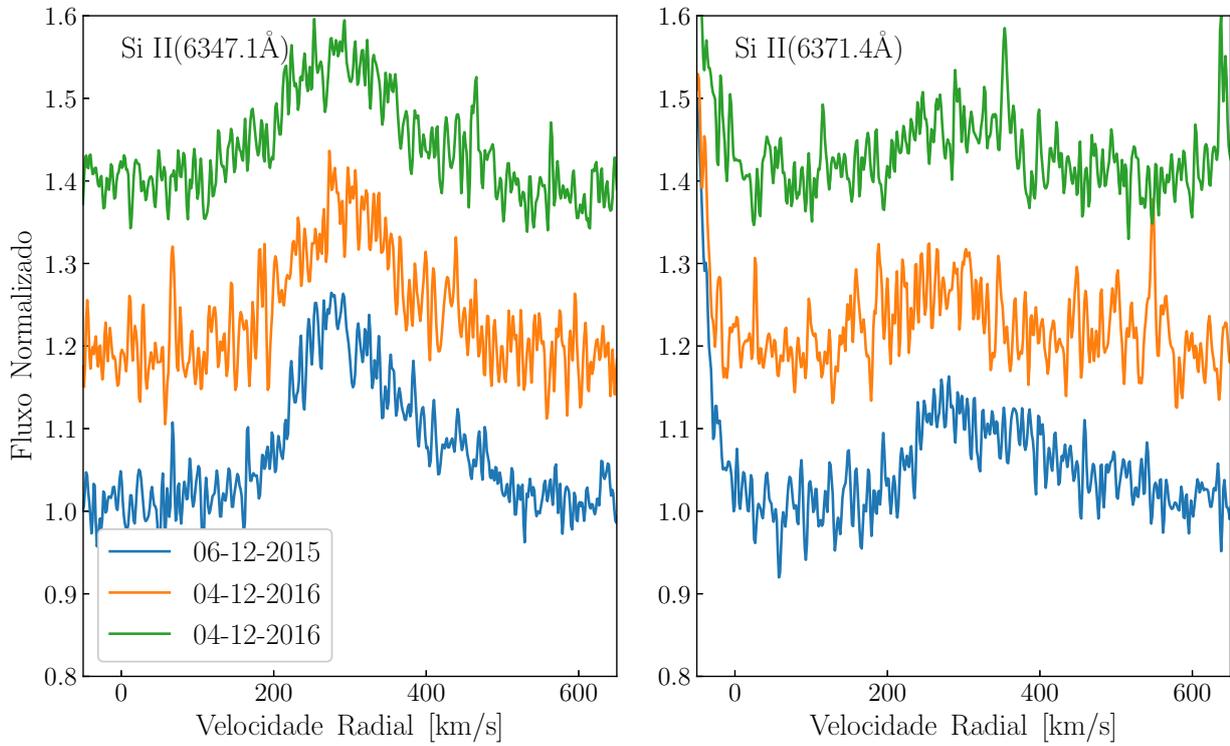


Figura 117 – Variação das linhas de Si II vistas em LHA 120-S59.

5 Resultados: Parâmetros Físicos

Com base na descrição que realizamos no capítulo 3 sobre a metodologia aplicada no nosso trabalho, neste capítulo apresentamos os resultados relativos aos parâmetros físicos, que obtivemos para a nossa amostra de objetos.

Vale mencionar que um artigo foi escrito com os resultados do capítulo 4 e deste capítulo, e foi submetido ao *MNRAS*.

5.1 Excesso de cor

Nesta seção apresentamos os valores obtidos para a extinção total, interestelar e circunstelar.

5.1.1 Extinção total

Como já foi dito no capítulo 3, os valores de excesso de cor total apresentados aqui foram calculados usando o método descrito por [Borges Fernandes et al. \(2009\)](#). Na Tabela 10 apresentamos os valores de excesso de total.

Tabela 10 – Valores de índice de cor medido, $(B - V)$, índice de cor intrínseco, $(B - V)_0$, e excesso de cor total, $(B - V)_T$.

Estrela	$(B - V)$	$(B - V)_0$	$E(B - V)_T$
IRAS 07080+0605	0.15	-0.01 ± 0.02	0.16 ± 0.02
IRAS 07455-3143	0.92	-0.28 ± 0.02	1.20 ± 0.02
V* FX Vel	0.18	-0.09 ± 0.02	0.27 ± 0.08
Hen 3-938	1.53	-0.21 ± 0.02	1.74 ± 0.02
IRAS 17449+2320	0.06	0.03 ± 0.02	0.03 ± 0.02
[MA93] 1116	0.27	-0.25 ± 0.01	0.52 ± 0.01
LHA 115-N82	0.12	-0.09 ± 0.02	0.21 ± 0.02
ARBD 54	0.25	0.01 ± 0.02	0.24 ± 0.02

5.1.2 Extinção Interestelar e Circunstelar

Como já mencionado no capítulo 5, um dos métodos que usamos para determinar a extinção interestelar são as relações empíricas descritas no trabalho de [Herbig \(1993\)](#), que é a relações entre as larguras equivalentes (EW) de cada DIB e o excesso de cor interestelar, $E(B - V)_{IS}$.

Na Figura 118 mostramos as DIBs em 5780 Å e 5797 Å presentes nos espectros de nossa amostra. Os resultados derivados deste método são mostrados na Tabela 11. Como pode ser visto na Figura 118 os perfis das DIBs centradas em 5797 Å não são simétricos. Além disso, estes perfis parecem estar misturadas com outras linhas, portanto é não recomendável derivar a $E(B - V)_{IS}$ utilizando esta linha. Por outro lado, as DIBs centradas em 5780 Å são mais simétricas, portanto nós utilizaremos esta DIB (5780 Å) para obter a $E(B - V)_{IS}$ de nossos objetos.

Por outro lado, como também mencionado no capítulo 4, para os objetos que não apresentam DIBs nós obtivemos o excesso de cor interestelar do [Galactic Dust Reddening and Extinction](#) e [3D Dust Mapping](#). Os valores $E(B - V)_{IS}$ obtidos através destes serviços são mostrados na Tabela 12. Na Tabela 12 mostramos os valores de excesso de cor total interestelar e circunstelar assumidas nesta tese.

Tabela 11 – Valores de excesso de cor interestelar para nossa amostra, utilizando as funções lineares descritas por [Herbig \(1993\)](#). EW é a largura equivalente em unidades de $m\text{\AA}$ e $E(B - V)_{IS}$ é o excesso de cor interestelar.

Estrela	Data	EW (\AA)		$E(B - V)_{IS}$ (mag)	
		DIB(5780 \AA)	DIB (5797 \AA)	5780 \AA	5797 \AA
IRAS 07377-2523	20-12-2008	0.50	0.13	0.98 ± 0.02	0.85 ± 0.02
IRAS 07455-3143	20-12-2008	0.71	0.27	1.39 ± 0.02	1.83 ± 0.03
	05-12-2015	0.69	0.21	1.35 ± 0.02	1.39 ± 0.03
	13-03-2016	0.70	0.22	1.37 ± 0.02	1.49 ± 0.03
	2016-04-13	0.69	0.18	1.35 ± 0.02	1.20 ± 0.02
V* FX Vel	21-12-2008	0.02	0.01	0.05 ± 0.03	0.06 ± 0.07
	12-10-2015	0.02	...	0.04 ± 0.03	...
	20-03-2016	0.01	...	0.02 ± 0.03	...
	12-04-2016	0.01	...	0.03 ± 0.03	...
Hen 2-91	12-04-2016	1.54	0.57	2.92 ± 0.02	4.03 ± 0.05
Hen 3-938	18-04-2005	0.86	0.26	1.66 ± 0.02	1.75 ± 0.03
	14-06-2016	0.85	0.29	1.64 ± 0.02	1.97 ± 0.03
IRAS 17449+2320	12-04-2016	0.07	0.02	0.14 ± 0.03	0.14 ± 0.06

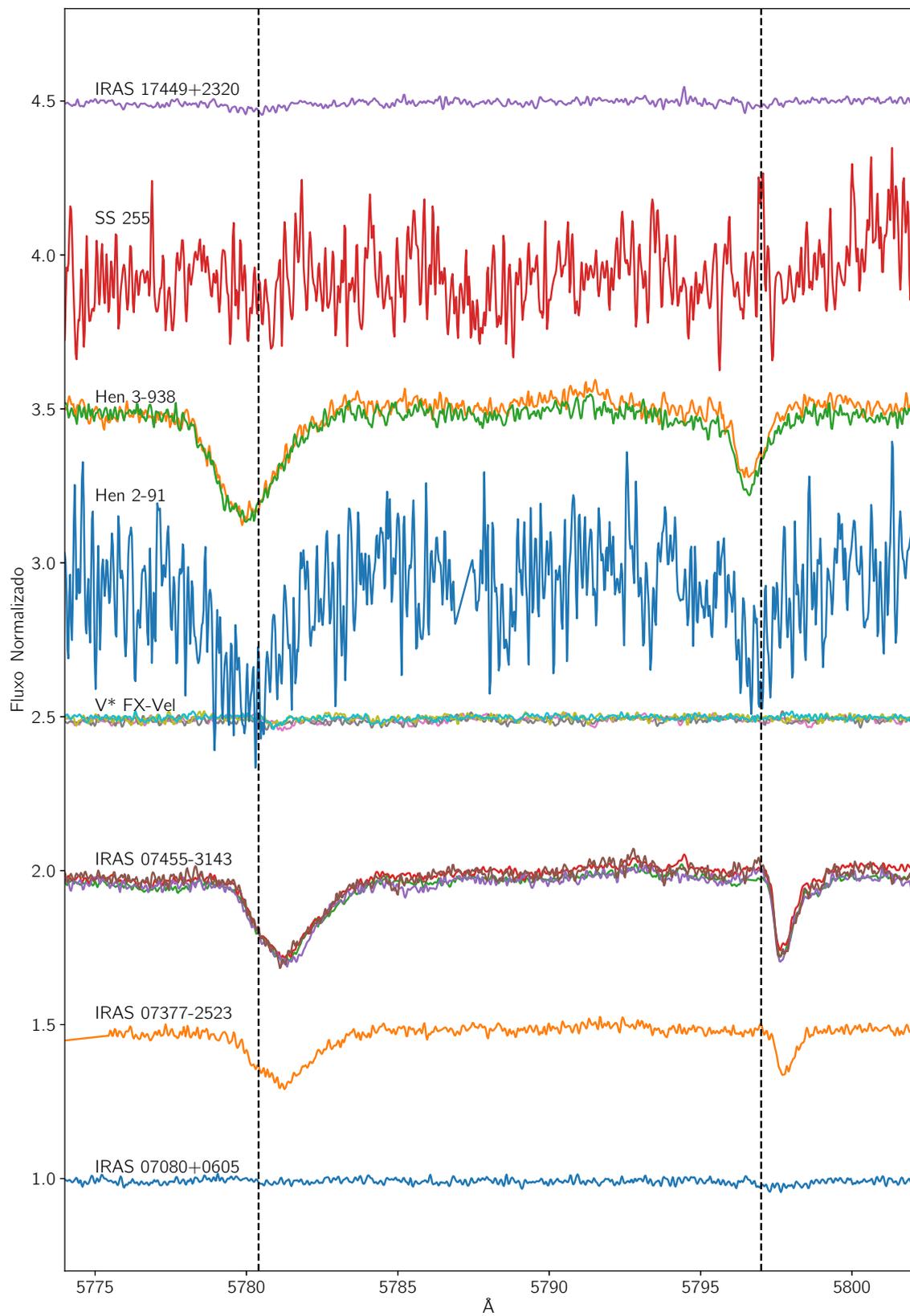


Figura 118 – Perfis das DIBs de nossa amostra.

Tabela 12 – Valores de excesso de cor interestelar, $E(B - V)_{IS}$, circunstelar, $E(B - V)_{CS}$, excesso de total, $E(B - V)_T$, e avermelhamento, A_V assumidas nesta tese.

Estrela (1)	$EW(DIBs)$ (2)	$E(B - V)_{IS}^{DIBs}$ (3)	$E(B - V)_{IS}^{IRSA}$ (4)	$E(B - V)_{IS}^{3D}$ (5)	$E(B - V)_{IS}$ (6)	$E(B - V)_{CS}$ (7)	$E(B - V)_T$ (8)	A_V (9)	$E(B - V)_{lit}$ (10)
Galaxia									
IRAS 07080+0605	0.14±0.01	0.05±0.02	0.05±0.02	0.11±0.04	0.16±0.02	0.16±0.06	~0.10 ^a
IRAS 07377-2523	0.50	0.98±0.02	0.85±0.03	0.50±0.03	0.50±0.03	1.55±0.09	~0.63 ^b
IRAS 07455-3143	0.70	1.37±0.02	0.93±0.01	...	1.15±0.22	0.05±0.23	1.20±0.02	3.56±0.68	~1.13 ^a , 1.17 ^c
V* FX Vel	0.02	0.05±0.03	1.16±0.03	...	0.05±0.03	0.22±0.05	0.27±0.08	0.15±0.09	
Hen 2-91	1.54	2.92±0.02	6.56±1.34	...	2.92±0.02	9.05±0.06	2.34 ^d , 1.87 ^e
Hen 3-938	0.85	1.64±0.02	2.36±0.08	...	1.64±0.02	0.10±0.04	1.74±0.02	5.08±0.06	0.45 ^f
SS 255	0.45±0.01	...	0.45±0.01	1.40±0.03	
IRAS 17449+2320*	0.07	0.14±0.03	0.07±0.01	0.05±0.02	0.05±0.02	0.16±0.06	
SMC									
[MA93] 1116	0.42±0.07**	...	0.42±0.07	0.10±0.08	0.52±0.01	1.15±0.22	0.35 ^g
LHA 115-N82	0.04±0.01	...	0.04±0.01	0.17±0.03	0.21±0.02	0.11±0.03	0.03 ^h , 0.12 ⁱ
LMC									
ARDB 54	0.11±0.01	...	0.11±0.01	0.13±0.03	0.24±0.02	0.30±0.03	0.15 ^j
LHA 120-S59	0.40±0.01	...	0.40±0.01	1.10±0.03	0.15 ^j , 0.05 ^k

NOTAS ¹. Informação das colunas: (1) nome do objeto; (2) largura equivalente, EW , da DIB; (3) extinção interestelar derivada a partir da DIB; (4) extinção interestelar do **IRSA**; (5) extinção interestelar do **3D dust mapping**; (6) extinção interestelar assumida neste trabalho; (7) extinção circunstelar; (8) extinção total; (9) avermelhamento, A_V ; (10) extinção interestelar da literatura.

NOTAS ². (*) usando as cores da Tabela 8 (Capítulo 2), o excesso de cor total é negativo, assim, decidimos considerar apenas sua extinção interestelar; (**) valor mínimo de excesso de cor interestelar do IRSA.

REFERENCIAS. (a) [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#); (b) [Chen et al. \(2016\)](#); (c) [Orsatti \(1992\)](#); (d) [Pereira et al. \(2003\)](#); (e) [Cidale et al. \(2001\)](#); (f) [Vieira et al. \(2011\)](#); (g) [Wisniewski et al. \(2007\)](#); (h) [Kamath et al. \(2014\)](#); (i) [Heydari-Malayeri \(1990\)](#); (j) [Levato et al. \(2014\)](#); (k) [Gummersbach et al. \(1995\)](#).

Tabela 13 – Tipo espectral (T. E.), classe de luminosidade (C.L.) e temperaturas efetivas derivadas através dos método 1 e 2.

Estela	T. E.: C.L.	$(B - V)_0$	T_{eff} [K] (método 1)	T_{eff} [K] (método 2)
IRAS 07080+0605	A0-A1: II	-0.01±0.02	9700±400	9600±1000
IRAS 07455-3143	B0-B1: II/II/V	-0.28±0.02	26000±4000	25000±1500
V* FX Vel	B8-B9: III/V	-0.09±0.02	11500±900	11300±1000
Hen 3-938	B0-B1: I	-0.21±0.02	23400±2600	21000±1000
IRAS 17449+2320	A1-A2: II/III	0.05±0.02	9200±300	9000±1000
[MA93] 1116	B1-B2: II/III/V	-0.25±0.01	21600±3000	21000±1500
LHA 115-N82	B8-B9: II/V	-0.09±0.02	11200±700	12000±1000
	A0-A5: III	0.05±0.06	9100±1000	9000±1000
ARBD 54	A0-A1: I	0.01±0.01	9500±200	9000±1000

5.2 Tipo Espectral e Temperatura Efetiva

Como mencionado no capítulo 3, para estimar o tipo espectral e temperatura efetiva, nós utilizamos 4 métodos.

Método 1 e 2. Uma vez obtidos os índices de cor intrínsecos, podemos estimar o tipo espectral e as temperaturas efetivas, através das tabelas de Schmidt-Kaler (1982). Por outro lado, utilizando os índices de cor intrínsecos e as relações polinomiais de Flower (1996) também podemos estimar a temperatura efetiva de nossa amostra. Os valores determinados utilizando estes dois métodos podem ser vistas na Tabela 13.

Método 3 e 4. Como já descrito no capítulo 3, o terceiro método está baseado nas relações das larguras equivalentes das linhas de Mg II (4482 Å)/He I (4471 Å). Já o quarto método está baseado nas relações das larguras equivalentes de He I (4713 Å)/Si II (6347 Å) e He I (5875 Å)/Si II (6347 Å).

Apesar de muitos objetos de nossa amostra apresentarem linhas em absorção de Mg II (4482 Å), He I (4471 Å), He I (4713 Å), He I (5875 Å) e Si II (6347 Å), os perfis de algumas estrelas não são simétricos, e parecem estar misturadas com outras linhas, tal como é observado na Figuras 119. Por exemplo no caso de IRAS 07080+0605 e V* FX Vel, os perfis das linhas He I (4713 Å) e Si II (6347 Å) estão claramente misturadas. Em outros casos, como em ARDB 54 e LHA 115-N82 as linhas He I (4471 Å), He I (4713 Å) e He I (5875 Å) são pouco profundas. Além disso, os espectros apresentam um S/R muito baixo, não sendo recomendáveis para determinar a temperatura efetiva utilizando estes métodos.

Sendo assim, na Tabela 14 apresentamos os resultados obtidos através dos métodos 3 e 4.

Tabela 14 – Tipo espectral e temperatura efetiva obtidos através das relações das larguras equivalentes de Mg II (4482 Å)/He I (4471 Å) (método 3), e He I (4713 Å)/Si II (6347 Å) e He I (5875 Å)/Si II (6347 Å) (método 4).

Estrela	Data	Mg II 4482 Å/He I 4471 Å	T. E.	T _{eff} [K]
(método 3)				
IRAS 07377-2523	2008-12-21	1.08±0.05	B8-B9	12000±1000
IRAS 07455-3143	2016-04-13	0.97±0.03	~B8	12500±500
V* FX Vel	2008-12-22	5.57±1.04	≤A2	≤9000
	2015-12-06	6.53±0.31	A2	<9000
	2016-03-21	4.34±0.26	A0-A2	9500±500
	2016-04-13	4.85±1.28	~A2	~9000
IRAS 17449+2320	2016-04-13	4.29±0.73	A0-A2	9500±500
		He I 4713 Å/Si II 6347 Å	He I 5875 Å/Si II 6347 Å	T _{eff} [K]
(método 4)				
IRAS 07080+0605	2015-12-07	...	0.72±0.09	10500±1000
IRAS 07377-2523	2008-12-21	0.23±0.09	1.15±0.20	12000±1000
IRAS 17449+2320	2016-04-13	0.11±0.02	0.75±0.05	10700±1000

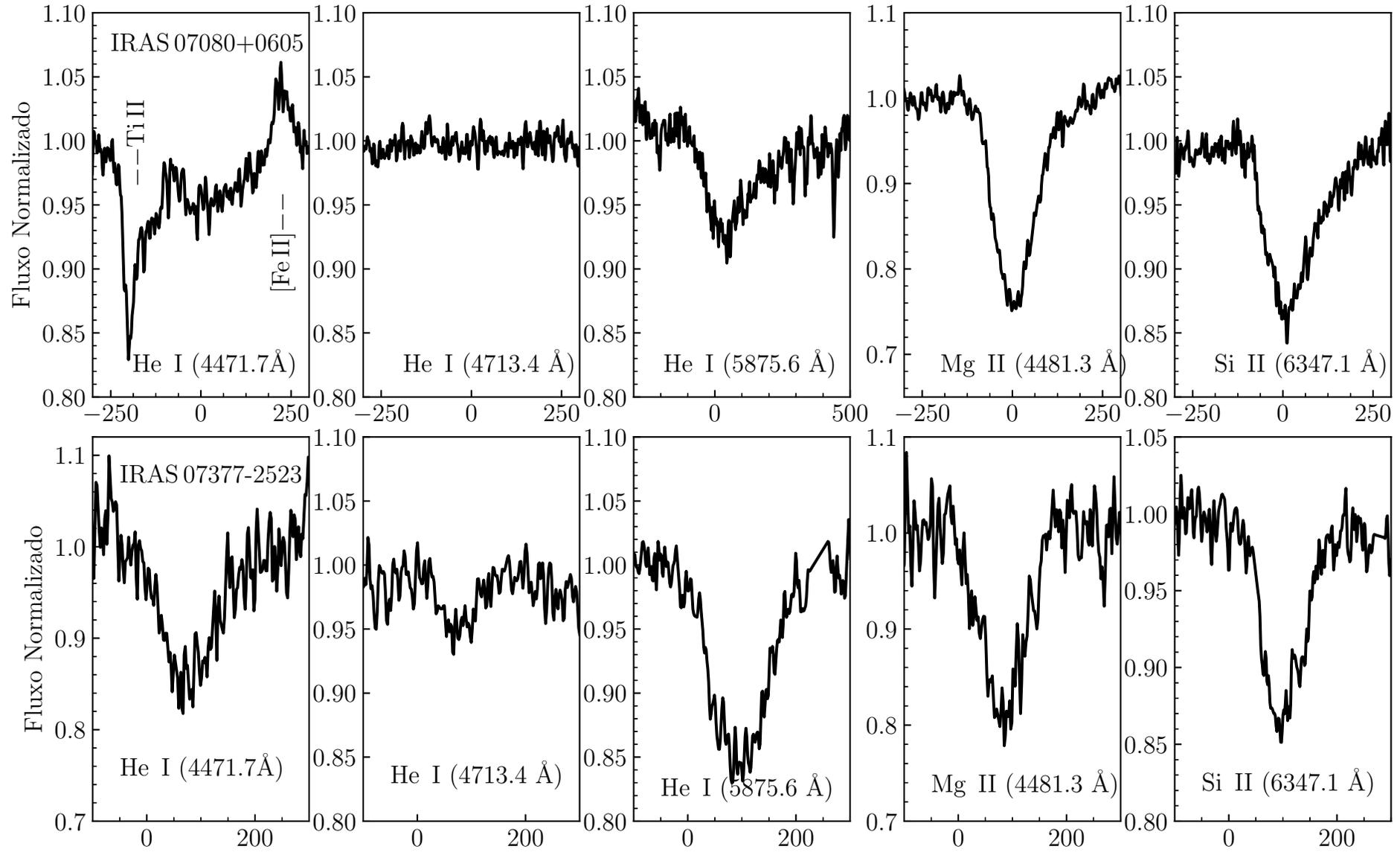


Figura 119 – Perfis das linhas em absorção de alguns dos nossos objetos usados para determinar o tipo espectral e temperatura efetiva.

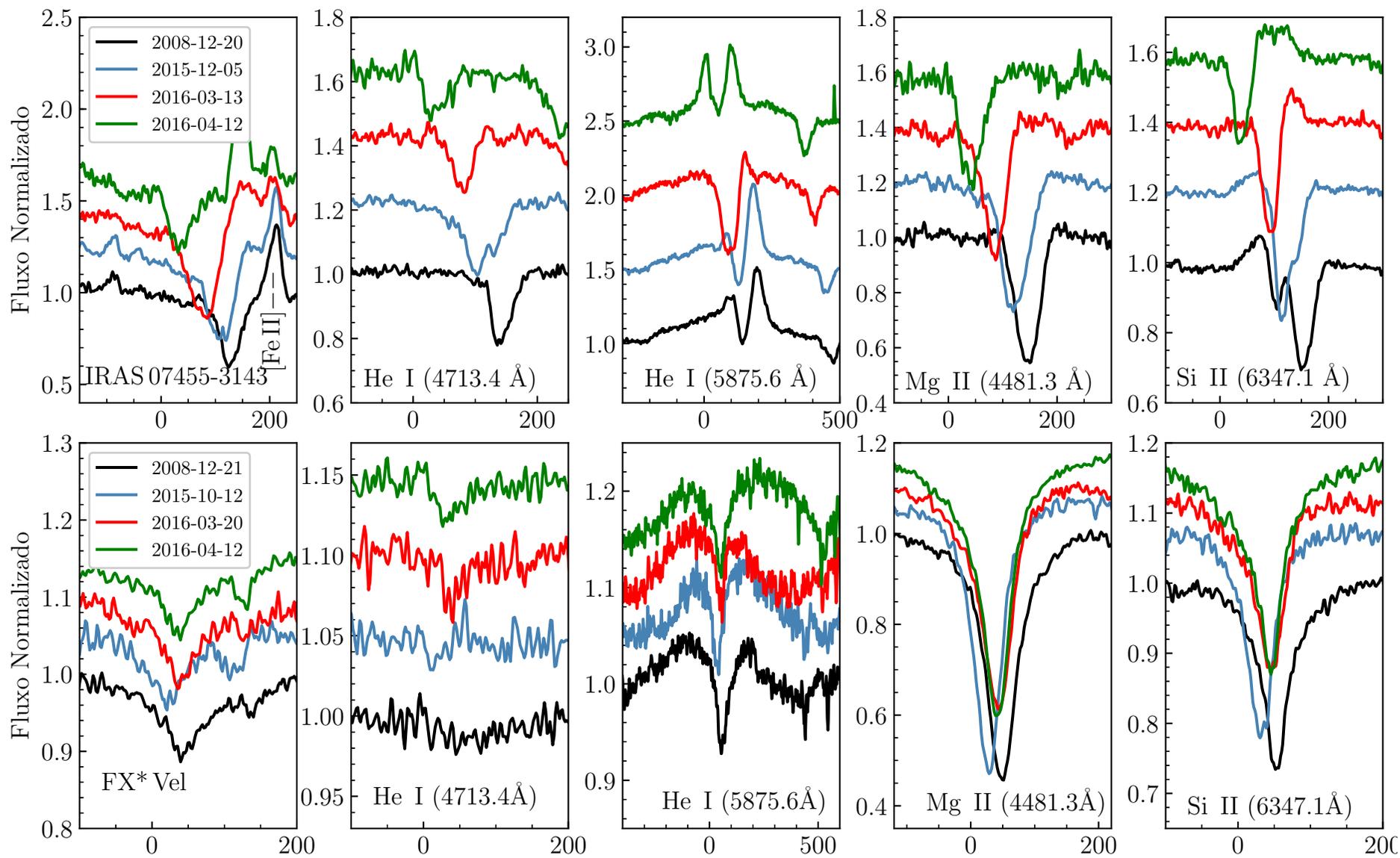


Figura 119 – (continuação)

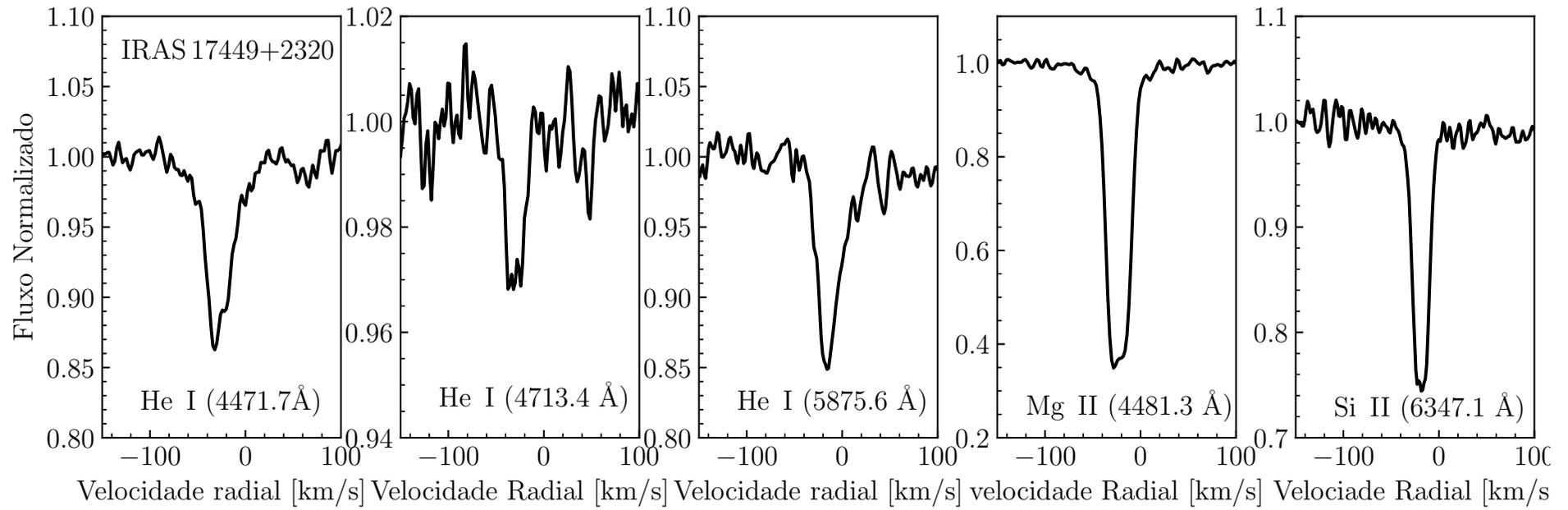


Figura 119 – (continuação)

5.3 Velocidade Radial

Nas estrelas normais para a determinação da velocidade radial, geralmente se utilizam as linhas de Balmer, porque estas linhas são observadas com frequência nos espectros, mas estas linhas em nossa amostra apresentam perfis em pico duplo não simétricos, perfis P-Cygni entre outros, assim, não é recomendável determinar a velocidade radial usando estas linhas.

Sendo assim, para determinar as velocidades radiais de nossa amostra de objetos nos decidimos utilizar a média das linhas proibidas em emissão de [Fe II] (4413.8, 5296.8, 5333.7, 5433.2, 5527.3, 7155.1 e 7452.5 Å) e [O II] (5577.4, 6300.3, e 6363.8 Å). Utilizamos estas linhas porque temos uma maior amostra estatística e também porque estas linhas são formadas longe da estrela central, e apresentam na maioria dos casos perfis simétricos. Os valores das velocidades radiais podem ser vistos na Tabela 15

Por outro lado, para os objetos que apresentam uma alta variabilidade (IRAS 07455-3143, V* FX Vel, LHA 115-N82, e LHA 120-S59), além de determinar a velocidade radial usando as linhas proibidas, nós também determinamos as velocidades radiais médias das linhas em absorção de He I (4471.7 e 4713.4 Å), Mg II (4428.0, 4443.0, 4481.3 Å), Si II (4130.9, 4128.10, 6347.1 e 6371 Å), Ca I (6717.7 Å) e Li I (6707.7 Å), vide Tabela 16.

- *IRAS 07455-3143*. Da Tabela 16 é interessante notar que as velocidades radiais das linhas de He I, Mg II, Si II, Ca I presentes em IRAS 07455-3143 são bem diferentes em cada observação. Notamos que as velocidades radiais de Mg II e Si II vão diminuindo desde 2008 até 2016. Já as velocidades radiais obtidas através das linhas de Ca I também vão diminuindo com o tempo, mas são bem diferentes das velocidades radiais das linhas de He I, Mg II, Si II e Si III. Por outro lado, as velocidades radiais das linhas em emissão não apresentam uma forte variação.

- *V* FX Vel*. Similar a IRAS 07455-3143, as velocidades radiais das linhas em absorção (e.g., Mg II, Si II, Ca I e Li I) de V* FX Vel também apresentam um forte variação, diminuindo desde 2008 até 2015, e aumentam entre 20-03-2016 e 12-04-2016. Já os valores da velocidades radiais do Ca I e Li I são muito menores que as do Mg II, Si II e Si III, vide Tabela 16. Também similar a IRAS 07455-3143, a média das velocidades radiais das linhas em emissão de V* FX Vel não mostra uma forte variação.

- *LHA 115-N82*. Para este objeto também observamos uma forte variação nas linhas em absorção de He I, Mg II e, Si II. Por outro lado, as velocidades radiais das linhas em emissão medidas em 2008 e 2015 são bem similares, vide Tabela 16

Na literatura, Heydari-Malayeri (1990) citaram que no espectro obtido em 1989, as linhas de [Fe II] tem uma velocidade radial de $204.8 \pm 5.6 \text{ km s}^{-1}$, enquanto nós, utilizando as linhas de [Fe II] e [O II] obtivemos uma velocidade radial de $205.93 \pm 1.76 \text{ km s}^{-1}$ em 2008 e $206.14 \pm 1.84 \text{ km s}^{-1}$ em 2015. Estes valores obtidos da literatura e neste trabalho indicam que as velocidades radiais das linhas em emissão não apresentaram uma forte variação.

-*LHA 120-S59*. Em 2015 nós obtivemos uma velocidade radial de $292 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$, enquanto Levato et al. (2014) no espectro obtido em 2011 relata que as linhas [Fe II] têm velocidades radiais heliocentricas de $249 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$, vide Tabela 16.

Tabela 15 – Velocidades radiais médias das estrelas da nossa amostra que não apresentam variabilidade, obtidas através das linhas proibidas em emissão.

Estrela	Data	[O I] e [Fe II] (km s ⁻¹)
Galáxia		
IRAS 07080+0605	06-12-2015	10±2
IRAS 07377-2523	20-12-2008	90±3
Hen 2-91	12-04-2016	-47±4
	14-08-2016	-47±3
	15-08-2016	-46±2
	16-08-2016	-47±2
	17-08-2016	-47±3
Hen 3-938	18-04-2005	-22±3
	14-06-2016	-22±2
SS 255	14-06-2016	90±1
IRAS 17449+2320	12-04-2016	-16±2
SMC		
[MA93] 1116	03-10-2007	166±1
	04-10-2007	166±1
LMC		
ARDB 54	24-11-2014	240±6
	01-12-2015	235±4

Tabela 16 – Velocidades radiais médias dos objetos da nossa amostra que apresentam variabilidade, obtidas através das linhas proibidas em emissão e de linhas em absorção.

Estrela	Data	[O I] e [Fe II] (km s ⁻¹)	He I (km s ⁻¹)	Mg II (km s ⁻¹)	Si II (km s ⁻¹)	Ca I (km s ⁻¹)	Li I (km s ⁻¹)
Galáxia							
IRAS 07455-3143	20-12-2008	106±6	140±5	146±1	151±3	120±1	...
	05-12-2015	107±7	111±5	122±1	122±1	100±1	...
	13-03-2016	103±7	77±6	84±1	84±3	54±1	...
	12-04-2016	97±8	37±7	42±1	44±5	22±1	...
V* FX Vel	21-12-2008	22±1	44±1	51±1	52±2	24±1	28±1
	12-10-2015	21±4	22±1	29±3	31±3	32±1	30±1
	20-13-2016	16±4	40±1	42±2	43±2	23±1	24±1
	12-04-2016	19±4	37±1	41±2	42±2	...	30±1
SMC							
LHA 115-N82	24-12-2008	206±2	213±7	220±3	224±2
	06-07-2015	206±2	179±4	175±1	181±3
LMC							
LHA 120-S59	07-12-2015	293±4
	05-12-2016	298±3	301±6*
	06-12-2016	295±3	292±4*

NOTAS: (*) velocidade radial média das linhas de He I em absorção centradas em 4471.7 Å e 6678.2 Å.

Vale ressaltar que para aqueles objetos de nossa amostra onde foram identificadas linhas em emissão de [O I] e [Ca II] (11 estrelas) foi realizada a modelagem dos perfis de linhas e um estudo sobre a cinemática da região emissora. Essa análise foi realizada pela Dra. Michaela Kraus e como resultado foi visto que essas linhas são formadas em diferentes anéis circunstelares, vide Apêndice B.

Além disso, as estrelas de nossa amostra: IRAS 07080+0605, IRAS 07377-2523, V *FX Vel, [MA 93] 1116 e LHA 120-S59 foram observadas em levantamentos fotométricos (e.g., ASAS e OGLE-III), como citado na Capítulo 2. Assim, foi possível obter suas curvas de luz e buscar periodicidades. A análise dessas periodicidades foram realizadas pela Dra. Despina Panoglou e os resultados também podem ser vistos no Apêndice B.

5.4 Possível natureza dos nossos objetos

Nesta seção discutiremos a natureza de cada um de nossos objetos. Discutiremos os parâmetros físicos (temperatura efetiva, luminosidade e raio estelar) que nós assumimos neste trabalho, vide Tabela 17.

Para uma melhor compreensão, discutiremos os resultados de cada objeto separadamente.

Tabela 17 – Possíveis parâmetros estelares adotadas neste trabalho.

Estrela	Distância (pc)	BC^* (mag)	M_{bol} (mag)	T_{eff} (K)	$\log(L/L_{\odot})$	R/R_{\odot}
Galáxia						
IRAS 07080+0605	535^{+15}_{-14}	-0.22	3.13 ± 0.12	$\sim 9900 \pm 800$	0.64 ± 0.21	~ 1
IRAS 07377-2523	4100^{+521}_{-418}	-0.59	-2.40 ± 0.33	12000 ± 1000	2.86 ± 0.21	6 ± 1
IRAS 07455-3143	12262^{+3154}_{-2327}	-0.59	-8.07 ± 1.12	12500 ± 1000	5.12 ± 0.20	78 ± 12
V*FX Vel	353^{+6}_{-6}	-0.17	2.73 ± 0.13	9500 ± 500	0.81 ± 0.13	~ 1
Hen 2-91	5052^{+1226}_{-855}	-2.90	-11.09 ± 0.49	$32500 \pm 2600^{\text{C}}$	6.33 ± 0.20	46 ± 7
Hen 3-938	6228^{+1409}_{-1010}	-2.20	-7.75 ± 0.58	22200 ± 1800	5.00 ± 0.21	21 ± 4
SS 255	10321^{+2524}_{-1818}	-1.68	-3.31 ± 0.45	18000	3.22 ± 0.14	~ 4
IRAS 17449+2320	740^{+22}_{-21}	-0.17	0.29 ± 0.07	9600 ± 700	1.78 ± 0.19	~ 3
SMC módulo da distância**						
[MA93] 1116	18.95 ± 0.07	-1.80	-5.99 ± 0.27	21300 ± 2200	4.29 ± 0.26	10 ± 2
LHA 115-N82		-0.13	-4.69 ± 0.30	$\sim 9050 \pm 1000$	3.77 ± 0.28	31 ± 7
LMC						
ARDB54	18.22 ± 0.05	-0.27	-6.08 ± 0.13	9500 ± 500	4.33 ± 0.13	54 ± 6
LHA 120-S59		-1.55	-6.85 ± 0.07	$17500 \pm 500^{\text{L}}$	4.63 ± 0.15	23 ± 3

NOTAS : (*) correção bolométrica (BC) retirado do [Humphreys & McElroy \(1984\)](#); (**) módulo da distância: $\mu = 18.95 \pm 0.07$, para a SMC retirado de [Graczyk et al. \(2014\)](#), e $\mu = 18.22 \pm 0.05$ para a LMC, retirado de [Udalski et al. \(1998\)](#); (C) valor retirado de [Cidale et al. \(2001\)](#); (L) para tipos espectrais B2-3 retirado de [Levato et al. \(2014\)](#).

5.4.1 IRAS 07080+0605

Na literatura esta estrela foi classificada como uma estrela FS CMa por [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#). Na nossa análise dos espectros FEROS, confirmamos a presença do fenômeno B[e] (vide Capítulo 4).

Baseada no *Gaia* DR2 ([Bailer-Jones et al., 2018](#)) IRAS 07080+0605 é a segunda estrela mais próxima ($d = 535$ pc) da nossa amostra, estando de acordo com a baixa extinção interestelar obtida através do **3D dust mapping**, vide Tabela 12.

Através da combinação de dados fotométricos e espectroscópicos, estimamos o tipo espectral, temperatura efetiva e classe de luminosidade para esta estrela. A partir do método 1, estimamos um tipo espectral A0-1III, que é corroborado pela ausência da linha do He I em 4471 \AA . No entanto, a presença de outras linhas He I pode enfraquecer essa classificação. Infelizmente, não podemos usar outras linhas de diagnóstico, comuns para estrelas tipo A (e.g., Ca II-H&K), porque elas estão contaminadas por linhas em emissão devido ao vento.

Sendo assim, neste trabalho assumimos o tipo espectral A0-1III com uma temperatura efetiva média de 9900 ± 800 K e derivamos a magnitude bolométrica (M_{bol}), correção bolométrica, luminosidade e o raio de IRAS 07080+ 0605, vide Tabela 17. Nossos resultados estão de acordo com [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#), que também sugeriu que IRAS 07080+ 0605 seria uma estrela de tipo espectral tipo A com baixa luminosidade.

Por outro lado, a presença de variabilidade espectral como descrito no Capítulo 4 e o período de 223.4 dias derivado a partir de sua curva de luz (Apêndice B), não são suficientes para confirmar uma possível natureza binária para este objeto, como proposto por [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#).

A presença de perfis P-Cygni inversos (e.g., Ca II e Fe II) descritas no Capítulo 4, em princípio podem indicar acreção de matéria. O suporte para tal interpretação é fornecido pela modelagem das linhas proibidas, que sugerem a presença de um anel circunstelar de gás girando em torno do objeto central, onde os parâmetros do ajuste sugerirem turbulências relacionadas ao fluxo de acréscimo de matéria. O forte excesso no IV (Figura 121), presença de PAHs vistos no espectro Spitzer de IRAS 07080+0605 e a presença de uma nuvem molecular fria ao longo da linha de visada, detectadas no espectro da banda K (Arias et al., 2018), também favoreceriam uma natureza jovem para este objeto. Este cenário parece ser favorecido pela posição de IRAS 07080+0605 no diagrama HR, vide o painel inferior da Figura 122.

5.4.2 IRAS 07377-2523

Na literatura IRAS 07377-2523 foi selecionada como candidata pós-AGB por Parthasarathy et al. (2000), como uma candidata massiva YSOs por Mottram et al. (2007), e como uma estrela FS CMa por Miroshnichenko et al. (2007). Através da nossa análise, confirmamos a presença do fenômeno B[e]. As linhas Fe II identificadas nos nossos espectros FEROS mostram perfis de tipo de shell o que sugere a presença de um disco CS como uma orientação edge-on.

A modelagem das linhas proibidas, parecem mostrar que IRAS 07377-2523 está rodeado por pelo menos três anéis CS. A diminuição da velocidade de rotação com a distância concorda com o cenário de um disco ou anéis Keplerianos (vide o artigo).

Com relação aos parâmetros físicos, os métodos 3 e 4 indicam um tipo espectral B8-9, com uma temperatura efetiva média de 12000 ± 1000 K. Os tipos espectrais parecem ser consistentes com a literatura. Parthasarathy et al. (2000) a classificaram como uma estrela tardia do tipo espectral B (B8 III-IVe), depois Miroshnichenko et al. (2007) usando as razões He I 4471 Å/Mg II 4482 Å, estimaram um tipo espectral B8/A0.

Assumindo a extinção interestelar $E(B-V)_{IS} = 0.5$ do 3D dust mapping (Green et al., 2018), a distância do *Gaia* DR2 ($d = 4.1$ kpc), e uma $T_{\text{eff}} = 12000 \pm 1000$ K, estimamos a luminosidade (Tabela 17). Assim, colocando esses valores no diagrama de HR, um cenário de pós-sequência principal, como sugerido por Parthasarathy et al. (2000), para uma estrela com aproximadamente $5 \pm 1 M_{\odot}$ é favorecido, vide painel superior da Figura 122. No entanto, uma natureza pré-sequência-principal não pode ser descartada.

Da nossa análise da curva de luz, foi determinado um período de ~ 700 dias. Portanto, não podemos descartar um cenário binário para o IRAS 07377-2523.

5.4.3 IRAS 07455-3143

Esta estrela também foi classificada como uma estrela FS CMa por Miroshnichenko et al. (2007). Na nossa análise, devido à ausência de linhas [O I], IRAS 07455-3143 é o único objeto de nossa amostra onde não pudemos confirmar a presença do fenômeno B[e].

Também na nossa análise, o tipo espectral não foi bem definido, através do método 1 e 2 estimamos o tipo espectral B0-1 II/III/V, que parece estar de acordo com Orsatti (1992), que sugeriu que IRAS 07455-3143 seria uma estrela early B-type. No entanto, esta classificação é enfraquecida,

devido à ausência de linhas de He II e Si IV em nossos espectros, e também pela ausência de linhas em emissão de He I. Por outro lado, do método 3, estimamos um tipo espectral B8 com $T_{\text{eff}} \sim 12500$ K. Este tipo espectral parece estar mais de acordo com as características espectrais vistas em nossos espectros e também concorda com o tipo espectral B7/B8 estimado por [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#), mas com uma temperatura efetiva diferente, $T_{\text{eff}} \sim 16000$ K.

A alta variabilidade espectral observada nos espectros FEROS parece indicar um cenário binário para esta estrela. Na verdade, a possível binariedade de IRAS 07455-3143 foi primeiramente sugerida por [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#) que, baseada na identificação de linhas Li I e Ca I, sugeriram a presença de uma companheira de tipo espectral K. No entanto, em nossos espectros apenas a linha Ca I em 6717.7 \AA , foi identificada. A presença da linha Li I em 6707.7 \AA é duvidosa. Assim, a presença da linha Ca I, associada às variações nas velocidades radiais, pode indicar um cenário complexo, onde as linhas de absorção, como as de He I, Mg II e Si II, podem vir da estrela B primária, e linhas de Ca I pode vir de uma companheira secundária, e as linhas proibidas em emissão podem vir de um disco ou anéis circumbinários. De fato, a modelagem das linhas de [Ca II] com perfis em pico duplo, sugerem um anel com rotação (vide Apêndice B). Além disso, as linhas Fe II vistas em nossos espectros apresentam perfis de tipo shell que podem sugerir uma orientação de edge-on do disco circumbinário.

Utilizando os parâmetros determinadas pelo método 2 (tipo espectral B8 com $T_{\text{eff}} = 12500 \pm 1000$ K), a distância do *Gaia* DR2 ($d \sim 12.3$ kpc), e a média da extinção interestelar, obtida a partir das DIBs e do *IRSA*, nós estimamos a luminosidade, obtendo um valor de $\log(L/L_{\odot}) = 5.12$, vide Tabela 17. Colocando esses valores no diagrama HR, esta estrela pode ser uma estrela pós-sequência principal (supergigante) com $M_{\text{ZAMS}} \sim 20 M_{\odot}$, vide painel superior da Figura 122.

5.4.4 V* FX Vel

Na literatura esta estrela foi classificada por [Strohmeier et al. \(1968\)](#), [Kukarkin et al. \(1972\)](#) e [Malkov et al. \(2006\)](#) como uma binária eclipsante. [Eggen \(1978\)](#) questionou a natureza eclipsante mencionada por [Strohmeier et al. \(1968\)](#). Mais tarde foi classificada por [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#) como estrela FS CMa. Através da análise dos nossos espectros FEROS observados em 21-12-2008, 12-10-2015, 20-03-2016 e 12-04-2016, confirmamos a presença do fenômeno B[e].

Na nossa análise, o tipo espectral não foi bem definido. Através do método 1 e 2 estimamos um tipo espectral B8-9 III/V ($T_{\text{eff}} \sim 11500$ K) e de método 3 estimamos A0-2 ($T_{\text{eff}} \sim 9500$ K). A classificação como B8-9, baseada na fotometria desta estrela (método 1), pode ser descartada devido à presença da linha de Mg II em 4482 \AA que é muito mais forte que a linha do He I em 4471 \AA como normalmente é visto para estrelas tipo A. Sendo assim, nesta tese nós consideramos uma classificação A0-2 para este objeto. Esta classificação está de acordo com a literatura, onde [Tisserand et al. \(2013\)](#) sugeriram um tipo espectral A3 III.

As variações espectrais e principalmente as variações nas velocidades radiais das linhas em absorção (e.g., He I, Mg II e Si II, Ca I e Li I) sugerem um cenário de binaridade para este objeto, onde as linhas em absorção de He I, Mg II e Si II, podem vir de uma estrela primária de tipo espectral A, e as linhas de Ca I e Li I podem ser originárias da companheira, e as linhas em emissão, tais como as de Fe II com perfis de tipo shell, sugeririam um disco ou anéis circumbinários. De fato, a

modelagem das linhas proibidas de [O I] sugerem pelo menos quatro anéis (vide Apêndice B).

Por outro lado, através da análise da curva de luz, foi possível derivar um período de ~ 275 dias, concordando com o valor obtido por [Pojmanski \(2002\)](#) de 286 dias.

Com base na distância obtida a partir do *Gaia* DR2, V*FX Vel é a estrela mais próxima da nossa amostra ($d \sim 353$ pc). Esta distância está de acordo com a baixa extinção interestelar derivada através das DIBs. Sendo assim, e sem considerar a possível binaridade de V* FX Vel, derivamos a luminosidade desta estrela, vide Tabela 17. A partir de sua posição no diagrama HR, notamos que sua natureza é bastante incerta, com $M_{ZAMS} < 2 M_{\odot}$ (Figura 122).

5.4.5 Hen 2-91

Na literatura, a natureza evolutiva da Hen 2-91 é bem incerta, alguns autores a classificaram como uma nebulosa planetária ([Webster, 1966](#); [Henize, 1967](#)), ou como uma estrela M com linhas em emissão ([MacConnell, 1983](#); [Bidelman, 1976](#)), ou como estrela com linhas em emissão ([The, 1962](#); [Weaver, 1974](#)), ou como uma estrela Be ([Allen & Swings, 1976](#); [Allen et al., 1982](#)), ou como a estrela B[e] ([Lamers et al., 1998](#)) ou como uma candidata FS CMa ([Miroshnichenko, 2007](#)). Através da análise dos espectros FEROS, observados em 12-04-2016, 14, 15, 16 e 17-08-2016 (os quatro últimos espectros públicos) confirmamos a presença do fenômeno B[e], embora na SED de Hen 3-91 não mostra uma evidência clara de poeira, vide Figura 121. Comparando os espectros uns com outro, nós não observamos variações sensíveis no tempo. As linhas de Balmer ($H\beta$ e $H\alpha$) são intensas, o que pode indicar uma nebulosa estendida ou mesmo um disco circunstelar, as poucas linhas de Fe II identificadas mostram claramente perfis de tipo shell, o que também sugere a presença de um disco CS com uma orientação edge-on. Os perfis das linhas de [O I] mostram-se distorcidos (perfis não simétricos), o que implicaria em múltiplas regiões de formação deste elemento (vide Apêndice B).

Devido à falta de dados fotométricos, principalmente na banda U , e à ausência de linhas em absorção (e.g., He I e Mg II), o tipo espectral e a temperatura efetiva de Hen 2-91 não puderam ser derivadas por nenhum dos métodos descritos neste trabalho. Sendo assim, para determinar a luminosidade de Hen 2-91, nós utilizamos o tipo espectral B0 e temperatura efetiva, $T_{\text{eff}} = 32500 \pm 2600$ K, determinadas pelo método BCD por [Cidale et al. \(2001\)](#), apesar que esses valores não estão de acordo com as características espectrais que identificamos, especialmente a presença de linhas em absorção de He I, e a ausência de linhas de He II, Si IV e outras de alta ionização. Assim, com o fim de derivar a luminosidade de Hen 2-91, usamos a distância do *Gaia* DR2 ($d \sim 5052$ pc) e a extinção interestelar derivada a partir das DIBs, obtendo um valor de $\log(L/L_{\odot}) = 6.33$, vide Tabela 17. Usando esses valores e considerando a Hen 3-938 como uma estrela pós-sequência principal, a colocamos nas trilhas evolutivas no digrama HR. A posição no diagrama HR (Figura 122), indica que Hen 2-91 seria uma supergigante muito massiva com $M_{ZAMS} > 120 M_{\odot}$. No entanto, esta é a classificação mais incerta da nossa amostra, devido a alta incerteza na sua distância, extinção interestelar e principalmente do tipo espectral.

5.4.6 Hen 3-938

Na literatura, existem dúvidas sobre a natureza desta estrela, como sendo uma Herbig Ae/Be (Gregorio-Hetem et al., 1992; Vieira et al., 2003; Sartori et al., 2010), ou uma estrela evoluída, uma sgB[e], ou até mesmo como um nebulosa planetária (Miroshnichenko et al., 1999). Através dos nossos espectros FEROS obtidos em 2008 e 2016, confirmamos a presença do fenômeno B[e]. Identificamos a presença de perfis P-Cygni nas linhas Balmer, assim como também nas linhas de He I e Fe II, indicando uma forte taxa de perda de massa, especialmente na direção da linha de visada. As estreitas linhas proibidas com perfis em pico simples e a modelagem delas, sugerem a presença de uma componente em rotação (vide Apêndice B)

A partir de nossa análise (método 1), classificamos Hen 3-938 como uma estrela de tipo espectral B0-1I, provavelmente sendo uma sgB[e]. Esta classificação é reforçada por sua alta extinção, derivada das DIBs, e alta luminosidade, determinada a partir da distância de ~ 6.2 kpc, obtida do *Gaia* DR2, vide Tabela 17. Para testar uma possível natureza sgB[e] (pós-sequência principal), colocamos os valores da temperatura e luminosidade no diagrama HR, vide o painel superior da Figura 122. Este gráfico indica que Hen 3-938 tem uma M_{ZAMS} de $20 \pm 3 M_{\odot}$. No entanto, os espectros obtidos em 2005 e 2016 apresentam uma variação sensível nas intensidades das linhas, o que também é visto na literatura. Tal variabilidade não é comum em sgB[e], mas não encontramos nenhuma evidência de uma companheira. Por outro lado, uma possível classificação como um objeto pré-sequência principal também é favorecida, porque possivelmente Hen 3-938 estaria associada à região de formação de estelar (RCW 80) em Centaurus (Vieira et al., 2003). Mas, não observamos perfis P-Cygni inversos nos nossos espectros de Hen 3-938, o que enfraquece esta classificação (apesar que em alguns objetos jovens foram observadas perfis P-Cygni normais, e.g., Cauley & Johns-Krull, 2015).

5.4.7 SS 255

Não se sabe muito sobre este objeto Miszalski & Mikołajewska (2014) mencionaram que este objeto assemelha-se fortemente às estrelas B[e] e devido às similaridades com a estrela SS73 24. Apesar disso, estes autores sugeriram uma classificação Be para SS 255. Através dos nossos espectros FEROS de alta resolução, observamos a presença de linhas intensas de Balmer, linhas de Fe II, [Fe II] e [O I]. A SED de SS255 não mostra evidências de poeira quente no infravermelho próximo, mas notamos uma forte emissão no infravermelho médio e distante, vide Figura 121.

Na literatura, não encontramos dados fotométricos nas bandas *UVB* e nem identificamos as linhas de absorção em nossos espectros (e.g., He I e Mg II). Assim, o tipo espectral e os parâmetros físicos não puderam ser determinados por nenhum dos métodos descritos neste trabalho. No entanto, com base na presença de linhas em emissão de He I, nós sugerimos um tipo espectral B2 (e.g., Zickgraf et al., 1986; Miroshnichenko, 2007) e uma temperatura efetiva de 18000 K como limite inferior. Devido à falta de conhecimento sobre sua classe de luminosidade, assumimos um valor médio para a correção bolométrica (-1.68).

A distância obtida através do *Gaia* DR2 é de ~ 10.3 kpc (embora este valor não seja tão confiável, devido à alta incerteza de sua paralaxe), mas SS 255 tem uma extinção relativamente baixa. Mesmo considerando as altas incertezas para SS255, nós estimamos pela primeira vez os

parâmetros desta estrela, vide Tabela 17. A posição no diagrama HR indica que SS 255 pode ter uma massa ZAMS entre 5 e 7 M_{\odot} , estando na pós-sequência principal.

Portanto, devido à presença de linhas muito intensas de He I e a pouca emissão no infravermelho próximo, sugerimos que SS 255 é uma estrela da pós-sequência principal, que esta possivelmente na fase pós-AGB e possivelmente com uma temperatura efetiva >18000 K. Isso não pode ser confirmado, pois as trilhas evolutivas de [Georgy et al. \(2013\)](#), foram computadas apenas até a fase inicial do AGB.

5.4.8 IRAS 17449+2320

Esta estrela foi classificada como uma estrela B por [Downes & Keyes \(1988\)](#) e como uma estrela com o fenômeno B[e] por [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#) e [Aret et al. \(2016\)](#). Através da análise dos nossos espectros FEROS confirmamos a presença do fenômeno B[e]. Comparando os perfis de H α com o observado por [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#) em 2006 e [Aret et al. \(2016\)](#) em 2011, percebemos uma forte variação. De acordo com [Sestito et al. \(2017\)](#) haveria variações com escalas de tempo de poucos dias, mas que nós não pudemos confirmar, porque somente temos um espectro disponível. As linhas de Fe II que identificamos mostram perfis de tipo de shell, o que sugere a presença de um disco CS com uma orientação edge-on. Os perfis largos das linhas de [O I] e a modelagem sugerem pelo menos dois anéis CS (vide Apêndice B).

A partir dos métodos 1, 2, 3 e 4, derivamos o tipo espectral como sendo A0-2, com uma temperatura efetiva média de 9600 ± 700 K, vide Tabela 17. Estes parâmetros determinados na nossa análise estão de acordo com os resultados obtidos por [Miroshnichenko et al. \(2007\)](#), que sugeriram um tipo espectral A0 ($T_{\text{eff}} \sim 10000$ K).

Baseado na distância do *Gaia* DR2 ($d \sim 740$ pc), IRAS 17449+2320 é uma das estrelas mais próximas da nossa amostra, em concordância com a baixa extinção obtida através do [3D dust mapping](#). Usando esses parâmetros, estimamos a luminosidade, obtendo um valor de $\log(L/L_{\odot}) = 1.77$, vide Tabela 17. O diagrama HR (Figura 122) parece mostrar que IRAS 17449 + 2320 está ainda na sequência principal ou perto do seu final, com uma $M_{\text{ZAMS}} = 2 - 3 M_{\odot}$.

Objetos na Pequena Nuvem de Magalhães (SMC)

5.4.9 [MA93] 1116

Na literatura, existem dúvidas sobre a natureza da [MA93] 1116, sendo uma sgB[e] ([Wisniewski et al., 2007](#)) ou uma Herbig Ae/B[e] ([Whelan et al., 2013](#); [Paul et al., 2017](#)), ou até uma candidata a nebulosa planetária ([Kamath et al., 2014](#)). Através dos nossos espectros FEROS obtidos em duas noites consecutivas em 2007, confirmamos a presença do fenômeno B[e]. Nas linhas da série Balmer observamos perfis P-Cygni. As linhas estreitas de [O I] identificadas nos espectros FEROS, e a modelagem delas sugerem um anel parcial (vide artigo). Em comparação com a literatura, é possível notar uma variabilidade sensível nos perfis de linha. A curva de luz [MA93] 1116 mostra um período de ~ 574 dias.

Através da nossa análise, também derivamos o tipo espectral de [MA93] 1116, sendo B1-2,

com uma $T_{\text{eff}} = 21600 \pm 3000$ K. Esta classificação está de acordo com as características espectrais que identificamos em nossos espectros FEROS, especialmente pela presença de linhas em emissão de He I, O II e [O II] e ausência de linhas He II. Assim, considerando a distância da SMC e a extinção mínima interestelar obtida através do [IRSA](#), nós derivamos a luminosidade, obtendo um valor de $\log(L_*/L_\odot) = 4.29$, vide Tabela 17. A partir do diagrama HR, considerando as trilhas evolutivas para SMC ([Georgy et al., 2013](#)), uma classificação de [MA93] 1116 como uma sgB[e], com $M_{\text{ZAMS}} = 9 - 12 M_\odot$, parece ser a mais favorável, vide painel superior da Figura 123.

Por outro lado, a classificação como Herbig Ae/B[e] não pode ser descartada devido à presença de silicatos e bandas de PAHs no espectro de Spitzer de [MA93] 1116 (Figura 121). Assim colocando os nossos valores de temperatura e luminosidade no diagrama HR para trilhas da pré-sequência principal. A posição no diagrama HR mostra que este objeto têm uma $M_{\text{ZAMS}} \sim 15 M_\odot$, para uma estrela que está se aproximando à sequência principal, vide painel inferior da Figura 122.

5.4.10 LHA 115-N82

O estágio evolutivo de LHA 115-N82 foi determinado por [Heydari-Malayeri \(1990\)](#) como sendo uma estrela sgB[e]. [Evans et al. \(2004\)](#) sugeriram um tipo espectral A/B[e]. Recentemente, LHA 115-N82 foi classificada como uma candidata pós-AGB/RGB por [Kamath et al. \(2014\)](#). Através dos nossos espectros FEROS de alta resolução observados em 2008 e 2016, confirmamos a presença do fenômeno B[e]. Notamos que as linhas de [Fe II], [OI] e [SII] não mostram variações sensíveis. Por outro lado, as linhas Balmer, Fe II, Ti II, Ca II, Mg II e Si II mostram fortes variação, vide capítulo 4.

Com base no método 1, usando as medições fotométricas realizadas entre 1989 e 1999, derivamos dois possíveis conjuntos de parâmetros para LHA 115-N82, vide Tabela 13, uma para um tipo espectral B8-9 e a outra A2. Com base nas linhas fracas de He I em absorção e as fortes linhas em absorção de Mg II, observadas em 2008 e 2015, a classificação como uma estrela de tipo espectral A2 parece a mais favorável. Assim, assumindo a distância a SMC e a baixa extinção interestelar obtida através do [IRSA](#), nós derivamos os parâmetros de LHA 115-N82, como pode ser visto na Tabela 17. A partir do diagrama HR, considerando as trilhas evolutivas para estrelas da SMC, notamos a natureza provável para esta estrela, como estando na pós-sequência principal com M_{ZAMS} de $7 - 9 M_\odot$, vide painel superior da Figura 123.

No entanto, essa classificação deve ser vista com cautela, devido à curva de luz de LHA 115-N82. Como pode ser visto na Figura 120 há um aumento de seu brilho ao longo do tempo. Na banda V, há um aumento de ~ 14 mag em 2002 para ~ 13.2 mag em 2010. Na banda I, a estrela tinha ~ 13.5 mag em torno de 2001 e ~ 12.75 mag em 2009. No entanto, devido à baixa dispersão dos dados do OGLE III na banda I, também é possível observar a presença de dois mínimos por volta de 2003 e 2005, seguidas de duas erupções, de forma similar ao que vemos nas Variáveis Azuis Luminosas (LBVs [Campagnolo et al., 2018](#)). Entretanto, devido a baixa massa desta estrela, ela pode ser na realidade uma LBV impostora (e.g., [Krtiřková & Krtiřka, 2018](#))

Também é interessante o comportamento das linhas de Balmer e das linhas de Fe II, mostrando em 2008 uma emissão no lado azul do perfil (perfis P-Cygni inversos), e em 2015 um perfil mais intenso de emissão no lado vermelho (perfis P-Cygni), vide Capítulo 4. Além disso, as componentes de absorção dessas linhas também apresentam variação nas suas velocidades radiais, sendo deslocadas

para o azul em 2015 e deslocadas para o vermelho em 2008. A modelagem das linhas proibidas sugerem dois anéis circunstelares. A pouca variação nas linhas proibidas (e.g., [O I] e [Ca II]) indicam que esse anéis são estáveis (vide artigo).

Não podemos descartar que essas variações possam ser causadas ou também afetadas pela presença de uma companheira.

Definitivamente LHA 115-N82 é um objeto muito interessante e complexo, mais dados espectroscópicos e fotométricos simultâneos são necessários para uma melhor compreensão da sua natureza.

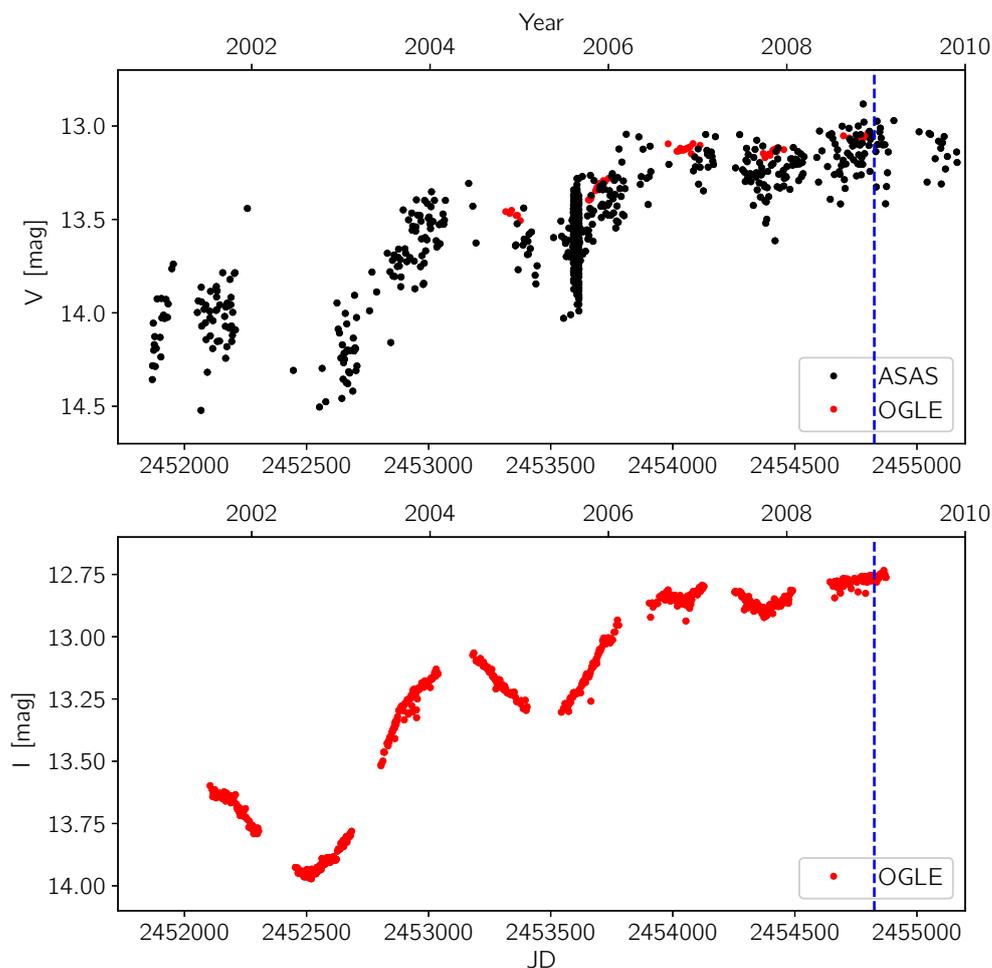


Figura 120 – A curva de luz com dados do ASAS (pontos pretos) e OGLE III (pontos vermelhos) de LHA 115-N82. *Painel superior*: curva de luz entre 2000.5 e 2010 na banda *V*. *Painel inferior*: curva de luz entre 2000.5 e 2010 na banda *I*.

5.4.11 ARDB 54

Este objeto foi observado pela primeira vez por [Ardeberg et al. \(1972\)](#), que sugeriram que ARDB 54 poderia ser uma estrela com linhas em emissão. Recentemente, [Levato et al. \(2014\)](#) sugeriram uma classificação de sgB[e] para este objeto. Na nossa análise, através de nossos espectros FEROS de alta resolução obtidas em 2014 e 2015, confirmamos a presença do fenômeno B[e]. Comparando as nossas observações (2014 e 2015) notamos que não apresentam variabilidades. No

entanto, comparando com os espectros de [Levato et al. \(2014\)](#) em 2011, existe uma variação espectral sensível.

A ausência de linhas em emissão da série de Paschen, linhas proibidas pouco intensas e uma fraca emissão no IV (Figura 121) sugere que provavelmente há uma pequena quantidade de material CS ionizado. Com base na modelagem dos perfis das linhas proibidas, podemos concluir que a estrela é circundada por três anéis de gás girando em órbitas Keplerianas (vide Apêndice B).

Por outro lado, a partir dos índices de cor (método 1 e 2), derivamos um tipo espectral A0-II ($T_{\text{eff}} \sim 9500$ K). Este tipo espectral está de acordo com as características espectrais dos nossos espectros FEROS, especialmente devido ausência de linhas de He I. Assim, assumindo a distância da LMC e a baixa extinção derivada através do [IRSA](#), nós derivamos os parâmetros físicos do ARDB 54, como pode ser visto na Tabela 17. Colocando esses valores no digrama HR, e usando as trilhas evolutivas de [Schaerer et al. \(1993\)](#) para estrelas na LMC, confirmamos que esta estrela é uma supergigante A[e] com $M_{\text{ZAMS}} = 10 - 12 M_{\odot}$ vide Figura 124. Assim, o ARDB 54 é a terceira supergigante A[e] já identificada, e a primeira na LMC. As outras duas são a estrela LHA 115-S23 ([Kraus et al., 2008](#)) localizada na SMC, e HD 62623 ([Meilland et al., 2010](#)) que é um objeto Galáctico.

5.4.12 LHA 120-S59

[Gummersbach et al. \(1995\)](#) determinaram pela primeira vez o estágio evolutivo de LHA 120-S59 como sendo uma sgB[e] do tipo espectral B5II. Recentemente, [Levato et al. \(2014\)](#) também classificaram a esta estrela como uma sgB[e] do tipo espectral B2-3.

Na nossa análise, através dos espectros FEROS obtidos em 06-12-2015, 04 e 05-12-2016, confirmamos a presença do fenômeno B[e]. Além disso, notamos variações sensíveis principalmente nas velocidades radiais. [Levato et al. \(2014\)](#) também relataram variações de velocidades radiais, somadas as variações ($B - V$) e um excesso de UV, sugerindo assim a presença de uma companheira.

A partir da modelagem da curva de luz de LHA 120-S59, derivamos um período de 83.6 dias, o que é bastante próximo do período de 83.4 dias determinado por [Soszyński et al. \(2009b\)](#).

Com relação aos parâmetros físicos, devido à ausência de linhas de diagnóstico em absorção (e.g., Mg II e Si II) e a impossibilidade de convergência dos dados fotométricos (método 1), neste trabalho, decidimos assumir uma temperatura efetiva média de 17500 K, conforme descrito na literatura ([Levato et al., 2014](#)). Assim, assumindo a distância da LMC e a extinção para este objeto como derivada através do [IRSA](#), obtivemos sua correção bolométrica, magnitude bolométrica e a luminosidade desta estrela, vide Tabela 17. A partir do diagrama HR, e considerando as trilhas evolutivas para estrelas da LMC de [Schaerer et al. \(1993\)](#), classificamos a LHA 120-S59 como uma sgB[e] com $M_{\text{ZAMS}} = 12 - 15 M_{\odot}$, vide Figura 124.

Com base em sua alta temperatura, excesso no IV (Figura 121) e linhas largas de Balmer (as mais largas da nossa amostra), esta estrela provavelmente tem uma grande quantidade de gás CS ionizado. A emissão molecular também favorece uma classificação como uma sgB[e] para esta estrela ([Oksala et al., 2013](#)). A modelagem das linhas [O I] sugerem pelo menos três anéis em rotação ao redor do LHA 120-S59.

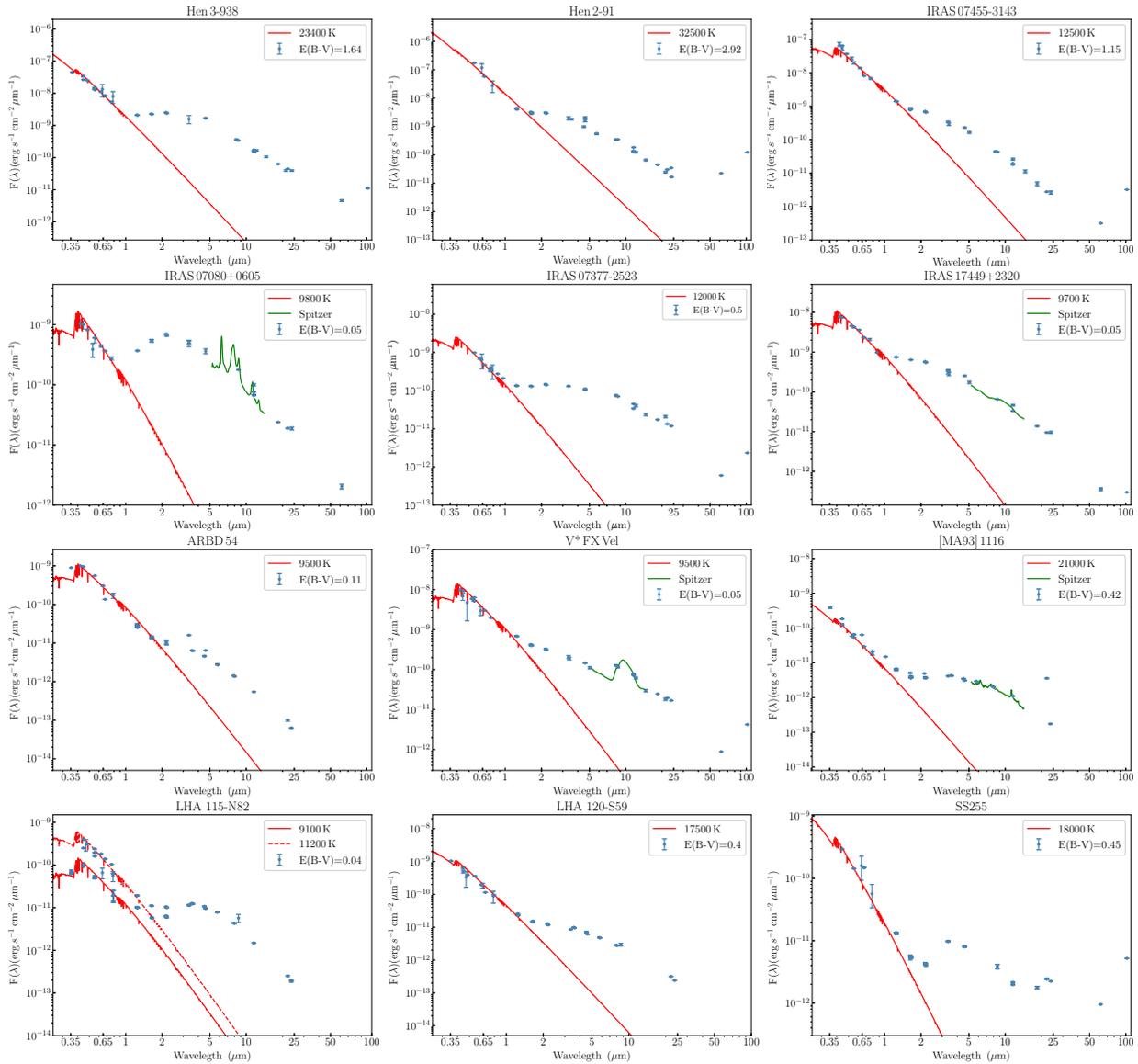


Figura 121 – Distribuição espectral de energia (SED) de nossa amostra de objetos. Para modelar a SED no visível, usamos modelos de atmosferas Kurucz, para os valores da Tabela 17. Pontos azuis denotam dados fotométricos, linhas verdes representam dados do Spitzer, linhas vermelhas representam os modelos de atmosfera de Kurucz.

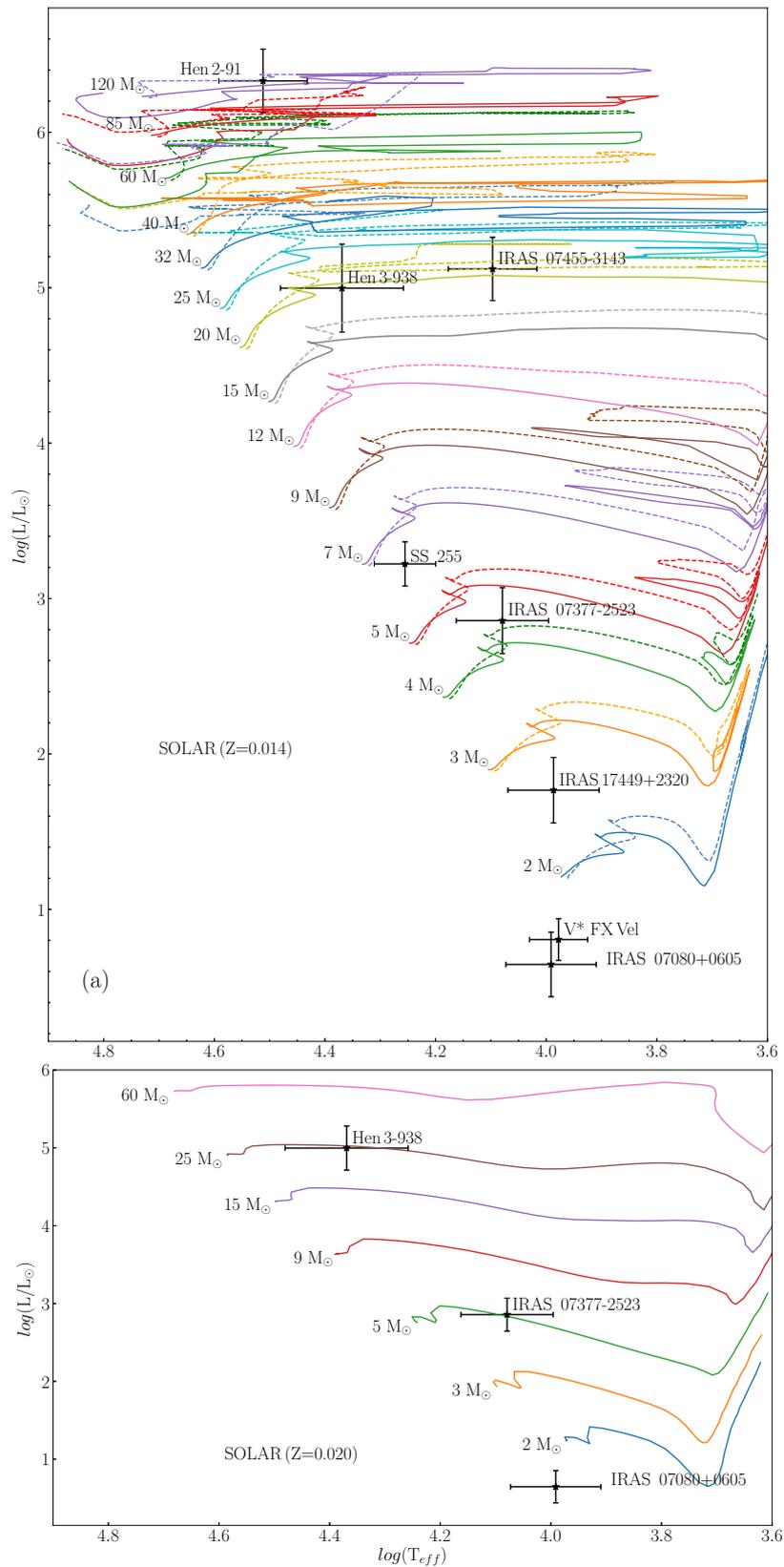


Figura 122 – Posição das estrelas da nossa amostra na Galáxia no diagrama HR. *Painel superior:* Trilhas evolutivas pós-sequência principal (Georgy et al., 2013). As linhas contínuas denotam trilhas evolutivas sem rotação e, as linhas tracejadas denotam modelos com rotação. *Painel inferior:* Trilhas evolutivas pré-sequência principal (Bernasconi & Maeder, 1996).

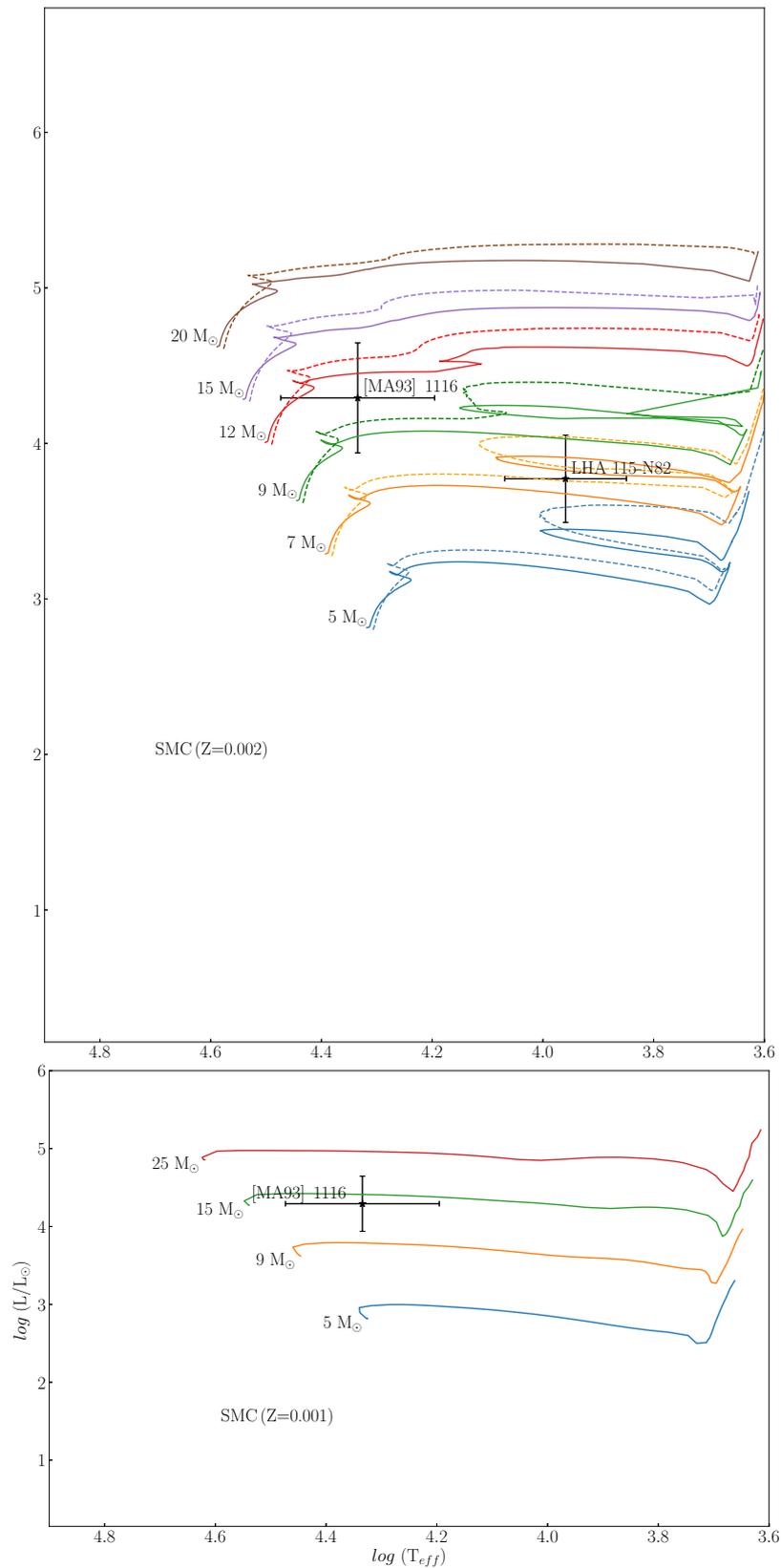


Figura 123 – Posição das estrelas da nossa amostra da SMC no diagrama HR. *Painel superior:* Trilhas evolutivas pós-sequência principal (Georgy et al., 2013). As linhas contínuas denotam trilhas evolutivas sem rotação e, as linhas tracejadas denotam modelos com rotação. *Painel inferior:* Trilhas evolutivas pré-sequência principal (Bernasconi & Maeder, 1996).

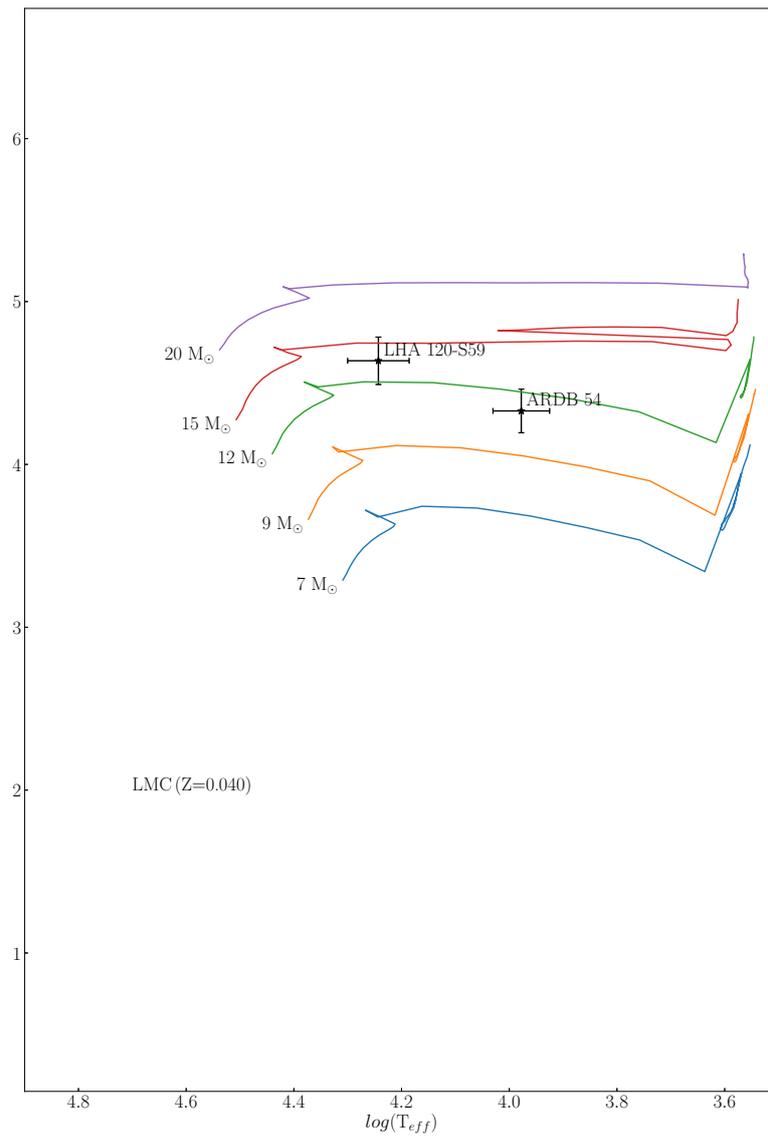


Figura 124 – Posição das estrelas da nossa amostra da LMC no diagrama HR. As trilhas evolutivas são de [Schaerer et al. \(1993\)](#).

6 Atlas sgB[e] : Grade de Modelos para as Supergigantes B[e]

A segunda parte desta tese é voltada para a descrição do trabalho feito em colaboração com o Dr. Armando Domiciano de Souza (Observatoire de la Côte d’Azur), Dr. Alex Carciofi (IAG/USP), Dr. Daniel Faes (IAG/USP) e MSc. Daiane Seriacopi (IAG/USP).

Vale ressaltar que uma parte desta pesquisa foi realizada no Observatoire de la Côte d’Azur (OCA), onde graças à bolsa *Poincaré Junior 2016* dada pelo OCA realizei um estágio de 3 meses sob orientação do Dr. Armando Domiciano de Souza.

Sendo assim, neste capítulo apresentaremos uma descrição geral dos parâmetros físicos utilizados para a criação de uma grade de modelos para as as supergigantes B[e] com o código HDUST.

6.1 Introdução

Como já mencionado no capítulo 1, as estrelas B[e] supergigantes ou sgB[e] são objetos massivos e muito luminosos, que estão em uma fase de pós-sequência principal caracterizada por fortes taxas de perda de massa.

Esses objetos, como também citado capítulo 1, apresentam discos circunstelares ou anéis compostos de gás e poeira, como foi confirmado por observações polarimétricas, espectroscópicas e interferométricas.

Nos últimos anos, através de dados de alta resolução espectral (e.g., FEROS/ESO, SINFONI/VLT e PHOENIX/GEMINI ou CRIRES/VLT) e alta resolução angular (e.g, AMBER/VLTI e MIDI/VLTI), foram obtidos muitos resultados importantes no estudo das sgB[e]. Por outro lado, ficou claro que é muito importante termos modelos físicos realistas para interpretar essas observações e as observações futuras que virão de instrumentos do E-ELT e também do MATISSE/VLTI e GRAVITY/VLTI.

Sendo assim, [Carciofi et al. \(2010\)](#) usando o código HDUST ([Carciofi & Bjorkman, 2006, 2008](#), versão 1.01), obtiveram um modelo paramétrico da envoltória CS da estrela IRAS 00470+6429, um objeto com o fenômeno B[e]. Mais tarde, [Domiciano de Souza & Carciofi \(2012\)](#) também usando o código HDUST (versão 1.01), criaram uma grade de modelos para sgB[e] que incluía uma estrela central do tipo B com diferentes temperaturas e apenas uma luminosidade ($\log(L/L_{\odot})= 4.08$), considerando diferentes taxas de perda de massa e também uma envoltória/disco CS composto por gás e poeira (ver Tabela 1 e 2 de [Domiciano de Souza & Carciofi, 2012](#)).

Neste contexto, nesta segunda parte da tese expandimos a grade de modelos de [Domiciano de Souza & Carciofi \(2012\)](#). Para isso, calculamos uma grade de modelos usando também o HDUST (versão 2.10), obtendo a distribuição espectral de energia (SED) do ultravioleta (UV) ao infravermelho

distante (IV), perfis de linha de hidrogênio, observáveis polarimétricas e também imagens em diferentes comprimentos de onda.

6.2 O código HDUST

HDUST (Carciofi & Bjorkman, 2006, 2008), é um código tridimensional de transferência radiativa não ETL (Equilíbrio termodinâmico local) baseado no método de Monte Carlo. Este código lida de forma auto-consistente com a transferência radiativa em ambientes CS compostos de gás (hidrogênio e elétrons livres) e poeira.

Dados os parâmetros para a estrela central (temperatura, luminosidade, rotação, etc.) e para o envelope CS (composição de poeira, geometria, densidade, campo de velocidade, etc.), a solução acoplada da transferência radiativa e os equilíbrios radiativos é obtida em duas etapas descritas a seguir:

- I) Na primeira etapa, é realizado um cálculo iterativo para resolver a transferência radiativa, o equilíbrio radiativo e o equilíbrio estatístico. No caso do gás, o código calcula as populações dos níveis de energia do hidrogênio e a temperatura dos elétrons em função da posição da distância à estrela. Para a poeira, o código resolve o problema do equilíbrio radiativo, obtendo uma temperatura de equilíbrio para os grãos de poeira em função da posição
- II) Na segunda etapa ou fase de pós-processamento, o código calcula o fluxo emergente (distribuição espectral de energia, perfis de linha, fluxo polarizado e imagens) para diferentes inclinações com relação ao observador.

6.3 Modelo de Envelope CS Adotado

As características físicas que assumimos para a criação da grade de modelos são semelhantes àquelas descritas por Carciofi et al. (2010), que consiste em uma estrela central com um envelope circunstelar (CS) axissimétrico, composto por um vento polar rápido e um disco equatorial lento. A estrela central é descrita por um raio, temperatura efetiva e luminosidade. O envoltório axissimétrico é descrito pela distribuição de densidade e velocidade do gás. Já as características da poeira são descritos por sua composição química e distribuição de tamanho dos grãos. Também assumimos que a taxa de perda de massa, aumentada do polo para o equador, formando um disco CS.

A densidade do gás (hidrogênio) e a estrutura de velocidade desse envoltório axissimétrico são obtidos em função da taxa de perda de massa:

$$\frac{d\dot{M}(\theta)}{d\Omega} = \frac{d\dot{M}(0)}{d\Omega} [1 + A_1 \sin^m(\theta)], \quad (6.1)$$

onde θ é a colatitude medida a partir do pólo. O parâmetro m controla a rapidez com que a taxa de perda de massa cai do equador para o pólo. A_1 é um parâmetro que controla a razão entre

as taxas de perda de massa equatorial e polar e é dada por:

$$A_1 = \frac{d\dot{M}(90^\circ)/d\Omega}{d\dot{M}(0^\circ)/d\Omega} - 1, \quad (6.2)$$

onde $d\dot{M}(90^\circ)/d\Omega$ é a taxa de perda de massa no equador, e $d\dot{M}(0^\circ)/d\Omega$ é a taxa de perda de massa no pólo. Como a taxa de perda de massa é aumentada no equador, $A_1 > 1$.

Por outro lado, o ângulo de abertura do disco CS, $\Delta\theta_{\text{op}}$, é dada por:

$$\Delta\theta_{\text{op}} = \sin^{-1} \left[\left(\frac{A_1 - 1}{2A_1} \right)^{1/m} \right]. \quad (6.3)$$

Para a estrutura de velocidade, assumimos que o movimento do gás é puramente radial, sendo uma função da distância, r , e da colatitude, θ . Sendo dada pela *lei* β de velocidades (vide, [Lamers & Cassinelli, 1999](#)):

$$v_r(r, \theta) = v_0 + [v_\infty(\theta) - v_0] (1 - R/r)^{\beta(\theta)}, \quad (6.4)$$

A velocidade terminal, v_∞ , e o parâmetro de aceleração, β , são funções de θ , e têm a mesma dependência latitudinal que a taxa de perda de massa. Portanto, eles são escritos como,

$$v_\infty(\theta) = v_\infty(0^\circ) [1 + A_2 \sin^m(\theta)], \quad (6.5)$$

onde $A_2 = v_\infty(90^\circ)/v_\infty(0^\circ) - 1$. E o parâmetro de aceleração, β , é dada por:

$$\beta(\theta) = \beta(0^\circ) [1 + A_3 \sin^m(\theta)], \quad (6.6)$$

onde $A_3 = \beta(90^\circ)/\beta(0^\circ) - 1$. A_1 , A_2 e A_3 controlam a relação entre os valores de cada quantidade no equador e no polo.

Agora, assumindo um fluxo radial (outflow), a *equação da continuidade de massa* é,

$$\frac{d\dot{M}(\theta)}{d\Omega} = r^2 \rho(r, \theta) v(r, \theta). \quad (6.7)$$

Finalmente, a densidade é dada por:

$$\rho(r, \theta) = \frac{d\dot{M}(\theta)/d\Omega}{r^2 v_r(r, \theta)}. \quad (6.8)$$

Uma vez definido a estrutura CS do gás, é preciso definir a região de formação da poeira, e o código leva em consideração dois critérios, conforme descrito no trabalho de [Carciofi et al. \(2010\)](#):

1. O primeiro critério é que a temperatura de equilíbrio dos grãos de poeira deve ser menor do que uma dada temperatura de destruição ($T_{\text{destruição}} \sim 1200$ K) dos grãos. No modelo é necessário colocar, como dado de entrada, uma *sugestão* inicial da distância à estrela onde os grãos de poeira começam a se formar. Se nos processos iterativos a temperatura dos grãos de uma determinada célula for maior que $T_{\text{destruição}}$, o código removerá a poeira dessa célula. Além disso, se uma célula livre de poeira tiver uma temperatura menor que $T_{\text{destruição}}$, o código a preencherá com poeira;

2. O segundo critério é que a densidade do gás deve ser maior do que um valor crítico, de modo que ocorra a formação de grãos. Este valor crítico pode ser obtido comparando a escala de tempo das reações químicas, τ_{ch} , com a escala de tempo da expansão do gás τ_{exp} , e se $\tau_{\text{ch}} < \tau_{\text{exp}}$, ocorre a formação dos grãos.

O envelope CS é dividido em células radiais (N_r), células de colatitude (N_ν) e células de azimute (N_ϕ), sendo assumido que as variáveis de estado do envoltório CS (temperatura e populações) são constantes em cada célula. Para uma descrição mais geral sobre a estrutura do envelope CS vide [Carciofi et al. \(2010\)](#).

6.4 Espaço da Parâmetros da Grade de Modelos

Com a finalidade de determinar o espaço de parâmetros da grade de modelos para as sgB[e], nos procuramos na literatura parâmetros físicos das sgB[e] confirmadas e candidatas.

Sendo assim, nas Tabelas 18 e 19 mostramos os parâmetros conhecidos das sgB[e].

Tabela 18 – Parâmetros físicos das estrelas centrais das sgB[e].

Estrela (1)	Tipo espectral (2)	T_{eff} (3)	$\log(L/L_\odot)$ (4)	R/R_\odot (5)	M/M_\odot (6)	$v \sin i$ (7)	Ref. (8)
LMC							
LHA 120-S 12 (Hen S12)	B0.5	23000	5.33	30	25–30		1
LHA 120-S 22 (Hen S22)	B0-0.5	23–26000	5.78	49	50–55		1,38
	B4	15000		68			39
LHA 120-S 35 (Hen S35)	B1:Iab	22000	5.20±0.3	28	~22		2
LHA 120-S 59 (Hen S59)	B5:II	14000	4.00±0.3	16	~8		2
		19000	4.65		~25		3
LHA 120-S 93 (Hen S93)	B9:Ib	10000	4.70±0.2	73	~14	65±10	2
LHA 120-S 137 (Hen S137)	B6:Ib/II	13000	4.20±0.3	26	~10		2
		17000	4.56		~25		3
		13000	4.20				55
LHA 120-S 134 (Hen S134)	B0	26000	5.90	45	60		1
LHA 120-S 73 (R66)	B8	12000	5.45	125	30		40
						50	48
LHA 120-S 89 (R82)	B2-B3	18500	5.41	50	30		1
	B5-6Ia	13200±260					41
		30000		50	20		43
LHA 120-S 127(R126)	B.05	22500	6.10±0.13	72	70–80		56,1
ARDB 54 ^c (SOI 720)		10000	4.57				3
	A0-1:I	9500±500	4.33±0.13	54±6	10–12		45
DK7 ^c			~4.02				55
DK9 ^c			~5.05				55
DK22 ^c		7000	~3.07				55
DK29 ^c		11981	~4.56				55
DK32 ^c		11990	~4.09				55
SMC							
LHA 115-S 18 ^a (Hen S18)	B0	25000	5.48-5.66	33-36	35–40		4
	B0I		5.23±0.15				33

Tabela 18 (continuação)

Estrela	Sp. Type	T_{eff}	$\log(L/L_{\odot})$	R/R_{\odot}	M/M_{\odot}	$v \sin i$	Ref.
LHA 115-S 6 ^a (R4)	B0	27000	5.0	14	20		5
LHA 115-S 23 (Hen S 23)	B8:Ib	10–11000	4.46	45	11–12		6
	A1Ib	$\lesssim 9500$	4.30	55-60	9.5–11	150	7
LHA 115-S 65 (Hen S 65,R50)	B2-3	17000	5.69	81	40–50		1
						150	48,49
LHA 115-S 29 (R15)	B7:I		4.79±0.17				33
			4.63				34
LHA 115-S 46 (R38)	B8:I		4.61±0.15				33
LHA 115-S 62 (R48)	B6:I		4.36±0.15				33
LHA 115-N 82 ^a (N82, LIN 495)	B8-B9:II/V	~ 13000	2.39±2.03				45
	A0-A5:III	~ 8500	1.86±1.34				45
MA93 1116 ^c (KWBBE 200)	B3:II	~ 19000	~ 4.4	~ 14			51, 45
M31							
2MASS J00441709+4119273		15–20000		70			8, 50
2MASS J00452257+4150346							8
D31 J004444.5+412803.9 ^c		15–20000		160			50
Galáxia							
CD-42 11721 ^c		14000	4.0±0.3	17	8–10		9
		16000	>4.5		~ 15		10
CPD-52 9243 ^c	B3I	16200	5.9		48		11
	B1-B8	13–22000	5.45±0.25	70	40		12
	B3:I	16000	5.4	70	~ 30		10
CPD-57 2874 ^c		16000	>4.8	>37	15–20		10
		17–23000	5.7±0.4	60±15			13
HD 94878 ^{a,c} (GG Car)		16000	4.7	~ 34	~ 15		10
	B1:I	20800	5.18		25		11
	B0-B2	23000±2000	5.41±0.10	32±8	8		36
Hen 3-298 ^c	<B3	13–17500	5.1±0.30				14
Hen 3-303 ^c		10–20000	4.3±0.30				14
HD 87643 ^c	B0	16000	4.9	~ 43	15-30		10
	B3:I	16200	5.46		34		11
	B2:V	17–18000	4.0-5.6	25	25		16
	B2:V	18000	4.0±0.4	6			47
MWC 84 ^c (CI Cam)		18–22000	≤ 4.0				17
	B0-B2	18–30000	5.40		60		18
			4.8				37
MWC 137 ^c	B0	31000	4.46	6	19		19
	B0	30000	5.37		<50 or >50		20
	B0	26000	4.18		14		21,37
			6.0		10-15		46
MWC 300 ^{a,c}	B1:Iab	20–22000	5.7-5.85		~ 50		22
		19000	5.1±0.10	29	20		23, 24
MWC 314 ^c	B2	30000	6.2	50	80		25
	B0	25000	6.1±0.30	60 ⁺³⁰ ₋₁₀			26
		18000		87	40		35
MWC 349A ^c	B0-B1	20–28000	5.7±0.10				27
		32–35000	6.1±0.10		40		28
					38		29
MWC 873 ^{a,c} (HD 327083)	B6I	13000	6.26		68		11
	B1-B3	20000	5.0±0.40	27±15			30

Tabela 18 (continuação)

Estrela	Sp. Type	T_{eff}	$\log(L/L_{\odot})$	R/R_{\odot}	M/M_{\odot}	$v \sin i$	Ref.
	LVB	11500	6.0		60		31
W9 ^c (Ara C, ALS 20152)		20–35000	4.86–5.26				32
Hen 3-938 ^c	B0	>20000			20–25		44
	B0-1:I	23400±2600	5.31±0.70		>25		45
HD 62623 ^{a,c} (3 Pup)		~8250	~4.23	~65			52
		~10000					53
AS 381 ^c (Hen 3-1831)		~19000	4.9±0.2				54

NOTAS 1: Informação das colunas: (1) nome da estrela pelo SIMBAD; (2) tipo espectral; (3) temperatura efetiva; (4) luminosidade; (5) raio estelar; (6) massa da estrela; (7) velocidade de rotação projetada, $v \sin i$; e (7) referências.

NOTAS 2: (^a) binária; (^c) candidata sgB[e].

REFERENCIAS: (1) Zickgraf et al. (1986); (2) Gummersbach et al. (1995); (3) Levato et al. (2014); (4) Zickgraf et al. (1989); (5) Zickgraf et al. (1996b); (6) Zickgraf et al. (1992); (7) Kraus et al. (2008); (8) Kraus et al. (2014); (9) Borges Fernandes et al. (2007); (10) McGregor et al. (1988a); (11) Lopes et al. (1992); (12) Winkler & Wolf (1989); (13) Domiciano de Souza et al. (2007b); (14) Miroshnichenko et al. (2005); (15) Oudmaijer et al. (1998); (16) Oudmaijer et al. (1998); (17) Miroshnichenko et al. (2002); (18) Hynes et al. (2002); (19) Hillenbrand et al. (1992); (20) Esteban & Fernandez (1998); (21) Alonso-Albi et al. (2009); (22) Wolf & Stahl (1985); (23) Miroshnichenko et al. (2004); (24) Wang et al. (2012); (25) Miroshnichenko (1996); (26) Miroshnichenko et al. (1998); (27) Hofmann et al. (2002); (28) Hartmann et al. (1980); (29) Báez-Rubio et al. (2013); (30) Miroshnichenko et al. (2003); (31) Machado & de Araújo (2003); (32) Clark et al. (1998); (33) Graus et al. (2012); (34) Kamath et al. (2014); (35) Lobel et al. (2013); (36) Marchiano et al. (2012); (37) Clark et al. (2000); (38) Zickgraf et al. (1996b); (39) Muratorio & Friedjung (1988); (40) Stahl et al. (1983); (41) Cidale et al. (2001); (42) Zickgraf et al. (1982); (43) Seriacopi (2015); (44) Miroshnichenko et al. (1999); (45) este trabalho (capítulo 5); (46) Mehner et al. (2016); (47) de Freitas Pacheco et al. (1982); (48) Zickgraf (2006); (49) Zickgraf (2000); (50) Sholukhova et al. (2015); (51) Wisniewski et al. (2007); (52) Meillard et al. (2010); (53) Bittar et al. (2001); (54) Miroshnichenko et al. (2002); (55) Kamath et al. (2017); (56) Zickgraf et al. (1985); .

Parâmetros Estelares

6.4.1 Temperatura Efetiva e Espectro Estelar

Da Tabela 18, notamos que as temperaturas efetivas das estrelas sgB[e] localizadas na SMC e na LMC estão entre 9500–30000 K. Por outro lado, a temperatura efetiva das estrelas Galácticas está entre 10000–35000 K. Assim, nossos modelos para a grade contêm temperaturas de 17000, 20000, 25000, 30000 e 35000 K (devido às limitações do código HDUST, as temperaturas abaixo de 17000 K não foram consideradas nesta grade).

Por outro lado, para o espectro estelar, usamos os modelos de atmosferas de Kurucz (1993), associados às temperaturas efetivas mencionadas acima.

Em nossa grade também consideramos três diferentes metalicidades: $Z = 0.014$ (solar), $Z = 0.006$ (LMC) e $Z = 0.002$ (SMC).

6.4.2 Raio da Estrela

Com relação o raio das estrelas sgB[e], vemos na Tabela 18 que o raio mínimo está em torno de $14R_{\odot}$ e o raio máximo em torno de $125R_{\odot}$. Com base nisso, nossa grade cobre raios de 10, 20, 30, 40, 50, 60, 70 e $80R_{\odot}$. Estatisticamente, os raios das sgB[e] estão concentradas entre 10 e $80R_{\odot}$, sendo assim nesta grade não consideramos o raio de $125R_{\odot}$.

Tabela 19 – Parâmetros circunstelares e do vento das estrelas sgB[e] e candidatas.

Estrela (1)	\dot{M} [$M_{\odot} \text{ano}^{-1}$] (2)	v_{∞} [km/s] (3)	Ref. (4)
LMC			
LHA 120-S 22 (Hen S22)	$6 \times 10^{-5} - 2.4 \times 10^{-6}$		1
LHA 120-S 73 (R66)	6×10^{-6}		1
	3×10^{-5}		2
LHA 120-S 89 (R82)	1×10^{-5}	1000	3
SMC			
LHA 115-S 18 ^a (Hen S18)	$3 \times 10^{-5} - 5 \times 10^{-6}$	750	4
LHA 115-S 23 (Hen S 23)	3×10^{-6}		5
LHA 115-S 65 (Hen S 65, R50)	5×10^{-5}		6
Galáxia			
HD 87643 ^c	1.2×10^{-5}		7
	3.8×10^{-6}		8
	7×10^{-7}		9
MWC 314 ^c	3×10^{-5}	500	10
MWC 349A ^c	3×10^{-5}		11
MWC 137 ^c	6.1×10^{-6}		12,13
HD 94878 ^{a,c} (GG Car)	5.7×10^{-6}		14
	$(9 \pm 3) \times 10^{-7}$	980	15
MWC 873 ^{a,c} (HD 327083)	1.3×10^{-5}		14
	8×10^{-5}	450	16
CPD-52 9243 ^c	1×10^{-5}		14

NOTAS 1: Informação das colunas: (1) nome da estrela; (2) taxa de perda de massa; (3) velocidade terminal; e (4) referências.

NOTAS 2: (^a) estrela binária; (^c) candidata sgB[e].

REFERÊNCIAS: (1) Muratorio & Friedjung (1988); (2) Stahl et al. (1983); (3) Seriacopi (2015); (4) Zickgraf et al. (1989); (5) Kraus et al. (2008); (6) Zickgraf et al. (1982); (7) Lopes et al. (1992); (8) McGregor et al. (1988a); (9) de Freitas Pacheco et al. (1982) (10) Zickgraf et al. (1982); (11) Hartmann et al. (1980); (12) Alonso-Albi et al. (2009); (13) Alonso-Albi et al. (2015); (14) Lopes et al. (1992); (15) Marchiano et al. (2012); (16) Machado & de Araújo (2003);

6.4.3 Luminosidade Estelar

Como citado no capítulo 1, as estrelas sgB[e] são objetos muito luminosos ($\log(L_*/L_{\odot}) \geq 4.0$). Da Tabela 18, notamos que a luminosidade das estrelas sgB[e] se estende desde $\log(L_*/L_{\odot}) \sim 4.0$ até ~ 6.1 . Com base nisso, e levando em conta que a luminosidade estelar, L_* , é uma função da temperatura, T_{eff} , e do raio estelar, R_* ($L = 4\pi\sigma R_*^2 T_{\text{eff}}^4$), nossa grade tem um intervalo de luminosidades entre $4.0 \leq \log(L/L_{\odot}) \leq 6.1$. Assim, na Tabela 20 apresentamos as luminosidades consideradas nesta grade em função da temperatura efetiva e do raio estelar.

6.4.4 Velocidade de Rotação

Apenas para quatro estrelas das Nuvens de Magalhães foi estimada a velocidade de rotação projetada ($v \sin i$): LHA 115-S 65 e LHA 115-S 23 no SMC, e LHA 120-S 73 e LHA 120-S 93 no LMC, vide Tabela 18.

Como o ângulo de inclinação, i , é normalmente desconhecido ou incerto, temos somente os

Tabela 20 – Luminosidades da nossa grade de modelos em função do raio e da temperatura efetiva.

$R_* [R_\odot]$	$4.0 \leq \log(L/L_\odot) \leq 6.1$				
	17000 [K]	20000 [K]	25000 [K]	30000 [K]	35000 [K]
10		4.16	4.54	4.84	5.13
20	4.48	4.76	5.15	5.46	5.73
30	4.83	5.11	5.50	5.82	6.08
40	5.08	5.36	5.75	6.07	
50	5.27	5.55	5.94		
60	5.43	5.71			
70	5.56	5.85			
80	5.68	5.96			

limites superiores das velocidades de rotação. Para LHA 120-S 93, um valor $\geq 35\%$ da sua velocidade de rotação crítica foi estimado, enquanto que para os outros objetos um valor na ordem de $\sim 75\%$ foi proposto.

Dos quatro objetos nos quais foram estimadas a velocidade de rotação, apenas LHA 115-S 23 parece ter uma velocidade de rotação próxima à crítica. Sendo assim, para a grade de modelos, consideramos uma estrela central sem rotação. Vale ressaltar que a rotação não é uma limitação do HDUST (vide, [Carciofi & Bjorkman, 2008](#)).

Parâmetros do Meio CS

6.4.5 Parâmetro β

As observações e a teoria mostram que estrelas quentes (tipo O e B) têm ventos com uma aceleração rápida que pode ser descrita por uma lei de velocidades do tipo β , com $\beta = 0.8$. Por outro lado, os ventos de estrelas frias se aceleram mais lentamente, correspondendo a valores maiores de β ([Lamers & Cassinelli, 1999](#)). Sendo assim, nesta grade assumiremos três valores de $\beta = 0.8, 2,$ e 3 , vide Figura 125.

6.4.6 Parâmetro m

Como já mencionado na Seção 6.3, o parâmetro m controla a rapidez com que a taxa de perda de massa (\dot{M}) cai do equador para o polo. Para este grade nos assumimos três valores de m , eles são: 182, 90 e 20.

Note que o parâmetro m também controla o ângulo de abertura, $\Delta\theta$, do disco CS, conforme descrito na Eq. 6.3. Assim, esses valores de m (182, 90 e 20) correspondem aos ângulos de abertura de: $5^\circ, 7^\circ$ e 15° (do equador até o pólo) na nossa grade de modelos.

6.4.7 Taxa de Perda de Massa

Como mencionado anteriormente, as estrelas sgB[e] estão em uma fase pós-sequência principal caracterizada por altas taxas de perda de massa. Da tabela 20, podemos ver que a taxa mínima de perda em massa é de $2.4 \times 10^{-6} M_\odot \text{ano}^{-1}$, e a máxima é de $6.0 \times 10^{-5} M_\odot \text{ano}^{-1}$. Devido a dificuldade

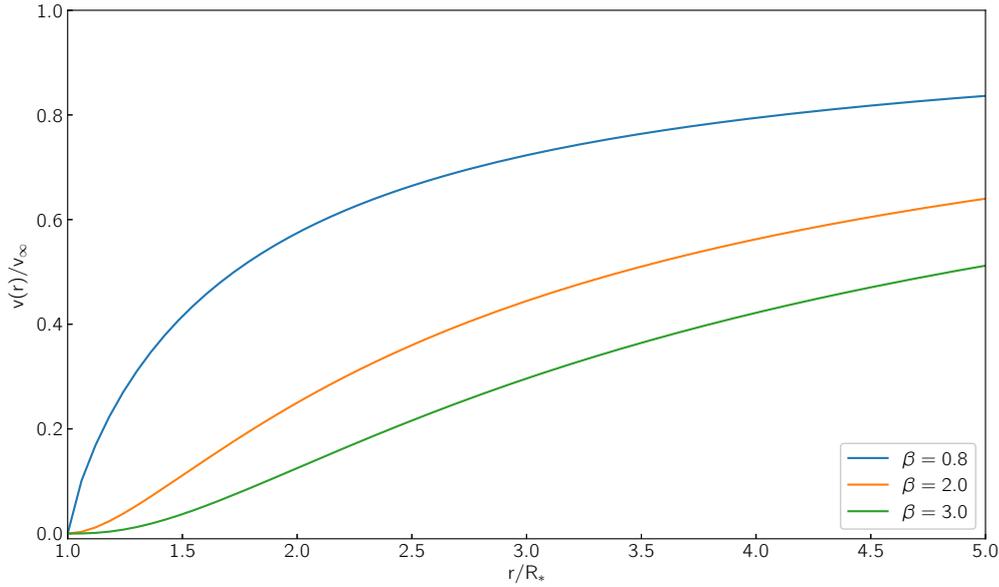


Figura 125 – Lei β de velocidades para distintos valores de β assumidos nesta grade de modelos para as sgB[e].

do HDUST para calcular modelos com taxas de perda de massa altas, nossa grade cobre taxas de perda de massa de 1×10^{-7} , 1×10^{-6} e $5 \times 10^{-6} M_\odot \text{ano}^{-1}$.

6.4.8 Velocidade Terminal

Na literatura apenas cinco estrelas sgB[e] tiveram a velocidade terminal, v_∞ , estimada. Duas delas são da Nuvens de Magalhães e três da Galáxia, vide Tabela 19. Essas velocidades terminais variam entre 450 a 1000 km s^{-1} . Sendo assim, nossa grade considera velocidades terminais de 500, 750, 1000 e 1500 km s^{-1} .

6.4.9 Composição da Poeira e Tamanho dos Grãos

Similarmente a Carciofi et al. (2010), nós assumimos que em cada localização do envelope CS, onde a poeira pode se formar, uma certa fração da massa de gás é convertida em poeira. Esta fração, conhecida como a razão gás-poeira, é assumida como sendo 200. Portanto, uma parte em 200 do gás se tornará poeira. Além disso, assumimos que os grãos de poeira são esféricos e compostos principalmente de silicatos. Esta suposição é apoiada por argumentos evolutivos, uma vez que essas estrelas não devem ter evoluído ainda para serem ricas (e também os seus meios CS) em carbono.

Com relação a distribuição de tamanhos, adotamos uma lei MRN (Mathis-Rumpl-Nordsieck, Mathis et al., 1977), segundo o qual,

$$f(a) = C a^n, \quad (6.9)$$

onde f é a fração do número de grãos de poeira em função de a , que é raio dos grãos, e C é uma constante de normalização. Na lei MRN padrão, $n = -3,5$ e a distribuição é confinada entre $a_{min} = 0.05 \mu\text{m}$ e $a_{max} = 0.25 \mu\text{m}$. Na nossa grade, assumimos três distribuições possíveis de tamanhos de grãos: $0.05\text{--}0.25 \mu\text{m}$, $0.05\text{--}0.1 \mu\text{m}$ e $1\text{--}50 \mu\text{m}$.

Vale a pena mencionar que [Carciofi et al. \(2004\)](#) estudaram os efeitos dos tamanhos dos grãos de poeira na distribuição espectral de energia (SED) em envelopes esféricos, de uma forma geral estes autores observaram uma invariância da SED para diferentes tamanhos de grãos de poeira. Por outro lado, para envelopes não esféricos, como é o nosso caso, este muda completamente, [Whitney et al. \(2003b,a\)](#) mostraram que para tamanho de grãos pequenos (por exemplo, $0.05\text{--}0.25\ \mu\text{m}$) a emissão no infravermelho é muito maior que para tamanho de grãos maiores (por exemplo, $1\text{--}50\ \mu\text{m}$).

6.4.10 Inclinação

Os espectros das estrelas sgB[e] têm diferentes perfis de linha (pico simples, picos duplos e P-Cygni) o que pode ser causado, considerando a existência de discos ou anéis circunstelares, por diferentes ângulos de inclinação, i , destes com a linha de visada. Portanto, para a grade, consideramos 10 ângulos de inclinação (0.0° , 27.3° , 38.9° , 48.2° , 56.3° , 63.6° , 70.5° , 77.2° , 83.6° e 90.0°), escolhidos em uma distribuição co-senoidal, vide [Figura 126](#).

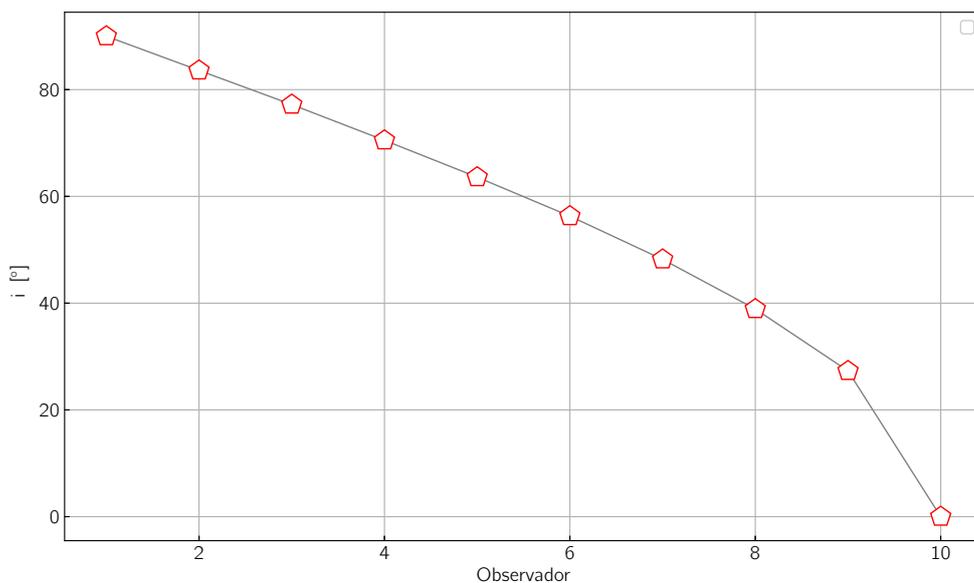


Figura 126 – Distribuição dos 10 ângulos de inclinação utilizados no HDUST para a nossa grade.

Com base nos parâmetros descritos na [Tabela 21](#) apresentamos o espaço de parâmetros para a grade de modelos para as sgB[e]. Esta grade contém um total de 17496 modelos, sendo que para cada um deles temos 10 modelos, fazendo um total de 174960 modelos para cada metalicidade. Nesta tese foram criadas cerca de ~ 35000 modelos, o que corresponde ao $\sim 20\%$ do número total de modelos (174960).

6.5 Simulações

Como já descrito na [Seção 6.2](#), o código HDUST resolve a equação do transporte radiativo em duas etapas. Antes de iniciar cada uma dessas etapas é necessário inserir os parâmetros de entrada que são descritos a seguir.

Tabela 21 – Parâmetros estelares e do vento utilizados na grade de modelos para as sgB[e].

Parâmetro	Valor		
	Parâmetros da Estrela Central		
Temperatura [K]	17000, 20000, 25000, 30000, 35000		
Radio [R_{\odot}]	10, 20, 30, 40, 50, 60, 70, 80		
Luminosidade	$4.0 \leq \log(L/L_{\odot}) \leq 6.1$		
Metalicidade	solar, LMC, SMC		
	Parâmetros do Vento		
$dM(0)/d\Omega$ [$M_{\odot} yr^{-1}$]	5×10^{-6} , 1×10^{-6} e 1×10^{-7}		
v_0 [$km s^{-1}$]	10		
$v_{\infty}(0)$ [$km s^{-1}$]	500, 750, 1000, 1500		
$\beta(0)$	0.8, 2, 3		
A_1	49		
A_2	-0.7		
A_3	2.75		
$m(\Delta\theta)$	182, 92, 20 (5° , 7° , 15°)		
R_{vento} [R_{*}]	20000		
	Parâmetros do Gás		
Composição	Hidrogênio		
Numero de níveis	25		
	Parâmetros da Poeira		
Composição	Silicato Amorfo		
n	-3.5		
Razão gás-poeira	200		
	Modelo 1	Modelo 2	Modelo 3
Tamanhos dos grãos $a_{\min} - a_{\max}$ [μm]	0.05–0.10	0.05–0.25	1–50
Densidade dos da poeira [$g cm^{-1}$]	0.1, 1	0.1, 1	0.1, 1

6.5.1 Primeira Etapa (step 1)

Para o *step 1*, da nossa grade, nós definimos 33 interações de 2000000 (dois milhões) de fótons (N_f).

6.5.2 Segunda Etapa (post-processing, step 4)

No *step 4* é onde se define os observáveis de interesse. Na nossa grade de modelos são eles:

1. *Linhas do Hidrogênio*

As linhas escolhidas para a modelagem são: as linhas de Balmer, as linhas de Paschen, e as linhas de Brackett.

Em linhas gerais, no HDUST a resolução espectral, R , é dada por,

$$R = \frac{N_{bins} c}{2 v_{max}}, \quad (6.10)$$

onde N_{bins} é a quantidade de pontos em um intervalo espectral ao redor de uma linha, v_{max} é a largura do intervalo (neste caso cerca de $\pm 1500 km s^{-1}$), e c é a velocidade da luz em $km s^{-1}$.

Tabela 22 – Observáveis modelados com o HDUST.

Linhas do hidrogênio			
Linha	λ [Å]	Intervalo [km s ⁻¹]	Resolução
H α (Balmer)	6564.61	1500	20000
H β (Balmer)	4862.71	1500	20000
H γ (Balmer)	4341.69	1500	20000
H δ (Balmer)	4102.89	1500	20000
Pa25 (Paschen)	8323.40	1200	25000
Pa24 (Paschen)	8334.00	1200	25000
Pa20 (Paschen)	8392.40	1200	25000
Pa12 (Paschen)	8750.50	1200	25000
Pa10 (Paschen)	9014.90	1200	25000
Br13 (Brackett)	16113.70	1200	25000
Br γ (Brackett)	21661.19	1200	25000
Contínuo			
Banda	Intervalo [μm]		
UV	0.115 – 0.35		60
Visível	0.35 – 1.00		60
IV	1.0 – 70.0		60
Imagens			
Br γ	1200		2500
K-band	1.85 – 2.45 [μm]		256 pixels
N-band	8.0 – 13.0 [μm]		256 pixels

Para esta grade de modelos, nós utilizamos $N_{bins} = 200$ e $v_{max} = 1500$ km s⁻¹ para as linhas de Balmer, e $N_{bins} = 200$ e $v_{max} = 1200$ km s⁻¹ para as linhas de Paschen e Brackett. Na Tabela 22 mostramos a resolução espectral de cada linha modelada.

No *step 4*, também é necessário colocar o número de fótons, para obter uma boa razão sinal-ruído (S/R) e nós usamos $N_f = 1200000000$.

2. Contínuo

No contínuo, as bandas escolhidas para a modelagem vão desde o ultravioleta até o infravermelho distante. A resolução do contínuo é dada somente pela quantidade de N_{bins} , neste caso 60 em cada banda, vide Tabela 22.

3. Imagens

As imagens de interesse para a modelagem são nas seguintes regiões espectrais: a linha de Br γ , a banda K e a banda N. Estas imagens tem uma resolução de 256 pixels, vide Tabela 22.

Finalmente, cabe mencionar que a grade de modelos para sgB[e] foi criada em 3 diferentes clusters: *LAI* da IAG/USP, *clustercoge* no Observatório Nacional, e o *Mésocentre* no Observatoire de la Côte d’Azur.

6.6 Atlas sgB[e] : Modelização de estrelas sgB[e]

Com o intuito de obtermos os parâmetros físicos, tanto do objeto central quanto da envoltória CS das sgB[e], utilizamos a nossa grade de modelos para as sgB[e], chamada de *Atlas sgB[e]* ou *SGBepAtlas*, espectros FEROS e dados fotométricos para modelar a distribuição espectral de energia e os perfis da série de Balmer.

Para a obtenção de um melhor ajuste entre os modelos da grade e as observações, utilizamos o código *emcee* (Foreman-Mackey et al., 2013), baseado no método de Monte Carlo via cadeias de Markov (Monte Carlo Markov Chain).

6.6.1 Método de Monte Carlo via cadeias de Markov: O código *emcee*

O método Monte Carlo Markov Chain (MCMC) é uma classe de algoritmos que podem ser usados para ajustar funções multi-paramétricas arbitrárias de dados (Goodman & Weare, 2010).

Para um melhor ajuste entre modelos e as observações, neste trabalho decidimos usar o código *emcee*, que é uma implementação em linguagem Python do método MCMC cujo algoritmo é descrito por Foreman-Mackey et al. (2013) e tem sido usado em um número crescente de publicações em astrofísica.

Resumidamente, para um conjunto de parâmetros e uma dada função de verossimilhança que tem por objetivo descrever a probabilidade de se obter um dado conjunto de parâmetros, o *emcee* calcula, com base na estatística Bayesiana¹, a função de densidade de probabilidade para cada um dos modelos, com resolução definida pelo número de *walkers*. Cada *walker* corresponde a um conjunto P_i de parâmetros a serem minimizados à cada iteração. No nosso caso, a quantidade de parâmetros que a serem minimizados são 10 (P_{10}): temperatura efetiva, luminosidade, perda de massa, velocidade terminal, parâmetro β , parâmetro m , tipo de poeira, $\cos(i)$, extinção interestelar, e distância, estes dois últimos não estão incluídos na grade de modelos.

A convergência da amostra em torno da distribuição de máxima verossimilhança será satisfeita se um número suficiente de *iterações* for executado. Os valores dos parâmetros de melhor ajuste devem ser escolhidos da distribuição de probabilidades, dependendo da natureza da minimização.

Da mesma forma como feito por Faes (2015), na nossas análise, estabelecemos a função de verossimilhança como inversamente proporcional ao valor de χ_{red}^2 , geralmente definido para medir a qualidade do ajuste dos dados,

$$\chi_{red}^2 = \frac{\chi^2}{\nu} = \frac{1}{\nu} \sum \frac{(modelo - dados)^2}{\sigma^2}, \quad (6.11)$$

onde ν é o número de graus de liberdade e σ corresponde ao erro associados aos dados.

A determinação do melhor valor para cada um dos parâmetros é obtido através da mediana da função de densidade de probabilidade após n interações, enquanto que a obtenção dos erros é

¹ A estatística Bayesiana estende o conceito de probabilidade, permitindo a adoção de proposições (hipóteses) cuja probabilidade de ser verdadeira ou falsa é incerta. Para avaliar a probabilidade desta hipótese, é especificado uma probabilidade a priori, que é então atualizada com base em novos dados (Souza, 2015).

feita considerando um intervalo de confiança (não-simétrico) correspondente a um sigma em relação a mediana.

Uma vez obtida a grade, nós utilizamos o `emcee` para determinar os melhores modelos para as estrelas sgB[e]. Para isso, adaptamos as rotinas criadas por [Faes \(2015\)](#), e utilizamos as funções da biblioteca `pyhdust`²([Faes, 2015](#)).

6.7 Limitações do Atlas sgB[e]

Antes de apresentarmos nossos resultados, precisamos fazer algumas considerações importantes a respeito do código HDUST, da grade e dos processos de minimização feito pelo `emcee`.

6.7.1 Perfis de Linha

O código HDUST é um dos códigos mais realistas do ponto de vista físico já desenvolvido, mas onde alguns processos ainda não foram incluídos e acabam por afetar os perfis das linhas gerados pelos modelos. Um desses processos é o espalhamento eletrônico.

Quando os fótons atravessam uma região no meio CS, eles interagem com a matéria sendo absorvidos e reemitidos isotropicamente por uma grande quantidade de vezes antes de conseguirem escapar. Na grande maioria das vezes, essa interação ocorre com átomos de hidrogênio, entretanto, há também a probabilidade desses fótons interagirem com elétrons que encontram-se a velocidades bem mais altas. Durante essa interação com um fóton, o elétron é espalhado a grandes velocidades pelo efeito Doppler, atingindo valores da ordem de centenas de quilômetros, causando o alargamento da linha, especialmente nas suas asas ([Poekert & Marlborough, 1979](#)). Portanto, o fato do espalhamento eletrônico não ser considerado causa dificuldades na modelização das linhas.

Assim, as linhas modeladas pelo HDUST são mais estreitas por não ser levado em consideração o espalhamento eletrônico. Com isso, no caso da modelização das larguras equivalentes, precisamos ter cuidado, pois os modelos geram linhas estreitas, porém mais intensas, a fim de compensar essa diferença.

6.7.2 Resolução Espectral

Como já mencionado no anteriormente, a resolução espectral dos modelos do Atlas sgB[e] (linhas do hidrogênio) estão em torno de $R = 20000 - 25000$, no entanto os espectros que temos disponíveis são de mais alta resolução ($R \sim 48000$).

Sendo assim, para conseguir que os espectros observados tenham a mesma resolução espectral que o Atlas sgB[e] temos que *convolui-los* para a resolução dos modelos.

² <https://pyhdust.readthedocs.io/en/latest/>

7 Grade de modelos para as sgB[e] (SGBepAtlas): Resultados

Neste capítulo mostraremos os resultados da aplicação da nossa grade de modelos para as sgB[e] (SGBepAtlas). Também mostraremos os resultados obtidos da reconstrução de imagens com o algoritmo MiRA.

7.1 Distribuição Espectral de energia, Perfis de Linha e Imagens

Como dito no capítulo 1 os modelos do SGBepAtlas reproduzem a distribuição espectral de energia (SED) do ultravioleta ao infravermelho distante, perfis de linha de hidrogenio, a polarização e também fornecem imagens em diferentes comprimentos de onda.

Nas Figuras 127 e 128 mostramos a SED e os perfis de linhas da série de Balmer para dois modelos do SGBepAtlas. Os parâmetros estelares e do vento destes modelos estão descritos na Tabela 23.

Comparando os modelos 1 e 2 é possível notar que os perfis da série de Balmer são mais intensos no *modelo 2* que no *modelo 1*, isto porque o ângulo de abertura do disco CS no *modelo 2* ($\Delta\theta = 15^\circ$) é maior que no *modelo 1* ($\Delta\theta = 5^\circ$), o seja o *modelo 2* tem uma região emissora maior do que o *modelo 1*. Por outro lado, em ambos modelos observamos perfis P-Cygni, e como é de esperar estes perfis são mais notórios para um ângulo de inclinação de 0° , ou seja vistas edge-on. As asas das componentes em absorção do *modelo 1* estão deslocadas mais para o azul, além que as componentes em absorção do *modelo 1* são mais profundas que as do *modelo 2* (Figura 128). Isto é porque a profundidade óptica (τ) do modelo *modelo 1* é menor que a profundidade óptica do *modelo 2*. Além da profundidade óptica e a taxa de perda de massa, outros parâmetros como, a velocidade terminal e o parâmetro β (*lei β de velocidades*) podem influenciar na forma dos perfis P-Cygni (e.g., Castor & Lamers, 1979).

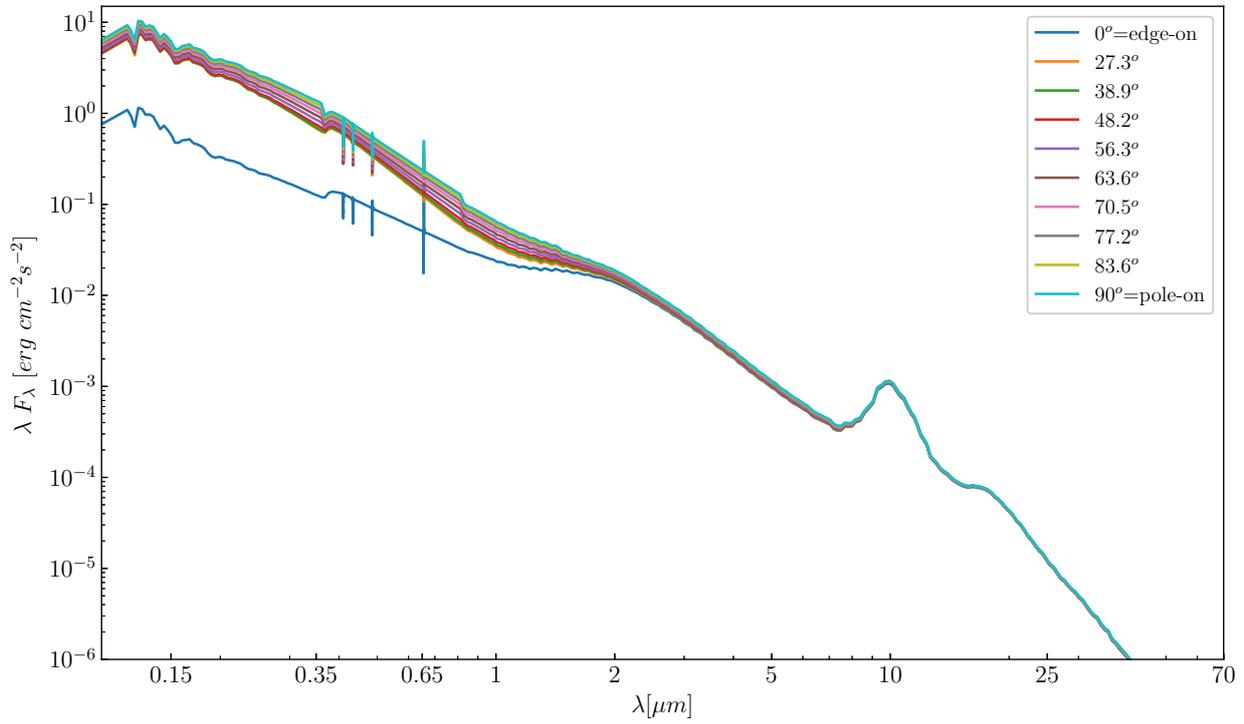
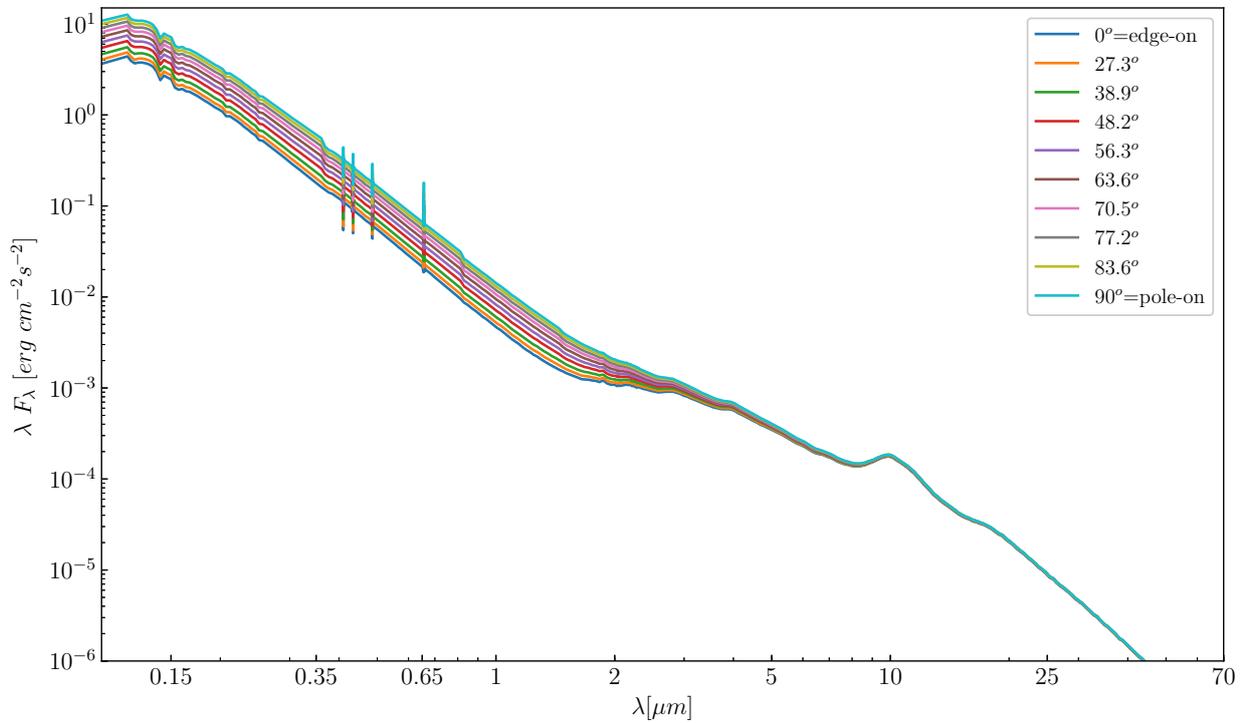
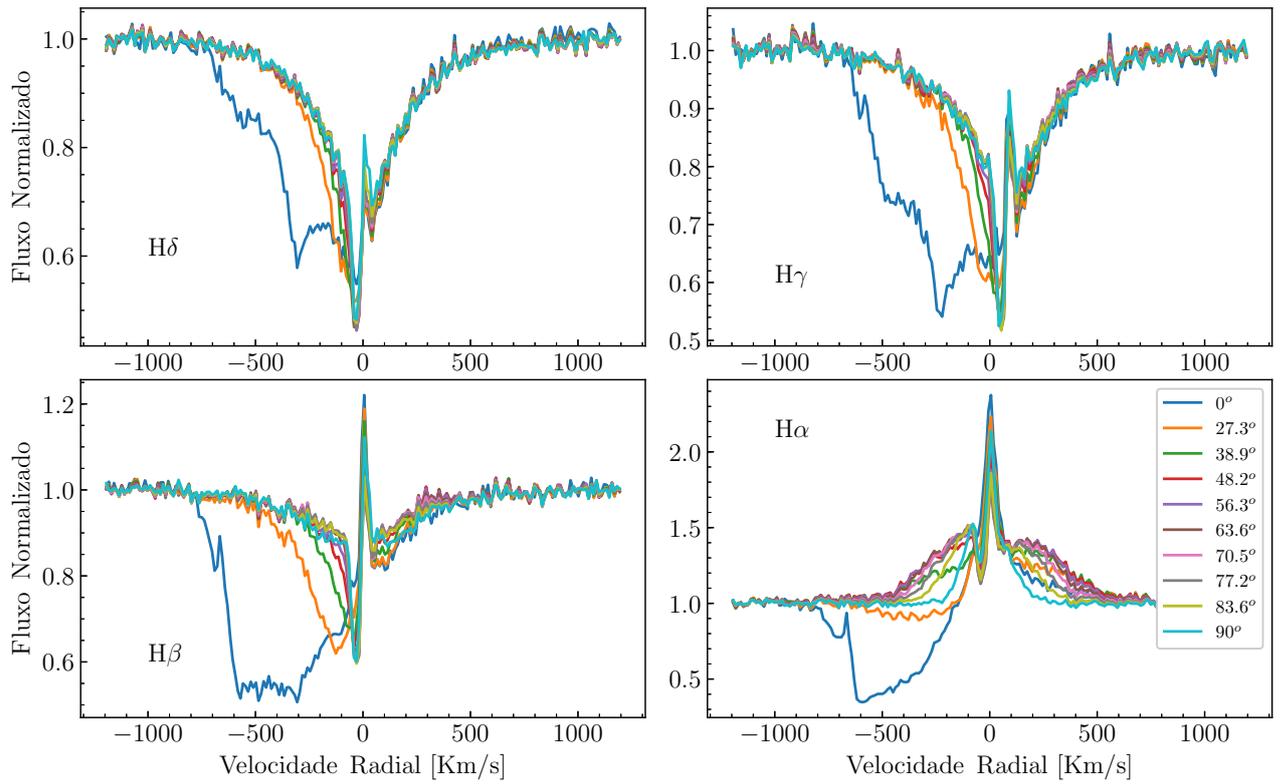
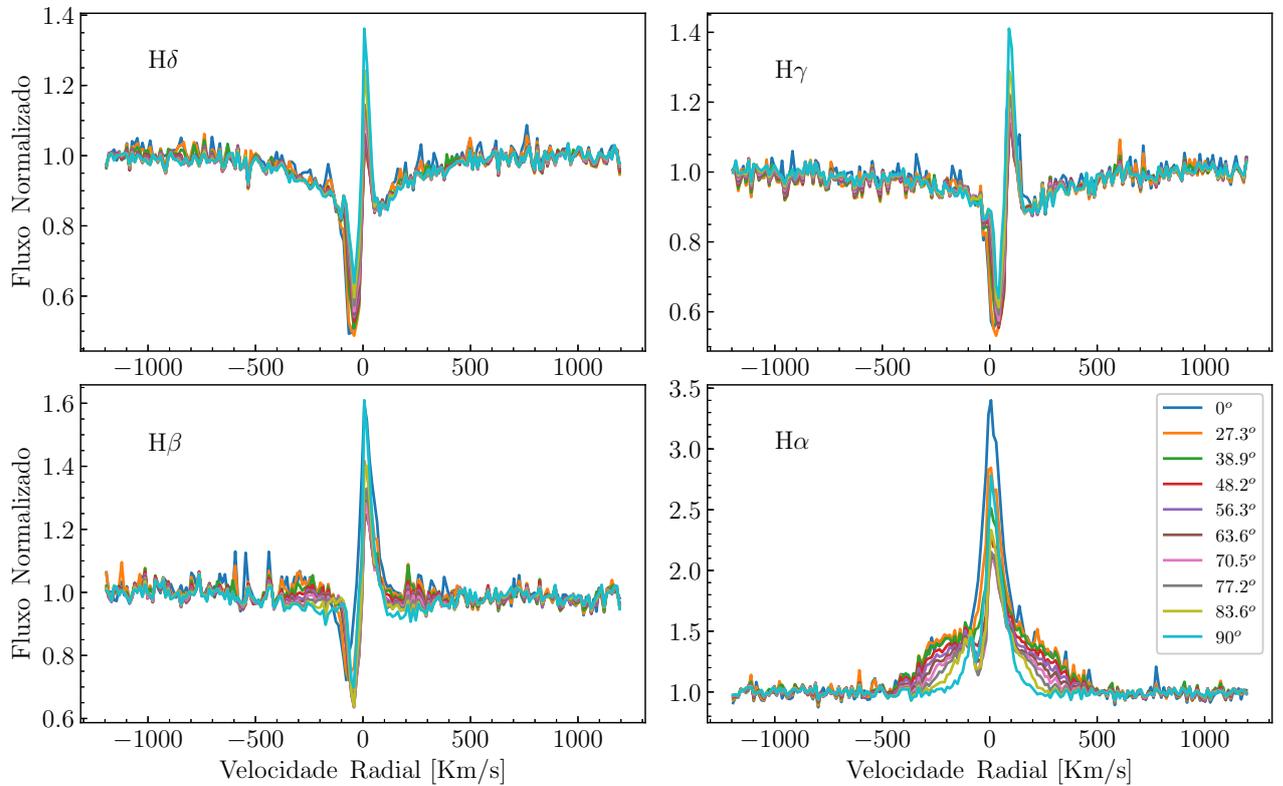
(a) *modelo 1*(b) *modelo 2*

Figura 127 – SED do ultravioleta até o infravermelho para 10 diferentes ângulos de inclinação para o *modelo 1* (painel superior) e para o *modelo 2* (painel inferior).



(a) modelo 1



(b) modelo 2

Figura 128 – Perfis de linha da serie de Balmer para 10 diferentes ângulos de inclinação para o *modelo 1* (painel superior) e para o *modelo 2* (painel inferior).

Tabela 23 – Parâmetros de dois modelos da *SGBepAtlas*.

<i>Parâmetros Estelares</i>	<i>modelo 1</i>	<i>modelo 2</i>
T_{eff} [K]	20000	35000
$\log(L_*/L_\odot)$	4.76	5.73
<i>Parâmetros do Vento</i>		
$dM(0)/d\Omega$ [$M_\odot \text{yr}^{-1}$]	1×10^{-7}	1×10^{-7}
v_0 [km s^{-1}]	10	10
$v_\infty(0)$ [km s^{-1}]	1500	1500
β, A_1, A_2, A_3	2, 49, -0.7, 0	2, 49, -0.7, 0
m ($\Delta\theta$)	182 (5°)	20 (15°)
<i>Parâmetros do Gás</i>		
Composição	Hidrogênio	Hidrogênio
Número de Níveis	10	10
<i>Parâmetros da Poeira</i>		
Composição	Silicato Amorfo	Silicato Amorfo
$T_{\text{destruction}}$ [K]	1500	1500
Razão poeira-gás	200	200
Tamanhos dos grãos $a_{\text{min}} - a_{\text{max}}$ [μm]	0.05-0.25	1.0-50
Densidade dos grãos [g/cm^3]	0.1	0.05

Imagens

Nas Figuras 129 e 130 mostramos as imagens para diferentes comprimentos de onda correspondentes aos parâmetros da Tabela 23.

7.2 emcee+SGBepAtlas

Com a finalidade de avaliar as nossas rotinas, realizamos vários testes e mostraremos a seguir dois deles.

7.2.1 Teste 1

Como primeiro exemplo tomamos um modelo aleatório do *SGBepAtlas*, com parâmetros conhecidos, como sendo fruto das observações. Este modelo aleatório desde agora será chamado o modelo *verdadeiro* ou *de referência*. Assim, rodamos as nossas rotinas e de forma separada ajustamos:

1. a SED desde o ultravioleta até o infravermelho (*ajuste 1*);
2. o perfil de linha de $\text{H}\alpha$ (*ajuste 2*);
3. as largas equivalentes (*EW*) das linhas $\text{H}\beta$ e $\text{H}\alpha$ (*ajuste 3*) e;
4. a SED (UV até IV) + o perfil de linha de $\text{H}\beta$ e $\text{H}\alpha$ (*ajuste 4*).

Na Tabela 27 mostramos os parâmetros físicos do modelo verdadeiro e os parâmetros físicos dos melhores ajustes. Na Figura 131 mostramos a SED e os perfis de linha de $\text{H}\beta$ e $\text{H}\alpha$ do modelo verdadeiro e do melhor ajuste, que neste caso corresponde ao *ajuste 4*. Já na Figura 132 mostramos

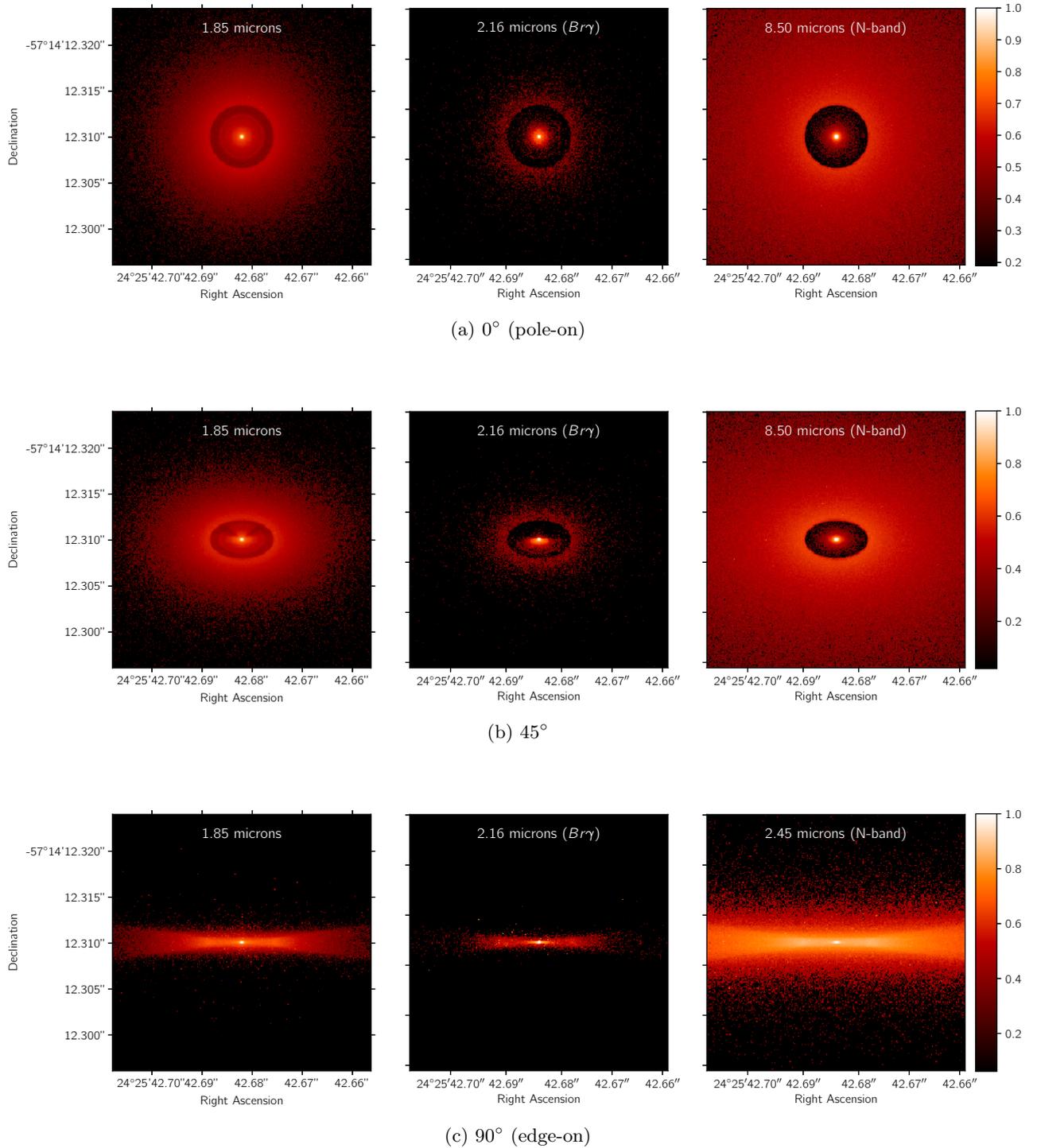


Figura 129 – Imagens para diferentes canais espectrais e diferentes ângulos de inclinação correspondentes aos parâmetros do *modelo 1*.

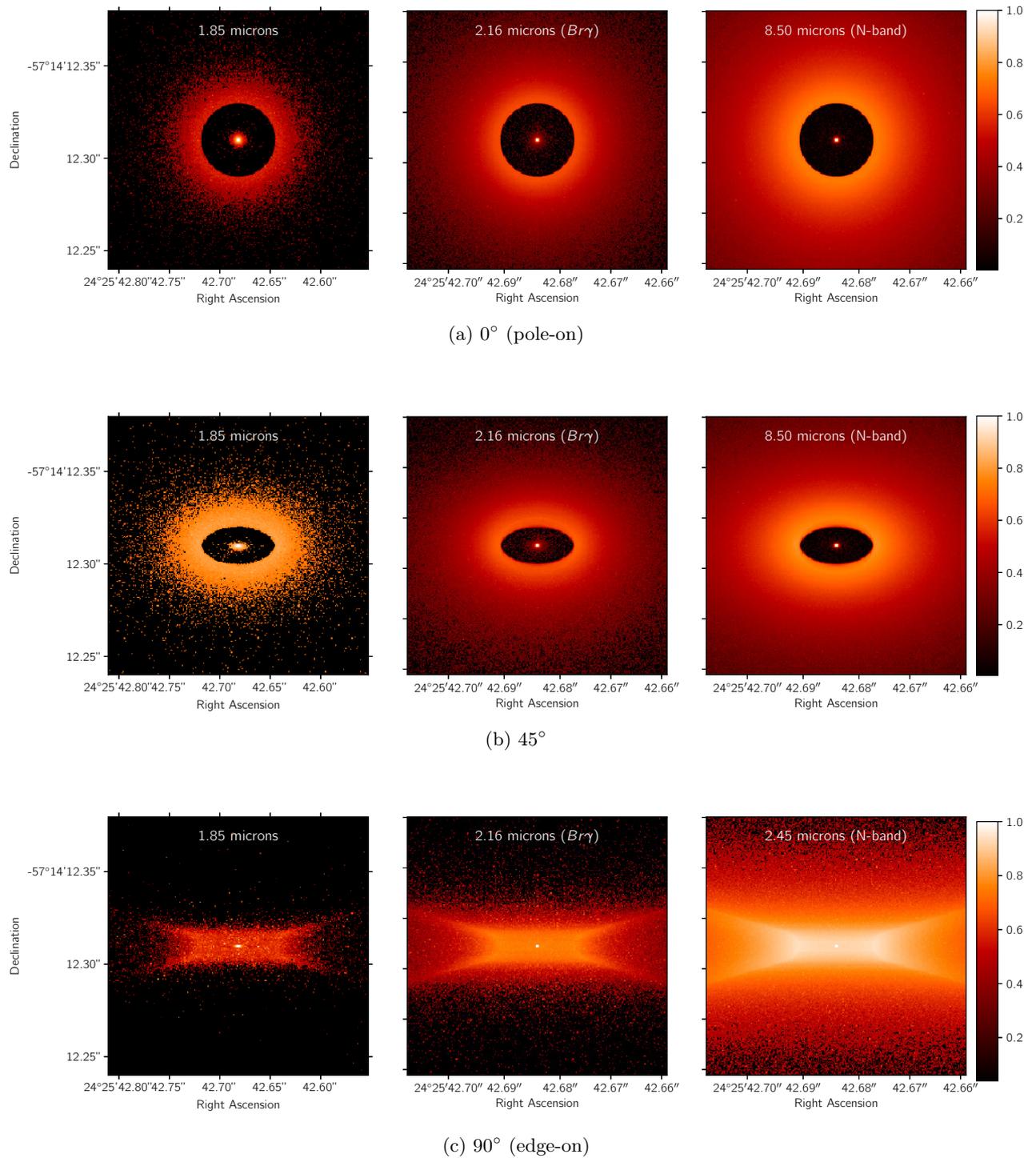


Figura 130 – Imagens para diferentes canais espectrais e diferentes ângulos de inclinação correspondentes aos parâmetros do *modelo 2*.

os gráficos de correlação resultantes dos processos de minimização efetuados pelo *emcee*, para o *ajuste 4*. As Figuras (SED, perfis de linha e gráficos de correlação) correspondentes aos ajustes, *ajuste 1*, *ajuste 2* e *ajuste 3* podem ser vistas no Apêndice A.

Analisando os nossos resultados notamos que os parâmetros físicos obtidos através do *ajuste 1* claramente mostram uma ampla dispersão, que pode ser explicado pelo fato de que há SEDs (modelos) próximos do verdadeiro. Os únicos parâmetros que conseguimos ajustar são a temperatura efetiva, tamanho de grão e densidade da poeira, vide Tabela 27. Os gráficos de correlação correspondentes a este ajuste também mostram uma ampla dispersão. Apesar disso, a SED fica bem ajustada, vide Apêndice A.

Por outro lado, quando ajustamos os perfil de linha de $H\alpha$ (*ajuste 2*), como é esperado este fica bem ajustado. Dado que os perfis de linhas estão relacionadas com as *EW*, o valor da *EW* para $H\alpha$ obtida através deste ajuste também é bem próximo ao valor verdadeiro. Com relação ao contínuo, este não fica ajustado, pois há muitas SEDs com *EW* similares. Para ver o gráfico do ajuste (SED e perfis de linha) e o gráfico de correlação vide Apêndice A (Figuras 139 e 140). Com relação aos parâmetros físicos, exceto densidade de poeira, todos estão próximos ao valor *verdadeiro*, vide Tabela 27.

No *ajuste 3*, que é o ajuste da *EW* da linha $H\beta$ e $H\alpha$, exceto pelo parâmetro *m* e a densidade da poeira, todos os outros valores obtidos são similares ao modelo *verdadeiro*, mas com uma ampla dispersão, vide Tabela 27. Essa ampla dispersão pode ser explicada porque há muitos perfis com a mesma largura equivalentes e próximos ao valor *verdadeiro*. No Apêndice A (Figuras 141 e 142) mostramos o gráfico do ajuste (SED e perfis de linha) e o gráfico de correlação.

Finalmente, quando ajustamos a SED (UV até IV) e os perfis de $H\beta$ e $H\alpha$ (*ajuste 4*), os resultados são bem próximos do modelo *verdadeiro*. Na Figura 132 mostramos a SED e os perfis de linhas correspondentes a este ajuste. Os parâmetros físicos obtidos através deste ajuste também são bem próximos dos valores verdadeiros e a dispersão é a menor de todos os *ajustes*, vide Tabela 27. O gráfico de correlação correspondentes a este ajuste também mostra uma menor dispersão, vide Figura 132.

Notamos que os parâmetros físicos obtidos através do ajuste *ajuste 2* (perfil de $H\alpha$) e *ajuste 4* (SED+perfil de linha de $H\beta$ e $H\alpha$) são os mais próximos ao modelo *verdadeiro*. Apesar de o *ajuste 2*, ter o menor valor de $\chi = 2$, o melhor ajuste é o *ajuste 4*, já que os parâmetros físicos correspondentes a este ajuste apresentam uma menor dispersão e são bem próximos ao valor *verdadeiro*. Dado que o *emcee* é um método não determinista e aleatório, o valor de entrada não deve ser igual ao valor de saída (será um valor próximo), ou seja, *não* encontraremos um modelo com os mesmos parâmetros que o modelo *verdadeiro*.

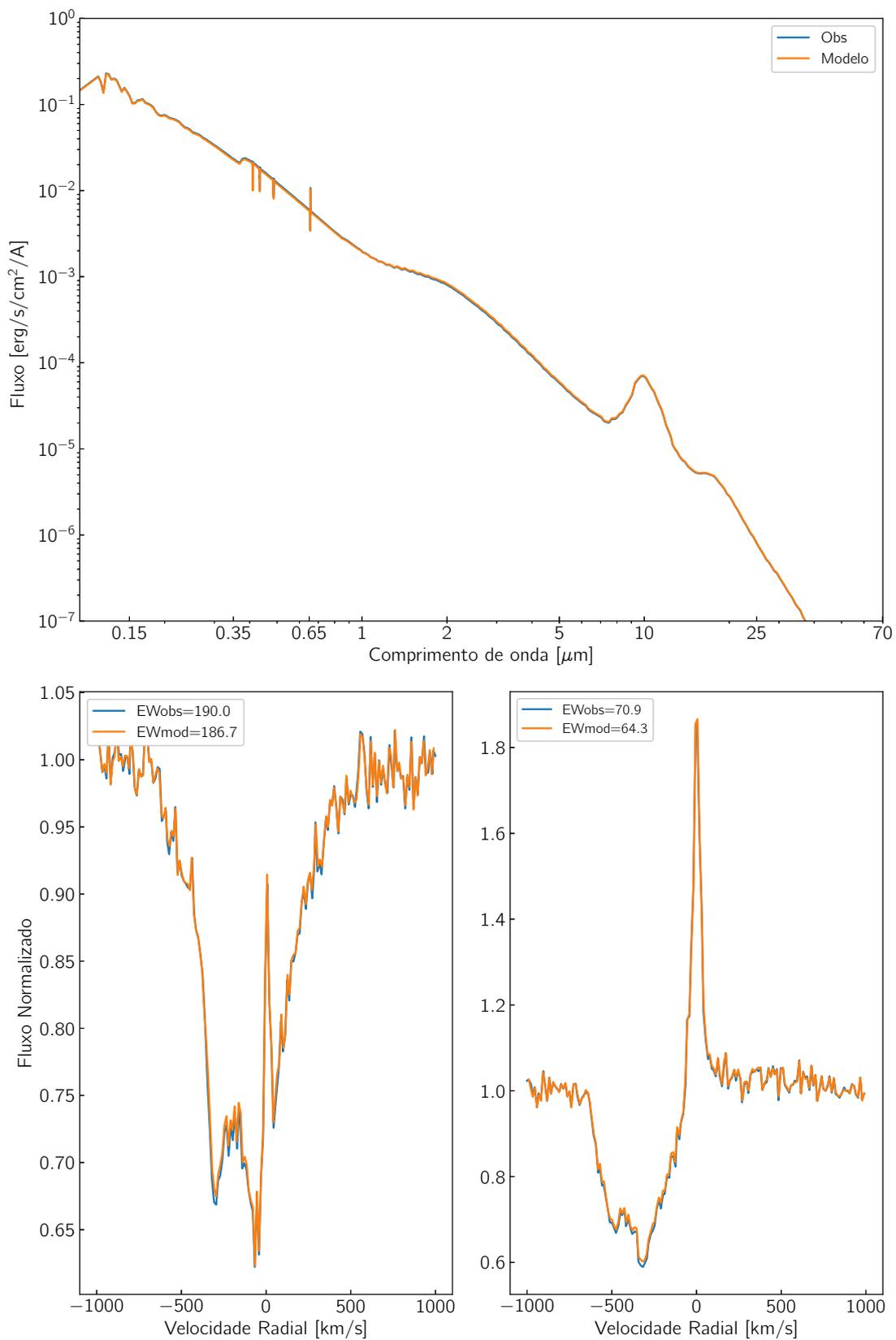


Figura 131 – *Painel superior*: Distribuição espectral de energia do modelo *verdadeiro* (cor azul) e do melhor ajuste obtido através do EMCCE (cor laranja), para o *ajuste 4* (ajuste: SED + perfil de linha de H β e H α). *Painel inferior*: Perfis de linha de H β (painel esquerdo) e H α (painel direito) do modelo do modelo *verdadeiro* e para o *ajuste 4*.

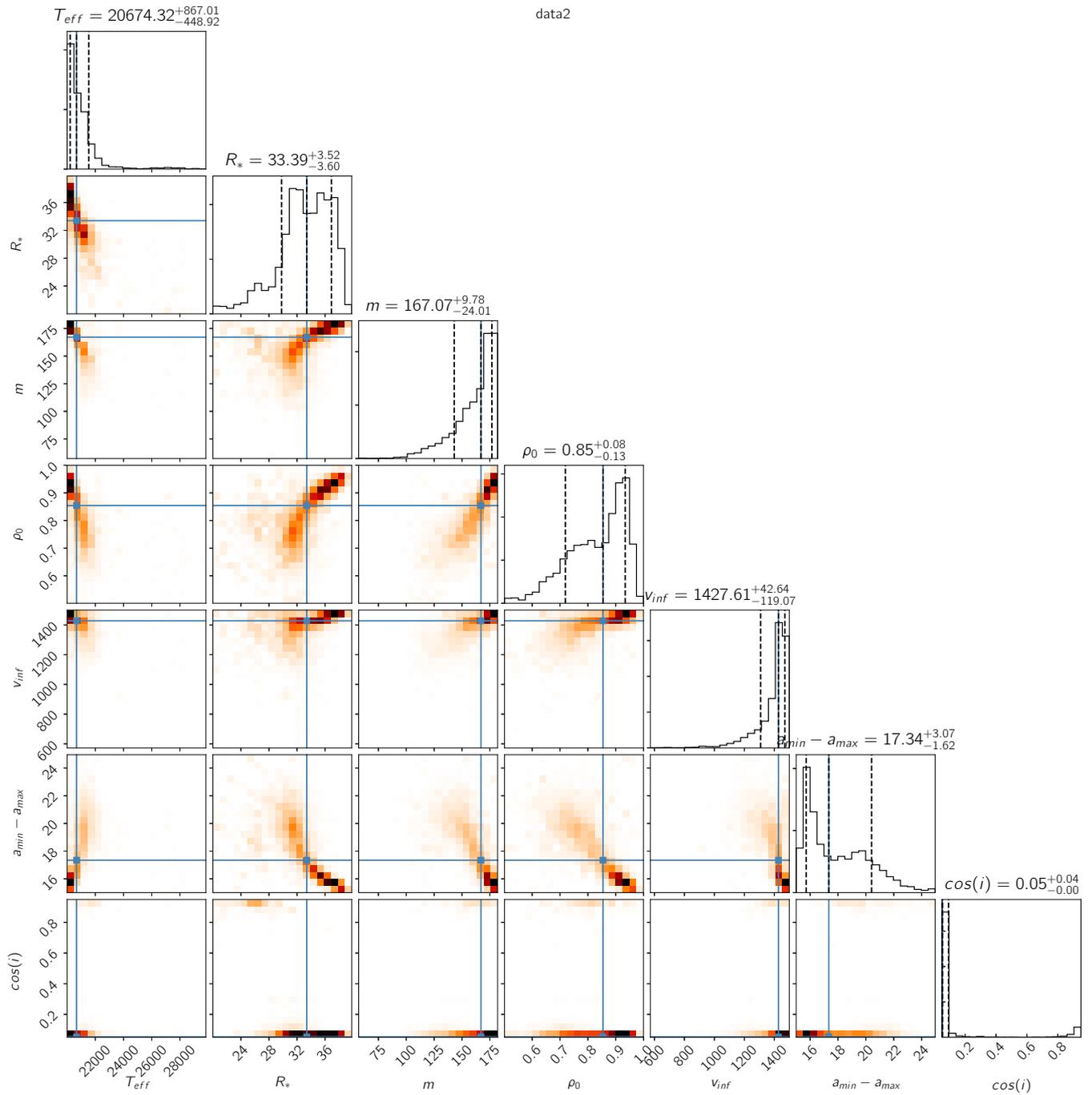


Figura 132 – Correlação entre os diferentes parâmetros para o *ajuste 4* (ajuste: SED + perfil de linha de $H\beta$ e $H\alpha$).

Tabela 24 – Parâmetros estelares e do vento correspondentes ao modelo verdadeiro e dos melhores ajustes obtidos através do `emcee`. O *ajuste 1* corresponde ao ajuste da distribuição espectral de energia (SED) desde o ultravioleta até o infravermelho, *ajuste 2* corresponde ao ajuste perfil de linha de H α , o *ajuste 3* corresponde ao ajuste as *EW* das linhas H β e H α , e o *ajuste 4* corresponde ao ajuste da SED desde o ultravioleta até o infravermelho + o perfil de linha de H β e H α .

Parâmetros Estelares	valor verdadeiro	ajuste 1	ajuste 2	ajuste 3	ajuste 4
T _{eff} [K]	20000	20580±2173	20222±2899	20374±2758	20159±1260
R _☉	40	22±3	38±3	34±3	39±4
Parâmetros do Vento					
v _∞ (0) [kms ⁻¹]	1500	1038±247	1409±181	1367±160	1499±106
<i>m</i>	182	63±28	176±21	93±23	178±18
Parâmetros da Poeira					
Tamanho de Grão (*) [μm]	(15)	(15±2)	(22±2)	(21±2)	(15±2)
Densidade da poeira [g/cm ³]	1.00	0.90±0.1	0.56±0.10	0.64±0.09	0.97±0.10
cos(i)	0.05	0.40±0.22	0.05±0.34	0.05±0.29	0.05±0.25
<i>EW</i> (H β) [Å]	190.0	39.3±10	189.2±10	210.5±10	186.7±10
<i>EW</i> (H α) [Å]	70.9	-568.9±8	45.3±8	55.1±8	64.3±8
Melhor Modelo					
χ^2		10	2	15	15

NOTAS 1: (*) corresponde ao tamanho dos grãos ($a_{min} - a_{max}$): $0.05 - 0.25 \mu m = 15$, e $1 - 50 \mu m = 25$.

7.2.2 Teste 2

Como segundo teste, decidimos modelar a SED e os perfis de linha de H β e H α da estrela Hen 3-938. Como já mencionado no capítulo 5, esta estrela é uma candidata a sgB[e]. Para construir a SED de Hen 3-938 procuramos na literatura por dados fotométricos desde o UV até o IV distante. Os perfis de H β e H α de Hen 3-938 foram obtidos dos nossos espectros FEROS (vide capítulo 2).

Dado que Hen 3-938 está a uma distância, d , e sofre um extinção interestelar, $E(B - V)_{IS}$, é necessário incluir nas nossas rotinas estes dois novos parâmetros. Utilizamos uma faixa de distância entre 5200 e 7600 pc, esta faixa de distâncias está de acordo com $d = 6228_{-1010}^{+1409}$ pc publicada no *Gaia* DR2¹.

Com relação à extinção interestelar de Hen 3-938, foi obtida através das DIBs, e ela tem um valor de $E(B - V)_{IS} = 1.64 \pm 0.20$ mag (capítulo 5). Assim, nas nossas rotinas inserimos uma extinção interestelar entre 1.4 e 1.8 mag, note-se que esta faixa de extinção também está dentro do valor médio da extinção interestelar medido por nós.

Uma vez delimitadas a distância e a extinção interestelar, é necessário avermelhar os modelos do SGBepAtlas, e para isso usamos a parametrização de Fitzpatrick (1999).

Por outro lado, como mencionado no capítulo 6 (seção 6.7) para conseguir que os espectros observados ($R = 48000$) tenham a mesma resolução que os modelos do SGBepAtlas ($R = 20000$), nós utilizamos o operador *convolução* nas nossas rotinas.

Sendo assim, na Tabela 25 mostramos os parâmetros físicos da estrela e da envoltória CS obtidas através dos processos de minimização efetuados pelo `emcee`. Na mesma tabela também mostramos os parâmetros físicos (temperatura efetiva, raio, luminosidade e extinção interestelar)

¹ <http://gaia.ari.uni-heidelberg.de/singlesource.html>

de Hen 3-938 obtidos através dos diferentes métodos descritos na primeira parte da tese e cujos resultados estão no capítulo 5.

Como podemos observar na Figura 133, só a SED ou o contínuo na região do visível é bem ajustado. Por outro lado, os perfis das linhas $H\beta$ e $H\alpha$ não foram bem reproduzidos, pois as linhas observadas com o FEROS são mais intensas que as do melhor modelo determinado pelo *emcee*, vide Figura 133. Por outro lado, os parâmetros físicos, a temperatura efetiva e o raio, encontram-se na faixa de valores determinados através de outros métodos.

Esses resultados (não tão bons) dos ajustes nos perfis de linha, certamente são devidos a falta de modelos com perda de massa maiores a $1 \times 10^{-7} M_{\odot}/ano$, pois uma maior taxa de perda de massa contribui para um meio CS mais denso, e as intensidades das linhas de Balmer são proporcionais ao quadrado da densidade no meio em que elas se originam. Da mesma forma, na região IV que também não foi bem reproduzido, a pouca emissão no IV também é causada pela baixa taxa de perda de massa dos nossos modelos.

Para testar essa possível explicação para a falha na nossa modelagem, nós utilizamos os modelos criados por [Domiciano de Souza & Carciofi \(2012\)](#), que consideram outros valores de \dot{M} . Estes modelos para sgB[e]s criados por estes autores consideram parâmetros estelares e do vento, que são: temperaturas efetivas de 15000, 20000 e 25000 K, e uma única luminosidade $\log(L_*/L_{\odot}) = 4.08$; parâmetros do vento, tais como, $\dot{M} = 10, 100 \times 10^{-8} M_{\odot}/ano$, $m = 182, 92, 20$, $v_{\infty} = 600 \text{ km s}^{-1}$, $\beta = 2$, $A_1 = 49$, $A_2 = -0.7$; com tamanho de grãos de $1 - 50 \mu\text{m}$ e $0.05 - 50 \mu\text{m}$ ($a_{min} - a_{max}$), e densidade da poeira de 0.1 e 1.0 g cm^{-3} . Os perfis de linha ($H\gamma$, $H\beta$ e $H\alpha$) desta grade tem uma resolução de 7500, ou seja é menor do que *SGBeAtlas* ($R = 20000 - 25000$). [Domiciano de Souza & Carciofi \(2012\)](#) criam um total de 639 modelos, enquanto o *SGBeAtlas* contém cerca de ~ 3500 modelos, ou seja, 5 vezes mais que os modelos criados por [Domiciano de Souza & Carciofi \(2012\)](#).

Na Tabela 25 mostramos os melhores parâmetros físicos obtidos utilizando os modelos criados por [Domiciano de Souza & Carciofi \(2012\)](#). Na Figura 134 mostramos a SED e os perfis de linha, correspondentes ao melhor modelo determinado pelo *emcee*.

Apesar da grade de [Domiciano de Souza & Carciofi \(2012\)](#) ter poucos modelos (639), na Figura 134 podemos ver que a SED e os perfis de linha são bem reproduzidos. Com relação aos parâmetros físicos, eles também encontram-se na faixa de valores determinados através de outros métodos, vide Tabela 25.

Já para finalizar, estamos confiantes que quando todos os modelos do *SGBeAtlas* forem obtidos, teremos resultados mais satisfatórios.

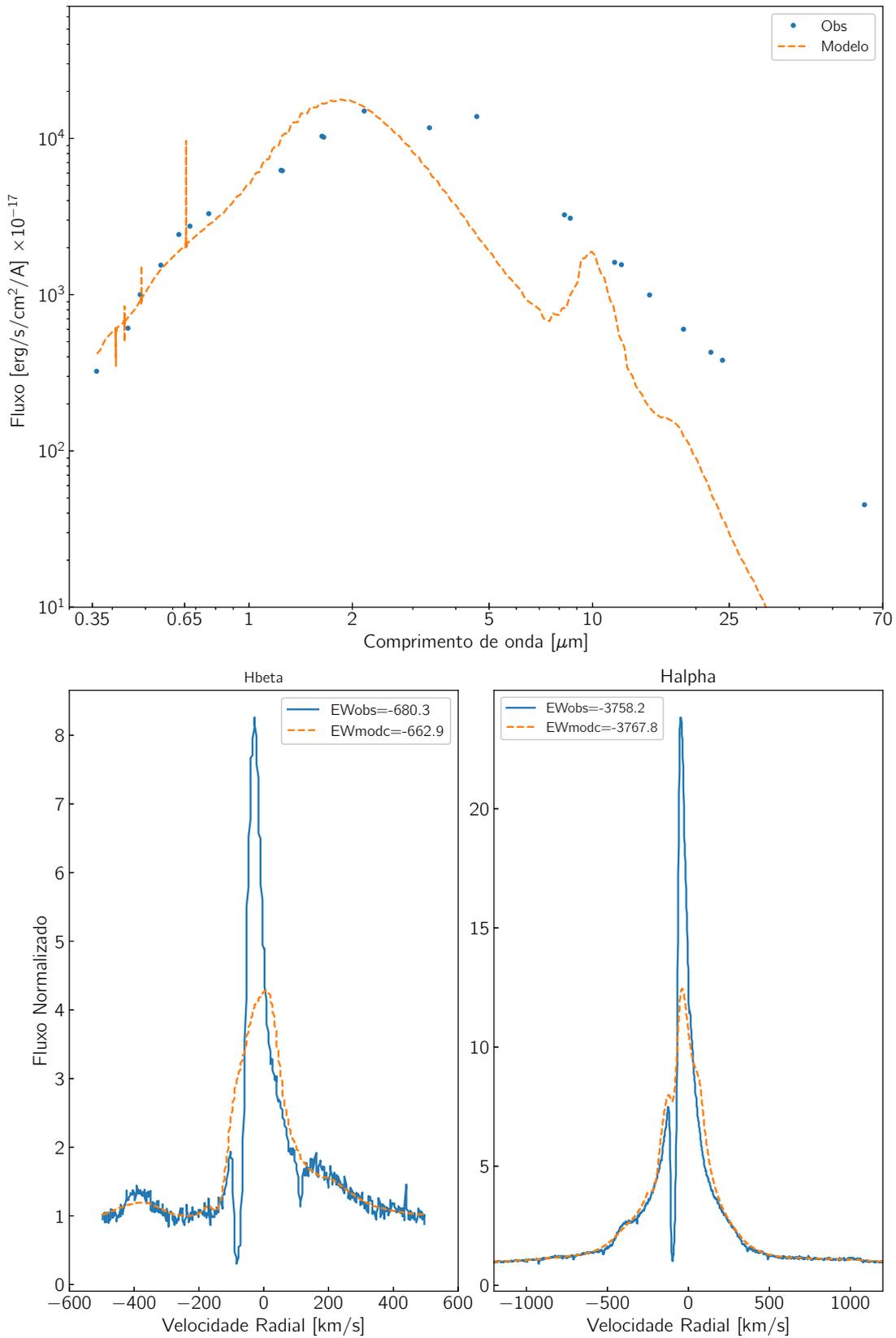


Figura 133 – *Painel superior*: Distribuição espectral de energia de Hen 3-938 (pontos de cor azul) e do melhor ajuste obtido através do EMCCE (cor laranja). *Painel inferior*: Perfis de linha de H β (painel esquerda) e H α (painel direita) de Hen 3-938 e do melhor ajuste.

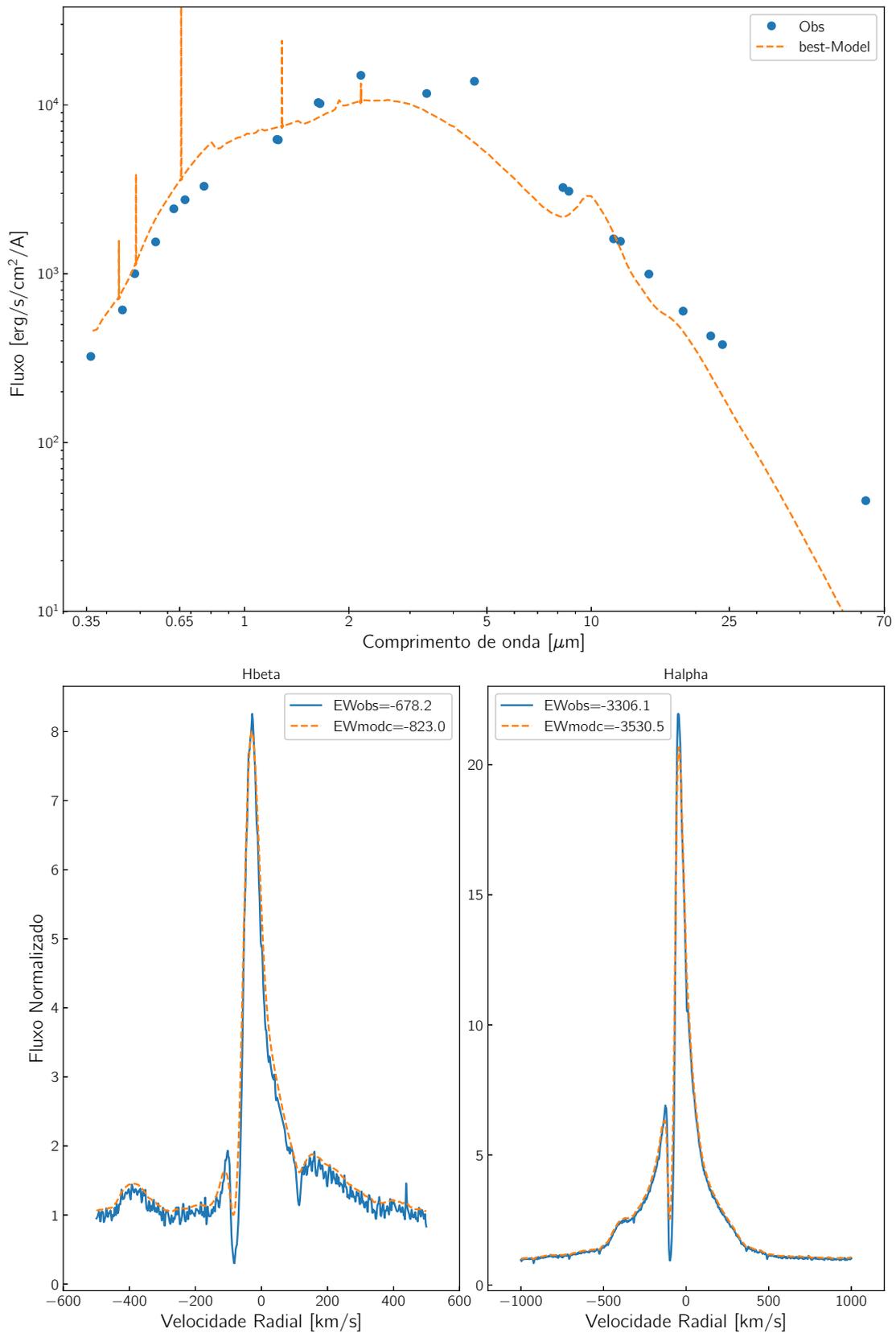


Figura 134 – *Painel superior*: Distribuição espectral de energia de Hen 3-938 (pontos de cor azul) e do melhor ajuste (cor laranja) obtidos através do EMCCE e dos modelos de [Domiciano de Souza & Carciofi \(2012\)](#). *Painel inferior*: Perfis de linha de H β (painel esquerda) e H α (painel direita) de Hen 3-938 e do melhor ajuste.

Tabela 25 – Parâmetros estelares e do vento de Hen 3-938 obtidas através dos processos de minimização efetuados pelo *emcee*.

<i>Parâmetros Estelares</i>	outros métodos	ajuste	ajuste
(1)	(2)	(3)	(4)
T_{eff} [K]	23400±2600	25233±1934	24899±1979
R_* [R_{\odot}]	19±4	21±3	6
$\log(L_*/L_{\odot})$	4.99	5.20	4.08*
<i>Parâmetros do Vento</i>			
v_0 [kms^{-1}]	...	10*	10*
$v_{\infty}(0)$ [kms^{-1}]	...	838±194	600*
m	...	32±34	33±31
$dM(0)/d\Omega$ [$M_{\odot}yr^{-1}$]	...	1×10^{-7} *	$1 \times 10^{-6} \pm 8 \times 10^{-9}$
<i>Parâmetros da Poeira</i>			
Tamanho de Grão $a_{min} - a_{max}$ [μm]	...	18.16±1.68 **	24.58±2.18 **
Densidade da poeira [g/cm^3]	...	0.73±0.08	0.24±0.14
cos(i)	...	0.20±0.13	0.24±0.14
distância [pc]	6228 $^{+1409}_{-1010}$	6573±393	5207±509
$E(B - V)_{IS}$	1.64±0.02	1.47±0.07	1.68±0.11
EW (H β) [\AA]	-683.3	-662.9±30	-823.0±30
EW (H α) [\AA]	-3758.2	-3767.8±30	-3530.5±30
χ		7	12

NOTAS 1: Informação das colunas: (1) parâmetros físicos; (2) parâmetros estelares determinados por outros métodos (e.g., índices de cor, DIBs), vide capítulo 5; (3)-(4) ajuste obtidos através dos processos de minimização efetuados pelo *emcee* utilizando modelos do *SGBepAtlas* e os modelos [Domiciano de Souza & Carciofi \(2012\)](#).

NOTAS 2: (*) denota que estes parâmetros são constantes (um único valor) no *SGBepAtlas*, e nos modelos de [Domiciano de Souza & Carciofi \(2012\)](#); (**) corresponde ao tamanho dos grãos ($a_{min} - a_{max}$): $0.05 - 0.25 \mu m = 15$, e $1 - 50 \mu m = 25$.

7.3 Reconstrução de imagem com o algoritmo MiRA

Visando já simular observações que serão obtidas com o instrumento de segunda geração do VLTI, MATISSE² (Multi AperTure mid-Infrared SpectroScopic Experiment), fomos capazes de reconstruir imagens na band N. Para isso, utilizamos as imagens na banda *N* do *SGBepAtlas*, e obtivemos *visibilidades*³ utilizado código *Aspro*⁴ fornecido pelo Jean-Marie Mariotti Center (França). Nesta simulação, nós utilizamos os 4 telescópios principais e 3 secundários do VLTI/MATISSE. Na Figura 135 mostramos a configuração dos telescópios no VLTI/MATISSE para a obtenção das *visibilidades*.

Uma vez tendo as visibilidades usamos o algoritmo *MiRA*⁵ (Image reconstruction for optical

² O MATISSE é um novo espectro-interferômetro de segunda geração, do Very Large Telescope Interferometer (VLTI) do Observatório de Paranal do ESO, no Chile. O MATISSE baseia-se na experiência adquirida com os instrumentos de primeira geração do VLTI, em particular AMBER e MIDI, permitindo obter imagens interferométricas com maior precisão em uma faixa de comprimentos de onda mais ampla. O MATISSE observa especificamente nas bandas L, M e N, que estão na região do infravermelho médio (Fonte: [ESO](#)).

³ A quantidade registrada na interferometria é a visibilidade complexa normalizada \tilde{V} . A amplitude de visibilidade $|\tilde{V}|$, em termos das intensidades de franjas registradas I , é $|\tilde{V}| = \frac{I_{max} - I_{min}}{I_{max} + I_{min}}$, variando de 0 a 1. Quando $|\tilde{V}| \approx 0$, a fonte é considerada como um objeto estendido, que é chamado de *alvo totalmente resolvido*. Quando $|\tilde{V}| \approx 1$, uma fonte é considerada como uma fonte pontual e é chamada de *alvo não resolvido*.

⁴ http://www.jmmc.fr/aspro_page.htm

⁵ <https://cral.univ-lyon1.fr/labo/perso/eric.thiebaut/?Software/MiRA>

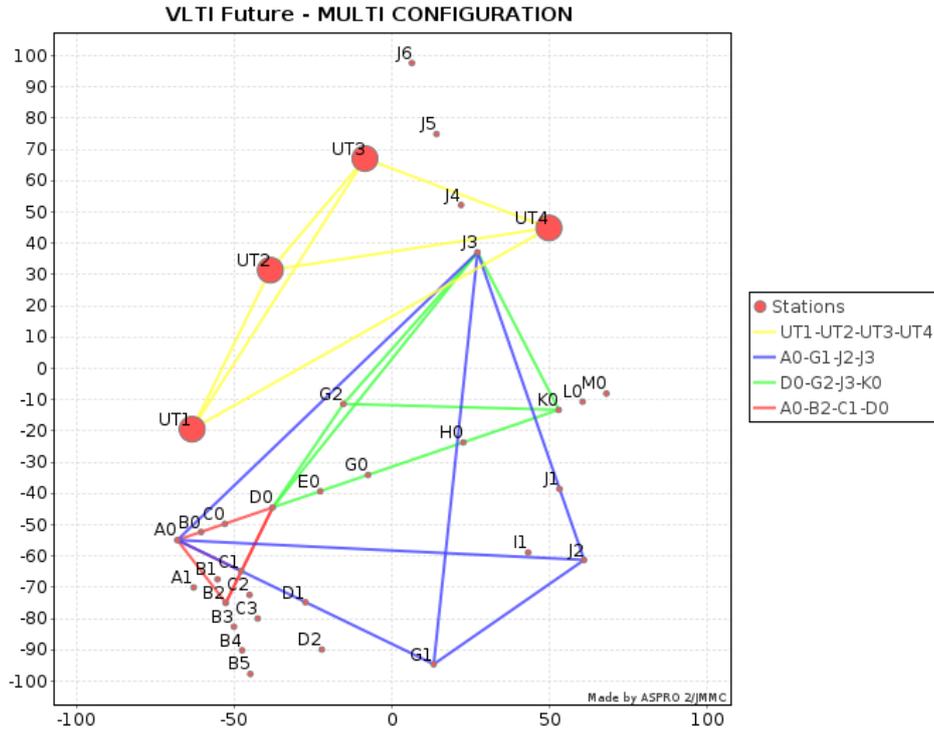


Figura 135 – Configuração dos telescópios no VLT/MATISSE para a obtenção das visibilidades usados na nossa simulação. Onde UT1-UT2-UT3-UT4 são os telescópios principais do VLT e A0-G1-J2-J3, D0-G2-J3-K0, A0-B2-C1-D0 são os telescópios secundários.

interferometry; Thiébaud, 2008) e considerando os dados interferométricos (visibilidades), fomos capazes de reconstruir as imagens na banda N. Assim, no lado esquerdo na Figura 136 observamos uma das imagens do *SGBeAtlas* vista edge-on, e na direita, observamos a imagem reconstruída com o *MiRA*. A partir dessa figura, pode-se ver que fomos capazes de reconstruir a maioria das características vistas nas imagens do *SGBeAtlas*: a fonte estendida e a extensão do disco CS com um orientação edge-on.

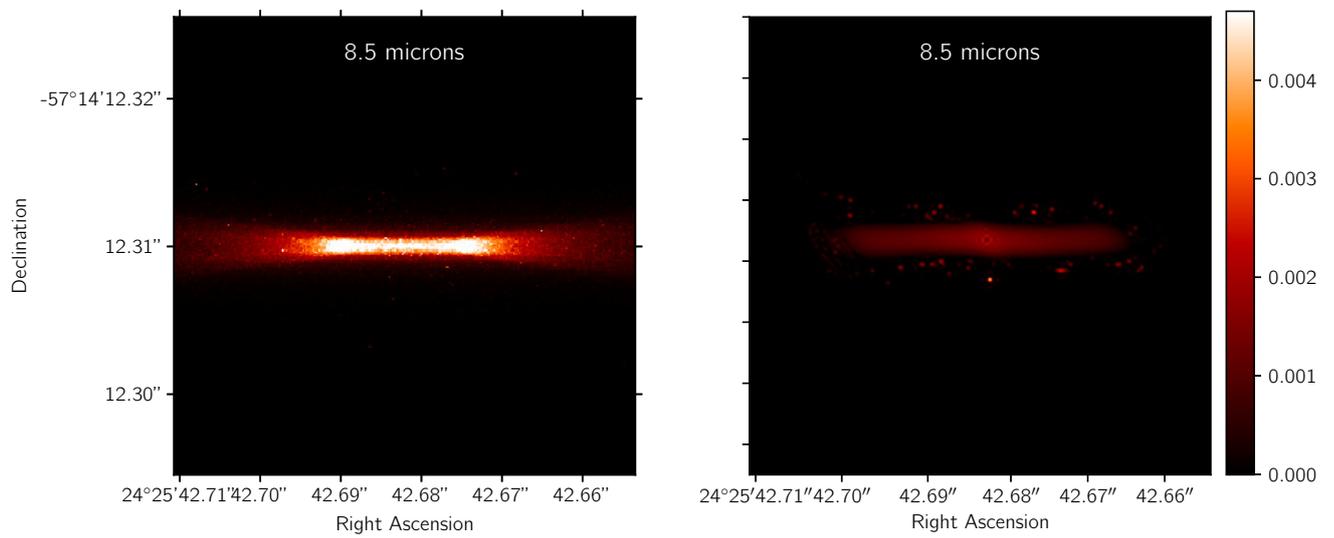


Figura 136 – *Painel da esquerda*: imagem do SGBepAtlas centrada em na banda N centrada em $8.5\mu\text{m}$. *Painel da direita*: imagem reconstruída com a algoritmo MiRA.

8 Conclusões e Perspectivas

Neste trabalho estudamos objetos que apresentam o fenômeno B[e]. O estudo destes objetos foi dividido em duas partes:

- a análise de espectros de alta resolução de estrelas B[e] não classificadas e candidatas;
- e a criação de uma grade de modelos para as supergigantes B[e] (ainda incompleta).

Sendo assim, para uma melhor compreensão, as conclusões e perspectivas futuras acerca de nosso trabalho também serão divididas em duas partes.

8.1 Análise de espectros de alta resolução de estrelas com o fenômeno B[e]

A primeira parte desta tese foi dedicada a análise de uma amostra de 12 objetos que segundo a literatura apresentam o fenômeno B[e], mas com o estágio evolutivo não bem definido, sendo consideradas como estrelas B[e] não classificadas até mesmo como candidatas ao ter o fenômeno B[e].

Dos 12 objetos analisados, 8 estão localizadas na nossa Galáxia (IRAS 07080+0605, IRAS 07377-2523, IRAS 07455-3143, V* FX Vel, Hen 2-91, Hen 3-938, SS 255 e IRAS 17449+2320), 2 na Pequena Nuvem de Magalhães ([MA93] 1116 e LHA 115-N82) e 2 na Grande Nuvem de Magalhães (ARDB 54 e LHA 120-S59). Para seis objetos de nossa amostra (Hen 3-938, Hen 2-91, SS 255, LHA 115-N82, ARDB 54 e LHA 120-S59) a análise de espectros de alta resolução foi feita pela primeira vez. Para os outros seis (IRAS 07080+0605, IRAS 07377-2523, IRAS 07455-3143, IRAS 17449+2320, V *FX Vel e [MA93] 1116), a análise de novos dados de alta resolução forneceram mais informações sobre suas naturezas, variabilidade e/ou binaridade.

Através da análise de espectros FEROS obtidos em diferentes missões e dos arquivos públicos do ESO, confirmamos a presença do fenômeno B [e] para todos os objetos, exceto para IRAS 07455-3143. Também descrevemos em forma detalhada as linhas em emissão e em absorção que caracterizam a cada um dos objetos de nossa amostra.

Para 8 estrelas obtivemos espectros coletados em mais de uma noite, assim, foi possível identificar, para a maioria delas, variabilidades nos perfis de linha e velocidades radiais. Para as estrelas observadas em apenas uma noite, foi possível identificar variabilidades a partir da comparação com a literatura.

Por outro lado, usando diferentes métodos (fotometria e razão de algumas linhas diagnóstico) estimamos as temperaturas efetivas e os tipos espectrais, vide Tabela 26. Para as estrelas que não pudemos aplicar esses métodos, assumimos as temperaturas efetivas da literatura, que estão de acordo com características espectrais observadas. Sendo assim, para os objetos da Galáxia assumindo a distância fornecida pelo *Gaia* DR2, a extinção interestelar derivada através de distintos métodos (DIBs e mapas de extinção), e correções bolométricas de [Humphreys & McElroy \(1984\)](#), nós obtivemos

a magnitude bolométrica, luminosidade e raio de cada estrela de nossa amostra. Para os objetos localizados nas Nuvens de Magalhães utilizamos o módulo da distância (μ).

Além disso, identificamos que todas as estrelas da nossa amostra possuem excesso no IV. Através da análise e modelagem das linhas de [Ca II] e [OI] feita pela Dra. Michaela Kraus, vimos que 11 estrelas da nossa amostra exibem um ou mais anéis (quase) em rotação Kepleriana ao redor da estrela central ou sistema binário.

Para cinco estrelas da nossa amostra, através da análise de suas curvas de luz obtivemos seus períodos. Para três deles (V *FX Vel, IRAS 07080+0605 e LHA 120-S59), o período obtido está de acordo com a literatura. Para IRAS 07377-2523 e [MA93] 1116, os períodos foram obtidos pela primeira vez, mas devido aos poucos dados fotométricos, eles precisam ser vistos com cautela.

Sendo assim, como resultado da nossa análise e da posição das nossas estrelas no diagrama HR, sugerimos os estágios evolutivos de cada um deles. Descobrimos duas estrelas A[e] (IRAS 07080+0605 e V *FX Vel), mas com classificação incerta; uma B[e] com classificação incerta (IRAS 07377-2523); duas estrelas B[e] (SS 255 e IRAS 17449+2320), que provavelmente estão saindo da sequência principal ou estão perto do seu fim; duas sgB[e] (Hen 2-91 e LHA 120-S59); duas sgB[e] ou HAeB[e] (Hen 3-938 e [MA93] 1116); e uma supergigante B (IRAS 07455-3143). No entanto, nossos resultados mais notáveis foram a identificação de ARDB 54 como a terceira supergigante A[e] descoberta, a primeira na LMC, e LHA 115-N82 que com base na variação em sua curva de luz e as características espectrais é o objeto mais interessante de nossa amostra, podendo ser um estrela B[e] com características de LBV, ou seja, uma LBV impostora, vide Tabela 26.

Vale ressaltar que os resultados desse estudo foram submetidos recentemente ao MNRAS (Condori et al. 2018).

8.1.1 Perspectivas

Ficou claro no nosso estudo a complexidade dos objetos da nossa amostra e a dificuldade, devido à ausência de linhas fotosféricas na maioria dos objetos de nossa amostra, para obtermos os seus parâmetros físicos. Sendo assim, utilizamos métodos indiretos, que por vezes apresentam grandes incertezas. Apesar disso, estamos confiantes que os resultados obtidos neste trabalho, contribuirão para uma melhor compreensão destas estrelas B[e] não classificadas.

Definitivamente mais observações usando diferentes técnicas, como interferometria e polarimetria, associadas a espectroscopia de alta resolução e fotometria simultâneas, são necessárias para confirmar a natureza desses objetos muito curiosos, sua variabilidade e a fração de binaridade. Isso certamente nos permitirá uma melhor compreensão do fenômeno B[e] ou até mesmo do fenômeno A[e].

Tabela 26 – Classificação espectral e evolutiva dos objetos da nossa amostra obtida na literatura e no nosso trabalho.

estrela	Anterior Classificação			Nova Classificação		
	Tipo espectral: C.L. (classe)	T_{eff} [K]	$\log(L/L_{\odot})$	Tipo espectral: C.L. (classe)	T_{eff} [K]	$\log(L/L_{\odot})$
Galáxia						
IRAS 07080+0605	A0 (Fs CMa) ¹	10000		A0-1:II (A[e])	$\sim 9900 \pm 800$	0.64 ± 0.21
IRAS 07377-2523	B8:III-IV (pós-AGB) ² B8/A0 (Fs CMa) ¹			B8-9 (B[e])	12000 ± 1000	2.86 ± 0.21
IRAS 07455-3143	B7/B8 (Binaria?) ¹ (early B-type) ³	16000		\sim B8 (sgB, Binaria)	12500 ± 1000	5.12 ± 0.20
V*FX Vel	(Binaria eclipsante) ⁴ B9:III-IV ⁵ (Herbig Ae/Be?) ⁶ (Fs CMa) ¹			A0-2 (A[e], Binaria)	9500 ± 500	0.81 ± 0.13
Hen 2-91	B0 (sgB[e]) ¹⁵ (Be) ⁹ (unclB[e]) ^{10,11,12,13,14} (NP) ^{7,8} (Be?) ¹⁶	32500 ± 2600		B0 (sgB[e])	32500 ± 2600	6.33 ± 0.20
Hen 3-938	(HAeBe) ^{18,19,20} (B[e]) ¹⁷ (sgB[e]) ²¹ Be ²²	~ 31000		B0-1:I (HAeB[e]/sgB[e])	22200 ± 2600	5.00 ± 0.28
SS 255				\sim B2 (B[e])	18000	3.22 ± 0.14
IRAS 17449+2320	A0 (B[e]) ¹ (Be) ²³ (B[e]) ²⁴	10000		A0-2 (B[e])	9600 ± 700	1.77 ± 0.21
SMC						
[MA93] 1116	(sgB[e]) ²⁶ (Be) ²⁵ (HAeB[e]) ^{27,28} (pós-AGB/RGB) ²⁹	19000	4.4	B1-2 (HAeB[e]/sgB[e])	21300 ± 2200	4.29 ± 0.35
LHA 115-N82	(sgB[e]) ³⁰ (A/B[e]) ^{29,31} (pós-AGB/RGB) ³¹			B8-9/A2 (LBV impostora)	$\sim 9050 \pm 1000$	3.77 ± 0.28
LMC						
ARDB54	(sgB[e]) ³²	10000	4.57	A0-1:I (sgA[e])	9500 ± 500	4.33 ± 0.13
LHA 120-S59	B5:II (sgB[e]) ³⁴ B2-3 (sgB[e]) ³³			B2-3 (sgB[e])	17500 ± 500	4.63 ± 0.15

REFERENCIAS: (1) Miroshnichenko et al. (2007); (2) Parthasarathy et al. (2000); (3) Orsatti (1992); (4) Kukarkin et al. (1972); (5) Eggen (1978); (6) de Winter et al. (2001); (7) Webster (1966); (8) Henize (1967); (9) Allen et al. (1982); (10) Moreno et al. (1987); (11) Stenholm & Acker (1987); (12) Acker et al. (1987); (13) The et al. (1994); (14) Lamers et al. (1998); (15) Cidale et al. (2001); (16) Pereira et al. (2003); (17) Allen & Swings (1976); (18) Gregorio-Hetem et al. (1992); (19) Vieira et al. (2003); (20) Sartori et al. (2010); (21) Miroshnichenko et al. (1999); (22) Miszalski & Mikołajewska (2014); (23) Downes & Keyes (1988); (24) Aret et al. (2016); (25) Keller et al. (1999); (26) Wisniewski et al. (2007); (27) Whelan et al. (2013); (28) Paul et al. (2017); (29) Kamath et al. (2014); (30) Heydari-Malayeri (1990); (31) Evans et al. (2004); (33) Levato et al. (2014); (34) Gummertsbach et al. (1995).

8.2 Grade de modelos para as Supergigantes B[e]

A segunda parte desta tese foi dedicada a criação de uma grade de modelos para sgB[e], com o código 3D de Monte Carlo HDUST. Esta grade de modelos para as sgB[e]s chamada **SGBepAtlas**, considera um grande espaço de parâmetros, que inclui tanto os parâmetros estelares (temperatura efetiva, raio estelar e luminosidade), quanto os parâmetros circunstelares/vento do gás (taxa de perda de massa, estrutura da velocidade do vento, razão entre a perda de massa polar e equatorial, velocidade terminal e inclinações), e da poeira (tipo de grão, tamanho e densidade). O **SGBepAtlas**, reproduz a distribuição espectral de energia do ultravioleta até rádio/milímetro e também os perfis das linhas do hidrogênio. Além disso, eles fornecem medidas polarimétricas e também imagens em diferentes comprimentos de onda que nos permitem obter observáveis interferométricos no óptico e no infravermelho, como visibilidades e fases.

Nesta tese foram criadas cerca de ~ 35000 modelos, o que corresponde ao $\sim 20\%$ do número total de modelos (174960). Os modelos restantes ($\sim 80\%$) estão sendo criados ou serão criados nos clusters: *LAI* do IAG/USP, o *clustercoge* no Observatório Nacional, e o *Mésocentre* no Observatoire de la Côte d'Azur.

Por outro lado, criamos rotinas que fazem uso do método Monte Carlo Markov Chain (MCMC), com a finalidade de determinarmos os melhores modelos, para as sgB[e]. Para testar as nossas rotinas, tomamos um modelo aleatório do **SGBepAtlas** com parâmetros conhecidos e ajustamos diversos observáveis (contínuo, larguras equivalentes e perfis de linha). Além disso, também modelamos a SED, e os perfis de linha de $H\beta$ e $H\alpha$ da estrela Hen 3-938, uma possível sgB[e]. No primeiro teste observamos que os parâmetros de entrada são bem similares aos parâmetros de saída. Já no caso da modelização da sgB[e] Hen 3-938, os parâmetros físicos obtidos através dos processos de minimização efetuados pelo **emcee**, mostraram uma boa concordância com os parâmetros físicos determinados por outros métodos.

Apesar dos resultados bastante promissores, ainda muito deve ser feito. Em especial, como passos futuros, pretendemos terminar de rodar todos os modelos do **SGBepAtlas**. Uma vez completa a grade de modelos, o **SGBepAtlas** permitirá interpretar dados espectroscópicos provenientes do FEROS/ESO, SINFONI/VLT, OSIRIS/SOAR, PHOENIX/GEMINI, CRIRES/VLT e APOGEE/SDSS-IV, e dados espectropolarimétricos provenientes de diversos instrumentos, como as do FORS2/ESO e CTIO/NOAO. Também pretendemos criar novas rotinas que façam uso de método MCMC, para o ajustes de dados espectropolarimétricos das sgB[e]. Por outro lado, visando observações que serão obtidas com o instrumento de segunda geração MATISSE/VLTI também pretendemos usar o **emcee** para o ajuste de observáveis interferométricos.

8.2.1 Considerações Finais

Como visto nesta tese as estrelas com o fenômeno B[e] são objetos pouco conhecidos, havendo muitas perguntas sobre a natureza delas. Uma das perguntas recorrentes a serem respondidas é *se o fenômeno B[e] é uma fase pela qual todas as estrelas de diferentes massas passarão ou somente alguns objetos peculiares?*

No caso das estrelas HAeB[e], o fenômeno B[e] parece ser bastante comum, pois nos últimos

anos observações espectroscópicas realizadas por Oudmaijer (2017) mostraram que, de uma amostra de 91 estrelas, mais metade exibiam o fenômeno B[e]. Certamente novos estudos são necessários para ver se há uma correlação entre a idade das Herbig Ae/Be e a aparição do fenômeno B[e] neste grupo de estrelas.

No caso das estrelas sgB[e], que em muitos casos mostram características espectrais similares às HAeB[e], ainda não podemos responder *se todas as estrelas de alta massa e de tipo B passam ou passarão por esta fase B[e], nos estágio finais da sua evolução*, já que estatisticamente falando o número de estrelas sgB[e] confirmadas é bem pequeno (cerca ~ 25 nas Nuvens de Magalhães e M31 e M33). No entanto, nos últimos anos os surveys espectroscópicos multi-objetos descobriram em M31 e M33, cerca de ~ 20 novas candidatas a sgB[e] (e.g., Humphreys et al., 2017), fazendo um total de ~ 65 sgB[e] confirmadas e candidatas conhecidos até agora.

Com relação, as cPNB[e], se têm identificado cerca de ~ 40 estrelas, entre confirmadas e candidatas, muitas delas na nossa Galáxia. Na literatura muitas das Nebulosas Planetárias Compactas que mostram o fenômeno B[e] não são reportadas como cPNB[e]. Já para as Symb[e] que também mostram características espectrais similares as cPNB[e] (linhas de alta ionização, e. g., [O III] e [Ar IV]), a presença do fenômeno B[e] parece ser mais comum. Na realidade todas as estrelas simbióticas se tornarão Symb[e] em algum momento, provavelmente na fase de maior brilho (Lamers et al., 1998). Estatisticamente falando, de forma similar aos outros grupos, as Symb[e] confirmadas até hoje são poucas, em torno de ~ 30 .

Nos recentes levantamentos espectroscópicos multi-objetos nas Nuvens de Magalhães se identificaram cerca de ~ 25 novas estrelas B[e] (e.g., Kamath et al., 2014, 2017), e estamos confiantes que nessa amostra existam estrelas cPNB[e], Symb[e], sgB[e] e HAeB[e]. Portanto, muito ainda precisa ser feito para a compreensão do fenômeno B[e] e suas variantes.

APÊNDICE A – Grade de modelos para as sgB[e] (SGBepAtlas): Resultados

A.1 emcee+SGBepAtlas

Tabela 27 – Parâmetros estelares e do vento correspondentes ao modelo verdadeiro e dos melhores ajustes obtidos através do emcee. O *ajuste 1* corresponde ao ajuste da distribuição espectral de energia (SED) desde o ultravioleta até o infravermelho, *ajuste 2* corresponde ao ajuste perfil de linha de $H\alpha$, o *ajuste 3* corresponde ao ajuste as *EW* das linhas $H\beta$ e $H\alpha$, e o *ajuste 4* corresponde ao ajuste da SED desde o ultravioleta até o infravermelho + o perfil de linha de $H\beta$ e $H\alpha$.

<i>Parâmetros Estelares</i>	valor verdadeiro	<i>ajuste 1</i>	<i>ajuste 2</i>	<i>ajuste 3</i>	<i>ajuste 4</i>
T_{eff} [K]	20000	20580±2173	20222±2899	20374±2758	20159±1260
R_{\odot}	40	22±3	38±3	34±3	39±4
<i>Parâmetros do Vento</i>					
$v_{\infty}(0)$ [$km\ s^{-1}$]	1500	1038±247	1409±181	1367±160	1499±106
m	182	63±28	176±21	93±23	178±18
<i>Parâmetros da Poeira</i>					
Tamanho de Grão (*) [μm]	(15)	(15±2)	(22±2)	(21±2)	(15±2)
Densidade da poeira [g/cm^3]	1.00	0.90±0.1	0.56±0.10	0.64±0.09	0.97±0.10
$\cos(i)$	0.05	0.40±0.22	0.05±0.34	0.05±0.29	0.05±0.25
<i>EW</i> ($H\beta$) [\AA]	190.0	39.3±10	189.2±10	210.5±10	186.7±10
<i>EW</i> ($H\alpha$) [\AA]	70.9	-568.9±8	45.3±8	55.1±8	64.3±8
Melhor Modelo					
χ^2		10	2	15	15

NOTAS 1: (*) corresponde ao tamanho dos grãos ($a_{min} - a_{max}$): $0.05 - 0.25 \mu m = 15$, e $1 - 50 \mu m = 25$.

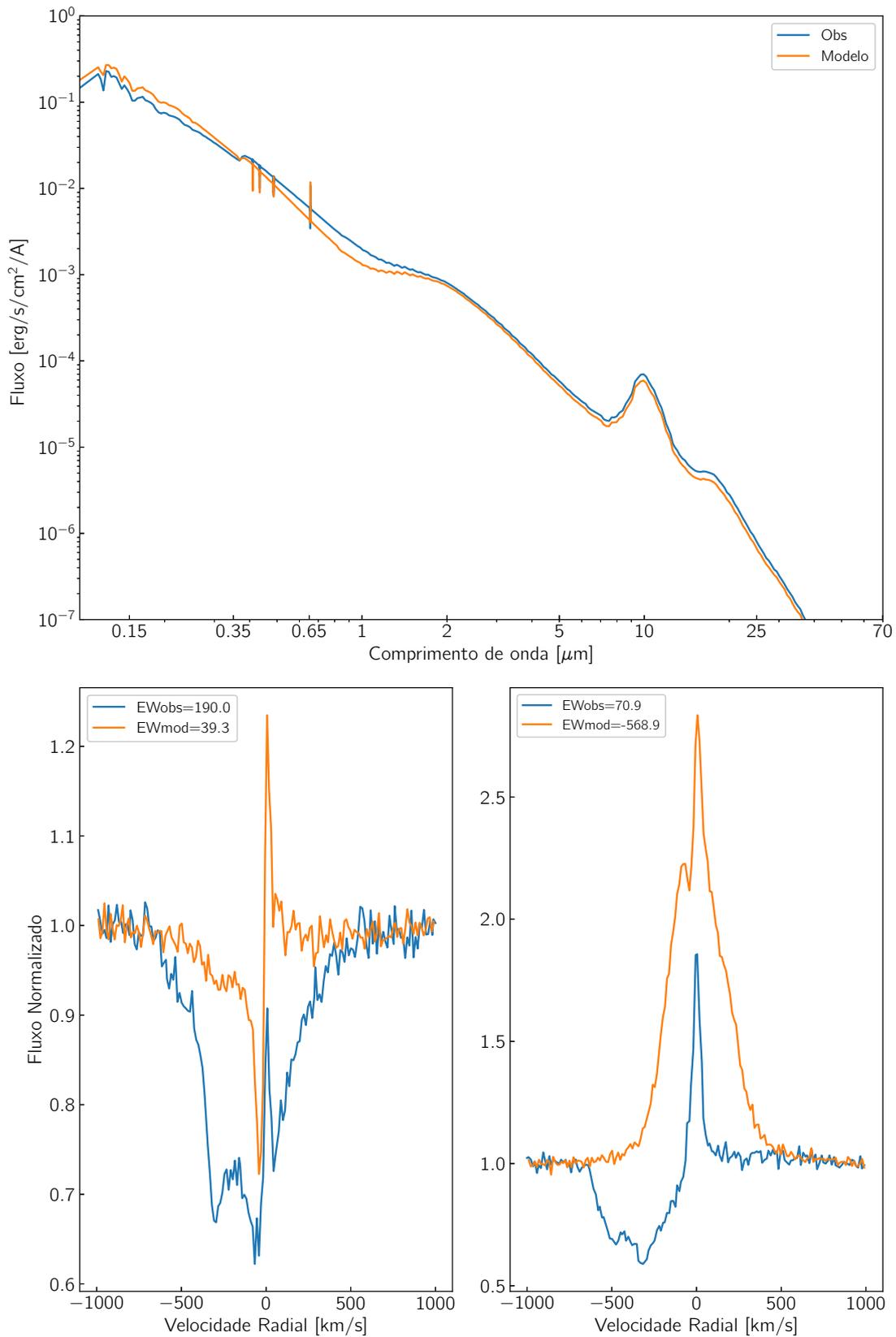


Figura 137 – *Painel superior*: Distribuição espectral de energia do modelo verdadeiro (cor azul) e do melhor ajuste obtido através do `emcee` (cor laranja), para o *ajuste 1* (contínuo). *Painel inferior*: Perfis de linha de H β (painel esquerda) e H α (painel direita) do modelo aleatório e obtido através `emcee`+SGBepAtlas para o *ajuste 1*.

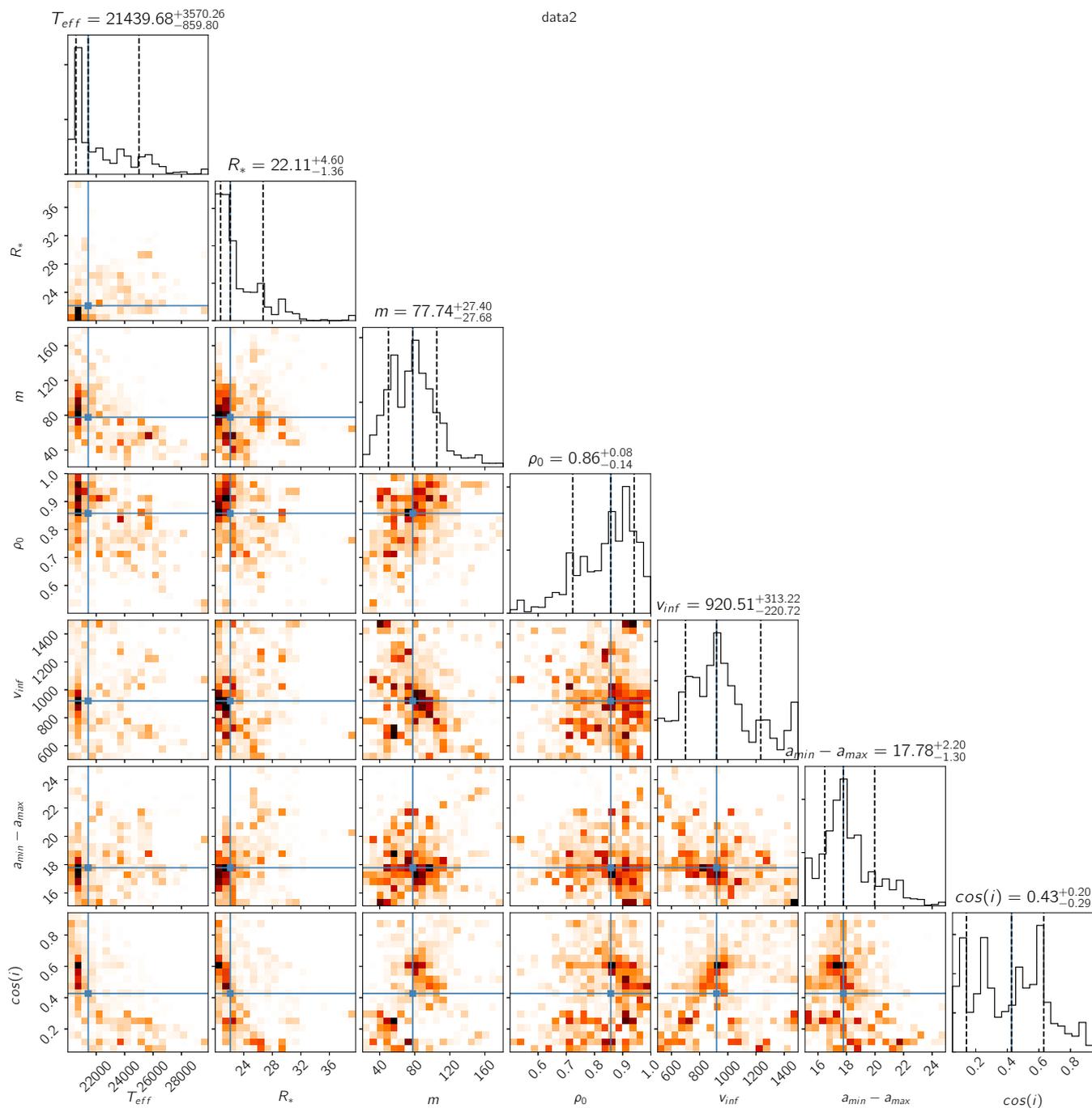
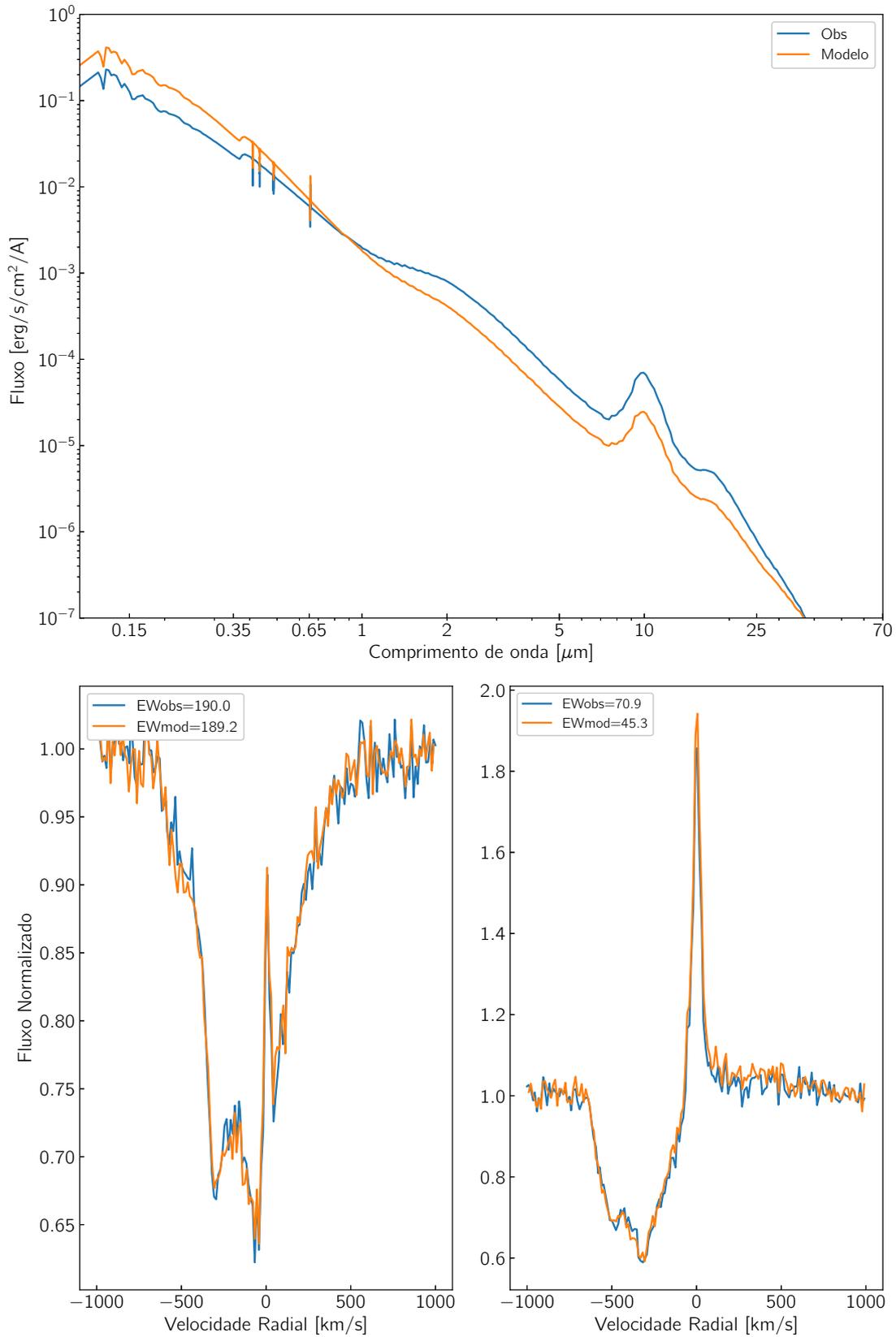


Figura 138 – Correlação entre os parâmetros para o *ajuste 1* (contínuo).

Figura 139 – Similar à Figura 137, mas para o ajuste 2 (perfil de H α).

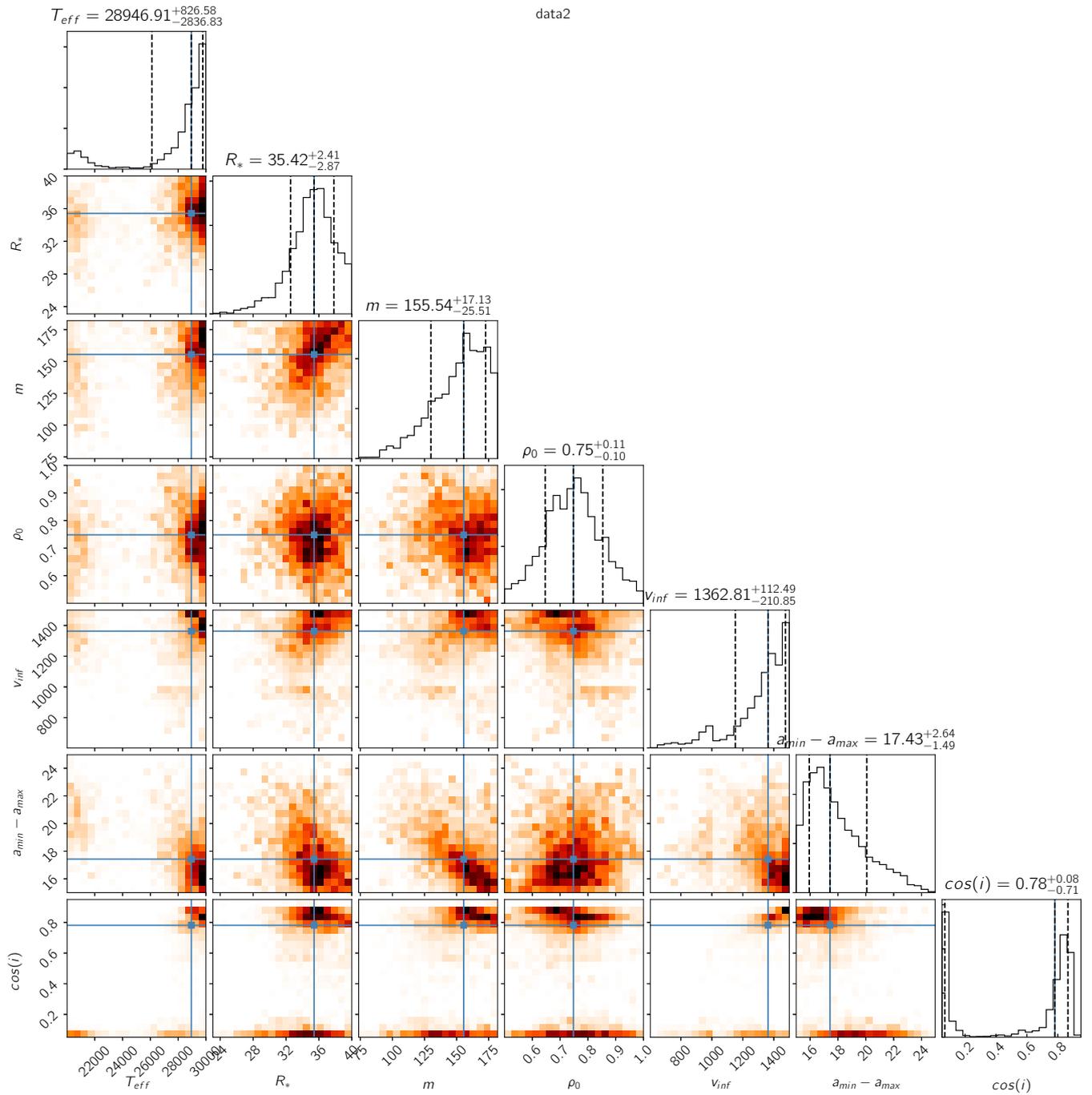
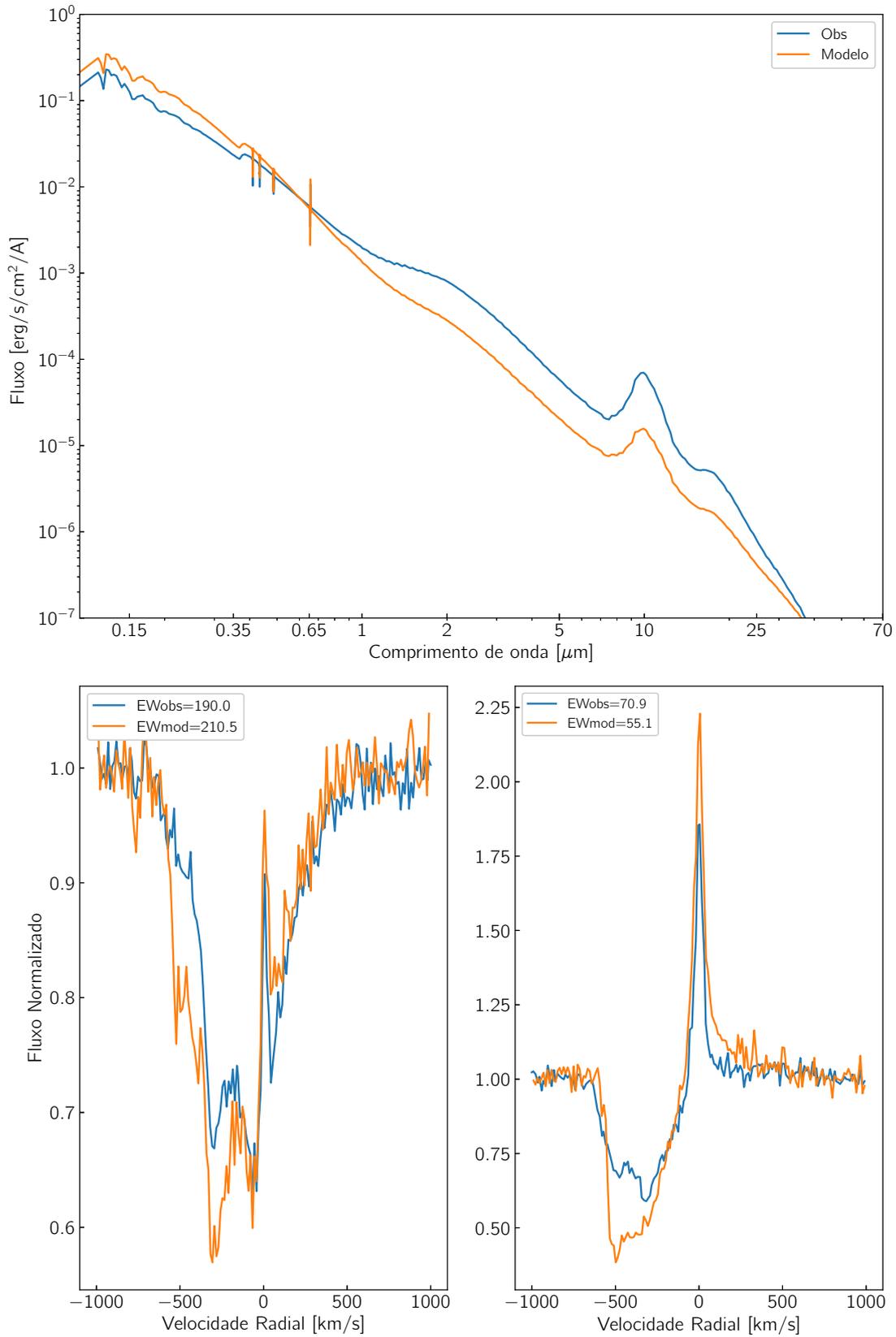


Figura 140 – Correlação entre os parâmetros para o ajuste 2 (perfil de $H\alpha$).

Figura 141 – Similar à Figura 137, mas para o ajuste 3 (larguras equivalentes de H β + H α).

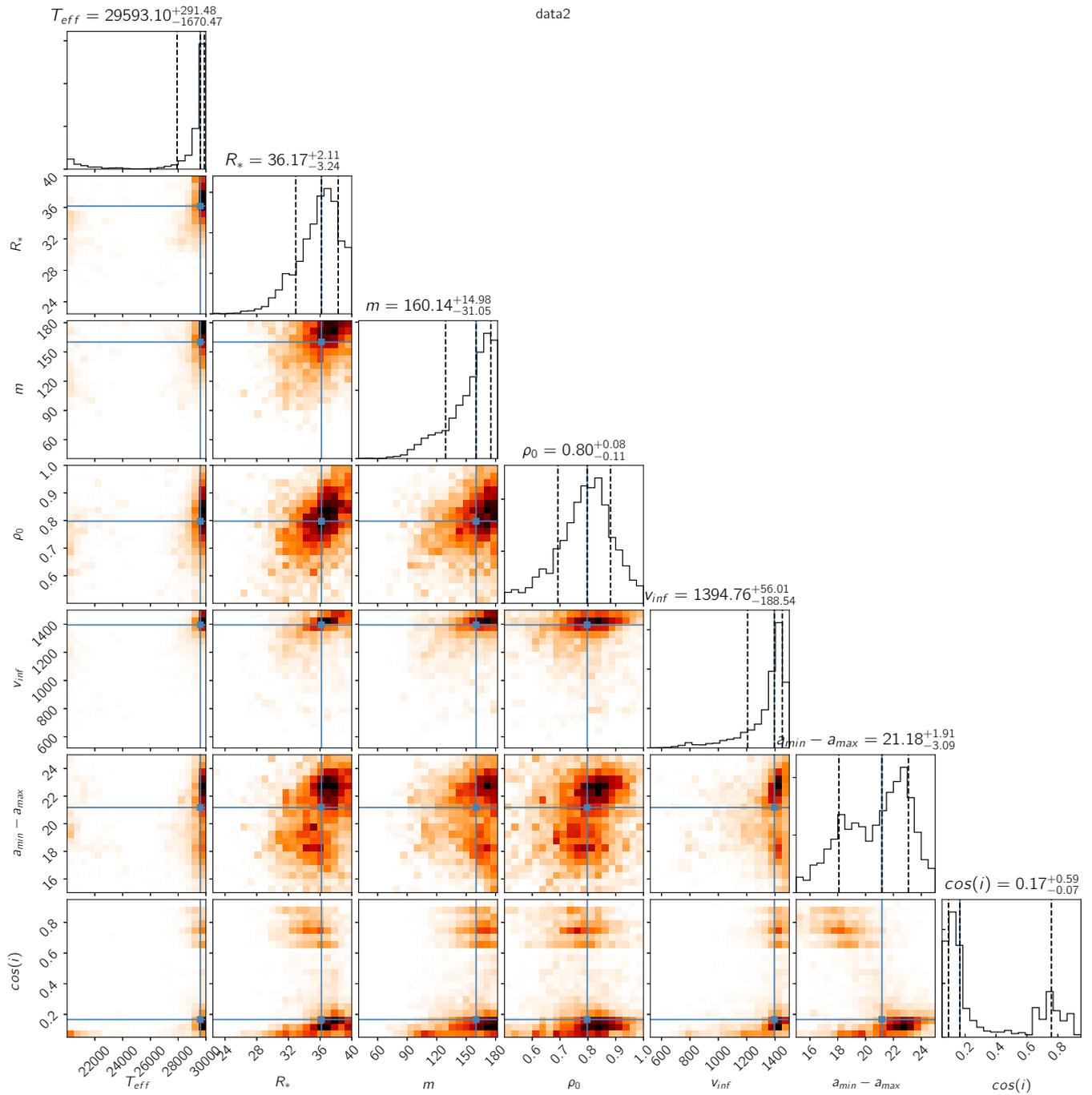


Figura 142 – Correlação entre os parâmetros para o ajuste 3 (larguras equivalentes de $H\beta + H\alpha$).

Referências

- Acke, B., & van den Ancker, M. E. 2004, *A&A*, 426, 151
- Acker, A., Chopinet, M., Pottasch, S. R., & Stenholm, B. 1987, *A&AS*, 71, 163
- Acker, A., Marcout, J., Ochsenbein, F., et al. 1992, The Strasbourg-ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae. Parts I, II.
- Allen, D. A. 1973, *MNRAS*, 161, 145
- Allen, D. A. 1974, *MNRAS*, 168, 1
- Allen, D. A., Baines, D. W. T., Blades, J. C., & Whittet, D. C. B. 1982, *MNRAS*, 199, 1017
- Allen, D. A., & Glass, I. S. 1974, *MNRAS*, 167, 337
- Allen, D. A., & Glass, I. S. 1975, *MNRAS*, 170, 579
- Allen, D. A., & Swings, J. P. 1972, *Astrophys. Lett.*, 10, 83
- Allen, D. A., & Swings, J. P. 1976, *A&A*, 47, 293
- Alonso-Albi, T., Fuente, A., Bachiller, R., et al. 2009, *A&A*, 497, 117
- Alonso-Albi, T., Fuente, A., Bachiller, R., et al. 2015, *A&A*, 577, C2
- Andrillat, Y., Jaschek, C., & Jaschek, M. 1997, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 124, 441
- Ardeberg, A., Brunet, J. P., Maurice, E., & Prevot, L. 1972, *A&AS*, 6, 249
- Aret, A., Kraus, M., Muratore, M. F., & Borges Fernandes, M. 2012, *MNRAS*, 423, 284
- Aret, A., Kraus, M., & Šlechta, M. 2016, *MNRAS*, 456, 1424
- Arias, M. L., Cidale, L. S., Kraus, M., et al. 2018, *PASP*
- Arhipova, V. P., Burlak, M. A., Esipov, V. F., Ikonnikova, N. P., & Komissarova, G. V. 2017, *Astronomy Letters*, 43, 831
- Arhipova, V. P., & Ikonnikova, N. P. 1992, *Soviet Astronomy Letters*, 18, 418
- Avvakumova, E. A., Malkov, O. Y., & Kniazev, A. Y. 2013, *Astronomische Nachrichten*, 334, 860
- Baella, N. O. 2012, PhD thesis, Observatorio Nacional, Brazil. http://www.on.br/conteudo/dppg_e_iniciacao/dppg/ferramenta_teses/teses/ASTRONOMIA/
- Baella, N. O., Pereira, C. B., & Miranda, L. F. 2013, *AJ*, 146, 115
- Bález-Rubio, A., Martín-Pintado, J., Thum, C., & Planesas, P. 2013, *A&A*, 553, A45
- Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Fouesneau, M., Mantelet, G., & Andrae, R. 2018, *AJ*, 156, 58
- Bernasconi, P. A., & Maeder, A. 1996, *A&A*, 307, 829
- Bibo, E. A., & The, P. S. 1991, *A&AS*, 89, 319
- Bidelman, W. P. 1976
- Bittar, J., Tuthill, P., Monnier, J. D., et al. 2001, *A&A*, 368, 197
- Bjorkman, J. 1998
- Bjorkman, J. E., & Cassinelli, J. P. 1993, *ApJ*, 409, 429
- Bonanos, A. Z., Lennon, D. J., Köhlinger, F., et al. 2010, *AJ*, 140, 416
- Borges Fernandes, M., de Araújo, F. X., & Lamers, H. 2003, in *A Massive Star Odyssey: From Main Sequence to Supernova*, Vol. 212, 154
- Borges Fernandes, M., Kraus, M., Chesneau, O., et al. 2009, *A&A*, 508, 309
- Borges Fernandes, M., Kraus, M., Lorenz Martins, S., & de Araújo, F. X. 2007, *MNRAS*, 377, 1343
- Borges Fernandes, M., Kraus, M., Nickeler, D. H., et al. 2012, *A&A*, 548, A13
- Borges Fernandes, M. B. 2004, PhD thesis, Observatorio Nacional, Brazil. http://www.on.br/conteudo/dppg_e_iniciacao/dppg/ferramenta_teses/teses/ASTRONOMIA/
- Boyer, M. L., Srinivasan, S., van Loon, J. T., et al. 2011, *AJ*, 142, 103
- Busko, I. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 216, *Astronomical Data Analysis Software and Systems IX*, ed. N. Manset, C. Veillet, & D. Crabtree, 79

- Busko, I. 2002a, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 281, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XI*, ed. D. A. Bohlender, D. Durand, & T. H. Handley, 120
- Busko, I. 2002b, in *proscpie*, Vol. 4847, *Astronomical Data Analysis II*, ed. J.-L. Starck & F. D. Murtagh, 410–418
- Cahn, J. H., Kaler, J. B., & Stanghellini, L. 1992, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 94, 399
- Campagnolo, J. C. N., Borges Fernandes, M., Drake, N. A., et al. 2018, *A&A*, 613, A33
- Carciofi, A. C., & Bjorkman, J. E. 2006, *ApJ*, 639, 1081
- Carciofi, A. C., & Bjorkman, J. E. 2008, *ApJ*, 684, 1374
- Carciofi, A. C., Bjorkman, J. E., & Magalhães, A. M. 2004, *ApJ*, 604, 238
- Carciofi, A. C., Miroshnichenko, A. S., & Bjorkman, J. E. 2010, *ApJ*, 721, 1079
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Cassinelli, J. P., Schulte-Ladbeck, R. E., Poe, C. H., & Abbott, M. 1989, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 157, *IAU Colloq. 113: Physics of Luminous Blue Variables*, ed. K. Davidson, A. F. J. Moffat, & H. J. G. L. M. Lamers, 121–124
- Castor, J. I., & Lamers, H. J. G. L. M. 1979, *ApJS*, 39, 481
- Castro-Carrizo, A., Bujarrabal, V., Neri, R., et al. 2017, *A&A*, 600, A4
- Castro-Carrizo, A., Neri, R., Bujarrabal, V., et al. 2012, *A&A*, 545, A1
- Cauley, P. W., & Johns-Krull, C. M. 2015, *ApJ*, 810, 5
- Cerrigone, L., Hora, J. L., Umana, G., & Trigilio, C. 2009, *ApJ*, 703, 585
- Chen, P. S., Liu, J. Y., & Shan, H. G. 2016, *MNRAS*, 463, 1162
- Chesneau, O., Collioud, A., De Marco, O., et al. 2006, *A&A*, 455, 1009
- Chesneau, O., Lykou, F., Balick, B., et al. 2007, *A&A*, 473, L29
- Ciatti, F., D’Odorico, S., & Mammano, A. 1974, *A&A*, 34, 181
- Cidale, L., Zorec, J., & Tringaniello, L. 2001, *A&A*, 368, 160
- Cidale, L. S., Borges Fernandes, M., Andruchow, I., et al. 2012, *A&A*, 548, A72
- Clark, J. S., Fender, R. P., Waters, L. B. F. M., et al. 1998, *MNRAS*, 299, L43
- Clark, J. S., Ritchie, B. W., & Negueruela, I. 2013, *A&A*, 560, A11
- Clark, J. S., Miroshnichenko, A. S., Larionov, V. M., et al. 2000, *A&A*, 356, 50
- Clyne, N., Akras, S., Steffen, W., et al. 2015, *A&A*, 582, A60
- Conti, P. S. 1976, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 447, *Be and shell stars; IAU Symposium 70*, ed. A. Slettebak & D. Reidel, 1
- Corradi, R. L. M. 2003, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 303, *Symbiotic Stars Probing Stellar Evolution*, ed. R. L. M. Corradi, J. Mikolajewska, & T. J. Mahoney, 393
- Corradi, R. L. M., Balick, B., & Santander-García, M. 2011, *A&A*, 529, A43
- Corradi, R. L. M., Brandi, E., Ferrer, O. E., & Schwarz, H. E. 1999a, *A&A*, 343, 841
- Corradi, R. L. M., Ferrer, O. E., Schwarz, H. E., Brandi, E., & García, L. 1999b, *A&A*, 348, 978
- Corradi, R. L. M., Livio, M., Balick, B., Munari, U., & Schwarz, H. E. 2001, *ApJ*, 553, 211
- Corradi, R. L. M., Rodríguez-Flores, E. R., Mampaso, A., et al. 2008, *A&A*, 480, 409
- Corradi, R. L. M., Valentini, M., Munari, U., et al. 2010, *A&A*, 509, A41
- Cox, N. L. J., Cami, J., Farhang, A., et al. 2017, *A&A*, 606, A76
- Cúneo, V. A., Kenyon, S. J., Gómez, M. N., et al. 2018, *MNRAS*, 479, 2728
- Curé, M. 2004, *ApJ*, 614, 929
- Curé, M., Rial, D. F., & Cidale, L. 2005, *A&A*, 437, 929
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, *VizieR Online Data Catalog*, 2246

- de Freitas Pacheco, J. A. 1998, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 233, B[e] stars, ed. A. M. Hubert & C. Jaschek, 221
- de Freitas Pacheco, J. A., Gilra, D. P., & Pottasch, S. R. 1982, *A&A*, 108, 111
- de Winter, D., & van den Ancker, M. E. 1997, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 121, 275
- de Winter, D., van den Ancker, M. E., Maira, A., et al. 2001, *A&A*, 380, 609
- de Winter, D., P. M. R. H. J. Y. T. P. S. 1990, 441
- Domiciano de Souza, A., & Carciofi, A. C. 2012, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 464, *Circumstellar Dynamics at High Resolution*, ed. A. C. Carciofi & T. Rivinius, 149
- Domiciano de Souza, A., Driebe, T., Chesneau, O., et al. 2007a, *A&A*, 464, 81
- Domiciano de Souza, A., Driebe, T., Chesneau, O., et al. 2007b, *A&A*, 464, 81
- Domiciano de Souza, A., Bendjoya, P., Niccolini, G., et al. 2011, *A&A*, 525, A22
- Downes, R. A., & Keyes, C. D. 1988, *AJ*, 96, 777
- Dullemond, C. P., & Dominik, C. 2004, *A&A*, 417, 159
- Eggen, O. J. 1978, *AJ*, 83, 288
- Esteban, C., & Fernandez, M. 1998, *MNRAS*, 298, 185
- Evans, C. J., & Howarth, I. D. 2003, *MNRAS*, 345, 1223
- Evans, C. J., Howarth, I. D., Irwin, M. J., Burnley, A. W., & Harries, T. J. 2004, *MNRAS*, 353, 601
- Faes, D. M. 2015, PhD thesis, IAG-Universidade de Sao Paulo (Brazil), Lagrange-Universite de Nice (France) <EMAIL>dmfaes@gmail.com</EMAIL>
- Fernandez, M., Ortiz, E., Eiroa, C., & Miranda, L. F. 1995, *A&AS*, 114, 439
- Finkenzeller, U., & Mundt, R. 1984, *A&AS*, 55, 109
- Fitzpatrick, E. L. 1999, *PASP*, 111, 63
- Flower, P. J. 1996, *ApJ*, 469, 355
- Foreman-Mackey, D., Hogg, D. W., Lang, D., & Goodman, J. 2013, *PASP*, 125, 306
- Frew, D. J., Bojičić, I. S., & Parker, Q. A. 2013, *MNRAS*, 431, 2
- Geisel, S. L. 1970, *ApJ*, 161, L105
- Georgy, C., Ekström, S., Granada, A., et al. 2013, *A&A*, 553, A24
- Girard, T. M., van Altena, W. F., Zacharias, N., et al. 2011, *AJ*, 142, 15
- Goodman, J., & Weare, J. 2010, *Communications in Applied Mathematics and Computational Science*, Vol. 5, No. 1, p. 65-80, 2010, 5, 65
- Gordon, K. D., Clayton, G. C., Misselt, K. A., Landolt, A. U., & Wolff, M. J. 2003, *ApJ*, 594, 279
- Gorny, S. K., Stasińska, G., & Tylenda, R. 1997, *A&A*, 318, 256
- Graczyk, D., Pietrzyński, G., Thompson, I. B., et al. 2014, *ApJ*, 780, 59
- Graus, A. S., Lamb, J. B., & Oey, M. S. 2012, *ApJ*, 759, 10
- Green, G. M., Schlafly, E. F., Finkbeiner, D., et al. 2018, *MNRAS*, 478, 651
- Gregorio-Hetem, J., Lepine, J. R. D., Quast, G. R., Torres, C. A. O., & de La Reza, R. 1992, *AJ*, 103, 549
- Gromadzki, M., Mikołajewska, J., & Soszyński, I. 2013, *Acta Astron.*, 63, 405
- Gullikson, K., Dodson-Robinson, S., & Kraus, A. 2014, *AJ*, 148, 53
- Gummersbach, C. A., Zickgraf, F.-J., & Wolf, B. 1995, *A&A*, 302, 409
- Gvaramadze, V. V., Kniazev, A. Y., & Fabrika, S. 2010, *MNRAS*, 405, 1047
- Hartmann, L., Jaffe, D., & Huchra, J. P. 1980, *ApJ*, 239, 905
- Henden, A. A., Levine, S., Terrell, D., & Welch, D. L. 2015, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 336.16
- Henize, K. G. 1956, *ApJS*, 2, 315
- Henize, K. G. 1967, *ApJS*, 14, 125
- Henize, K. G. 1976, *ApJS*, 30, 491
- Herbig, G. H. 1960, *ApJS*, 4, 337
- Herbig, G. H. 1993, *ApJ*, 407, 142
- Heydari-Malayeri, M. 1990, *A&A*, 234, 233

- Hillenbrand, L. A., Strom, S. E., Vrba, F. J., & Keene, J. 1992, *ApJ*, 397, 613
- Hofmann, K.-H., Balega, Y., Ikhsanov, N. R., Miroshnichenko, A. S., & Weigelt, G. 2002, *A&A*, 395, 891
- Hu, J. Y., de Winter, D., The, P. S., & Perez, M. R. 1990, *A&A*, 227, L17
- Humphreys, R. M., Gordon, M. S., Martin, J. C., Weis, K., & Hahn, D. 2017, *ApJ*, 836, 64
- Humphreys, R. M., & McElroy, D. B. 1984, *ApJ*, 284, 565
- Hynes, R. I., Clark, J. S., Barsukova, E. A., et al. 2002, *A&A*, 392, 991
- Hyung, S., & Aller, L. H. 1996, *MNRAS*, 278, 551
- Jeřábková, T., Korčáková, D., Miroshnichenko, A., et al. 2016, *A&A*, 586, A116
- Jorissen, A., Začs, L., Udry, S., Lindgren, H., & Musaev, F. A. 2005, *A&A*, 441, 1135
- Kamath, D., Van Winckel, H., & Wood, P. R. 2017, in *The B[e] Phenomenon: Forty Years of Studies*, Vol. 508, 255
- Kamath, D., Wood, P. R., & Van Winckel, H. 2014, *MNRAS*, 439, 2211
- Kamath, D., Wood, P. R., & Van Winckel, H. 2015, *MNRAS*, 454, 1468
- Karakas, A. I. 2011, in *Asymmetric Planetary Nebulae 5 Conference*, 144
- Keller, S. C., Wood, P. R., & Bessell, M. S. 1999, *A&AS*, 134, 489
- Kharchenko, N. V. 2001, *Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel*, 17, 409
- Khokhlov, S. A., Miroshnichenko, A. S., Mennickent, R., et al. 2017, *ApJ*, 835, 53
- Klochkova, V. G., & Chentsov, E. L. 2016, *Astrophysical Bulletin*, 71, 33
- Kohoutek, L., & Wehmeyer, R. 1999, *A&AS*, 134, 255
- Kondratyeva, L. 2011, *Information Bulletin on Variable Stars*, 5993, 1
- Kraus, M. 2009, *A&A*, 494, 253
- Kraus, M. 2017, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 508, *The B[e] Phenomenon: Forty Years of Studies*, ed. A. Miroshnichenko, S. Zharikov, D. Korčáková, & M. Wolf, 219
- Kraus, M., Borges Fernandes, M., & de Araújo, F. X. 2010, *A&A*, 517, A30
- Kraus, M., Borges Fernandes, M., de Araújo, F. X., & Lamers, H. J. G. L. M. 2005, *A&A*, 441, 289
- Kraus, M., Borges Fernandes, M., Kubát, J., & de Araújo, F. X. 2008, *A&A*, 487, 697
- Kraus, M., Cidale, L. S., Arias, M. L., Oksala, M. E., & Borges Fernandes, M. 2014, *ApJ*, 780, L10
- Kraus, M., Krügel, E., Thum, C., & Geballe, T. R. 2000, *A&A*, 362, 158
- Kraus, M., Oksala, M. E., Cidale, L. S., et al. 2015, *ApJ*, 800, L20
- Kraus, M., Oksala, M. E., Nickeler, D. H., et al. 2013, *A&A*, 549, A28
- Kraus, M., Cidale, L. S., Arias, M. L., et al. 2016, *A&A*, 593, A112
- Kraus, M., Liimets, T., Cappa, C. E., et al. 2017, *AJ*, 154, 186
- Krtička, J., Kurfürst, P., & Krtičková, I. 2015, *A&A*, 573, A20
- Krtičková, I., & Krtička, J. 2018, *MNRAS*, 477, 236
- Kukarkin, B. V., Kholopov, P. N., Kukarkina, N. P., & Perova, N. B. 1972, *Information Bulletin on Variable Stars*, 717, 1
- Kurfürst, P., Feldmeier, A., & Krtička, J. 2014, *A&A*, 569, A23
- Kurucz, R. L. 1993, *VizieR Online Data Catalog*, 6039
- Kučerová, B., Korčáková, D., Polster, J., et al. 2013, *A&A*, 554, A143
- Kwok, S. 1993, *ARA&A*, 31, 63
- Lachaume, R., Preibisch, T., Driebe, T., & Weigelt, G. 2007, *A&A*, 469, 587
- Lamers, H. J. G. L. M., & Cassinelli, J. P. 1999, *Introduction to Stellar Winds*, 452
- Lamers, H. J. G. L. M., & Morton, D. C. 1976, *ApJS*, 32, 715

- Lamers, H. J. G. L. M., Zickgraf, F.-J., de Winter, D., Houziaux, L., & Zorec, J. 1998, *A&A*, 340, 117
- Landaberry, S. J. C., Pereira, C. B., & de Araújo, F. X. 2001, *A&A*, 376, 917
- Langer, N., & Heger, A. 1998, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 233, B[e] stars, ed. A. M. Hubert & C. Jaschek, 235
- Leitherer, C., & Wolf, B. 1984, *A&A*, 132, 151
- Lennon, D. J. 1997, *A&A*, 317, 871
- Lennon, D. J., Dufton, P. L., & Fitzsimmons, A. 1993, *A&AS*, 97, 559
- Levato, H., Miroshnichenko, A. S., & Saffe, C. 2014, *A&A*, 568, A28
- Liermann, A., Kraus, M., Schnurr, O., & Fernandes, M. B. 2010, *MNRAS*, 408, L6
- Lindsay, E. M. 1961, *AJ*, 66, 169
- Lobel, A., Groh, J. H., Martayan, C., et al. 2013, *A&A*, 559, A16
- Lopes, D. F., Neto, A. D., & de Freitas Pacheco, J. A. 1992, *A&A*, 261, 482
- Lykou, F., Chesneau, O., Zijlstra, A. A., et al. 2011, *A&A*, 527, A105
- MacConnell, D. J. 1983, *rmxaa*, 8, 39
- Machado, M. A. D., & de Araújo, F. X. 2003, *A&A*, 409, 665
- Malkov, O. Y., Oblak, E., Snegireva, E. A., & Torra, J. 2006, *A&A*, 446, 785
- Manteiga, M., García-Hernández, D. A., Ulla, A., Manchado, A., & García-Lario, P. 2011, *AJ*, 141, 80
- Maravelias, G., Kraus, M., Cidale, L. S., et al. 2018, *MNRAS*, 480, 320
- Maravelias, G., Zezas, A., Antoniou, V., & Hatzidimitriou, D. 2014, *MNRAS*, 438, 2005
- Marchiano, P., Brandi, E., Muratore, M. F., et al. 2012, *A&A*, 540, A91
- Marston, A. P., & McCollum, B. 2008, *A&A*, 477, 193
- Martayan, C., Baade, D., & Fabregat, J. 2010, *A&A*, 509, A11
- Massey, P. 2002, *ApJS*, 141, 81
- Massey, P., Neugent, K. F., & Smart, B. M. 2016, *AJ*, 152, 62
- Massey, P., Parker, J. W., & Garmany, C. D. 1989, *AJ*, 98, 1305
- Mathis, J. S., Rimpl, W., & Nordsieck, K. H. 1977, *ApJ*, 217, 425
- McGregor, P. J., Hyland, A. R., & Hillier, D. J. 1988a, *ApJ*, 324, 1071
- McGregor, P. J., Hyland, A. R., & Hillier, D. J. 1988b, *ApJ*, 324, 1071
- Meeus, G., Waters, L. B. F. M., Bouwman, J., et al. 2001, *A&A*, 365, 476
- Mehner, A., de Wit, W. J., Groh, J. H., et al. 2016, *A&A*, 585, A81
- Meilland, A., Kanaan, S., Borges Fernandes, M., et al. 2010, *A&A*, 512, A73
- Merrill, P. W., & Burwell, C. G. 1950, *ApJ*, 112, 72
- Meyer, B. S. 1994, *ARA&A*, 32, 153
- Meyssonier, N., & Azzopardi, M. 1993, *A&AS*, 102, 451
- Mikolajewska, J. 2002, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- Mikolajewska, J., Acker, A., & Stenholm, B. 1997, *A&A*, 327, 191
- Millour, F., Meilland, A., Chesneau, O., et al. 2011, *A&A*, 526, A107
- Miroshnichenko, A., & Corporon, P. 1999, *A&A*, 349, 126
- Miroshnichenko, A. S. 1996, *A&A*, 312, 941
- Miroshnichenko, A. S. 2007, *ApJ*, 667, 497
- Miroshnichenko, A. S., Bjorkman, K. S., Grosso, M., et al. 2005, *A&A*, 436, 653
- Miroshnichenko, A. S., Fremat, Y., Houziaux, L., et al. 1998, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 131, 469
- Miroshnichenko, A. S., Gray, R. O., Vieira, S. L. A., Kuratov, K. S., & Bergner, Y. K. 1999, *A&A*, 347, 137
- Miroshnichenko, A. S., Klochkova, V. G., Bjorkman, K. S., & Panchuk, V. E. 2002, *A&A*, 390, 627
- Miroshnichenko, A. S., Levato, H., Bjorkman, K. S., & Grosso, M. 2003, *A&A*, 406, 673

- Miroshnichenko, A. S., Zharikov, S. V., Manset, N., Rossi, C., & Polcaro, V. F. 2013, *Central European Astrophysical Bulletin*, 37, 57
- Miroshnichenko, A. S., Levato, H., Bjorkman, K. S., et al. 2004, *A&A*, 417, 731
- Miroshnichenko, A. S., Manset, N., Kusakina, A. V., et al. 2007, *ApJ*, 671, 828
- Miroshnichenko, A. S., Chentsov, E. L., Klochkova, V. G., et al. 2009, *ApJ*, 700, 209
- Miroshnichenko, A. S., Zharikov, S. V., Danford, S., et al. 2015, *ApJ*, 809, 129
- Miszalski, B., Acker, A., Moffat, A. F. J., Parker, Q. A., & Udalski, A. 2009, *A&A*, 496, 813
- Miszalski, B., & Mikołajewska, J. 2014, *MNRAS*, 440, 1410
- Moore, C. E. 1945, *Contributions from the Princeton University Observatory*, 21
- Moreno, H., Gutiérrez-Moreno, A., Torres, C., & Wendroth, E. 1987, *rmxaa*, 14, 520
- Mottram, J. C., Hoare, M. G., Lumsden, S. L., et al. 2007, *A&A*, 476, 1019
- Munari, U., Yudin, B. F., Kolotilov, E. A., & Gilmore, A. C. 1995, *AJ*, 109, 1740
- Muratorio, G., & Friedjung, M. 1988, *A&A*, 190, 103
- Nota, A., Sirianni, M., Sabbi, E., et al. 2006, *ApJ*, 640, L29
- Oksala, M. E., Kraus, M., Cidale, L. S., Muratore, M. F., & Borges Fernandes, M. 2013, *A&A*, 558, A17
- Orsatti, A. M. 1992, *AJ*, 104, 590
- Oudmaijer, R. D. 2017, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 508, *The B[e] Phenomenon: Forty Years of Studies*, ed. A. Miroshnichenko, S. Zharikov, D. Korčáková, & M. Wolf, 175
- Oudmaijer, R. D., Baines, D., Porter, J. M., & Pozzo, M. 2006, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 355, *Stars with the B[e] Phenomenon*, ed. M. Kraus & A. S. Miroshnichenko, 99
- Oudmaijer, R. D., Proga, D., Drew, J. E., & de Winter, D. 1998, *MNRAS*, 300, 170
- Owocki, S. P., Cranmer, S. R., & Blondin, J. M. 1994, *ApJ*, 424, 887
- Owocki, S. P., Cranmer, S. R., & Gayley, K. G. 1996, *ApJ*, 472, L115
- Palla, F., & Stahler, S. W. 1993, *ApJ*, 418, 414
- Parthasarathy, M., & Pottasch, S. R. 1989, *A&A*, 225, 521
- Parthasarathy, M., Vijapurkar, J., & Drilling, J. S. 2000, *A&AS*, 145, 269
- Paul, K. T., Subramaniam, A., Mathew, B., & Shruthi, S. B. 2017, *New A*, 56, 28
- Peeters, E., Hony, S., Van Kerckhoven, C., et al. 2002, *A&A*, 390, 1089
- Pereira, C. B., Landaberry, S. J. C., & de Araújo, F. X. 2003, *A&A*, 402, 693
- Pereira, C. B., Marcolino, W. L. F., Machado, M., & de Araújo, F. X. 2008, *A&A*, 477, 877
- Perek, L., & Kohoutek, L. 1967, *Catalogue of Galactic Planetary Nebulae*
- Petrov, P. P. 2003, *Astrophysics*, 46, 506
- Podsiadlowski, P., Morris, T. S., & Ivanova, N. 2006, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 355, *Stars with the B[e] Phenomenon*, ed. M. Kraus & A. S. Miroshnichenko, 259
- Poekert, R., & Marlborough, J. M. 1979, *ApJ*, 233, 259
- Poellitsch, G. F. 1981, *A&A*, 97, 175
- Pojmanski, G. 2002, *Acta Astron.*, 52, 397
- Polster, J., Korčáková, D., Votruba, V., et al. 2012, *A&A*, 542, A57
- Ramírez-Tannus, M. C., Cox, N. L. J., Kaper, L., & de Koter, A. 2018, *ArXiv e-prints*
- Reed, B. C. 1998, *ApJS*, 115, 271
- Reed, B. C. 2003, *AJ*, 125, 2531
- Reipurth, B., Pedrosa, A., & Lago, M. T. V. T. 1996, *A&AS*, 120, 229
- Riera, A., Garcia-Lario, P., Manchado, A., Pottasch, S. R., & Raga, A. C. 1995, *A&A*, 302, 137
- Rivinius, T., Carciofi, A. C., & Martayan, C. 2013, *A&A Rev.*, 21, 69
- Rodríguez-Flores, E. R. 2012
- Sabbi, E., Sirianni, M., Nota, A., et al. 2007, *AJ*, 133, 2430

- Sahai, R., & Trauger, J. T. 1998, *AJ*, 116, 1357
- Santander-García, M., Corradi, R. L. M., Mampaso, A., et al. 2008, *A&A*, 485, 117
- Santander-García, M., Corradi, R. L. M., Whitelock, P. A., et al. 2007, *A&A*, 465, 481
- Sartori, M. J., Gregorio-Hetem, J., Rodrigues, C. V., Hetem, Annibal, J., & Batalha, C. 2010, *AJ*, 139, 27
- Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A., & Schaller, G. 1993, *A&AS*, 98, 523
- Schlafly, E. F., & Finkbeiner, D. P. 2011, *ApJ*, 737, 103
- Schmid, H. M., Dumm, T., Murset, U., et al. 1998, *A&A*, 329, 986
- Schmidt-Kaler, T. 1982
- Sekeráš, M., & Skopal, A. 2014, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, 43, 480
- Seriacopi, D. B. 2015, Master's thesis, IAG-USP
- Sestito, F., Shore, S. N., Korčáková, D., Miroshnichenko, A. S., & Zharikov, S. V. 2017, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 508, *The B[e] Phenomenon: Forty Years of Studies*, ed. A. Miroshnichenko, S. Zharikov, D. Korčáková, & M. Wolf, 401
- Sholukhova, O., Bizyaev, D., Fabrika, S., et al. 2015, *MNRAS*, 447, 2459
- Soker, N. 1990, *AJ*, 99, 1869
- Soker, N. 2004, *MNRAS*, 350, 1366
- Soszyński, I., Udalski, A., Szymański, M. K., et al. 2009a, *Acta Astron.*, 59, 239
- Soszyński, I., Udalski, A., Szymański, M. K., et al. 2009b, *Acta Astron.*, 59, 239
- Souza, T. B. 2015, Master's thesis, Observatorio Nacional, Brazil. http://www.on.br/conteudo/dppg_e_iniciacao/dppg/ferramenta_teses/teses/ASTRONOMIA/
- Space Telescope Science Institute. 2012, *Specview: 1-D spectral visualization and analysis of astronomical spectrograms*, *Astrophysics Source Code Library*. <http://adsabs.harvard.edu/abs/2012ascl.soft10016S>
- Stahl, O., Wolf, B., Zickgraf, F.-J., et al. 1983, *A&A*, 120, 287
- Stenholm, B., & Acker, A. 1987, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 68, 51
- Stephenson, C. B. 1986, *ApJ*, 300, 779
- Stephenson, C. B., & Sanduleak, N. 1977, *ApJS*, 33, 459
- Sterken, C., van Genderen, A. M., Plummer, A., & Jones, A. F. 2008, *A&A*, 484, 463
- Stock, J., Osborn, W., & Ibanez, M. 1976, *A&AS*, 24, 35
- Strohmeier, W., Ott, H., & Schoffel, E. 1968, *Information Bulletin on Variable Stars*, 261, 1
- Swings, J. P., & Andrillat, Y. 1979, *A&A*, 74, 85
- Szczerba, R., & Marten, H. 1993, in *European Southern Observatory Conference and Workshop Proceedings*, Vol. 46, *European Southern Observatory Conference and Workshop Proceedings*, ed. H. E. Schwarz, 90
- Thackeray, A. D. 1967, *MNRAS*, 135, 51
- The, P.-S. 1962, *Contributions from the Bosscha Observatory*, 17, 0
- The, P. S., de Winter, D., & Perez, M. R. 1994, *A&AS*, 104, 315
- Thiébaud, E. 2008, in *Proc. SPIE*, Vol. 7013, *Optical and Infrared Interferometry*, 70131I
- Tisserand, P., Clayton, G. C., Welch, D. L., et al. 2013, *A&A*, 551, A77
- Torres, A. F., Kraus, M., Cidale, L. S., et al. 2012, *MNRAS*, 427, L80
- Torres, C. A. O., Quast, G., de La Reza, R., Gregorio-Hetem, J., & Lepine, J. R. D. 1995, *AJ*, 109, 2146
- Udalski, A., Pietrzyński, G., Woźniak, P., et al. 1998, *ApJ*, 509, L25
- Udalski, A., Szymanski, M., Kubiak, M., et al. 1999, *Acta Astron.*, 49, 201
- van de Steene, G. C., & Zijlstra, A. A. 1994, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 108, 485
- van den Ancker, M. E., de Winter, D., & Tjin A Djie, H. R. E. 1998, *A&A*, 330, 145
- van Winckel, H. 2003, *ARA&A*, 41, 391
- Vieira, R. G., Gregorio-Hetem, J., Hetem, A., Stasińska, G., & Szczerba, R. 2011, *A&A*, 526, A24

- Vieira, S. L. A., Corradi, W. J. B., Alencar, S. H. P., et al. 2003, *AJ*, 126, 2971
- Viotti, R. 1976, *ApJ*, 204, 293
- Wackerling, L. R. 1970, *MNRAS*, 73, 153
- Wallerstein, G., Gilroy, K. K., Willson, L. A., & Garnavich, P. 1993, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 105, 859
- Wang, Y., Weigelt, G., Kreplin, A., et al. 2012, *A&A*, 545, L10
- Waters, L. B. F. M., & Waelkens, C. 1998, *ARA&A*, 36, 233
- Weaver, W. B. 1974, *ApJ*, 189, 263
- Webster, L. B. 1966, *pasp*, 78, 136
- Wehres, N., Ochsendorf, B. B., Tielens, A. G. G. M., et al. 2017, *A&A*, 601, A69
- Wheelwright, H. E., de Wit, W. J., Oudmaijer, R. D., & Vink, J. S. 2012a, *A&A*, 538, A6
- Wheelwright, H. E., de Wit, W. J., Weigelt, G., Oudmaijer, R. D., & Ilee, J. D. 2012b, *A&A*, 543, A77
- Whelan, D. G., Leboutteiller, V., Galliano, F., et al. 2013, *ApJ*, 771, 16
- Whitney, B. A., Wood, K., Bjorkman, J. E., & Cohen, M. 2003a, *ApJ*, 598, 1079
- Whitney, B. A., Wood, K., Bjorkman, J. E., & Wolff, M. J. 2003b, *ApJ*, 591, 1049
- Whitney, B. A., Sewilo, M., Indebetouw, R., et al. 2008, *AJ*, 136, 18
- Winkler, H., & Wolf, B. 1989, *A&A*, 219, 151
- Wisniewski, J. P., Bjorkman, K. S., Bjorkman, J. E., & Clampin, M. 2007, *ApJ*, 670, 1331
- Wolf, B., & Stahl, O. 1985, *A&A*, 148, 412
- Zacharias, N., Monet, D. G., Levine, S. E., et al. 2004, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 48.15
- Zamanov, R. K., Bode, M. F., Melo, C. H. F., et al. 2006, *MNRAS*, 365, 1215
- Zaritsky, D., Harris, J., Thompson, I. B., & Grebel, E. K. 2004, *AJ*, 128, 1606
- Zaritsky, D., Harris, J., Thompson, I. B., Grebel, E. K., & Massey, P. 2002, *AJ*, 123, 855
- Zickgraf, F. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 214, *IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars*, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 26
- Zickgraf, F.-J. 1998, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 233, *B[e] stars*, ed. A. M. Hubert & C. Jaschek, 1
- Zickgraf, F. J. 2001, *A&A*, 375, 122
- Zickgraf, F. J. 2003, *A&A*, 408, 257
- Zickgraf, F.-J. 2006, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 355, *Stars with the B[e] Phenomenon*, ed. M. Kraus & A. S. Miroshnichenko, 135
- Zickgraf, F.-J., Humphreys, R. M., Lamers, H. J. G. L. M., et al. 1996a, *A&A*, 315, 510
- Zickgraf, F.-J., Kovacs, J., Wolf, B., et al. 1996b, *A&A*, 309, 505
- Zickgraf, F.-J., Stahl, O., & Wolf, B. 1992, *A&A*, 260, 205
- Zickgraf, F.-J., Wolf, B., Leitherer, C., Appenzeller, I., & Stahl, O. 1986, *A&A*, 163, 119
- Zickgraf, F.-J., Wolf, B., Stahl, O., & Humphreys, R. M. 1989, *A&A*, 220, 206
- Zickgraf, F.-J., Wolf, B., Stahl, O., Leitherer, C., & Klare, G. 1985, *A&A*, 143, 421
- Zickgraf, F. J., Wolf, B., Viotti, R., et al. 1982, in *ESA Special Publication*, Vol. 176, *Third European IUE Conference*, ed. E. Rolfe & A. Heck