

Julio Cesar Neves Campagnolo



**Observatório  
Nacional**

Programa de Pós-Graduação

Observatório Nacional

Ministério da Ciência, Tecnologia e Inovação

**Estudo dos Parâmetros Físicos de Estrelas  
Variáveis Azuis Luminosas**

**Orientador: Prof. Dr. Marcelo Borges Fernandes**

**Rio de Janeiro**

**Março de 2014**



Julio Cesar Neves Campagnolo

# **Estudo dos Parâmetros Físicos de Estrelas Variáveis Azuis Luminosas**

Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Astronomia do Observatório Nacional, como requisito para a obtenção do grau de Mestre em Astronomia.

Programa de Pós-Graduação

Observatório Nacional

Ministério da Ciência, Tecnologia e Inovação

Orientador: Prof. Dr. Marcelo Borges Fernandes

Rio de Janeiro

Março de 2014



# Agradecimentos

Primeiramente, gostaria de agradecer ao Dr. Marcelo Borges Fernandes pela disponibilidade, paciência e dedicação no decorrer de todo o trabalho nesta tese.

A todos os colegas da Pós Graduação pelos momentos de alegria e pelas incontáveis ajudas durante este mestrado.

Aos professores Dr. José Groh, Dr. Cyril Escolano e Dr. Wagner Marcolino pela ajuda na utilização do código CMFGEN.

À professora Dra. Simone Daflon e ao colega Msc. Gustavo Bragança pela ajuda na utilização do código Synplot.

Aos professores que de uma forma ou outra contribuíram com minha formação nesta instituição.

Ao professor Jaime Rocha por todo o apoio dado e que possibilitou minha estadia aqui no Rio de Janeiro e, sobretudo, pela sua contribuição em minha formação como pessoa, como educador e como pesquisador através dos tantos anos de convivência.

Aos colegas que por tantos anos atuaram comigo no CCD, em especial Bruno, Charles, Victória, Alexandre, Felipes, Rafaeis, Thomas, Hugo, Fabrício, Gustavo, Otávio, Pedro, Vitor, Julio e Daniel, pelas boas experiências que esta época me proporcionou.

Ao pessoal do Clube de Astronomia Edmond Halley pelo belíssimo trabalho de divulgação científica realizado, pela amizade e pela consideração.

A todos os amigos que não citei acima pelos bons e nem tão bons momentos compartilhados.

Ao CNPq pelo apoio financeiro dado durante todo o mestrado.

E principalmente a meus pais, pois sem o apoio deles nada disso estaria se realizando.



*“A idéia de que a ciência pode e deve ser governada de acordo com regras fixas e universais é simultaneamente não-realista e perniciosa (...) pois negligencia as complexas condições físicas e históricas que influenciam a mudança científica. Ela torna a ciência menos adaptável e mais dogmática...”*

Paul Feyerabend



# Sumário

<b>1</b>	<b>INTRODUÇÃO</b>	<b>23</b>
<b>2</b>	<b>VARIÁVEIS AZUIS LUMINOSAS</b>	<b>27</b>
<b>2.1</b>	<b>Principais LBVs</b>	<b>28</b>
2.1.1	$\eta$ Carinae	28
2.1.2	P Cygni	29
2.1.3	AG Carinae	29
2.1.4	HR Carinae	30
<b>2.2</b>	<b>Características Observacionais</b>	<b>30</b>
<b>2.3</b>	<b>Características Físicas</b>	<b>32</b>
2.3.1	Luminosidade	32
2.3.2	Ventos e Taxa de Perda de Massa	33
2.3.3	Massa	34
2.3.4	Composição Química do Objeto Central e Envoltórias	34
2.3.5	Velocidade de Rotação	35
<b>2.4</b>	<b>Candidatas a LBV (LBVc)</b>	<b>36</b>
<b>2.5</b>	<b>Explicações Físicas para a Instabilidade das LBVs</b>	<b>37</b>
2.5.1	Pressão de Radiação e Rotação	37
2.5.2	Pressão de Turbulência	38
2.5.3	Dinâmica e Vibrações	39
2.5.4	Binaridade	40
<b>2.6</b>	<b>LBVs e Progenitores de Supernova</b>	<b>40</b>
<b>3</b>	<b>AMOSTRA DE OBJETOS</b>	<b>43</b>
<b>3.1</b>	<b>LHA 115-S 52 (S52)</b>	<b>43</b>
<b>3.2</b>	<b>LHA 120-S 30 (S30)</b>	<b>44</b>
<b>3.3</b>	<b>LHA 120-S 61 (S61)</b>	<b>46</b>
<b>3.4</b>	<b>LHA 120-S 96 (S96, S Dor)</b>	<b>48</b>
<b>3.5</b>	<b>LHA 120-S 116 (S116)</b>	<b>50</b>
<b>3.6</b>	<b>LHA 120-S 155 (S155)</b>	<b>51</b>
<b>4</b>	<b>OBSERVAÇÕES</b>	<b>53</b>
<b>4.1</b>	<b>Dados Espectrais</b>	<b>53</b>
<b>4.2</b>	<b>Dados Fotométricos</b>	<b>54</b>
<b>5</b>	<b>METODOLOGIA</b>	<b>57</b>

<b>5.1</b>	<b>Atlas Espectrais</b>	<b>57</b>
<b>5.2</b>	<b>Variações Temporais: SEDs, Espectros e Curvas de Luz</b>	<b>58</b>
<b>5.3</b>	<b>SED no Infravermelho e Envoltórias de Poeira</b>	<b>59</b>
<b>5.4</b>	<b>Velocidade de Rotação</b>	<b>59</b>
<b>5.5</b>	<b>Modelagem com o CMFGEN</b>	<b>60</b>
<b>6</b>	<b>RESULTADOS</b>	<b>63</b>
<b>6.1</b>	<b>LHA 115-S 52 (S52)</b>	<b>63</b>
6.1.1	Curva de Luz	63
6.1.2	Atlas Espectral	65
6.1.3	Variações Espectroscópicas	68
6.1.4	Modelagem com o CMFGEN	71
<b>6.2</b>	<b>LHA 120-S 30</b>	<b>71</b>
6.2.1	Curva de Luz	71
6.2.2	Atlas Espectral	74
6.2.3	Variações Espectroscópicas	76
6.2.4	Modelagem com o CMFGEN	76
<b>6.3</b>	<b>LHA 120-S 61</b>	<b>78</b>
6.3.1	Curva de Luz	78
6.3.2	Atlas Espectral	79
6.3.3	Variações Espectroscópicas	82
6.3.4	Modelagem com o CMFGEN	84
<b>6.4</b>	<b>LHA 120-S 96</b>	<b>85</b>
6.4.1	Curva de Luz	85
6.4.2	Atlas Espectral	86
6.4.3	Variações Espectroscópicas	88
6.4.4	Modelagem com o CMFGEN	93
<b>6.5</b>	<b>LHA 120-S 116</b>	<b>93</b>
6.5.1	Curva de Luz	93
6.5.2	Atlas Espectral	94
6.5.3	Variações Espectroscópicas	96
6.5.4	Modelagem com o CMFGEN	99
<b>6.6</b>	<b>LHA 120-S 155</b>	<b>102</b>
6.6.1	Curva de Luz	102
6.6.2	Atlas Espectral	102
6.6.3	Variações Espectroscópicas	105
6.6.4	Modelagem com o CMFGEN	108
<b>6.7</b>	<b>Outros Resultados</b>	<b>110</b>
6.7.1	Velocidade de Rotação	110
6.7.2	Envoltórias de Poeira	111

<b>7</b>	<b>DISCUSSÃO DOS RESULTADOS . . . . .</b>	<b>115</b>
<b>7.1</b>	<b>Classificação dos Objetos e Erupções . . . . .</b>	<b>115</b>
<b>7.2</b>	<b>Objetos no Diagrama HR e Determinação das Massas . . . . .</b>	<b>116</b>
<b>7.3</b>	<b>Cenário Físico dos Objetos e Parâmetros Determinados . . . . .</b>	<b>118</b>
<b>8</b>	<b>CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS . . . . .</b>	<b>123</b>
	<b>APÊNDICE A – EVOLUÇÃO DAS ESTRELAS DE ALTA MASSA</b>	<b>125</b>
<b>A.1</b>	<b>Parâmetros que Influenciam na Evolução de Estrelas de Alta Massa</b>	<b>125</b>
A.1.1	Perda de Massa . . . . .	125
A.1.2	Metalicidade . . . . .	126
A.1.3	Rotação . . . . .	127
<b>A.2</b>	<b>Principais Fases Evolutivas . . . . .</b>	<b>128</b>
A.2.1	Evolução Pré-Sequência Principal . . . . .	128
A.2.2	Evolução na SP . . . . .	129
A.2.3	Evolução Pós-SP . . . . .	129
<b>A.3</b>	<b>Trajetórias Evolutivas . . . . .</b>	<b>133</b>
	<b>APÊNDICE B – ATLAS ESPECTRAIS . . . . .</b>	<b>137</b>
	<b>APÊNDICE C – MEDIDAS FOTOMÉTRICAS . . . . .</b>	<b>159</b>
	<b>Referências . . . . .</b>	<b>173</b>



# Lista de ilustrações

Figura 1 – Diagrama HR esquemático com as fases eruptivas de LBVs. . . . .	27
Figura 2 – Curva de luz de $\eta$ Car . . . . .	29
Figura 3 – Diagrama HR com a faixa de instabilidade para as LBVs ajustada por Groh et al. (2009). Nesta faixa, as estrelas estão em velocidades muito próximas da velocidade crítica e ela é bem próxima da faixa em que as LBVs se encontram durante a quiescência. . . . .	36
Figura 4 – Variações espectroscópicas nas linhas $H\gamma$ e $He\text{I } \lambda\lambda 4471$ (Stahl et al., 1985). . . . .	45
Figura 5 – Nebulosa em torno da estrela S61 vista no filtro em $H\alpha$ (Weis, 2003). . . . .	47
Figura 6 – Linha de $H\alpha$ e linhas proibidas do $[\text{N II}]$ próximas (Weis, 2003). . . . .	48
Figura 7 – Curva de luz histórica de S Dor na banda $V$ , reproduzida de van Genderen et al. (1997). A linha cheia representa a curva de luz observada total, que é uma composição de variações de 2 períodos, sendo o período mais longo (variações moderadas) representado pela curva pontilhada. As anotações são relacionadas às referências dos dados e detalhes adicionais, cujas explicações podem ser encontradas no artigo original. . . . .	50
Figura 8 – Curva de luz da estrela LHA 115-S 52 nas bandas U, B, V e I. . . . .	64
Figura 9 – Curva de luz da estrela LHA 115-S 52 na banda V com os dados do ASAS apenas. . . . .	64
Figura 10 – Linhas da série de Balmer da estrela LHA 115-S 52. A linha cheia representa o espectro de 2005 e a linha tracejada o espectro de 2007. . . . .	65
Figura 11 – Linhas da série de Paschen da estrela LHA 115-S 52. A linha cheia representa o espectro de 2005 e a linha tracejada o espectro de 2007. . . . .	66
Figura 12 – Linhas do $He\text{ I}$ , multipletos (m) 11 e 14, da estrela LHA 115-S 52. A linha cheia representa o espectro de 2005 e a linha tracejada o espectro de 2007. . . . .	66
Figura 13 – Linhas do $Fe\text{ II}$ da estrela LHA 115-S 52 sendo o gráfico de baixo a linha em $\lambda\lambda 4549.5$ e o de cima as linhas em $\lambda\lambda 4515.3$ , $\lambda\lambda 4520.2$ e $\lambda\lambda 4522.6$ . A linha cheia representa o espectro de 2005 e a linha tracejada o espectro de 2007. . . . .	67
Figura 14 – Linhas do $Ti\text{ II } \lambda\lambda 4468.5$ , $Mg\text{ II } \lambda\lambda 4481.5$ , $Si\text{ II } \lambda\lambda 5056.4$ e $Cr\text{ II } \lambda\lambda 5237.3$ da estrela LHA 115-S 52. A linha cheia representa o espectro de 2005 e a linha tracejada o espectro de 2007. . . . .	67
Figura 15 – Linhas $H\alpha$ e $H\beta$ da estrela LHA 115-S 52 observadas em diferentes datas entre 2000 e 2008. . . . .	69

Figura 16 – Região do espectro da estrela LHA 115-S 52 entre 4440 e 4495 Å em 4 épocas diferentes: 2002, 2005, 2007 e 2008. A identificação das linhas é baseada no espectro de 2005. . . . .	69
Figura 17 – Região espectral entre 4410 e 4610 Å para as estrelas LHA 120-S 52 (R40), R45 e R76, sendo a S52 mostrada em duas épocas diferentes (Szeifert et al., 1993). . . . .	70
Figura 18 – Ajustes dos modelos do CMFGEN para a estrela LHA 115-S 52 nas épocas de 1960-1980 e 2005. . . . .	72
Figura 19 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 30 nas bandas B, V, e I. . . . .	73
Figura 20 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 30 na banda V com os dados do ASAS apenas. . . . .	73
Figura 21 – Linhas da série de Balmer da estrela LHA 120-S 30. . . . .	74
Figura 22 – Linhas da série de Paschen da estrela LHA 120-S 30. . . . .	75
Figura 23 – Linhas do He I $\lambda\lambda 4472.7$ e $\lambda\lambda 5875.6$ da estrela LHA 120-S 30. . . . .	75
Figura 24 – Linha do He II $\lambda\lambda 4685.7$ da estrela LHA 120-S 30. . . . .	75
Figura 25 – Linha $H\alpha$ da estrela LHA 120-S 30 (Weis, 2003). . . . .	76
Figura 26 – Atlas espectral da estrela LHA 120-S 30 retirado de Stahl et al. (1985). . . . .	77
Figura 27 – Modelo do CMFGEN melhor ajustado para a SED da estrela LHA 120-S 30. A linha cheia representa o modelo com $T_{eff} = 34000$ K, $\dot{M} = 2 \times 10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$ e $v_{\infty} = 1000$ km/s. . . . .	78
Figura 28 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 61 nas bandas V e I. . . . .	79
Figura 29 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 61 na banda V com os dados do ASAS apenas. . . . .	79
Figura 30 – Linhas da série de Balmer da estrela LHA 120-S 61. . . . .	80
Figura 31 – As linhas de $H\alpha$ e do [N II] da estrela LHA 120-S 61. . . . .	81
Figura 32 – Linhas do [S II] da estrela LHA 120-S 61. . . . .	81
Figura 33 – Linhas do He I da estrela LHA 120-S 61. . . . .	81
Figura 34 – Linhas do N II e Al III da estrela LHA 120-S 61. . . . .	82
Figura 35 – Região em torno da linha $H\delta$ da estrela LHA 120-S 61, onde aparecem algumas linhas de elementos de alto potencial de ionização, como Si IV e N III. . . . .	82
Figura 36 – Regiões espectrais 6530-6610 e 6660-6750 Å (Pasquali et al., 1997a). Os espectros foram obtidos com a fenda em diferentes posições na nebulosa circunstelar, sendo a posição da fenda indicada no canto superior esquerdo dos espectros da primeira coluna. Para a identificação das linhas, consultar a figura 37. . . . .	83
Figura 37 – Regiões espectrais 6530-6610 e 6660-6750 Å da estrela LHA 120-S 61 em nossos espectros FEROS. . . . .	83

Figura 38 – Modelo do CMFGEN melhor ajustado para a SED da estrela LHA 120-S 61. A linha cheia representa o modelo com $T_{eff} = 40000$ K, $\dot{M} = 1 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{ano}$ e $v_{\infty} = 400$ km/s. . . . .	84
Figura 39 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 96 (S Dor) nas bandas U, B, V, R e I.	85
Figura 40 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 96 (S Dor) na banda V com os dados do ASAS apenas. . . . .	86
Figura 41 – Linhas da série de Balmer da estrela LHA 120-S 96. . . . .	87
Figura 42 – Linhas da série de Paschen da estrela LHA 120-S 96. . . . .	87
Figura 43 – Linhas do Fe II da estrela LHA 120-S 96. . . . .	88
Figura 44 – Linhas do Ti II, do Si II e do Cr II da estrela LHA 120-S 96. . . . .	89
Figura 45 – Linhas do Ca II da estrela LHA 120-S 96. . . . .	89
Figura 46 – Linhas do Ni I da estrela LHA 120-S 96. . . . .	90
Figura 47 – Região espectral em torno da linha $H\alpha$ da estrela LHA 120-S 96, mostrando as duas linhas do [N II] (m1F) encontradas. . . . .	90
Figura 48 – Evolução temporal do espectro da estrela LHA 120-S 96 entre 1996 e 1999, comparando o espectro de 1999 com o espectro da estrela Var B durante uma erupção (Massey, 2000). . . . .	91
Figura 49 – Linhas $H\alpha$ e $H\beta$ da estrela LHA 120-S 96 observadas entre 2002 e 2008.	92
Figura 50 – Região espectral entre 4425 e 4485 Å da estrela LHA 120-S 96 observadas em 2002 e 2008. . . . .	92
Figura 51 – Modelo do CMFGEN melhor ajustado para a SED da estrela S Dor datada nas proximidades de 2005. A linha cheia representa o modelo com $T_{eff} = 9000$ K, $\dot{M} = 1 \times 10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$ e $v_{\infty} = 150$ km/s. . . . .	93
Figura 52 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 116 nas bandas U, B, V e I. . . . .	94
Figura 53 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 116 na banda V com os dados do ASAS apenas. . . . .	95
Figura 54 – Linhas proibidas encontradas na estrela LHA 120-S 116. . . . .	95
Figura 55 – Linhas da série de Balmer da estrela LHA 120-S 116. . . . .	96
Figura 56 – Linhas da série de Paschen da estrela LHA 120-S 116. . . . .	96
Figura 57 – Linhas do Fe II da estrela LHA 120-S 116. . . . .	97
Figura 58 – Linhas do Cr II da estrela LHA 120-S 116. . . . .	97
Figura 59 – Linhas do He I da estrela LHA 120-S 116. . . . .	98
Figura 60 – Linhas do Si II e Mg II da estrela LHA 120-S 116. . . . .	98
Figura 61 – Linhas $H\alpha$ e $H\beta$ da estrela LHA 120-S 116 observadas em 2005 e 2007.	99
Figura 62 – Linhas do Fe II na região espectral entre 4505 e 4525 Å da estrela LHA 120-S 116 observadas em 2005 e 2007. . . . .	100
Figura 63 – Região espectral entre 4450 e 4495 Å da estrela LHA 120-S 116 observada em 2005 e 2007. . . . .	100

Figura 64 – Modelos do CMFGEN com melhor ajuste para a SED da estrela LHA 120-S 116 nas épocas de 1980-1984 e 2000-2005. Ambas as SEDs foram ajustadas com $T_{eff} = 14000$ K, $\dot{M} = 5 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{ano}$ e $v_{\infty} = 100$ km/s.	101
Figura 65 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 155 nas bandas U, B, V, R e I.	103
Figura 66 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 155 na banda V com os dados do ASAS apenas.	104
Figura 67 – Linhas da série de Balmer da estrela LHA 120-S 155.	104
Figura 68 – Linhas da série de Paschen da estrela LHA 120-S 155.	104
Figura 69 – Linhas do He I da estrela LHA 120-S 155.	105
Figura 70 – Linhas de metais observadas no espectro da estrela LHA 120-S 155.	106
Figura 71 – Linhas de emissão proibidas do [Fe II] e do [Ni II] da estrela LHA 120-S 155.	106
Figura 72 – Linhas $H\alpha$ e $H\beta$ da estrela LHA 120-S 155 observadas entre 2002 e 2012.	107
Figura 73 – Região espectral entre 4410 Å e 4495 Å da estrela LHA 120-S 155 observada entre 2002 e 2012.	108
Figura 74 – Região espectral próxima à linha de $H\beta$ entre 4810 Å e 4910 Å da estrela LHA 120-S 155 observada entre 2002 e 2012.	109
Figura 75 – Modelos do CMFGEN com melhor ajuste para a SED da estrela LHA 120-S 155 entre 1990 e 2005. A linha cheia representa o modelo com $T_{eff} = 14000$ K, $\dot{M} = 1 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{ano}$ e $v_{\infty} = 150$ km/s.	109
Figura 76 – Determinação da velocidade de rotação projetada ( $v \sin i$ ) através de ajuste de perfis gerados pelo código Synplot para as estrelas LHA 120-S 61 e LHA 120-S 155.	110
Figura 77 – SEDs obtidas através de fotometria de diversos catálogos e de espectros IRS/Spitzer e SWS/ISO calibrados em fluxo. A linha cheia representa os espectros IRS e a linha pontilhada os espectros SWS. Legenda (fotometria): $\circ$ - SAGE LMC (2012), $\square$ - Cutri & et al. (2012), $\triangle$ - Chen et al. (2009), $\nabla$ - Egan et al. (2003), $\star$ - Whitney et al. (2008), $\bullet$ - Ishihara et al. (2010), $K$ - Vijn et al. (2009), $\blacksquare$ - Srinivasan et al. (2009), $\triangleright$ - van Aarle et al. (2011) e $\triangleleft$ - Egan et al. (2001).	112
Figura 78 – Diagrama HR dos objetos da nossa amostra. As regiões em cinza são as regiões determinadas por Humphreys & Davidson (1994) para a quiescência (cinza escuro) e erupção (cinza claro) das LBVs. A linha tracejada indica a faixa de instabilidade “S Dor” ajustada por Groh et al. (2009) e a linha pontilhada a faixa ajustada por van Genderen (2001). Os dados marcados com símbolo branco foram obtidos da literatura e os dados em preto são os resultados deste trabalho.	117

Figura 79 – Diagrama HR dos objetos da amostra com as trajetórias evolutivas computadas por Ekström et al. (2012) ( $Z=0.014$ , linha tracejada) e por Georgy et al. (2013) ( $Z=0.002$ , linha pontilhada). Os modelos de ambas as fontes usadas incluem rotação. As massas anotadas próximas aos modelos correspondem às suas massas iniciais ( $M_{ZAMS}$ ). . . . .	119
Figura 80 – Esquema do interior de uma estrela de alta massa com todas as camadas de queima que se formam na sua evolução pós-SP. . . . .	130
Figura 81 – Trajetórias evolutivas para estrelas de alta massa calculadas pelo código <i>Geneve</i> (Ekström et al., 2012). As linhas cheias são modelos com rotação ( $v_{rot}(0)/v_{crit}(0) = 0.4$ ) e as linhas tracejadas são modelos sem rotação. .	134



# Lista de tabelas

Tabela 1	– Lista de LBVs confirmadas até hoje, divididas por galáxia à qual pertencem. Compilação feita por Vink (2012). . . . .	28
Tabela 2	– Lista de estrelas candidatas a LBV, divididas por galáxia à qual pertencem. Compilação feita por Vink (2012). A estrela HD 326823 foi retirada da lista por ter recebido a classificação de pré-WN por Borges Fernandes et al. (2001) e Marcolino et al. (2007). . . . .	37
Tabela 3	– Lista de objetos estudados. . . . .	43
Tabela 4	– Parâmetros físicos determinados para a estrela LHA 115-S 52. Referências: 1 - Szeifert et al. (1993), 2 - Davies et al. (2005). . . . .	44
Tabela 5	– Parâmetros físicos determinados para a estrela LHA 120-S 30. Ref.:1-Stahl et al. (1984), 2-Pasquali et al. (1997a), 3-Pasquali et al. (1997b) .	46
Tabela 6	– Parâmetros físicos determinados para a estrela LHA 120-S 61. Ref.:1-Crowther & Smith (1997), 2-Pasquali et al. (1997a). . . . .	47
Tabela 7	– Parâmetros determinados para a nebulosa circunstelar de S61. $T_e$ é a temperatura eletrônica, $n_e$ a densidade eletrônica, $v_{exp}$ a velocidade de expansão e $M_{ion}$ a massa total ionizada. Referências: 1- Pasquali et al. (1999), 2- Agliozzo et al. (2012) . . . . .	48
Tabela 8	– Parâmetros físicos determinados para a estrela LHA 120-S 96. Ref.: 1-Leitherer et al. (1985), 2-Wolf et al. (1980), 3-van Genderen (1982), 4-van Genderen et al. (1997), 5-Davies et al. (2005). . . . .	49
Tabela 9	– Parâmetros físicos determinados para a estrela LHA 120-S 116. Ref.: 1-Stahl et al. (1990), 2-Davies et al. (2005). . . . .	51
Tabela 10	– Parâmetros físicos determinados para a estrela LHA 120-S 155. Ref.:1-Wolf et al. (1981), 2-van Genderen (1982), 3-Stahl & Wolf (1986), 4-van Genderen et al. (1988), 5-Lennon et al. (1993), 6-Davies et al. (2005), 7-Mehner et al. (2013). . . . .	52
Tabela 11	– Lista das observações realizadas para a coleta da nossa amostra principal de dados, onde $\Delta\lambda$ é a cobertura espectral e $T_{exp}$ é o tempo de exposição.	53
Tabela 12	– Lista de espectros no infravermelho originados dos arquivos públicos do Spitzer e do ISO. . . . .	54
Tabela 13	– Dados utilizados para a obtenção de curvas de luz para cada um dos objetos em diferentes filtros. Os dados originados do AAVSO possuem duas classificações com relação ao filtro no visível, a banda Vis. e a banda V. A banda V se refere ao filtro V do sistema Johnson, já o Vis. designa o filtro do visual fotográfico. . . . .	55

Tabela 14 – Lista das observações utilizadas no estudo da variação espectral da estrela LHA 115-S 52. Os espectros marcados com * são da nossa amostra principal de dados, os demais originários do arquivo público do ESO. $\Delta\lambda$ é a cobertura espectral e $T_{exp}$ é o tempo de exposição. Prog ID é a identificação do programa no ESO. . . . .	68
Tabela 15 – Lista das observações utilizadas no estudo da variação espectral da estrela LHA 120-S 96. Os espectros marcados com * são da nossa amostra principal de dados, os demais originários do arquivo público do ESO. Prog ID é a identificação do programa no ESO, $\Delta\lambda$ é a cobertura espectral e $T_{exp}$ o tempo de exposição dos espectros. . . . .	90
Tabela 16 – Lista das observações utilizadas no estudo da variação espectral da estrela LHA 120-S 116. Os espectros marcados com * são da nossa amostra principal de dados, os demais originários do arquivo público do ESO. Prog ID é a identificação do programa no ESO, $\Delta\lambda$ é a cobertura espectral e $T_{exp}$ o tempo de exposição dos espectros. . . . .	98
Tabela 17 – Lista das observações utilizadas no estudo da variação espectral da estrela LHA 120-S 155. Os espectros marcados com * são da nossa amostra principal de dados, os demais originários do arquivo público do ESO. Prog ID é a identificação do programa no ESO, $\Delta\lambda$ é a cobertura espectral e $T_{exp}$ o tempo de exposição dos espectros. . . . .	107
Tabela 18 – Parâmetros utilizados nas simulações em que obtivemos os melhores ajustes para os perfis rotacionais. . . . .	111
Tabela 19 – Razão entre a intensidade da SED no infravermelho médio e distante e no filtro V para os objetos de nossa amostra. Os valores foram determinados como uma aproximação dos valores médios da literatura (na banda V) e como os valores máximos do contínuo da SED no IR. . . . .	113
Tabela 20 – Razão da velocidade de rotação projetada ( $v \sin i$ ) para a velocidade crítica ( $v_{crit}$ ) para as estrelas S61 e S155. . . . .	122
Tabela 21 – Parâmetros determinados neste trabalho para as estrelas da amostra. . . . .	124
Tabela 22 – Tempo estimado de queima no núcleo de H, He e C para estrelas de diferentes massas, em unidades de $10^6$ anos. . . . .	130
Tabela 23 – Cenário de Conti modificado por Ekström et al. (2013), para modelos sem rotação e metalicidade solar. . . . .	133
Tabela 29 – Siglas dos filtros utilizados nas medidas fotométricas provenientes de arquivos públicos. . . . .	159

# Resumo

Alguns objetos evoluídos de alta massa são pouco compreendidos pela ciência, como é o caso das Variáveis Azuis Luminosas (LBVs) que são os objetos de estudo desta dissertação. Estes objetos são caracterizados principalmente por episódios de intensa perda de massa que causam intensas variações fotométricas e espectroscópicas, que ainda não são bem explicados fisicamente. Realizamos nesse trabalho um estudo que visa mapear diversas características e estimar parâmetros físicos de 6 LBVs e candidatas a LBV das Nuvens de Magalhães, de forma a contribuir com a discussão. Através de curvas de luz, conseguimos detectar que as estrelas LHA 115-S 52, LHA 120-S 96, LHA 120-S 116 e LHA 120-S 155 estão passando por processos eruptivos, sendo que para S52 e S116 não existem referências na literatura para a atual erupção. Para as estrelas LHA 120-S 30 e LHA 120-S 61, que são candidatas a LBV, não encontramos nenhum indício de erupção, concluindo que ainda é incerta a classificação desses objetos como LBV. Análises de espectros FEROS e UVES mostraram que durante a quiescência, as LBVs são dominadas por intensos perfis P Cygni nas linhas de Balmer e, em alguns casos, Fe II, juntamente com a presença de linhas proibidas e de perfis em absorção em elementos de baixo potencial de ionização, sendo encontradas também algumas linhas de mais alto potencial de ionização em algumas estrelas. Durante a erupção ocorre um aumento da intensidade dos perfis em absorção e redução dos perfis P Cygni e das emissões proibidas. Determinamos alguns parâmetros físicos para todos os objetos através do código CMFGEN, conseguindo confirmar com isso a existência da faixa de instabilidade em que esses objetos se encontram durante a sua quiescência. Foi possível também estimar a velocidade de rotação para S61 e S155, obtendo valores compatíveis com as conclusões esperadas na literatura. Também realizamos a busca de nebulosas circunstelares de poeira nestes objetos, confirmando a existência para S61 e S155 e levantando essa hipótese, ainda a ser melhor estudada, para os outros objetos. As estrelas S52 e S116 apresentaram, durante a sua quiescência, perfis P Cygni com múltiplas componentes em absorção, indicando camadas discretas de vento que se expandem com velocidade variável, semelhante ao observado em AG Car. Por fim, discutimos a natureza desses objetos através do diagrama HR e de diversas características aqui mapeadas.



# Abstract

Some evolved massive objects are poorly understood by science, like Luminous Blue Variables (LBVs), which are the main focus of this dissertation. These objects are mainly characterized by episodes of intense mass loss, not yet well physically explained, causing strong photometric and spectroscopic variations. In order to better understand these objects, the aim of our study is to map the different variations and also estimate the physical parameters of 6 LBVs and LBV candidates from Magellanic Clouds. Based on light curves, we could confirm that eruptions are occurring on 4 stars: LHA 115-S 52, LHA 120-S 96, LHA 120-S 116, and LHA 120-S 155. For two of them, S52 and S116, there is no citation in the literature about these current eruptions. For LHA 120-S 30 and LHA 120-S 61, which are LBV candidates, we found no evidence of eruptions, being their classification as LBV still doubtful. Based on the analysis of FEROS and UVES spectra, we could note that during the quiescence, the LBVs spectra present intense P Cygni profiles in the Balmer lines and, in some cases, also in the Fe II lines. We also found the presence of forbidden lines in emission and absorptions of singly ionized elements (of low ionization potential), being identified too few lines of higher ionized elements in some stars. During the eruption, an increase occurs in the intensity of the absorption lines and a reduction of the P Cygni profiles and forbidden lines emission. We also derived the physical parameters of all objects using CMFGEN code, confirming the existence of the instability strip in the HR diagram, where the objects during the quiescence are. It is also possible to estimate the rotational velocity of S61 and S155, which are in agreement with the expected in the literature. We also perform a search for dusty circumstellar nebulae in these objects, confirming the existence of them for S61 and S155, but for the other stars we could not discard nor confirm the presence of them. In addition, S52 and S116 have showed, during their quiescence, P Cygni profiles with multiple absorption components, indicating the presence of expanding layers in the wind with variable velocities, as described in AG Car. Finally, we also discuss the nature of these objects, based on their positions in the HR diagram and on the several results of our study.



# 1 Introdução

A evolução de estrelas de alta massa ainda constitui um grande problema em aberto na astrofísica estelar. São definidas como estrelas de alta massa, os objetos que iniciam sua vida na sequência principal (SP) com massa acima de um limite entre 8 e 10  $M_{\odot}$ . Estas estrelas começam suas vidas como estrelas O e B e terminam em explosões de supernova, sendo essas, algumas das poucas coisas que podemos afirmar com certeza sobre a evolução destes objetos. São objetos bastante luminosos ( $L \sim 10^4 - 10^6 L_{\odot}$ ) e, durante a maior parte de suas vidas, são muito quentes ( $T_{eff} > 15000$  K).

Embora na época atual do Universo essas estrelas sejam objetos razoavelmente raros, por seu curto tempo de vida (da ordem de  $10^7$  anos) e por sua baixa taxa de formação (segundo as funções de massa inicial teóricas e observadas), acredita-se que no início do Universo essas estrelas eram muito mais populosas, chegando a dominar a população estelar segundo alguns modelos (Abel et al., 2002).

Além disso, as estrelas de alta massa influem de forma significativa no meio interestelar e na evolução das galáxias. Isso por causa dos seguintes fatores:

- A radiação proveniente das estrelas de alta massa é altamente energética, sobretudo com uma grande quantidade de fótons no UV. Esses fótons energéticos ionizam um grande volume de gás em torno da estrela, que se expande, conhecido como esfera de Strömgren (Strömgren, 1939). Este gás é quente, com temperaturas típicas da ordem de 10000 K, devido ao fato de que os fótons UV terem mais energia do que a necessária para ionizar o H I e este excesso de energia acaba sendo transformado em energia cinética para as partículas do gás, aquecendo-o.
- A maior parte dos elementos mais pesados que o H e o He são formados nas estrelas de alta massa. Estes elementos são formados através da nucleossíntese no interior desses objetos e por processos de captura de nêutrons. Estes elementos são então ejetados para o meio interestelar, enriquecendo-o, através dos fortes ventos desses objetos ou através das explosões de Supernova, que também podem produzir elementos mais pesados (Chiosi & Maeder, 1986; Massey, 2003).
- O vento típico para esses objetos, especialmente durante a SP, é muito rápido, com velocidades que podem chegar a 2000 km/s. A quantidade de material ejetado também é alta. Por exemplo, uma estrela de 60  $M_{\odot}$  pode ejetar 90% de toda a sua massa durante a sua vida, explodindo como supernova com apenas 6  $M_{\odot}$ . Esses dois fatores podem alterar significativamente as condições físicas do meio interestelar, introduzindo grandes quantidades de energia mecânica neste e podendo formar ondas

de choque que podem aquecer o gás até  $10^6$  K em uma distância de até 10 pc (Castor et al., 1975; Weaver et al., 1977).

- Estrelas de alta massa comumente se formam em aglomerados. Seus ventos combinados geram um efeito chamado de “*super-bolhas*”. As ondas de choque produzidas por essas super-bolhas podem desencadear a formação de novas estrelas em nuvens moleculares ou ejetar gás enriquecido a grandes distâncias do plano da galáxia. Outro evento ligado às estrelas de alta massa que podem gerar efeitos parecidos são as supernovas, que também podem ejetar material enriquecido e desencadear formação estelar por causa de suas ondas de choque.

Estas estrelas passam a maior parte de suas vidas na SP, como estrelas do tipo O ou B. Após esta fase esses objetos passam por fases curtas, sendo que muitas delas ainda são pouco compreendidas pela ciência. Entre essas fases iremos destacar a fase de Variável Azul Luminosa, conhecida pela sigla LBV que provém do inglês “Luminous Blue Variable”. Nesta fase em especial é onde a estrela atinge sua máxima taxa de perda de massa, com uma ejeção significativa das suas camadas externas.

Uma das principais questões em aberto envolvendo estas estrelas está na causa física das instabilidades que causam episódios de intensa perda de massa, que ocorrem de forma eruptiva. Vários autores já propuseram modelos para explicar estes efeitos, porém não existem até hoje indícios que levem à escolha de um modelo específico. Outra grande questão em aberto é se estes objetos configuram apenas uma fase intermediária na vida dessas estrelas (como previsto até recentemente pelos modelos de evolução estelar) ou se algumas estrelas de alta massa podem explodir como supernova diretamente após a fase de LBV (como já existem indícios), como será discutido na seção 2.6.

Historicamente, uma das primeiras estrelas de alta variabilidade observada foi a estrela P Cygni, que após alguns séculos foi classificada como LBV. Esta estrela “apareceu” no céu em torno de 1600 em uma região onde não havia nenhuma estrela catalogada e chegou a atingir a terceira magnitude. Outro caso semelhante já havia ocorrido alguns séculos antes, porém sem registros na Europa, que foi a explosão da Supernova do Caranguejo, no ano de 1054. Porém no caso da Supernova a “estrela” foi se apagando aos poucos e não voltou mais a brilhar. Já no caso de P Cygni, após o aumento do brilho em 1600, a estrela reduziu seu brilho e se tornou invisível a olho nú, porém em 1655 ela voltou a brilhar fortemente no céu, permanecendo com quase o mesmo brilho até hoje (Humphreys & Davidson, 1994).

A fase de LBV é caracterizada por períodos de intensa perda de massa de forma eruptiva, que gera grandes variações fotométricas e espectroscópicas. Além disso, poucas dezenas de LBVs foram identificadas até hoje na Via Láctea e em outras galáxias do grupo local.

Nosso trabalho nesta dissertação é tentar compreender melhor uma amostra de 6 LBVs das Nuvens de Magalhães através do estudo de diversas características espectrais e seus parâmetros físicos. Iremos estabelecer quais os cenários físicos de cada um dos objetos, determinando tanto as características dos ventos quanto dos objetos em si ou de envoltórias de gás ou poeira que esses objetos possam ter.

No Capítulo 2 traçaremos as características das estrelas LBV, juntamente com uma ampla revisão bibliográfica que aborda também possíveis explicações físicas para muitos fenômenos relacionados a essas estrelas, nomenclaturas comumente relacionadas e também como esses objetos se inserem no contexto da evolução das estrelas de alta massa. No Capítulo 3 apresentaremos um resumo das informações publicadas na literatura sobre os objetos que estão na nossa amostra analisada. Os dados que foram colhidos para a análise estão descritos no Capítulo 4 e a metodologia utilizada, no Capítulo 5. Os Capítulos 6 e 7 são onde se encontram os resultados obtidos e discussões relevantes sobre os mesmos, sendo apresentadas as conclusões e perspectivas desse nosso trabalho no Capítulo 8. No Apêndice A discutiremos mais a fundo a evolução de estrelas de alta massa, no B encontram-se as listas de linhas observadas nos espectros da amostra (atlas espectrais) e no C a lista das observações fotométricas utilizadas em nossa pesquisa.



## 2 Variáveis Azuis Luminosas

As LBVs são objetos que tiveram pelo menos 20 a 25  $M_{\odot}$  no início da SP, que apresentam uma forte e irregular variabilidade fotométrica, acompanhada de altas taxas de perda de massa ( $\dot{M}$ ), em especial em fortes episódios eruptivos (esporádicos). Este comportamento irregular e imprevisível deu a essa classe de objetos o apelido de “Geysers Astrofísicos” por Humphreys & Davidson (1994). Já van Genderen (2001) denominou essa classe de objetos de “Variáveis S Doradus” ou “S Dor”, em referência a um dos objetos protótipos dessa classe de estrela.

Esses objetos são extremamente brilhantes, com magnitudes bolométricas entre -8 e -10. As temperaturas efetivas típicas para esses objetos variam de 8000 K a mais de 30000 K, com taxas de perda de massa na ordem de  $10^{-6}$  a  $10^{-4} M_{\odot}/ano$  (Voors, 1999). Graças a essa alta luminosidade e faixa de temperatura, esses objetos se encontram na parte superior esquerda do diagrama HR, numa região próxima ao limite de Humphreys-Davidson (limite HD). Este limite é um limite empírico de luminosidade máxima no diagrama HR, determinado a partir da distribuição de estrelas normais na Galáxia e nas Nuvens de Magalhães (Humphreys & Davidson, 1994). Este limite, mostrado na figura 2, é composto de duas partes: para temperaturas menores que 10000 K o limite é uma reta horizontal com  $\log(L/L_{\odot}) = 5.8$  e para temperaturas maiores a luminosidade limite cresce com a temperatura.

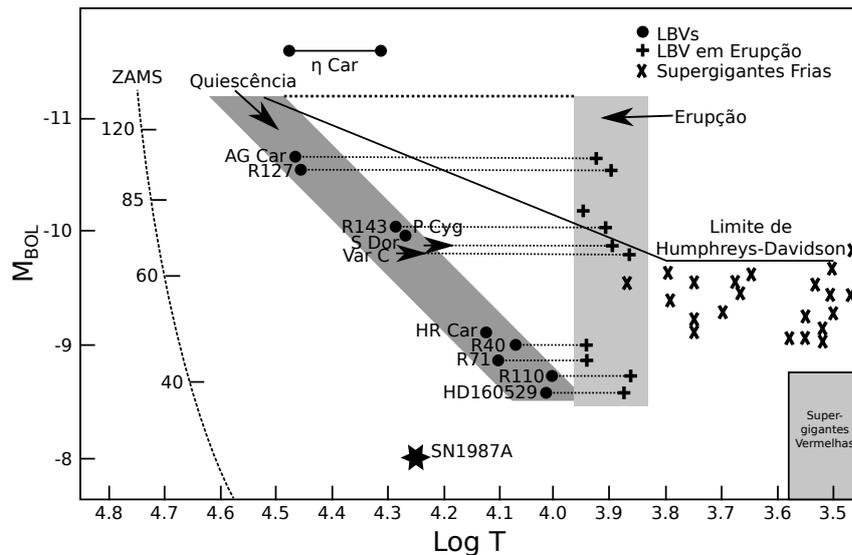


Figura 1 – Diagrama HR esquemático adaptado de Humphreys & Davidson (1994), que mostra diferentes LBVs em quiescência (●) e em erupção (+). A linha cheia representa o limite HD e a linha tracejada indicada por ZAMS indica a sequência principal, sendo os valores de massa indicados em unidades de  $M_{\odot}$ .

As LBVs podem ser classificadas em 2 grupos:

- As LBVs luminosas, com  $\log(L/L_{\odot}) > 5,8$ , ou seja, com luminosidade acima da parte horizontal do limite HD;
- As LBVs sub luminosas, com  $\log(L/L_{\odot}) < 5,8$ , abaixo da parte horizontal deste limite.

## 2.1 Principais LBVs

Esta classe de objetos possui apenas algumas dezenas de membros confirmados até hoje na Galáxia e no Grupo Local. A tabela 1 lista todos os objetos classificados como LBV (Vink, 2012).

<b>Galáxia</b>	$\eta$ Car	AG Car	HR Car	P Cyg	HD 160529
	HD 168607	FMM 362	AFGI 2298	G24.73+0.69	W1-243
	GCIRS 34W	Wra 751	G0.120-0.048		
<b>LMC</b>	S Dor	R71	R110	R116	R127
	R143	HD 269582	HD 269926		
<b>SMC</b>	R40	HD 5980			
<b>M31</b>	AE And	AF And	Var A-1	Var 15	
<b>M33</b>	Var B	Var C	Var 2	Var 83	GR 290
	N93351				
<b>M81</b>	I 1	I 2	I 3		
<b>M101</b>	V 1	V 2	V 10		
<b>NGC 2403</b>	V 12	V 22	V 35	V 37	V 38
<b>NGC 1058</b>	SN 1961				

Tabela 1 – Lista de LBVs confirmadas até hoje, divididas por galáxia à qual pertencem. Compilação feita por Vink (2012).

Destacaremos aqui alguns dos objetos mais representativos dessa classe para uma melhor caracterização do fenômeno LBV.

### 2.1.1 $\eta$ Carinae

$\eta$  Car é uma das estrelas mais estudadas depois do Sol e a LBV mais próxima de nós. Ela também é uma das principais estrelas citadas quando se fala em estágios finais da evolução das estrelas de alta massa, por ser a estrela mais brilhante e de mais alta massa em nossa região da Galáxia, apresentando luminosidade de  $L = 5 \times 10^6 L_{\odot}$  (Humphreys, 2005).

Humphreys & Davidson (1994) citam que entre os anos de 1600 e 1800, os astrônomos consideravam essa estrela como tendo magnitudes visuais entre 2 e 4. Em 1830, esta

estrela se tornou rapidamente uma das mais brilhantes do céu, com sua magnitude visual variando entre +1 e -1 e em torno de 1860 a estrela rapidamente reduziu seu brilho para a oitava magnitude, devido à formação de poeira no vento, que cobriu a visão do objeto. A curva de luz histórica de  $\eta$  Car pode ser vista na figura 2.

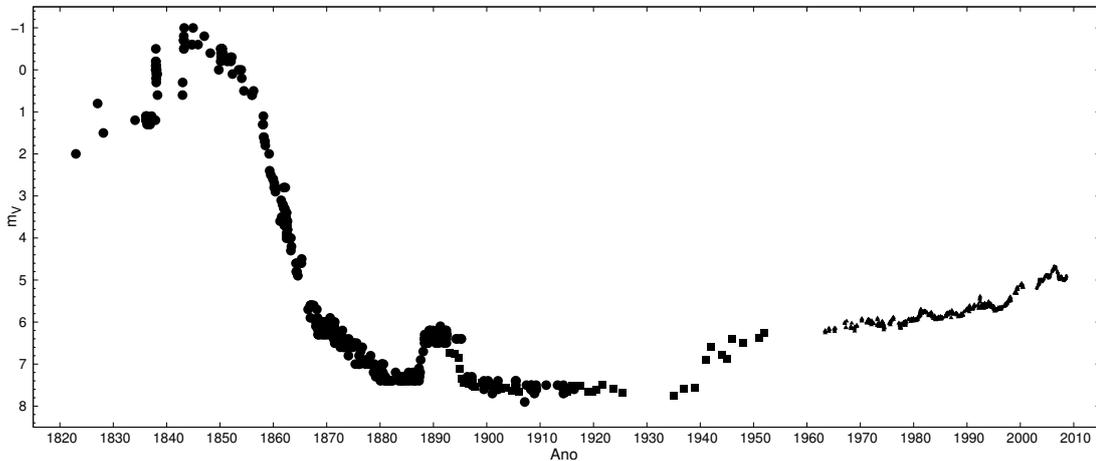


Figura 2 – Curva de luz histórica da estrela  $\eta$  Car reproduzida de Fernández-Lajús et al. (2009).

Além disso, esta estrela é conhecida por ter uma nebulosa em torno de si, ejetada na erupção de 1830, que apresenta um formato bem definido, com 2 lóbulos polares que receberam o nome de *homunculus*. Estima-se que em torno de  $10^{49}$  ergs de energia luminosa foram irradiados neste evento, aproximadamente o mesmo que uma supernova (Humphreys, 2005).

Esta também é a única LBV conhecida que apresenta binaridade (Damineli, 1996; Voors, 1999). Entretanto, através da interferometria, notou-se que na realidade pode se tratar de um sistema múltiplo (Weigelt & Ebersberger, 1986).

### 2.1.2 P Cygni

Como já mencionado acima, P Cyg foi a primeira LBV documentada na história. Sua luminosidade é estimada em  $\log L/L_{\odot} = 5.8$  e sua taxa perda de massa em  $\dot{M} = 3 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{ano}$  (Leitherer & Zickgraf, 1987). Uma fraca nebulosa de emissão circunda a estrela, provavelmente originária da erupção de 1600. Observações também indicam que a nebulosa, quando observada em comprimentos de onda de linhas do N II, pode ser resolvida em lóbulos (Humphreys & Davidson, 1994).

### 2.1.3 AG Carinae

Considerada um protótipo para as LBVs mais luminosas, AG Car possui uma luminosidade estimada em  $\log L/L_{\odot} = 6.2$  e está a uma distância de aproximadamente

6 kpc da Terra (Voors, 1999). Possui alta taxa de perda de massa ( $\dot{M} = 10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$ ). A exemplo do que ocorre com as duas LBVs supracitadas, AG Car também possui uma nebulosa axissimétrica elíptica (Nota et al., 1992; Voors, 1999).

#### 2.1.4 HR Carinae

Outra LBV circundada por uma nebulosa bipolar, HR Car pode ser considerada como uma LBV de baixa luminosidade, pois sua luminosidade é estimada em  $\log L/L_{\odot} = 5.6$ . Sua perda de massa é estimada em  $\dot{M} = 2 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{ano}$  (Voors, 1999).

## 2.2 Características Observacionais

Do ponto de vista observacional, podemos caracterizar as LBVs sobretudo por suas variações fotométricas e espectroscópicas.

As variações fotométricas normalmente são mapeadas na banda V ou visual, mas também podem ser vistas em outras bandas. Em geral, não são notadas variações na luminosidade bolométrica dos objetos, fazendo com que as variações ocorram sobretudo pela variação da correção bolométrica, e conseqüentemente por uma variação da temperatura e do raio do objeto (Humphreys & Davidson, 1994).

Normalmente se dividem as variações fotométricas visuais em 3 tipos (Voors, 1999), definidas pela amplitude da variação, escala temporal e natureza física. Podemos elencá-las aqui:

- *Erupções* ( $\Delta M_V \geq 2 \text{ mag}$ ): São variações originárias de eventos de extrema perda de massa em pouco tempo, podendo ocorrer com um acréscimo da luminosidade bolométrica do objeto. Não existe uma escala temporal definida para essas erupções, mas costuma-se tomar como razoável uma escala de centenas a milhares de anos entre erupções desse tipo. A erupção desse tipo mais conhecida é a de 1830 de  $\eta$  Car. Este tipo de erupção é também denominada de “*Erupção do tipo  $\eta$  Carinae*”.
- *Variações Moderadas* ( $\Delta M_V \sim 1 - 2 \text{ mag}$ ): Esta variabilidade está associada a variações irregulares no raio do objeto, sob luminosidade bolométrica quase constante. Esta explicação foi primeiro sugerida por van Genderen et al. (1982), após confirmadas observacionalmente por Leitherer et al. (1989). Sua escala temporal é de anos e décadas.
- *Microvariações* ( $\Delta M_V \leq 0.5 \text{ mag}$ ): São variações semelhantes às observadas em supergigantes normais e são associadas a pulsações não radiais (Lamers et al., 1998b).

Outra nomenclatura bastante utilizada para designar a variabilidade das LBVs é a nomenclatura estabelecida por van Genderen (2001), que recupera o termo “Variáveis S Dor” utilizado por Kukarkin et al. (1974). As variações moderadas citadas acima são chamadas de “*variações do tipo S Dor*” pelo autor, e as erupções são chamadas de “*erupções do tipo S Dor*”. Ele também classifica as variações S Dor em dois tipos: as variações S Dor longas (VLT-S Dor) e normais (N-S Dor), com escalas de tempo de mais de 20 anos e menos de 10 anos, respectivamente.

É importante ressaltar que nem todos os tipos de variação precisam ser observados para que uma estrela seja considerada LBV. Porém, estrelas que só apresentam microvariações, juntamente com outras características das LBVs, são classificadas como candidatas a LBVs, como será discutido mais a frente.

Portanto, com base nas variações visuais da estrela podemos associar 2 fases principais: a fase de *erupção* e de *quiescência*. A fase de erupção, ou máximo visual, é quando a estrela atinge seu máximo brilho visual. Nesta fase, a forte perda de massa cria uma pseudo-fotosfera fria e estendida, com uma temperatura típica entre 7000 e 8000 K. Essa baixa temperatura desloca o máximo da emissão da estrela do UV para o visível, alterando a correção bolométrica do objeto, fazendo com que haja uma redução da sua magnitude visual. Durante esta fase normalmente não é possível se observar o objeto central, que estará coberto pelo denso vento.

Em contraposição a isso, a fase de quiescência, ou mínimo visual, é quando a estrela está no seu menor brilho visual. Nesta fase a estrela não se encontra numa fase eruptiva e a pseudo-fotosfera fria já se dissipou, fazendo com que a estrela em si se encontre exposta, com temperaturas típicas entre 12000 e 30000 K, deslocando o máximo da emissão da estrela para o UV e reduzindo assim o brilho visível da estrela (aumentando a  $m_V$ ).

Um fato interessante é que quando graficamos os dados obtidos para diversas LBVs em diferentes estágios eruptivos num diagrama HR, notamos que isso delimita uma região triangular no diagrama, com duas regiões distinguíveis: uma faixa vertical ocupada por LBVs durante suas erupções e uma faixa diagonal ocupada durante a quiescência. Os objetos individualmente, por sua vez, fazem zig-zags horizontais entre estas regiões, como mostra a figura 2.

Em especial, a faixa definida pelas estrelas na quiescência é também chamada de *faixa de instabilidade S Dor* ou *faixa de instabilidade de mínimo visual*, onde acredita-se que as LBVs estejam muito próximas da velocidade de rotação crítica (Groh et al., 2009). A presença explícita dessas duas fases indica que: i) todas as LBVs apresentam aproximadamente a mesma temperatura efetiva durante a erupção, independente da luminosidade e ii) durante a quiescência parece existir uma dependência entre  $T_{eff}$  e a luminosidade da estrela.

Em termos espectrais as LBVs são caracterizadas principalmente pela presença de linhas em emissão e perfis P Cygni, indicando forte atividade de perda de massa, principalmente em linhas de baixa ionização formadas no vento, como H, He I e Fe II durante sua quiescência, com variações que acompanham a variabilidade fotométrica dos objetos. Também é comum a existência de linhas proibidas nos espectros dessas estrelas, principalmente [Fe II] e [N II].

Segundo Humphreys & Davidson (1994), no mínimo visual as LBVs apresentam um espectro de uma supergigante quente, com linhas do H e do He I em emissão, ou espectros semelhantes a estrelas Ofpe/WN9. Quando em erupção, o espectro dessas estrelas se assemelha muito ao de uma supergigante tipo A ou F. No máximo visual os espectros de diferentes LBVs apresentam grande similaridade.

Outra característica importante notada nos espectros das LBVs é um grande excesso no infravermelho, especialmente médio e distante, provocados por envoltórias de gás e poeira, originadas na alta perda de massa destes objetos, tanto na fase de LBV quanto em fases anteriores. O forte vento também pode gerar excesso no infravermelho próximo.

As bandas de emissão observadas na parte infravermelha do espectro são, em geral, fracas e semelhantes às de objetos com altas perdas de massa e ventos densos, como estrelas NML Cygni, AGBs ricas em oxigênio e pós-AGBs. (Waters et al., 1998), existindo casos com espectros que apresentam tanto bandas de Hidrocarbonetos Aromáticos Policíclicos (PAHs), características de poeira rica em carbono, quanto bandas de silicatos cristalinos (poeira rica em oxigênio), chamada de química dupla.

## 2.3 Características Físicas

### 2.3.1 Luminosidade

Como já mencionado, as LBVs são caracterizadas principalmente por uma alta luminosidade ( $M_{Bol}$  entre -9 e -11), e alta taxa de perda de massa (entre  $10^{-6}$  e  $10^{-4}M_{\odot}/ano$ ), sendo a fase de vida das estrelas de alta massa em que elas perdem massa mais rapidamente.

Estas altas luminosidades colocam as LBVs próximas ao topo do diagrama HR empírico. As LBVs mais luminosas também estão muito próximas do *limite de Eddington*, que é um limite máximo para a razão luminosidade/massa que uma estrela pode ter para ser estável, considerando apenas a força gravitacional e a pressão de radiação. A definição clássica para a luminosidade máxima ( $L$ ) que uma estrela pode ter, em função da sua massa ( $M$ ), conhecida como *Luminosidade de Eddington* ( $L_{Edd}$ ) é dada por:

$$L_{Edd} = \frac{4\pi cGM}{\kappa} \quad (2.1)$$

onde  $\kappa$  é a opacidade por unidade de massa.

Acredita-se que mesmo as LBVs menos luminosas também estão perto desse limite, pois elas devem ter perdido boa parte de suas massas em fases anteriores de sua evolução, como será discutido mais a frente.

### 2.3.2 Ventos e Taxa de Perda de Massa

A perda de massa ocorre em regimes de baixa velocidade, com velocidade terminal ( $v_\infty$ ) entre 100 e 250 km/s, com uma clara exceção de  $\eta$  Car que possui  $v_\infty \sim 500 \text{ km/s}$ . A faixa de taxa de perda de massa padrão está entre  $10^{-6}$  e  $10^{-4} M_\odot/\text{ano}$ , muito maiores do que os regimes de perda de massa em outras fases da vida das estrelas de alta massa.  $\eta$  Car também pode ser considerada uma exceção neste quesito, com uma taxa de perda de massa medida atualmente na ordem de  $10^{-3} M_\odot/\text{ano}$ . Estes dois fatores somados fazem com que o vento desses objetos seja extremamente denso, dominando o espectro destas estrelas.

Entretanto, a perda de massa nesses objetos não ocorre de forma constante, tanto em valor da taxa de perda de massa quanto em velocidade terminal do vento. Como já citado, durante as erupções existe um forte incremento na perda de massa dos objetos. Variações do tipo S Dor também podem alterar a taxa perda de massa, devido às mudanças físicas na superfície da estrela, como temperatura e  $\log g$  (Vink & de Koter, 2002). Nas erupções também ocorrem mudanças na velocidade terminal do vento, que também podem ocorrer devido a mudanças nas condições físicas da superfície das estrelas. Estas variações podem produzir inclusive ventos com várias camadas com diferentes velocidades de expansão.

Esse cenário pôde ser visto por Stahl et al. (2001), que realizaram um monitoramento espectroscópico de longo prazo da estrela AG Car e notaram variações temporais significativas nos espectros desse objeto, em escala de alguns anos, principalmente com a presença de um perfil P Cygni com múltiplas componentes em absorção que se modificavam ao longo do tempo, especialmente nas linhas da série de Balmer. Groh et al. (2011) também estudaram este objeto, focando principalmente nessas variações da absorção de perfis P Cygni. Viu-se que durante as variações do ciclo S Dor, eventualmente a estrela pode cruzar regimes de bi-estabilidade, causando mudanças abruptas na velocidade terminal e na perda de massa dos objetos (Vink & de Koter, 2002; Groh et al., 2011), que produzem como resultado componentes discretas no vento, com diferentes velocidades, separadas por espaços rarefeitos. Isso cria múltiplas componentes em absorção nos perfis P Cygni, divididas por intervalos de menor absorção oriundos dos espaços entre as camadas do vento.

A perda de massa também não deve ser simétrica na superfície da estrela. A simetria axial observada nas envoltórias de muitos objetos citados anteriormente, como  $\eta$  Car e

AG Car, é um indicativo de que a perda de massa desses objetos ocorre preferencialmente pelos pólos. Esta direção preferencial também indica que a estrela deve possuir uma alta velocidade de rotação, o que criaria este efeito (Maeder & Meynet, 2010). A explicação para isto se dá através do teorema de von Zeipel, que diz que devido à maior gravidade efetiva dos pólos em relação ao equador, a temperatura e o fluxo de energia nos pólos são maiores também, incrementando a perda de massa nessa região.

### 2.3.3 Massa

As massas típicas esperadas para esses objetos durante a fase de LBV vão de cerca de  $10 M_{\odot}$  até alguns casos extremos, como  $\eta$  Car, cuja massa é estimada em cerca de  $90 M_{\odot}$  (Damineli et al., 2000). As massas menores comumente são associadas às LBVs menos luminosas, que provavelmente passaram por uma fase anterior de Supergigante Vermelha (RSG) e perderam grande parte de suas massas naquela fase.

### 2.3.4 Composição Química do Objeto Central e Envoltórias

A composição química das LBVs costuma apresentar um grande enriquecimento de N, com depleção de C e O, indicando que são objetos evoluídos e sua composição já foi alterada pela queima de H através do ciclo CNO, dominante em estrelas de alta massa.

É muito comum que estes objetos estejam envoltos em nebulosas formadas pelo material ejetado, que normalmente não são esféricas, apresentando uma geometria axisimétrica, como nos casos de  $\eta$  Car, P Cyg e HR Car (Eggenberger et al., 2010). Em alguns casos também é notável a presença de poeira nas nebulosas (Aglizzo et al., 2012). Entretanto, algumas LBVs não apresentam indícios da presença de nebulosas circunstelares, como os casos de S Dor e HD 160529 (Voors, 1999).

Estudos específicos sobre as nebulosas de LBVs e suas implicações no estudo do histórico evolutivo destes objetos foram realizados por Waters et al. (1997, 1998), Voors (1999) e Aglizzo et al. (2012). Segundo Waters et al. (1998), o estudo da poeira das LBVs é importante para traçar o histórico de perda de massa dos objetos e suas trajetórias evolutivas. Para o autor, a poeira nas LBVs pode se formar em:

- i - Longos episódios de alta taxa de perda de massa constante em regime de baixa velocidade, como o vento dirigido por poeira de RSGs.
- ii - Grandes erupções, por causa das altas densidades e da alta eficiência de resfriamento do gás circunstelar.

De modo geral a poeira de LBVs é rica em silicatos cristalinos. Waters et al. (1998) e Voors (1999) apontam que, nesses casos, a poeira deve ter sido formada em uma fase

anterior de RSG, como sugerido para AG Car (Waters et al., 1998), R71, HR Car e Wra 751 (Voors, 1999). As abundâncias de C, N e O nas envoltórias destes objetos são compatíveis também com o resultado produzido pela convecção na fase de RSG.

Neste quesito,  $\eta$  Car pode ser considerada como uma grande exceção, diferindo muito do observado no restante das LBVs, pois a poeira observada não apresenta silicatos, mas sim PAHs em grande quantidade. Acredita-se que em episódios eruptivos, a altíssima densidade do vento pode cobrir a radiação UV proveniente da estrela e facilitar o esfriamento do gás, possibilitando uma formação rápida de poeira, como citado acima. Esta formação rápida, aliada às abundâncias extremas de He e N observadas na estrela, podem ter impedido a formação de silicatos, segundo Waters et al. (1998).

### 2.3.5 Velocidade de Rotação

A presença de densas envoltórias normalmente dificultam a medida da velocidade de rotação das LBVs, porém para alguns objetos esse tipo de medida já foi realizado.

Groh et al. mediram a velocidade de rotação para duas LBVs galáticas AG Car (Groh et al., 2006) e HR Car (Groh et al., 2009), utilizando espectros sintéticos gerados pelo código CMFGEN e convoluídos com perfis rotacionais teóricos. Para ambos objetos os autores encontraram valores velocidades de rotação altas, de  $170 \pm 20$  km/s para HR Car e  $190 \pm 30$  km/s para AG Car, que correspondem a 0,88 e 0,86 da velocidade crítica ( $v_{crit}$ ) destas estrelas respectivamente, que é a velocidade limite para que objetos possam ser estáveis gravitacionalmente, considerando apenas os efeitos da gravidade e da rotação.

Entretanto, para outras LBVs, como P Cygni e HD 168625, as análises apontam para velocidades de rotação muito mais baixas, de 50-60 km/s para P Cygni (Groh et al., 2006, 2009) e 45 km/s para HD 168625 (Groh et al., 2009). Para esses objetos a velocidade crítica estimada está em torno de 170 km/s, o que faz com que estes objetos apresentem baixa razão  $v_{rot}/v_{crit}$ .<sup>1</sup>

Groh et al. (2009) então sugerem que as LBVs, ao menos as Galáticas, podem ser divididas em 2 grupos: um de baixa rotação e baixa variabilidade e um de alta rotação e alta variabilidade. Além disso, os autores sugerem que exista uma faixa de instabilidade onde os objetos se encontram em velocidades muito próximas da velocidade crítica, e isso causaria a instabilidade. Esta faixa de instabilidade, condizente com a faixa ocupada pelas LBVs na quiescência, pode ser observada na figura 3, retirada de Groh et al. (2009).

<sup>1</sup> A expressão clássica para  $v_{crit}$ , considerando  $\Gamma$  a razão entre a aceleração gravitacional e a aceleração causada pela pressão de radiação na superfície da estrela, é dada por:

$$v_{crit}^2 = (1 - \Gamma) \frac{GM}{R} \quad (2.2)$$

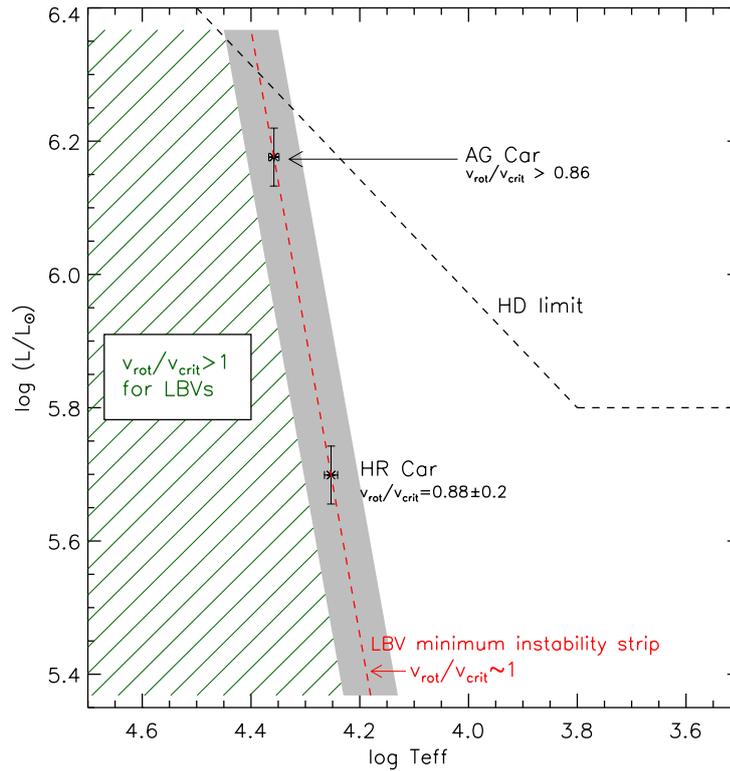


Figura 3 – Diagrama HR com a faixa de instabilidade para as LBVs ajustada por Groh et al. (2009). Nesta faixa, as estrelas estão em velocidades muito próximas da velocidade crítica e ela é bem próxima da faixa em que as LBVs se encontram durante a quiescência.

## 2.4 Candidatas a LBV (LBVc)

Algumas estrelas apresentam várias características muito semelhantes às LBVs, mas falham em apresentar variações grandes ou moderadas, ficando apenas restritas às pequenas variações. Estas estrelas são conhecidas como “*candidatas a LBV*” (LBVc).

São inclusas nessa classe principalmente estrelas classificadas como Ofpe/WN9, ou “*slash stars*”. Walborn (1982) identificou este grupo de estrelas nas Nuvens de Magalhães, que é composto por estrelas do tipo O e que apresentavam um espectro com características de estrelas Of e estrelas Wolf-Rayet nitrogenadas de tipo tardio. As estrelas desse grupo possuíam temperaturas efetivas da ordem de 35000 K (Crowther et al., 1995; Pasquali et al., 1997a) e sinais de atmosferas estendidas. Alguns autores acreditam que este grupo de estrelas pode ser um grupo de LBVs dormentes ou LBVs que estão em sua quiescência por longos períodos (Voors, 1999), principalmente porque estes objetos costumam apresentar abundâncias superficiais muito similares às LBVs (Crowther et al., 1995; Pasquali et al., 1997a).

Porém, nem todas as LBVc são Ofpe/WN9. Algumas estrelas candidatas possuem temperaturas menores do que as Ofpe/WN9 e, em geral, são circundadas por envoltórias de poeira remanescentes de nebulosas de LBV (Voors, 1999).

Na tabela 2 encontra-se uma lista de todas as estrelas classificadas como LBVc feita por Vink (2012).

<b>Galáxia</b>	Cyg OB2#12	Pistol star	HD 168625	MN112	HD 316285
	He3-519	HD 80077	$\zeta^1$ Sco	MWC 314	MWC 930
	AS 314	G25.5+0.2	G79.29+0.46	G26.47+0.02	Wra17-96
	WR102ka	LBV1806-20	Sher25	W51 LS1	GCIRS 16NE
	GCIRS 16C	GCIRS 16SW	GCIRS 16NW	GCIRS 33SE	
<b>LMC</b>	R 4	R 66	R 74	R 78	R 81
	R 84	R 85	R 99	R 123	R 128
	R 149	S 18	S 22	S 61	S 119
	S 134				

Tabela 2 – Lista de estrelas candidatas a LBV, divididas por galáxia à qual pertencem. Compilação feita por Vink (2012). A estrela HD 326823 foi retirada da lista por ter recebido a classificação de pré-WN por Borges Fernandes et al. (2001) e Marcolino et al. (2007).

## 2.5 Explicações Físicas para a Instabilidade das LBVs

Como já mencionado anteriormente, parte da variabilidade das LBVs é associada à pulsações de diferentes tipos, porém as maiores variações são associadas aos episódios de grande perda de massa. A causa da instabilidade que causa essas erupções ainda não é bem determinada e é um fator que é muito investigado. Vink (2012), apoiado em diversas suposições da literatura, descreve 4 das principais possíveis causas para a instabilidade vistas nas LBVs.

### 2.5.1 Pressão de Radiação e Rotação

Estrelas evoluídas têm uma estabilidade reduzida devido à baixa massa comparada à luminosidade, o que aproxima estas estrelas do limite de Eddington. Altas razões  $L/M$  ajudam a desestabilizar a atmosfera dos objetos, reduzindo a gravidade efetiva e inserindo uma aceleração extra originária da interação entre radiação e gás. Porém, o limite de Eddington clássico não é suficiente para explicar as grandes instabilidades das LBVs.

Existe ainda o limite de Eddington modificado, que leva em consideração alterações da opacidade decorrentes de alteração da temperatura e da densidade do gás. Em especial, quando há a redução da temperatura há um aumento da opacidade, o que aumenta a aceleração radiativa  $g_{rad}$ . Este tipo de episódio também pode estar relacionado às erupções, quando ocorre em limites de bi-estabilidade, em que pequenas mudanças de temperatura causam grandes variações na perda de massa, como mostraram Vink & de Koter (2002). Este mecanismo foi introduzindo inicialmente para explicar a grande erupção de  $\eta$  Car

(Davidson, 1971) e em seguida para explicar a relação temperatura-luminosidade do limite de HD (Humphreys & Davidson, 1984; Lamers, 1986) e a instabilidade das LBVs (Appenzeller, 1970, 1986).

Quando a rotação é levada em consideração, a estrela se torna instável próxima de  $\Omega = v_{rot}/v_{crit} > 1$ , mesmo antes de atingir os limites clássico e modificado de Eddington. Como visto anteriormente, parece haver uma relação entre a rotação de uma estrela e sua instabilidade. A rotação também atua alterando as temperaturas da superfície da estrela, em decorrência de um escurecimento originado na alteração da gravidade efetiva (Lucy, 1967; Monnier et al., 2007, 2012; Rieutord & Espinosa Lara, 2013). A combinação desses dois fatores cria um limite de Eddington modificado pela rotação (Maeder & Meynet, 2010).

A grande relação entre os efeitos da radiação e da rotação, juntamente com o fato de que algumas LBVs aparentam se encontrar muito próximas tanto ao limite da velocidade de rotação crítica quanto ao limite de Eddington, cria a necessidade de tratar dos dois temas juntamente.

Lamers & Fitzpatrick (1988) calcularam os efeitos do limite de Eddington modificado pela opacidade, incluindo linhas metálicas e espalhamento eletrônico. Eles sugeriram que as variações S Dor poderiam ser resultado de um conflito entre a tendência de expansão da estrela após a queima de H no núcleo e a alta perda de massa próxima ao limite de Eddington. Porém, quando  $\Gamma$  se aproxima de 1, a expansão da atmosfera reduz a densidade do gás, reduzindo assim a opacidade e, conseqüentemente, reduzindo a instabilidade. Este ponto pode ser considerado um problema para a aproximação feita no modelo. No entanto, supondo que a instabilidade ocorra em  $\Gamma$  menores, como 0,8 ou 0,9, é esperado que a redução da densidade não seja tão grande para eliminar a opacidade de absorção, resolvendo parte do problema.

Os grandes trunfos desse modelo são que ele explica naturalmente a dependência entre temperatura e luminosidade no limite HD, a variabilidade S Dor, os dois estados das LBVs e a alta perda de massa, incluindo o aumento da densidade do vento e formação da pseudo-fotosfera. Entretanto, não existem estudos teóricos mais profundos que sustentem esse modelo (Humphreys & Davidson, 1994).

## 2.5.2 Pressão de Turbulência

Enquanto a estrela se aproxima do limite de Eddington, suas camadas externas se tornam convectivas (Cantiello et al., 2009) e a pressão de turbulência desta convecção introduz uma aceleração extra ( $g_{turb}$ ) na equação de balanço do momento. Como indicado por de Jager (1984), turbulências supersônicas podem desestabilizar a atmosfera e, como o mecanismo se torna mais eficiente em mais altas luminosidades, podem aumentar a perda

de massa. Este mecanismo pode atuar juntamente com a pressão radiativa e pode ser difícil distinguir os efeitos de ambos.

### 2.5.3 Dinâmica e Vibrações

Mecanismos dinâmicos sub-fotosféricos, juntamente com a instabilidade radiativa, são as causas mais prováveis para explicar as instabilidades das LBVs. É importante ressaltar que abaixo da fotosfera o limite de Eddington não é válido, porque a energia ali é transportada de diversas formas e não necessariamente pela radiação. Quando, em algum ponto do interior da estrela, a pressão radiativa se torna maior que a gravidade, então a região se torna convectiva. As instabilidades no interior da estrela devem então ser tratadas com mais cuidado.

Um famoso mecanismo de instabilidade sub-fotosférica é o “mecanismo  $\kappa$ ”, que dirige as pulsações das estrelas cefeidas.<sup>2</sup> Este mecanismo é apontado como um dos possíveis causadores das microvariações observadas nas LBVs e RSGs, porém não deve estar associado com as instabilidades causadoras das erupções.

Um provável mecanismo foi proposto por Stothers & Chin (1993), onde as camadas externas da estrela são isoladas dinamicamente do interior por causa da alta opacidade do ferro em temperaturas próximas de  $2 \times 10^5$  K. Zonas de ionização parcial do H e He, que resultariam em decréscimo do índice adiabático, juntamente com a alta razão  $L/M$  desestabilizariam a fotosfera durante uma rápida evolução pós-SP, em temperaturas superficiais menores que 12000 K. Essa instabilidade causaria fortes e rápidos processos de perda de massa, de forma eruptiva, enquanto a estrela se contrai e se torna mais quente. A estrela então se reajustaria em escala de tempo térmica, enquanto se contrai. Este modelo fornece corretamente as escalas de tempo observadas nas variações S Dor e prevê bem a ocorrência das variações sob luminosidade bolométrica constante, porém falha ao ajustar as temperaturas superficiais esperadas, que podem ser muito maiores do que as previsões do modelo, além de prever um tempo entre erupções muito longo.

Outro modelo que normalmente surge nas discussões sobre instabilidade das LBVs foi proposto por Glatzel & Kiriakidis (1993), chamado de “modos estranhos”. Mais detalhes sobre esse modelo podem ser encontrados no artigo destes autores.

---

<sup>2</sup> O mecanismo  $\kappa$  é originado em zonas de ionização parcial do H e do He, onde a opacidade do gás aumenta com a temperatura. Isso faz com que quanto mais o gás esquentar, mais opaco ele se tornará e maior será a pressão de radiação, que expandirá a camada. Após a expansão, a temperatura, a densidade e a opacidade da camada diminuirão, reduzindo a pressão de radiação e contraindo novamente a atmosfera da estrela, reiniciando o ciclo.

### 2.5.4 Binaridade

Alguns mecanismos de instabilidade em sistemas binários próximos foram descritos por Humphreys & Davidson (1994). Os principais fatores relacionados à binaridade que poderiam influenciar na instabilidade de LBVs são a redução de  $g_{eff}$  em alguns pontos da superfície, devido à força de maré entre as estrelas, e a transferência de massa entre elas. Em sistemas muito próximos pode haver inclusive a formação de uma envoltória comum aos dois objetos, o que faz com que eles aparentem ser um só. Humphreys & Davidson (1994) acreditavam, na época, que eventos de grandes erupções poderiam ser causados pela fusão entre dois objetos. Hoje a binaridade não é mais tomada como um fator com potencial tão forte de explicar a instabilidade das LBVs pelos seguintes motivos:

- Apenas uma LBV até hoje possui binaridade observada, que é  $\eta$  Car;
- A binaridade de  $\eta$  Car foi comprovada após sua grande erupção, o que descarta a hipótese de que grandes erupções são causadas pela fusão de objetos.

## 2.6 LBVs e Progenitores de Supernova

Como visto no Apêndice A, a rotação da estrela pode influenciar a existência da fase de LBV na evolução das estrelas. O previsto é que LBVs possuam alta rotação, especialmente as de maior massa. Porém, como esta fase é considerada uma antecessora da fase de WR, esperaria-se que as Wolf-Rayet também possuíssem rápida rotação, visto que a perda de massa das LBVs se dá principalmente pelos pólos. Porém, não existem observações de populações de WR com alta rotação. Uma possível solução para este problema seria que as LBVs mais instáveis explodiriam como SN no lugar de evoluírem para WR, o que até bem pouco tempo atrás não era previsto pelos modelos teóricos (Groh et al., 2013a).

A relação entre LBVs e Supernovas é antiga. Primeiramente porque grandes erupções de LBV, como a de  $\eta$  Car, podem ser confundidas com explosões de Supernova, e por isso também são chamadas de “impostoras de SN”. Outro exemplo recente é da SN 2009ip, que após ter sido identificada como SN em 2009 foi possível observar que a estrela ainda continuava lá, indicando que não se tratava de uma explosão, mas de uma erupção de LBV. Porém, esta estrela teve uma nova erupção em 2012, desta vez identificada como uma explosão legítima de Supernova de Colapso de Núcleo (Mauerhan et al., 2013). Outro caso importante é o da SN 2005gl, com características bem semelhantes (Dwarkadas, 2011).

Muitas explicações foram elaboradas, até que Groh et al. (2013a) obtiveram uma previsão teórica para LBVs explodindo diretamente como Supernovas, utilizando os modelos de Ekström et al. (2012). Segundo os autores, espectros sintéticos gerados pelo código CMFGEN (Hillier & Miller, 1998) para os momentos finais dos modelos de estrelas com

---

alta rotação e massa entre 20 e 25  $M_{\odot}$  eram compatíveis com os espectros observados de algumas LBVs, como AG Car. Uma análise mais extensa sobre todos os progenitores de Supernova utilizando a mesma metodologia foi feita por Groh et al. (2013b) e conclusões também apontaram para algumas LBVs explodindo diretamente como Supernova.



## 3 Amostra de Objetos

Foram selecionadas para esse trabalho 6 estrelas LBV e LBVc das Nuvens de Magalhães, sendo 5 objetos da Grande Nuvem (LMC) e 1 da Pequena (SMC). A seleção desses objetos ocorreu baseando-se no fato de serem objetos pouco estudados em sua maioria. Os objetos são listados na tabela 3.

Estrela	Localização	$\alpha$	$\delta$	Classificação
LHA 115-S 52	SMC	01 : 07 : 18.22	$-72^{\circ}28'03.65''$	LBV
LHA 120-S 30	LMC	05 : 22 : 59.80	$-68^{\circ}01'46.57''$	LBVc
LHA 120-S 61	LMC	05 : 45 : 51.93	$-67^{\circ}14'25.92''$	LBVc
LHA 120-S 96	LMC	05 : 18 : 14.35	$-69^{\circ}15'01.10''$	LBV
LHA 120-S 116	LMC	05 : 30 : 51.48	$-69^{\circ}02'58.65''$	LBV
LHA 120-S 155	LMC	05 : 02 : 07.39	$-71^{\circ}20'13.12''$	LBV

Tabela 3 – Lista de objetos estudados.

### 3.1 LHA 115-S 52 (S52)

**Outras Designações:** HD 6884, PPM 367169, UCAC2 1163943, AzV 415, HIC 5267, RMC 40, CPD-73 64, HIP 5267, SK 130, [AM77] 64, Dachs SMC 2-60, JP11 478, [MA93] 1625, GCRV 51316, TYC 9139-2275-1, AAVSO 0104-73, 2MASS J01071821-7228035, UBV 1191

Esta estrela foi a primeira LBV identificada na Pequena Nuvem de Magalhães e é citada como sendo a estrela mais brilhante daquela galáxia.

Os primeiros indícios de variabilidade fotométrica para este objeto foram notados por Stahl et al. (1985), que a classificaram como B9 pela presença de intensas linhas de Mg II, Si II, Fe II e Ti II.

Entretanto, esta estrela só foi classificada como LBV por Szeifert et al. (1993), através da detecção de um aumento do brilho visível, de cerca de 0,5 mag em menos de uma década, a uma taxa de aproximadamente 0,07 mag/ano (Sterken et al., 1998), e de uma mudança de classificação espectral, de B8 na década de 1950 (Feast et al., 1960) para um A3 em 1993, indicando que a estrela estava passando por uma fase eruptiva. Observações espectroscópicas realizadas no final de 1994 indicaram que S52 continuava esfriando (Lennon, 1997), tendo atingido seu máximo brilho visual em torno de 1996, segundo dados fotométricos (Sterken et al., 1998). Além disso, uma pulsação com período de 120 dias também foi detectada para a estrela. As variações fotométricas estudadas por

Sterken et al. (1998) mostram que a estrela apresenta microvariações, além de variações S Dor de longo período, estimado em 20 anos.

Sterken et al. (1998) utilizaram ajustes do contínuo para obter alguns dos parâmetros físicos da estrela em dois momentos, um no início da erupção em 1987, e outro em 1991, durante a erupção. Os valores determinados encontram-se na tabela 4, juntamente com parâmetros determinados por Davies et al. (2005)<sup>1</sup>. Estas medidas colocam a estrela abaixo do limite de Humphrey-Davidson.

Ano	$T_{eff}$ (K)	$\log g$	$M_{Bol}$	$R/R_{\odot}$	$v_{\infty}$ (km/s)	$\dot{M}$ ( $M_{\odot}/ano$ )	Ref.
1987	10000	0,95	-9,5	220	-	-	1
1991	8700	0,75	-9,4	280	125	$10^{-5}$	1
2003	11000	-	-	-	-	-	2
2003	9550	-	-	-	-	-	2

Tabela 4 – Parâmetros físicos determinados para a estrela LHA 115-S 52. Referências: 1 - Szeifert et al. (1993), 2 - Davies et al. (2005).

Um ponto importante desta descoberta foi de que mesmo em ambientes de baixa metalicidade é possível a existência da fase de LBV. Esse fato até então não era consenso na comunidade astronômica, visto que existia a possibilidade de que a instabilidade das LBVs poderia ser dirigida pelas linhas metálicas.

Szeifert et al. (1993) também determinaram, espectroscopicamente, a massa da estrela, em um valor de  $16 M_{\odot}$ . Segundo eles, a massa encontrada é aproximadamente metade da massa inicial calculada pelas trilhas evolutivas de Schaller et al. (1992), que é de aproximadamente  $40 M_{\odot}$  e sugerem que isso se deveu à perda de massa em uma fase anterior de RSG.

Venn (1997) determinou as abundâncias de N e O para S52, e encontrou um enriquecimento de N e um empobrecimento de O, quando comparados com os valores encontrados para outras supergigantes A da Pequena Nuvem, sugerindo assim um enriquecimento através do ciclo CNO. Estas abundâncias indicam que o objeto é evoluído e que está numa fase posterior à fase de RSG.

## 3.2 LHA 120-S 30 (S30)

**Outras Designações:** HD 269445, RMC 99, UBV M 28686, AL 158, GSC 09162-00453, SK -68 73, UCAC2 2072017, BAT99 33, JP11 3742, [BE74] 261, CSI-68-05230 1, TYC 9162-453-1, AAVSO 0523-68, GCRV 56199, 2MASS J05225978-6801466, UBV 5229

<sup>1</sup> Todas as vezes que aparecem medidas feitas por Davies et al. (2005) haverá discrepâncias, pois os autores utilizaram 2 métodos diferentes: um através da correção bolométrica, afetada pelo avermelhamento circunstelar comum para esses objetos, e outro usando razões entre linhas em absorção, afetadas pelo vento.

Este objeto é uma das estrelas classificadas como Ofpe/WN9 por Walborn (1982), tendo sido primeiramente classificada como Obf:pe por Walborn (1977). Seu estado atual de classificação como LBV é incerto, o que faz com que muitos autores tomem essa estrela como uma LBVc.

Essa estrela apresenta variações espectroscópicas, como verificado por Hutchings (1980), Stahl et al. (1984) e Stahl et al. (1985), como exemplificado na figura 4. Mesmo assim, não são descritas na literatura grandes variações fotométricas para este objeto, apenas microvariações na ordem de 0,1 magnitudes e em escala de dias (van Genderen et al., 1998). A variabilidade das linhas também não é acompanhada por variações na forma do contínuo, que tende a se manter constante (Crowther & Smith, 1997), o que pode indicar que as variações ocorrem apenas no vento e não na superfície da estrela.

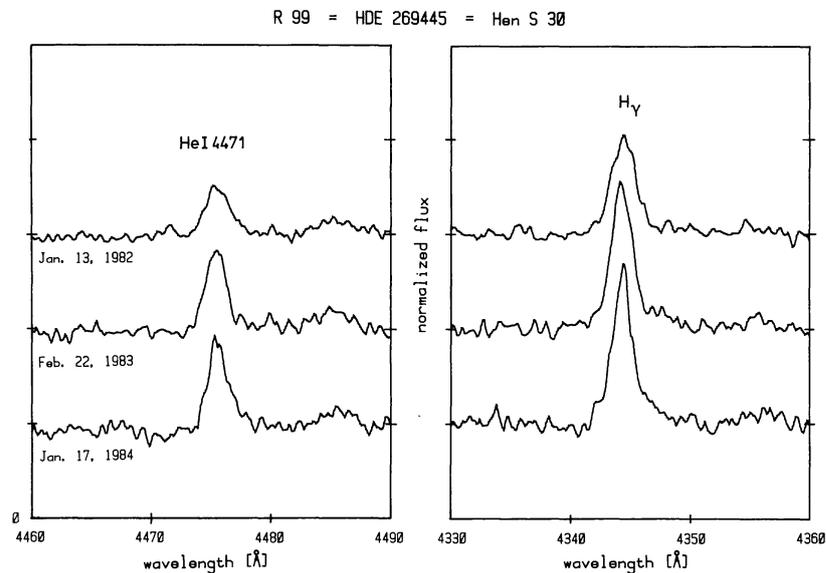


Figura 4 – Variações espectroscópicas nas linhas  $H\gamma$  e  $He\ I\ \lambda\lambda 4471$  (Stahl et al., 1985).

Outra característica que torna esse objeto bastante peculiar, até mesmo se comparado com outras Ofpe/WN9, é que ele apresenta um forte excesso no IR, o maior entre todas as Ofpe/WN9. Stahl et al. (1984) associaram a este excesso um avermelhamento consideravelmente alto para a estrela, calculado entre  $E(B - V) = 0,34$  (Pasquali et al., 1997a) e  $0,45$  (Stahl et al., 1984), e à emissão livre-livre originada na envoltória.

As temperaturas típicas citadas para esse objeto são extremamente altas, da ordem de 34000 a 40000 K. Sua luminosidade também é alta, com valores citados na literatura para  $M_{Bol}$  entre -11 e -12. Os altos valores de luminosidade para S30 requerem uma massa mínima de  $135 M_{\odot}$  para manter a estrela abaixo do limite de Eddington (Stahl et al., 1984).

A tabela 5 traz alguns valores encontrados na literatura para os parâmetros físicos deste objeto.

Ano	$T_{eff}$ (K)	$M_{Bol}$	$R/R_{\odot}$	$v_{\infty}$ (km/s)	$\dot{M}$ ( $M_{\odot}/ano$ )	Ref.
1981-84	40000	-12,2	45	—	$> 4 \times 10^{-4}$	1
1993	34800	-10,95	39	—	$2,6 \times 10^{-5}$	2
1994	34000	-10,4	43	1000	$3,1 \times 10^{-5}$	3

Tabela 5 – Parâmetros físicos determinados para a estrela LHA 120-S 30. Ref.:1-Stahl et al. (1984), 2-Pasquali et al. (1997a), 3-Pasquali et al. (1997b)

Pasquali et al. também calcularam a abundância de He para S30, chegando a valores de H/He (em massa) 0,67 (Pasquali et al., 1997b) e de 0,79 (Pasquali et al., 1997a).

O espectro da estrela é citado como bem peculiar por diversos autores (Stahl et al., 1985; Pasquali et al., 1997b,a; Crowther & Smith, 1997), inclusive sendo tomado como morfologicamente único por Walborn (1982). Seu espectro no visível e regiões próximas é caracterizado pela quase inexistência de absorções, e pela presença simultânea de emissões de elementos de baixa e alta ionização. As absorções nos perfis P Cygni só são notadas no UV, e possuem desvios para o azul de até  $\sim 1050$  km/s (Crowther & Smith, 1997).

As peculiares características espectrais da S30 fazem com que alguns pesquisadores sugeriram que o vento da estrela apresenta duas componentes, sendo uma polar e extremamente quente e outra equatorial e fria (Pasquali et al., 1997b). A geometria do vento também não deve se manter constante, como sugerido pela variabilidade das linhas de H e He. A hipótese de que o vento não fosse simétrico e de que esta estrela pudesse apresentar um disco foi levantada por Stahl & Wolf (1987). Walborn (1977) também citou a possibilidade de que a estrela seja uma binária, porém não há dados que sustentem essa hipótese. Além disso, a estrela está imersa em uma grande região H II e não existem indícios da presença de uma nebulosa circunstelar em torno dela (Weis, 2003).

### 3.3 LHA 120-S 61 (S61)

**Outras Designações:** AL 418, GSC 08904-01483, 2MASS J05455192-6714259, UBV M 51290, ARDB 385, GV 466, SK -67 266, UCAC2 2367896, BAT99 133, IRAS 05459-6715, [BE74] 153, CSI-67-05460 1, [FD82] 680, LI-LMC 1678, TYC 8904-1483-1, [WSI2008] 1146

S61 é outra estrela da nossa amostra classificada como Ofpe/WN9 por Walborn (1982). Assim como outras Ofpe/WN9, este objeto apresenta altas temperaturas (entre 27000 a 37000 K) e alta luminosidade ( $M_{Bol} \sim -10$ ). Também não são descritas na literatura variações fotométricas para este objeto. A razão H/He (em massa) para a estrela é de 0,5, mostrando que o objeto é evoluído (Pasquali et al., 1997a), tendo também sido encontradas abundâncias de N e S compatíveis com valores encontrados para outras LBVs das Nuvens de Magalhães (Pasquali et al., 1999). Sua taxa de perda de massa também é considerada alta, da ordem de  $10^{-5} M_{\odot}/ano$ . Os principais parâmetros físicos encontrados

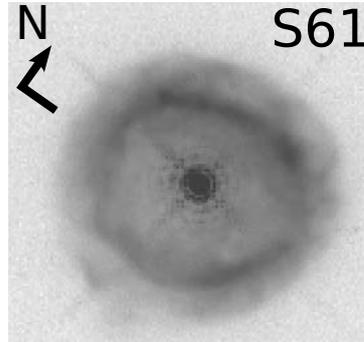
na literatura para o objeto estão na tabela 6.

Tabela 6 – Parâmetros físicos determinados para a estrela LHA 120-S 61. Ref.:1-Crowther & Smith (1997), 2-Pasquali et al. (1997a).

Ano	$T_{eff}$ (K)	$\log L/L_{\odot}$	$R/R_{\odot}$	$v_{\infty}$ (km/s)	$\dot{M}$ ( $M_{\odot}/ano$ )	Ref.
1993-95	28300	5,76	33,3	250	$1,1 \times 10^{-5}$	1
1993	36100	6,1	28	400	$2,2 \times 10^{-5}$	2

O grande destaque deste objeto é uma grande envoltória de gás e poeira fria quase esférica com diâmetro de quase 2 parsecs, sem definição clara de limite externo (Weis, 2003). As velocidades radiais medidas em diferentes pontos da envoltória mostram que a expansão da mesma também é compatível com um modelo esférico (Pasquali et al., 1999). Uma pequena assimetria no lado norte da nebulosa também foi notada tanto por Pasquali et al. (1999) quanto por Weis (2003). A figura 5 mostra a nebulosa no filtro em  $H\alpha$ , obtida com o Telescópio Espacial Hubble.

Figura 5 – Nebulosa em torno da estrela S61 vista no filtro em  $H\alpha$  (Weis, 2003).



Linhas da série de Balmer e proibidas do [N II] e [S II] são observadas em toda a nebulosa e apresentam perfis semelhantes, em emissão com pico duplo, sendo o pico azul menos intenso,  $V/R < 1$  (Walborn, 1982; Pasquali et al., 1999), como é possível notar na figura 6. A origem desse comportamento nessas linhas está ligada a presença de duas camadas na nebulosa, que se expandem com velocidades diferentes, segundo Weis (2003).

Estudos em rádio indicam um grande excesso nas bandas de 5,5 e 9 GHz, maiores do que os esperados para linhas de recombinação. Uma explicação plausível seria uma importante contribuição de poeira na nebulosa (Aglizzo et al., 2012). Os contornos em rádio observados são compatíveis com a imagem da nebulosa em  $H\alpha$ .

Dois determinações de parâmetros encontradas para a nebulosa não são bem compatíveis, tendo sido obtidos através de diferentes técnicas, uma usando linhas no ótico (Pasquali et al., 1999) e outra imagens no rádio (Aglizzo et al., 2012). Os dados encontram-se na tabela 7.

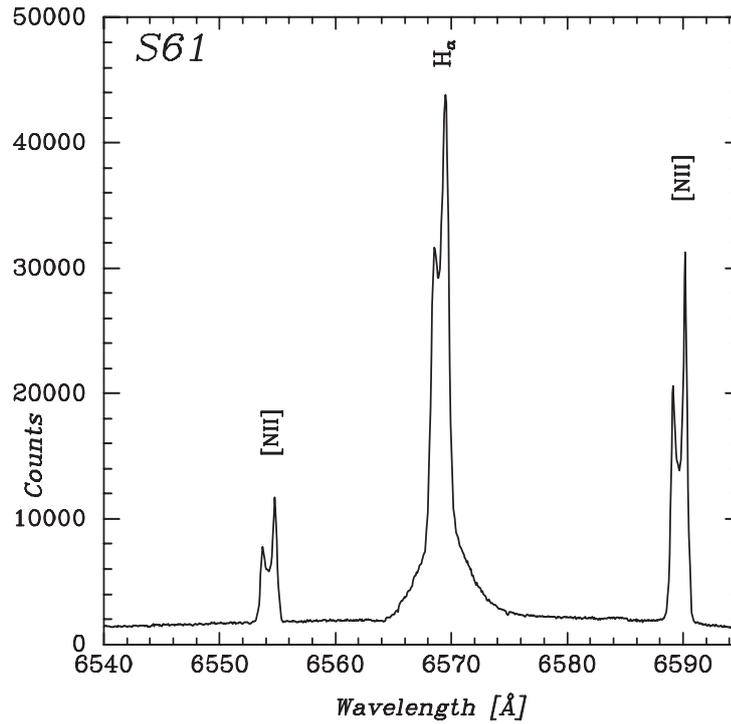


Figura 6 – Linha de H $\alpha$  e linhas proibidas do [N II] próximas (Weis, 2003).

$T_e$ (K)	$n_e$ (cm $^{-1}$ )	$v_{exp}$ (km/s)	Tamanho (pc)	$M_{ion}$ ( $M_{\odot}$ )	Ref.
6120	400	28	1,8	4,0	1
-	58	-	1,2 $\times$ 1,3	0,78	2

Tabela 7 – Parâmetros determinados para a nebulosa circunstelar de S61.  $T_e$  é a temperatura eletrônica,  $n_e$  a densidade eletrônica,  $v_{exp}$  a velocidade de expansão e  $M_{ion}$  a massa total ionizada. Referências: 1- Pasquali et al. (1999), 2- Agliozzo et al. (2012)

A partir do diâmetro e da velocidade de expansão da nebulosa, foi determinado que a nebulosa deve ter sido ejetada a  $\sim 50000$  anos, provavelmente numa fase anterior da vida da estrela.

### 3.4 LHA 120-S 96 (S96, S Dor)

**Outras Designações:** HD 35343, SK -69 94, CD-69 295, [BE74] 244, CPC 21.1 778, IRAS 05182-6918, [L63] 183, CPD-69 356, JP11 1060, SV\* HV 90, [WSI2008] 481, TYC 9162-57-1, AAVSO 0518-69, EM\* MWC 108, 2MASS J05181435-6915010, UBV M 10914, GCRV 56122, UCAC2 1799310, RMC 88, UCAC3 42-21796

S Dor é considerada um dos protótipos para LBVs, dando também a esta classe de estrelas a denominação de variáveis S Dor. Além disso, nomenclatura de variações do tipo S Dor foi estabelecida por van Genderen (2001) para descrever as variabilidades normais

de LBVs, que não apresentam os eventos extremamente energéticos vistos em LBVs mais clássicas como  $\eta$  Car e P Cygni.

Sua luminosidade bolométrica é extremamente alta, chegando a  $2 \times 10^6 L_{\odot}$ , colocando esta estrela entre as LBVs mais luminosas observadas. Segundo estimativas através de trilhas evolutivas, sua massa no início da SP era da ordem de  $50 M_{\odot}$ . Sua temperatura superficial varia entre 8000 e 32000 K (van Genderen, 2001). A tabela 8 traz uma lista de algumas determinações de parâmetros feitas para S Dor.

Ano	$T_{eff}$ (K)	$M_{Bol}$	$R/R_{\odot}$	$v_{\infty}$ (km/s)	$\dot{M}$ ( $M_{\odot}/ano$ )	Ref.
1973	8000	-9,7	300	120-140	$5 \times 10^{-5}$	1
1978	8000-9000	-	-	130	$6.7 \times 10^{-4}$	2
1973-75	10000	-9,7	-	-	-	3
1979	12000-14000	-	-	-	-	3
1965	32000	-10,95	61	-	-	4
1989	8500	-10,1	590	-	-	4
2003	8500	-	-	-	-	5
2003	8900	-	-	-	-	5

Tabela 8 – Parâmetros físicos determinados para a estrela LHA 120-S 96. Ref.: 1-Leitherer et al. (1985), 2-Wolf et al. (1980), 3-van Genderen (1982), 4-van Genderen et al. (1997), 5-Davies et al. (2005).

Sua variabilidade foi descoberta em 1897 (Pickering & Fleming, 1897), sendo inicialmente apontada como uma binária eclipsante (Gaposchkin, 1946), mas atualmente é bem sabido que não existem indícios de binaridade para essa estrela. Uma característica importante da estrela é que ela passa um tempo muito longo na fase de máximo visual, sendo maior do que o tempo em que a estrela passa na fase de mínimo (Humphreys & Davidson, 1994). A estrela se apresenta extremamente brilhante durante o máximo, podendo chegar a  $m_v \sim 8,8$ , por isso sendo muito bem estudada.

Lamers et al. (1998a) estudaram as microvariações da estrela, que possuem períodos entre 130 e 195 dias, sendo os períodos menores quando a estrela está em seu máximo visual, e a amplitude em torno de 0,1 mag. A figura 7 traz a curva de luz histórica para S Dor entre 1889 e 1994, mostrando que as variações de S Dor podem ser tidas como uma sobreposição de variações de múltiplos períodos, algo comum para LBVs (Sterken et al., 1998), e sendo destacada uma ciclicidade de longa duração (entre 30 e 40 anos) e uma de curta duração (150 a 500 dias).

Embora seja comum para LBVs apresentarem envoltórias de gás e/ou poeira, S Dor não apresenta nebulosa visível. Entretanto, o alargamento de linhas do [N II] indica a presença de uma nebulosa ainda não detectada, provavelmente menor do que 0,25 pc (Stahl & Wolf, 1986; Weis, 2003). Uma grande estrutura em arco é vista em torno da estrela, porém não está associada à fase de LBV, visto que deve ter sido formada há mais

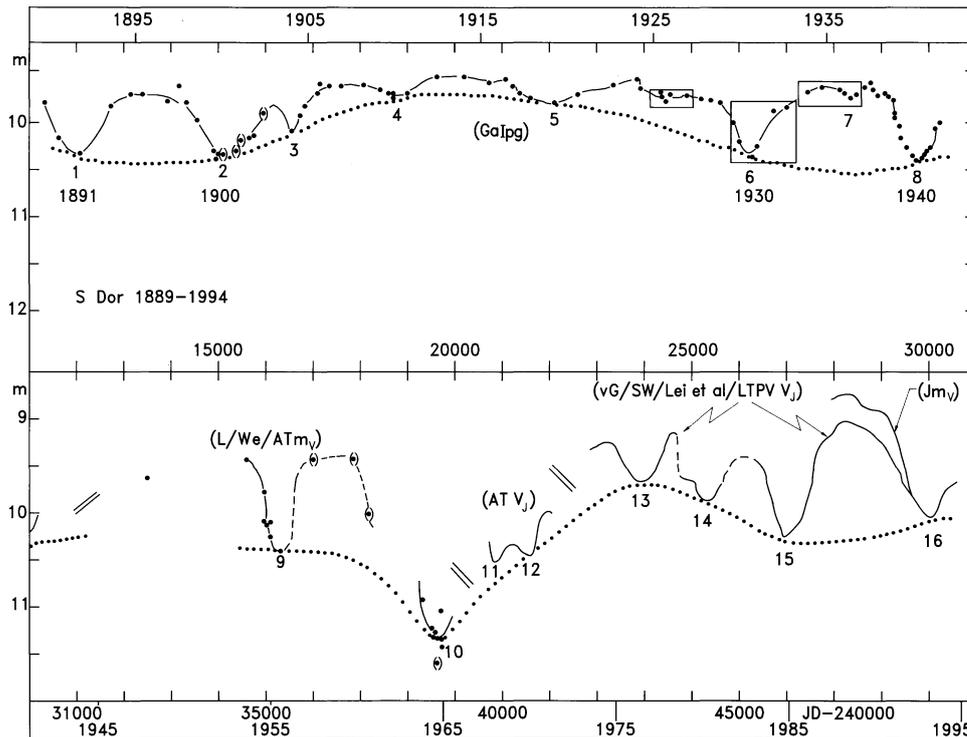


Figura 7 – Curva de luz histórica de S Dor na banda  $V$ , reproduzida de van Genderen et al. (1997). A linha cheia representa a curva de luz observada total, que é uma composição de variações de 2 períodos, sendo o período mais longo (variações moderadas) representado pela curva pontilhada. As anotações são relacionadas às referências dos dados e detalhes adicionais, cujas explicações podem ser encontradas no artigo original.

de 25000 anos. A estrela também apresenta indícios de uma pseudo-fotosfera estendida, formada pelo denso vento da estrela (Leitherer et al., 1985).

### 3.5 LHA 120-S 116 (S116)

**Outras Designações:** HD 269662, SOI 631, UCAC2 1801877, CPD-69 387, 2MASS J05305147-6902587, PPM 776008, [BE74] 331, GSC 09162-00419, RMC 110, TYC 9162-419-1, AAVSO 0531-69B, JP11 3751, SK -69 171, UBV M 28731

Esta estrela foi classificada primeiramente como LBV por Stahl et al. (1989), embora já fosse classificada como LBVc por Lortet (1988). Segundo Stahl et al. (1989), foi observada uma redução de 0,5 magnitudes no visível do objeto na década que antecedeu o trabalho, com uma mudança também no tipo espectral da estrela, passando de B para F0. Entretanto, antes disso já se sabia que havia variabilidade no espectro da estrela, como apontado por Stahl et al. (1985).

Sua magnitude bolométrica de -8,9 (Stahl et al., 1990) faz com que essa seja uma das LBVs menos luminosas observadas até agora. Uma característica bem incomum

observada para este objeto é que sua taxa de perda de massa não varia consideravelmente entre períodos de máximo e mínimo, permanecendo sempre em aproximadamente  $10^{-6} M_{\odot}/ano$  (Stahl et al., 1990). Pela sua baixa luminosidade, a amplitude de variação da temperatura também é baixa, entre 7500 K e 11000 K. Sua massa atual foi estimada em  $10 M_{\odot}$  por (Stahl et al., 1990), indicando uma  $M_{ZAMS} = 25 M_{\odot}$ . A tabela 9 lista alguns parâmetros determinados para a estrela. Espectralmente, a estrela apresenta linhas com perfis de múltiplas absorções, segundo Stahl et al. (1990), podendo ser originadas em diferentes componentes do vento.

Ano	$T_{eff}$ (K)	$M_{Bol}$	$R/R_{\odot}$	$v_{\infty}$ (km/s)	$\dot{M}$ ( $M_{\odot}/ano$ )	Ref.
1989	7600	-8,9	310	80	$3 \times 10^{-6}$	1
2003	10000-11000	-	-	-	-	2

Tabela 9 – Parâmetros físicos determinados para a estrela LHA 120-S 116. Ref.: 1-Stahl et al. (1990), 2-Davies et al. (2005).

### 3.6 LHA 120-S 155 (S155)

**Outras Designações:** HD 269006, HIP 23428, RMC 71, [FD82] 287, ARDB C65, IRAS 05027-7124, SK -71 3, JP11 3730, [L63] 85, CPD-71 308, [VOG2009] 10, GCRV 23846, LI-LMC 346, TYC 9169-1573-1, [WSI2008] 187, 2MASS J05020738-7120131, UBV 4887, AAVSO 0503-71, GSC 09169-01573, UCAC2 1348149, GV 713, MSX LMC 134, HIC 23428, PPM 368629, [BE74] 505

Comumente esta estrela é citada como sendo a LBV de baixa luminosidade mais bem estudada (Wolf et al., 1981; Humphreys & Davidson, 1994). Entretanto, a sua luminosidade ainda é fonte de discussão e possui uma grande incerteza, pela dificuldade de estimar a sua extinção (Lennon et al., 1993; Voors, 1999; Mehner et al., 2013). Sua magnitude bolométrica é estimada entre -8,5 (van Genderen, 1982) e -9,9 (Lennon et al., 1993), o que dificulta classificar a estrela como uma LBV sublumínosa ou não.

Ela foi classificada como LBV pela primeira vez por Thackeray (1974), pelas variações espectrais encontradas entre 1955 e 1973 entre os tipos B2.5 e A1 e pela presença de muitas linhas de [Fe II], típicas de variáveis S Dor em sua fase de mínimo. A estrela apresenta claras variações moderadas (Thackeray, 1974; van Genderen, 1979).

Duas erupções já foram registradas para S155 até hoje, uma entre 1970 e 1977, estudada por Wolf et al. (1981), e outra entre 2007 e 2012, estudada por Mehner et al. (2013). Na erupção de 1970 a estrela atingiu  $m_v = 9,9$  e sua taxa de perda de massa aumentou em torno de 200 vezes, indo de  $3 \times 10^{-7} M_{\odot}/ano$  na quiescência para  $5 \times 10^{-5} M_{\odot}/ano$  na erupção, sendo que sua temperatura efetiva variou de 13600 K para apenas 6000 K (Wolf et al., 1981). Já a erupção de 2012 atingiu valores bem mais extremos, onde a taxa de

perda de massa chegou a  $5 \times 10^{-4} M_{\odot}/ano$ , sua magnitude visual atingiu  $m_v = 8,7$  e sua magnitude bolométrica deve ter aumentado em até mais de uma magnitude, sendo que seu raio aumentou de um fator de 5, podendo ter atingido até  $500 R_{\odot}$  (Mehner et al., 2013). A erupção de 2012 também se destaca pela sua morfologia espectral, não apresentando os perfis P Cygni comuns nas linhas de Balmer e do Fe II.

A tabela 10 traz algumas determinações de parâmetros para S155 feitas por diferentes autores e em diferentes datas.

Ano	$T_{eff}$ (K)	$M_{Bol}$	$R/R_{\odot}$	$v_{\infty}$ (km/s)	$\dot{M}$ ( $M_{\odot}/ano$ )	Ref.
1981	13600	-8,53	81	127	$3 \times 10^{-7}$	1
1971-75	11000	-9,24	228	-	-	2
1979	14000	-8,71	110	-	-	2
1984	-	-	-	158	-	3
1986-87	14700	-9,10	120	-	-	4
1993	17000-17500	-9,89	95	-	-	5
2003	11000	-	-	-	-	6
2003	15500	-	-	-	-	6
2012	6650	-9,84-10,32	500	130 - 200	$5 \times 10^{-4}$	7

Tabela 10 – Parâmetros físicos determinados para a estrela LHA 120-S 155. Ref.:1-Wolf et al. (1981), 2-van Genderen (1982), 3-Stahl & Wolf (1986), 4-van Genderen et al. (1988), 5-Lennon et al. (1993), 6-Davies et al. (2005), 7-Mehner et al. (2013).

Lennon et al. (1993) encontraram um forte enriquecimento de N e empobrecimento de C e O, indicando mistura de material processado pelo ciclo CNO, confirmando que esse objeto é evoluído.

A estrela é circundada por uma nebulosa de poeira (Glass, 1984; Wolf & Zickgraf, 1986; Lennon et al., 1993; Voors et al., 1999), onde foram detectados silicatos cristalinos, característicos de razão C/O menor do que 1, pela primeira vez na Grande Nuvem de Magalhães (Voors et al., 1999). Além disso, Hidrocarbonetos Aromáticos Policíclicos também foram encontrados, indicando uma razão C/O maior do que 1. Essa química dupla foi explicada pela interação entre o vento e o meio interestelar ou devido a pequenos grãos que não estão em equilíbrio térmico (Voors et al., 1999). Stahl & Wolf (1986) determinaram a velocidade de expansão da nebulosa como sendo de aproximadamente 20 km/s e Wolf & Zickgraf (1986) determinaram seu raio na ordem de  $8000 R_{\star}$ , chegando à conclusão de que a nebulosa foi ejetada há aproximadamente 400 anos. Esta nebulosa, porém, ainda não foi observada diretamente devido ao seu pequeno tamanho (Weis, 2003).

## 4 Observações

Para uma melhor análise dos objetos de nossa amostra, foram utilizados dados espectroscópicos em diferentes regiões espectrais e fotométricos em diferentes bandas.

### 4.1 Dados Espectrais

A amostra de dados espectrais foi dividida em duas categorias: a amostra principal e a secundária. A amostra principal consiste de espectros de alta resolução obtidos pelo grupo de trabalho, obtidos com o espectrógrafo FEROS (*The Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph*) acoplado ao telescópio MPI (*Max Plank Institute*) de 2.2 m do ESO em La Silla (Chile), através do acordo ESO/ON ou de pedidos aceitos ao tempo aberto do ESO. A configuração instrumental utilizada forneceu um poder de resolução ( $R$ ) de 55000, correspondente a uma resolução de  $0,03 \text{ \AA}/\text{pixel}$  em uma cobertura de 3600 a 9200  $\text{\AA}$ . A razão sinal/ruído obtida foi em torno de 20-50 na região de 5000  $\text{\AA}$ .

Esta amostra foi observada nos dias 11/12/2005 e 05/10/2007, tendo a estrela S52 sido observada nas duas datas. A lista das observações encontra-se na tabela 11.

Objeto	Data da Observação	$\Delta\lambda$ ( $\text{\AA}$ )	$T_{exp}$ (s)
LHA 115-S 52	11/12/2005	3600-9200	$2 \times 450$
	05/10/2007	3600-9200	$2 \times 450$
LHA 120-S 30	11/12/2005	3600-9200	$2 \times 900$
LHA 120-S 96	11/12/2005	3600-9200	$2 \times 450$
LHA 120-S 116	11/12/2005	3600-9200	$2 \times 450$
LHA 120-S 155	11/12/2005	3600-9200	$2 \times 450$
LHA 120-S 61	05/10/2007	3600-9200	$2 \times 750$

Tabela 11 – Lista das observações realizadas para a coleta da nossa amostra principal de dados, onde  $\Delta\lambda$  é a cobertura espectral e  $T_{exp}$  é o tempo de exposição.

As observações de 2005 foram reduzidas pelo Dr. Marcelo Borges Fernandes, utilizando rotinas MIDAS desenvolvidas pelo Dr. Herman Hensberge (Royal Observatory of Belgium). Elas seguem o processo padrão de redução de espectros echelle com a identificação das ordens, correção dos efeitos instrumentais, calibração em comprimento de onda e junção das ordens. As observações de 2007 foram reduzidas através de pipeline de redução automática fornecida pelo ESO. Devido ao excessivo ruído nas extremidades dos espectros, utilizamos apenas a faixa entre 3800 e 8860  $\text{\AA}$ .

A amostra secundária consiste de espectros obtidos em diferentes arquivos públicos, destinados a estender e aprimorar a análise dos objetos. Ela é composta de diversos

espectros no óptico e no infravermelho de diferentes resoluções e coberturas espectrais.

Os espectros no óptico são provenientes do arquivo público do ESO<sup>1</sup> obtidos entre 2000 e 2011 com os espectrógrafos de alta resolução UVES (*Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph*, R=80000 a 110000) e FEROS.

Os espectros no infravermelho são originários dos arquivos públicos dos telescópios espaciais Spitzer<sup>2</sup> e ISO<sup>3</sup> (*Infrared Space Observatory*). Os dados provenientes do Spitzer foram obtidos através do instrumento IRS (*Infrared Spectrograph*) em modo de baixa resolução, com observações entre 2003 e 2008. Os dados provenientes do ISO foram obtidos com o instrumento SWS (*Short Wavelength Spectrometer*) em modo de alta resolução, tendo sido encontrados espectros para apenas uma estrela, a S155. A lista de espectros no IR utilizados encontra-se na tabela 12

Objeto	Fonte	Data da Observação	$\Delta\lambda$ ( $\mu\text{m}$ )
LHA 115-S 52	IRS/Spitzer	04/08/2008	5,2-37,9
LHA 120-S 30	IRS/Spitzer	14/12/2003	7,5-37,9
LHA 120-S 61	IRS/Spitzer	12/11/2008	5,2-37,9
LHA 120-S 96	IRS/Spitzer	16/04/2004 01/10/2004	5,2-14,2 14,3-37,9
LHA 120-S 116	IRS/Spitzer	18/07/2004	5,2-37,9
LHA 120-S 155	IRS/Spitzer SWS/ISO	08/08/2004 27/11/2001	5,2-37,9 2,3-45,4

Tabela 12 – Lista de espectros no infravermelho originados dos arquivos públicos do Spitzer e do ISO.

Todos os espectros obtidos de arquivos públicos já estavam reduzidos, normalmente por reduções automáticas desenvolvidas pelos próprios mantenedores.

## 4.2 Dados Fotométricos

Os dados fotométricos são também originários de uma grande gama de fontes para compor a *distribuição espectral de energia* (SED) em diferentes épocas e a curva de luz em diferentes bandas para cada objeto de nossa amostra.

As curvas de luz foram obtidas dos bancos de dados de 4 fontes: a *American Association of Variable Star Observers*<sup>4</sup> (AAVSO), o *All Sky Automated Survey*<sup>5</sup> (ASAS), o programa *Long-term photometry of variables at ESO* (LTPV) (Manfroid et al., 1991; Szeifert et al., 1993; Manfroid et al., 1995; Sterken et al., 1995) e dados extraídos do monitoramento

<sup>1</sup> [http://archive.eso.org/eso/eso\\_archive\\_adp.html](http://archive.eso.org/eso/eso_archive_adp.html)

<sup>2</sup> <http://sha.ipac.caltech.edu/applications/Spitzer/SHA/>

<sup>3</sup> <http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SWS/>

<sup>4</sup> <http://www.aavso.org/>

<sup>5</sup> <http://www.astrow.edu.pl/asas/>

fotométrico de van Genderen (1998). Nem todos os objetos foram encontrados em todos os bancos de dados. Dados da missão espacial Hipparcos, obtidos dos catálogos Hipparcos e Tycho (Perryman & ESA, 1997), também foram analisados, mas devido ao alto grau de dispersão foram descartados dos resultados finais. A relação de dados utilizados para cada objeto encontra-se na tabela 13.

	S52	S30	S61	S96	S116	S155
AAVSO	Vis. e V	Vis.		UBVIR e Vis.	Vis.	UBVIR e Vis.
ASAS	V e I	V e I	V e I	V e I	V e I	V e I
LTPV	<i>uvby</i>	<i>uvby</i>		<i>uvby</i>	<i>uvby</i>	<i>uvby</i>
van Genderen (1998)	B e V	B e V		B e V	B e V	B e V

Tabela 13 – Dados utilizados para a obtenção de curvas de luz para cada um dos objetos em diferentes filtros. Os dados originados do AAVSO possuem duas classificações com relação ao filtro no visível, a banda Vis. e a banda V. A banda V se refere ao filtro V do sistema Johnson, já o Vis. designa o filtro do visual fotográfico.

Além desses dados, foram obtidos dados fotométricos através da plataforma Vizier<sup>6</sup> de vários catálogos. Estes dados foram utilizados para a composição das SEDs e para a complementação da curva de luz em alguns casos. Alguns valores das séries temporais também foram utilizados na composição das SEDs. Vale citar que nenhuma observação fotométrica para esta dissertação foi feita pelo nosso grupo. Os dados colhidos do Vizier e de várias outras referências encontram-se no Apêndice C.

<sup>6</sup> <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>



## 5 Metodologia

O trabalho de pesquisa descrito nessa dissertação foi dividido em várias fases, com o objetivo de ir gradualmente mapeando as informações sobre os objetos da nossa amostra, necessárias para realizar a modelagem final e determinação dos parâmetros físicos. A seguir descreveremos a metodologia empregada em cada uma destas fases do trabalho.

### 5.1 Atlas Espectrais

Devido à grande variedade de elementos e perfis de linhas que aparecem nos espectros das LBVs, foi necessário, em um primeiro momento, realizar um trabalho de tratamento e análise dos espectros, produzindo atlas espectrais para os diferentes objetos.

O tratamento e a análise foram realizados com o software IRAF<sup>1</sup>. Utilizando a tarefa *splot* do pacote *onedspec*, primeiramente foi realizada uma limpeza dos raios cósmicos, *hot pixels* e outros defeitos dos espectros utilizando o comando “x”. Os espectros foram então divididos em 15 partes, cada uma com 200 a 500 Å de cobertura, tomando-se o cuidado para que nenhuma linha fosse cortada nas bordas dos espectros. Em seguida, todas as partes foram normalizadas separadamente utilizando a tarefa *continuum*.

Com os espectros limpos e normalizados, foram então realizadas medidas das larguras equivalentes ( $W_{eq}$ ) e comprimentos de onda centrais das linhas espectrais, bem como a identificação dos perfis. Foram realizadas ao menos 5 medidas para cada linha, utilizando os comandos “k” e “e” da tarefa *splot*. Em seguida, os resultados foram processados por uma tarefa desenvolvida em Python que combinava diferentes medidas de uma mesma linha e a identificava com base em uma lista de linhas derivada de Moore (1945), Thackeray (1967), Landaberry et al. (2001), NIST Atomic Spectra Database Lines Form<sup>2</sup> e The Atomic Line List v2.04<sup>3</sup>.

O resultado deste processo foram tabelas com o comprimento de onda central e largura equivalente médios para cada linha, o erro de  $1\sigma$  para ambos, as identificações possíveis da linha e a velocidade radial calculada comparando-se o comprimento de onda de laboratório da provável identificação e o medido na linha observada. Para definir qual das possíveis identificações fornecidas pelo código seria a identificação real da linha, utilizamos a velocidade radial e o pertencimento a multipletos como critério. Também foram utilizados espectros sintéticos gerados com o software Synplot<sup>4</sup> e os potenciais de ionização para

<sup>1</sup> IRAF - Image Reduction and Analysis Facility (<http://iraf.noao.edu/>)

<sup>2</sup> [http://physics.nist.gov/cgi-bin/AtData/lines\\_form](http://physics.nist.gov/cgi-bin/AtData/lines_form)

<sup>3</sup> <http://www.pa.uky.edu/~peter/atomic/>

<sup>4</sup> <http://nova.astro.umd.edu/Synspec43/synspec.html>

melhorar a identificação das linhas.

Através desses resultados, estimamos a velocidade radial para os objetos e corrigimos os espectros desta velocidade. Em seguida, mapeamos os comportamentos das linhas de alguns elementos principais para, através disso, elaborar possíveis cenários que pudessem guiar a modelagem sintética dos espectros.

Os erros estimados para a determinação das largura equivalentes das linhas são de 10% para as linhas com  $W_{eq} > 0.3\text{\AA}$  e 20% para as linhas com  $W_{eq} < 0.3\text{\AA}$ . Os comprimentos de onda centrais foram medidos com erro menor que  $0.1\text{\AA}$ .

## 5.2 Variações Temporais: SEDs, Espectros e Curvas de Luz

Se fez necessário também mapear variações temporais nos objetos e conhecer assim seus históricos eruptivos recentes, importantes na compreensão dos resultados dos parâmetros físicos. Esta análise se deu através da comparação de SEDs, de espectros de diferentes épocas, quando disponíveis, e de curvas de luz dos objetos.

Como já foi citado, as curvas de luz foram obtidas de diferentes catálogos fotométricos. Dados com barra de erro conhecida muito grande em comparação com outros da mesma fonte foram removidos. Mapeamos então as variações recentes em diferentes bandas. Foi feita também a verificação da época da obtenção dos nossos espectros: quiescência ou erupção.

Os dados originados do catálogo LTPV, inicialmente disponíveis no sistema *ubvy* foram convertidos para o sistema UBV através das relações expressas na equação 5.1 (Harmanec & Božić, 2001). Além disso, para que os dados na banda V convertida coincidisse com os dados de outros catálogos para a mesma época, tivemos que adicionar ao valor encontrado uma constante, com valor entre 0,8 e 1 magnitude, dependendo da estrela.

$$\begin{aligned}
 V &= y \\
 (B-V) &= 1.41694 \times (b - v) + 0.07010 \times (u - b) + 0.57145 \times (b - v)^2 \\
 &\quad - 0.60399 \times (b - v)^3 - 0.10118 \\
 (U-B) &= 0.66567 \times (u - b) - 0.09718 \times (b - v) + 0.24407 \times (b - v)^2 \\
 &\quad + 0.29340 \times (b - v)^3 - 0.91958
 \end{aligned} \tag{5.1}$$

As comparações entre os espectros normalizados UVES e FEROS de diferentes épocas (2000-2012) se deu visualmente, comparando os perfis de linha e suas profundidades. Também comparamos os nossos espectros com os da literatura. As variações espectrais notadas também foram relacionadas às variações fotométricas, ajudando a compreender a evolução do cenário físico dos objetos de nossa amostra.

Tendo o mapeamento das erupções em mãos, separamos as SEDs em diferentes épocas, diferenciando dados observados durante erupção e observados durante a quiescência. Essa separação foi utilizada para a obtenção de parâmetros em diferentes épocas através de posterior modelagem. Os dados das SEDs foram desavermelhados através das curvas de extinção obtidas para as Nuvens de Magalhães por Gordon et al. (2003).

### 5.3 SED no Infravermelho e Envoltórias de Poeira

Como já citado no capítulo 2, algumas LBVs apresentam poeira, principalmente fria, o que gera um forte excesso no infravermelho dos objetos. Para verificar isso, foram confeccionadas também SEDs no infravermelho médio e distante, utilizando os dados fotométricos previamente citados e espectros Spitzer e ISO, descritos na tabela 12. Algumas bandas observadas nos espectros foram identificadas, utilizando como base os trabalhos de Voors (1999).

### 5.4 Velocidade de Rotação

Uma estimativa da velocidade de rotação dos objetos foi feita utilizando o código de síntese espectral Synspec, através de sua interface IDL chamada Synplot. O código utiliza atmosferas plano-paralelas pré-computadas pelo código TLUSTY ou provenientes da literatura, realizando principalmente um tratamento não-ETL (não-Equilíbrio Termodinâmico Local) com *blanketing*<sup>5</sup>. Para a determinação dos perfis de rotação, o código realiza a convolução de perfis rotacionais teóricos, através de um programa que o acompanha chamado ROTIN. O código, porém, não é totalmente recomendado para estrelas com alta taxa de perda de massa, como LBVs, por não tratar o vento dos objetos e seus efeitos no espectro.

Sendo assim, foram separadas as estrelas com linhas espectrais com fortes indícios de serem fotosféricas e com baixa contaminação do vento. Os critérios utilizados para definir uma linha como sendo fotosférica são:

1. Perfil da linha totalmente em absorção, sem a contaminação de emissões do vento, mesmo que fracas;
2. Simetria na linha;
3. Preferencialmente linhas de maior potencial de excitação/ionização, como linhas do He I, Si III e IV e N III.

<sup>5</sup> *Blanketing* é o efeito de redução da emissão contínua da estrela em certas regiões espectrais provocado por uma forte presença de linhas metálicas e reemissão desta radiação em comprimentos de onda maiores (*backwarming*).

Com as estrelas aptas para a análise separadas, realizamos então as medidas através do Synplot, testando interativamente diversas combinações de abundâncias, temperatura, gravidade superficial ( $\log g$ ), e velocidade de rotação projetada ( $v \sin i$ ). Os modelos de atmosfera utilizados foram os provenientes das grades de modelos “BGrid” e “OGrid” do Tlusty<sup>6</sup>, possuindo limitações em termos de temperatura e  $\log g$ . Em especial, o  $\log g$  utilizado foi o menor valor disponível, visto que a gravidade superficial das LBVs é menor do que o limite inferior das grades de modelos.

É importante considerar que o valor fornecido ao código é da velocidade de rotação projetada ( $v \sin i$ ), e que corresponde a um valor menor ou igual ao da velocidade real de rotação do objeto pelo efeito da inclinação do eixo de rotação da estrela com relação à linha de visada. Outra consideração importante feita foi de que o vento dos objetos não deve estar interferindo nas linhas analisadas, o que é pouco provável. Somando-se isso às limitações dos modelos e da compatibilidade do código com as LBVs, os valores obtidos são considerados apenas estimativas superiores para o  $v \sin i$ .

## 5.5 Modelagem com o CMFGEN

Para a determinação final dos parâmetros das estrelas foi utilizado o código CMFGEN<sup>7</sup> (Hillier & Lanz, 2001). Este programa resolve as equações de transferência radiativa e de equilíbrio estatístico para modelos com vento de atmosfera plano-paralela ou simetria esférica através de tratamento não-ETL. Como resultado, o código fornece principalmente o espectro e a SED sintéticos. Suas principais aplicações são para o estudo de LBVs, Wolf-Rayets, estrelas O e B, e explosões de Supernova.

Os dois métodos recomendados pelo autor para o tratamento das linhas são:

- Sobolev: onde as transições ligado-ligado são tratadas através da aproximação de Sobolev<sup>8</sup>. Método indicado para cálculos mais rápidos com menor necessidade de alta precisão.
- Blanketing: onde os efeitos de superposição de linhas e o efeito das linhas no contínuo são levados explicitamente em consideração. É o método recomendado pelo autor do código para cálculos precisos, porém mais demorado.

Para otimizar o tratamento das espécies atômicas, o código utiliza um conceito de super-níveis, onde níveis similares são tratados como um só.

<sup>6</sup> As grades estão disponíveis em <http://nova.astro.umd.edu/Tlusty2002/tlusty-frames-models.html>

<sup>7</sup> Código disponível em <http://kookaburra.phyast.pitt.edu/hillier/web/CMFGEN.htm>

<sup>8</sup> A aproximação de Sobolev considera que a região de interação dos fótons com dada frequência e vindos de certa direção no vento é infinitamente fina, reduzindo-se a um ponto ao longo do caminho do fóton.

Os principais parâmetros de entrada fornecidos ao código foram: a massa atual dos objetos ( $M$ ), luminosidade ( $L$ ), a temperatura efetiva ( $T_{eff}$ ), taxa de perda de massa ( $\dot{M}$ ), tipo de ajuste da estrutura de velocidade e densidade do vento com seus respectivos parâmetros e os elementos a serem levados em consideração e suas abundâncias, além de parâmetros específicos da simulação. Para o ajuste da lei de velocidades do vento foi utilizada a lei  $\beta$  modificada para se aproximar de uma estrutura em equilíbrio hidrostático padrão do código (equação 5.2). A estrutura de densidades,  $\rho(r)$ , foi calculada através da equação de continuidade de massa, e o raio da estrela ( $R_*$ ), através da lei de Stefan-Boltzmann.

$$v(r) = \frac{V_0 + (V_\infty - V_0)(1 - R_*/r)^\beta}{1 + V_0/V_{core}e^{\left(\frac{R_*-r}{h_{eff}}\right)}} \quad (5.2)$$

onde  $v(r)$  é a velocidade do vento em um ponto a uma distância  $r$  da estrela,  $h_{eff}$  é a escala de altura da fotostera em unidades de raios estelares,  $\beta$  é o expoente de aceleração do vento,  $V_\infty$  é a velocidade terminal do vento e  $V_0$  e  $V_{core}$  são dois parâmetros de velocidade inicial.

Para o ajuste das SEDs foram obtidas grades de modelos, abrangendo a faixa de 7000 K até 45000 K, com passo de 2000 K, resultando uma margem de erro de 1000 K na temperatura, e taxas de perda de massa de valores  $1 \times 10^{-6}$ ,  $5 \times 10^{-6}$ ,  $1 \times 10^{-5}$ ,  $5 \times 10^{-5}$  e  $1 \times 10^{-4} M_\odot/\text{ano}$ . Esta faixa de parâmetros foi escolhida com base na literatura. O ajuste das SEDs foi feito em épocas em que os dados disponíveis eram suficientes para que fosse possível um ajuste bem determinado. Sendo assim, consideramos apenas épocas em que havia medições em pelo menos 5 bandas diferentes, sendo uma delas no ótico ou no ultravioleta. Nos casos em que não houve ajuste dentro da grade, modelos extras foram computados com novos parâmetros.

O processamento dos modelos foi feito nos equipamentos do Laboratório de Astroinformática (IAG/USP, NAT/Unicsul), cuja aquisição foi possibilitada pela agência brasileira FAPESP (processo 2009/54006-4) e pelo INCT-A.



## 6 Resultados

Neste capítulo apresentaremos os resultados obtidos nesta pesquisa, divididos de acordo com o tipo de análise feita. Para cada estrela iremos descrever o atlas espectral obtido, a curva de luz do objeto, a modelagem com o CMFGEN e, quando disponível, o mapeamento de variações espectroscópicas e a velocidade de rotação medida. Além disso, mostraremos os resultados obtidos sobre a detecção de poeira, utilizando espectros e SEDs no infravermelho médio e distante.

### 6.1 LHA 115-S 52 (S52)

#### 6.1.1 Curva de Luz

Para esta estrela foram obtidos dados nos filtros U, B, V e I provenientes dos catálogos ASAS, AAVSO, LTPV e van Genderen (1998). A figura 8<sup>1</sup> traz as curvas de luz obtidas para S52, onde podem ser notadas grandes variações nas magnitudes em todos os filtros. Em especial, podemos notar que a estrela vem passando por uma erupção desde 2006, tendo sua magnitude V reduzida de 0,4 magnitudes entre 2006 e 2009 (últimas medidas que temos), atingindo o valor de 9,8. O início de outra erupção em 1996 (citada no capítulo 3) pode também ser observado nas curvas de luz, especialmente pela forte diminuição das magnitudes U e B, porém seu máximo e seu fim estão em um espaço temporal não coberto pelos dados, sendo possível notar um aumento nas magnitudes nas bandas V e I entre 2001 e 2002 quando parece ter terminado esta erupção.

Outro ponto de destaque é o fato de que a quiescência entre 2002 e 2006 ocorreu em uma magnitude V menor do que na quiescência antes da erupção de 1994, com uma diferença de cerca de 0,5 magnitudes. Também a corrente erupção ocorre em uma magnitude V menor. Esse aparente aumento de brilho parece ser causado por alguma contribuição do material circunstelar ejetado durante a erupção anterior, adicionando fluxo na banda V, como o sugerido para a estrela HD50138 (Borges Fernandes et al., 2009).

Os dois espectros FEROS da nossa amostra de dados principal foram obtidos nas proximidades do início da erupção, sendo o de 2005 logo antes do início da erupção e o de 2007 no decorrer do aumento do brilho visual (vide figura 8).

Quando analisamos um intervalo de tempo mais restrito na figura 8, podemos notar que a estrela apresenta microvariações em todas as bases de dados, confirmando as conclusões de Sterken et al. (1998). Na figura 9, onde colocamos a curva de luz apenas

<sup>1</sup> Como unidade temporal de todas as curvas de luz do trabalho, utilizaremos a Data Juliana Modificada (MJD = JD - 2400000,5).

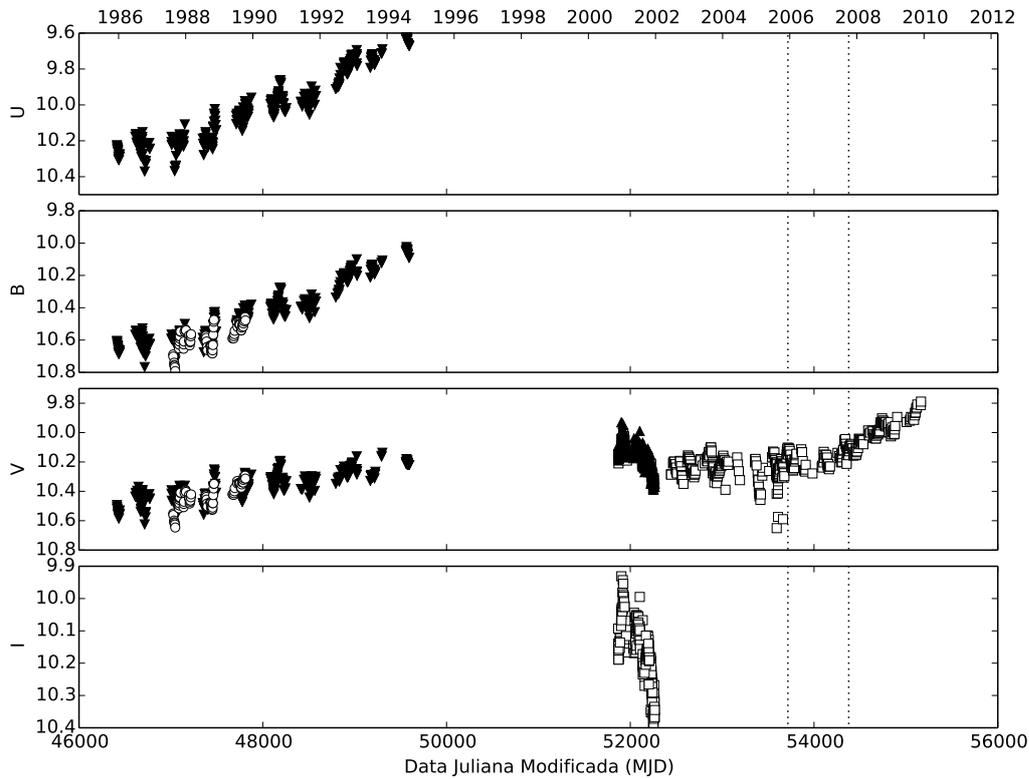


Figura 8 – Curva de luz da estrela LHA 115-S 52 nas bandas U, B, V e I. Origem dos Dados:  $\nabla$  LPTV,  $\blacktriangle$  AAVSO,  $\square$  ASAS e  $\circ$  van Genderen (1998). As linhas tracejadas verticais representam as datas em que foram obtidos os espectros FEROS. As incertezas nas medidas são menores que 0,05 magnitudes.

com os dados provenientes do ASAS para a banda V, é possível notar claramente as microvariações, cujo período é de  $\sim 120$  dias. Também é possível notar que existe uma tendência de redução da amplitude das microvariações conforme a estrela se aproxima do seu máximo visual.

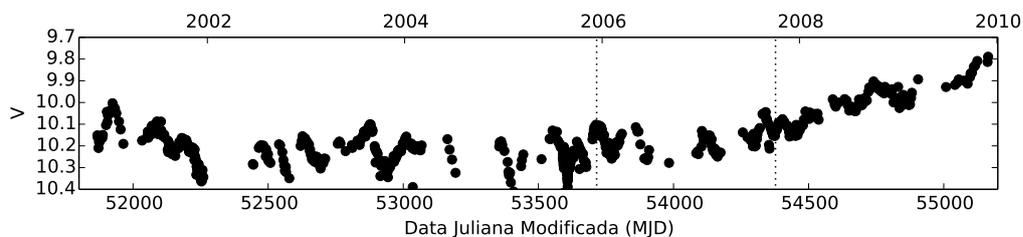


Figura 9 – Curva de luz da estrela LHA 115-S 52 na banda V com os dados do ASAS apenas.

### 6.1.2 Atlas Espectral

Para a estrela S52 foram obtidos 2 espectros, sendo um em 2005 e outro em 2007. Algumas alterações nos perfis das linhas foram notadas entre ambos, mas para evitar repetições na análise, analisaremos os dois de forma simultânea. Mais detalhes sobre variações serão discutidos na subseção 6.1.3. A velocidade radial determinada para S52, usando linhas em absorção, foi de 165 km/s, velocidade esta usada na correção de ambos os espectros.

Os espectros obtidos se caracterizam principalmente pela presença de perfis P Cygni intensos na série de Balmer, pela presença de muitas linhas de metais uma vez ionizadas, como Fe II, Mg II, Ti II e Cr II em absorção simples e pela baixa quantidade de linhas do He I. Não foram encontradas linhas proibidas nos espectros.

Os perfis P Cygni da série de Balmer são bem definidos, principalmente nas linhas  $H\alpha$  e  $H\beta$ , como se pode observar na figura 10. No espectro de 2005 é possível notar uma clara presença de duas componentes em absorção, cuja componente azul está centrada em  $\sim -90$  km/s e a componente vermelha está centrada em uma faixa de velocidades que variam entre  $\sim -40$  km/s em  $H\alpha$  e  $\sim -20$  km/s em  $H\gamma$ . Já no espectro de 2007, é possível notar claramente que apenas uma das componente em absorção continua visível, estando centrada agora em  $\sim -60$  km/s em  $H\alpha$ .

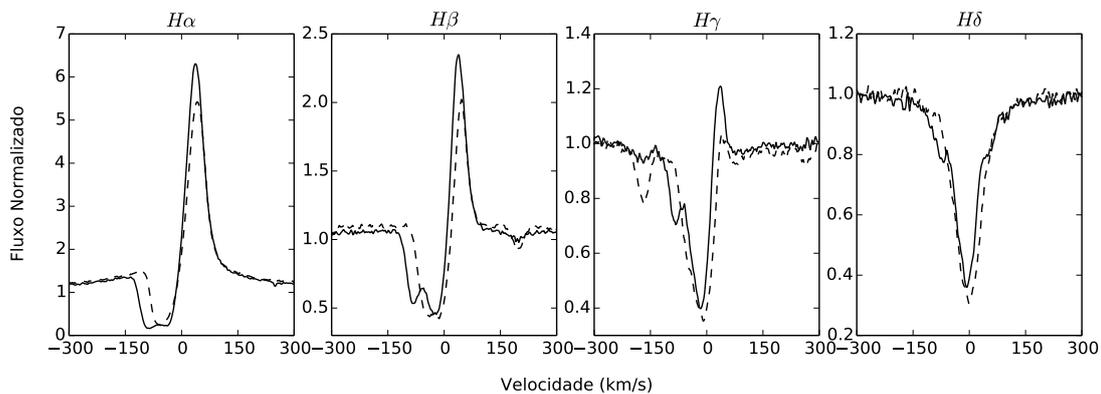


Figura 10 – Linhas da série de Balmer da estrela LHA 115-S 52. A linha cheia representa o espectro de 2005 e a linha tracejada o espectro de 2007.

Já as linhas da série de Paschen (figura 11) são vistas em absorção simples, bem centradas na velocidade radial da estrela.

As linhas do He I aparecem como absorções simples e fracas, com  $FWHM \approx 70$  km/s. Não foram notadas grandes diferenças quanto ao perfil dessas linhas nos espectros

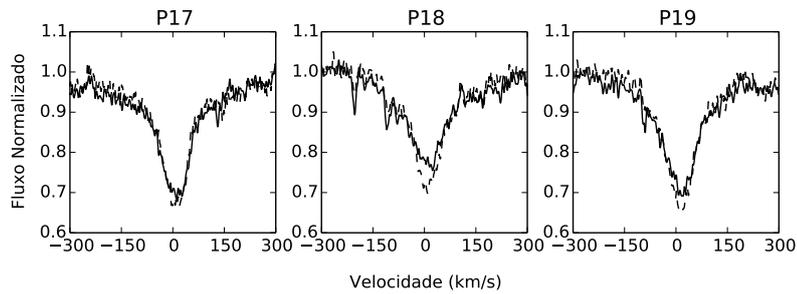
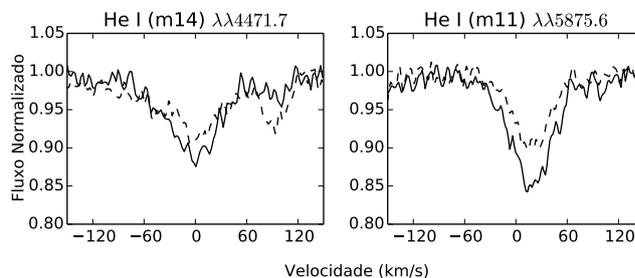


Figura 11 – Linhas da série de Paschen da estrela LHA 115-S 52. A linha cheia representa o espectro de 2005 e a linha tracejada o espectro de 2007.

de 2005 e 2007, apenas uma redução na intensidade na profundidade das linhas de 2005 para 2007, como pode se notar na figura 12.

Figura 12 – Linhas do He I, multipletos (m) 11 e 14, da estrela LHA 115-S 52. A linha cheia representa o espectro de 2005 e a linha tracejada o espectro de 2007.



As linhas do Fe II também aparecem em absorção simples, porém com uma visível assimetria, apresentando uma asa azul que se estende até -120 km/s do centro da linha. De 2005 para 2007 o perfil da linha não mudou, havendo apenas um aumento da sua profundidade, como é possível notar na figura 13, sendo mais intensas em 2007.

Já as outras linhas metálicas se apresentam também em absorção, porém com um comportamento levemente assimétrico, podendo ser ajustadas razoavelmente com perfis gaussianos com  $FWHM \approx 60$  km/s (menor do que para as linhas de He I). A diferença mais marcante dessas linhas entre os espectros de 2005 e os de 2007 é o aumento da intensidade das absorções, chegando a mais que triplicar a largura equivalente em alguns casos. A figura 14 traz linhas do Si II, Cr II, Ti II e Mg II onde é possível ver os comportamentos descritos.

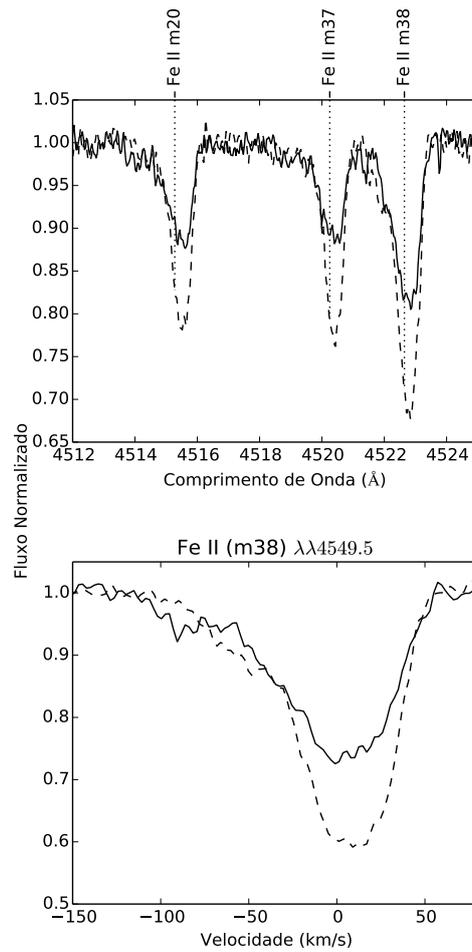


Figura 13 – Linhas do Fe II da estrela LHA 115-S 52 sendo o gráfico de baixo a linha em  $\lambda\lambda 4549.5$  e o de cima as linhas em  $\lambda\lambda 4515.3$ ,  $\lambda\lambda 4520.2$  e  $\lambda\lambda 4522.6$ . A linha cheia representa o espectro de 2005 e a linha tracejada o espectro de 2007.

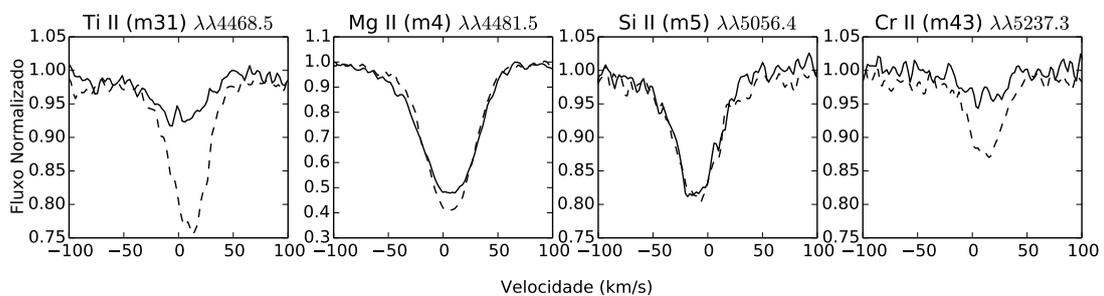


Figura 14 – Linhas do Ti II  $\lambda\lambda 4468.5$ , Mg II  $\lambda\lambda 4481.5$ , Si II  $\lambda\lambda 5056.4$  e Cr II  $\lambda\lambda 5237.3$  da estrela LHA 115-S 52. A linha cheia representa o espectro de 2005 e a linha tracejada o espectro de 2007.

### 6.1.3 Variações Espectroscópicas

Para esta estrela, além dos nossos espectros, estavam disponíveis no arquivo público do ESO espectros UVES (datados de 2000 e 2002) e espectros FEROS (2005, 2007 e 2008). Escolhemos um espectro para cada ano disponível. A lista das observações encontra-se na tabela 14.

Fonte	Data da Observação	Prog ID	$\Delta\lambda$ (Å)	$T_{exp}$ (s)
UVES	09/07/2000	65.L-0317(A)	3300-6650	600
UVES	06/05/2002	69.D-0390(A)	3300-6650	360
FEROS *	12/12/2005	076.D-0609(A)	3600-9200	$2 \times 450$
FEROS *	05/10/2007	080.A-9200(A)	3600-9200	$2 \times 450$
FEROS	06/08/2008	178.D-0361(H)	3600-9200	1800

Tabela 14 – Lista das observações utilizadas no estudo da variação espectral da estrela LHA 115-S 52. Os espectros marcados com \* são da nossa amostra principal de dados, os demais originários do arquivo público do ESO.  $\Delta\lambda$  é a cobertura espectral e  $T_{exp}$  é o tempo de exposição. Prog ID é a identificação do programa no ESO.

Ao comparar os espectros, foi possível notar dois tipos diferentes de variações: mudanças nas componentes de absorção dos perfis P Cygni da série de Balmer e mudanças na profundidade das linhas de metais uma vez ionizados, principalmente Fe II.

A figura 15 traz a comparação das linhas  $H\alpha$  e  $H\beta$  observadas em diferentes datas. O perfil de absorção das linhas varia de forma significativa, por vezes apresentando duas componentes, ou por vezes apresentando apenas uma, com diferentes profundidades e velocidades radiais.

A emissão das linhas parece se manter com velocidade radial bem constante em quase todos os espectros, com exceção de 2002 que possui a emissão deslocada para o azul em mais de 10 km/s. Este espectro, originário do banco de dados do ESO, foi reduzido automaticamente, sendo possível então que o espectro possua um erro de calibração em comprimento de onda. Porém, testes realizados com diversas outras linhas da estrela não apresentaram tal variação, descartando a possibilidade de problemas de calibração.

As linhas da série de Balmer também apresentam uma variação sistemática nas suas intensidades, principalmente na componente em emissão, conforme progredimos de 2000 a 2008, sendo as linhas vistas em 2008 menos intensas do que em 2000. A emissão das linhas de 2002 também apresenta discrepâncias em relação ao padrão observado nas demais, sendo muito mais intensas do que o esperado para uma “interpolação” dos espectros adjacentes.

A intensidade das linhas metálicas também apresenta grandes variações no período, como é possível observar na figura 16. No espectro de 2000 a região não estava disponível,

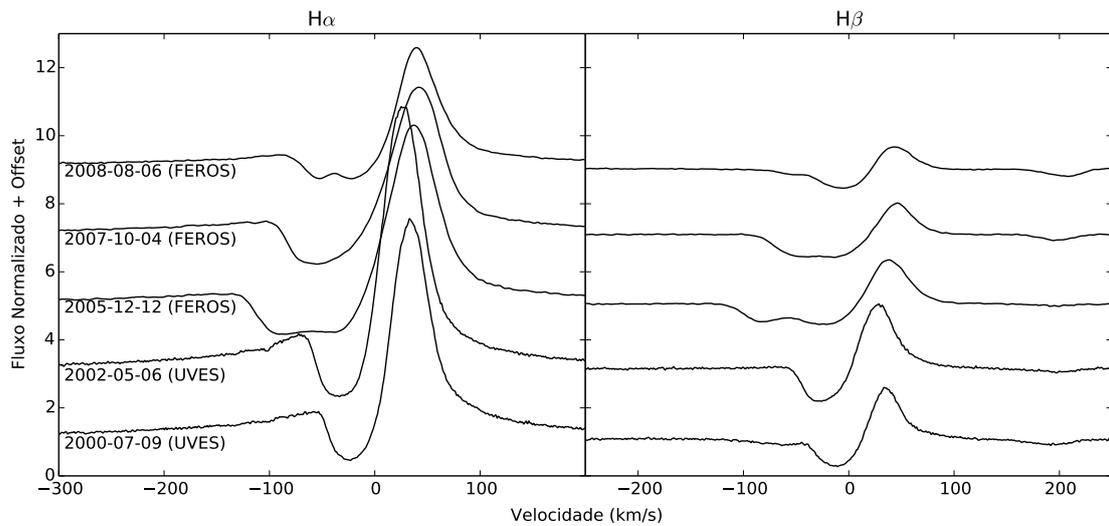


Figura 15 – Linhas  $H\alpha$  e  $H\beta$  da estrela LHA 115-S 52 observadas em diferentes datas entre 2000 e 2008.

isso porque os espectros do UVES são divididos em 3 partes denominadas de BLUE, REDU e REDL, tendo esta faixa espectral caído entre os espectros REDU e REDL.

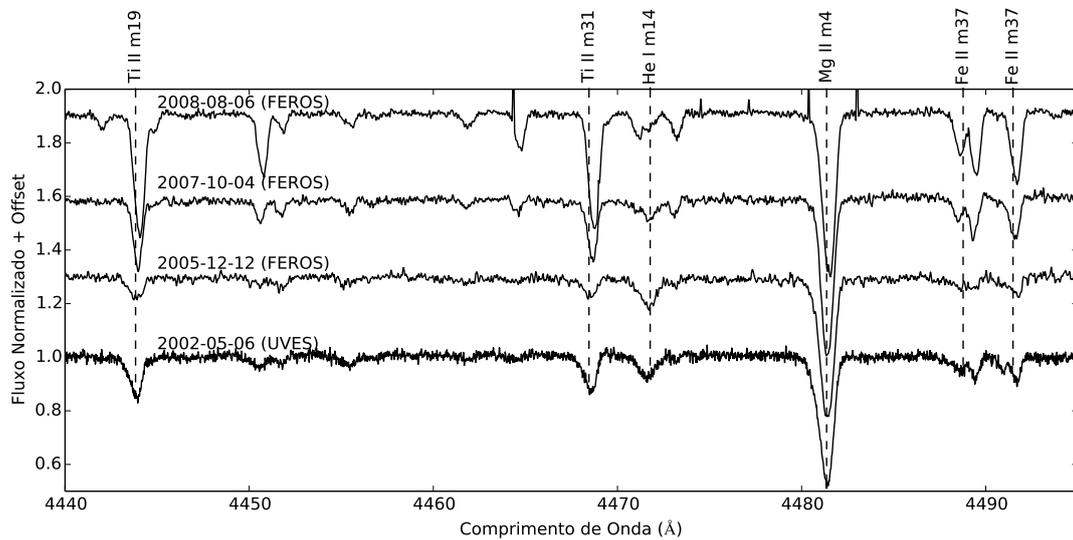


Figura 16 – Região do espectro da estrela LHA 115-S 52 entre 4440 e 4495 Å em 4 épocas diferentes: 2002, 2005, 2007 e 2008. A identificação das linhas é baseada no espectro de 2005.

É possível notar que as linhas metálicas ( $Fe II$ ,  $Ti II$  e  $Mg II$ ) diminuem conforme se aproxima de 2005 por ambos os lados, tanto de 2002 para 2005 quanto de 2008 para 2005.

Essa variação, no entanto, ocorre apenas na intensidade dessas linhas, não sendo notadas grandes variações nos seus perfis e nem em suas FWHM.

Este mesmo comportamento pode ser notado em uma comparação de espectros feita por Szeifert et al. (1993), mostrada na figura 17. Nela, dois espectros do objeto (marcado como “R40”) obtidos em 16/12/1991 e 30/01/1993, período em que a estrela passava da quiescência para a erupção de 1996, mostram o mesmo aumento das linhas metálicas de baixa ionização. Este comportamento está relacionado à queda na temperatura do ponto onde se formam essas linhas, comum no processo eruptivo.

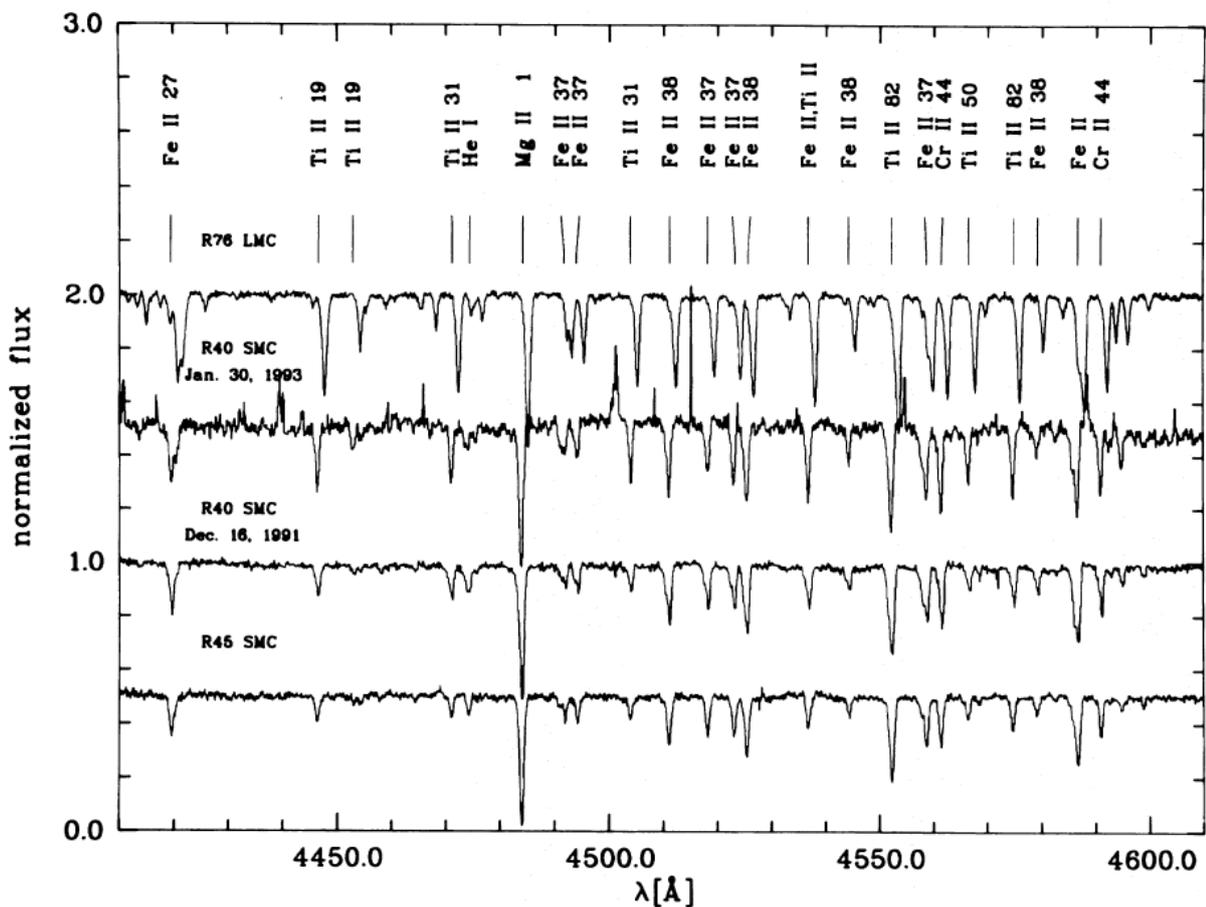


Figura 17 – Região espectral entre 4410 e 4610 Å para as estrelas LHA 120-S 52 (R40), R45 e R76, sendo a S52 mostrada em duas épocas diferentes (Szeifert et al., 1993).

Outra coisa importante de se notar é que entre 2002 e 2005 não houve variações sensíveis na linha do He I  $\lambda\lambda 4472$  (ver também figura 12), tendo essas variações ocorrido principalmente entre 2005 e 2007. A variabilidade notada foi tanto em profundidade da linha quanto no perfil, provavelmente por contribuição do vento da estrela.

### 6.1.4 Modelagem com o CMFGEN

A partir da análise da curva de luz e das variações temporais deste objeto, determinamos duas épocas para o ajuste dos modelos do CMFGEN: entre 2002 e 2005 (próximos ao nosso espectro na quiescência) e entre 1960 e 1980 (datas anteriores à primeira erupção da estrela).

O primeiro problema a surgir aqui foi que para datas próximas aos nossos espectros não havia dados fotométricos suficientes para a análise, tendo sido encontrados apenas dados para bandas no infravermelho. Portanto, introduzimos também na análise um valor médio dos dados do ASAS para a banda V no dia juliano 2453614, que é o mesmo dia em que foram obtidos os dados no infravermelho. Os melhores ajustes são mostrados na figura 18.

Para a época entre 1960 e 1980 o melhor ajuste se deu com um modelo com  $T_{eff} = 17000$  K e  $\dot{M} = 1 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{ano}$ . Já para a SED de 2005 o melhor ajuste se deu com um modelo com  $T_{eff} = 7000$  K e  $\dot{M} = 1 \times 10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$ . As velocidades terminais do vento em ambos os modelos foram de 150 km/s.

O ajuste da SED de 2005 certamente foi prejudicado pela falta de dados na época, visto que bandas no infravermelho são muito mais suscetíveis à presença do vento do que à temperatura da estrela em si.

## 6.2 LHA 120-S 30

### 6.2.1 Curva de Luz

Para esta estrela foram obtidos dados para os filtros B, V e I provenientes dos catálogos ASAS, AAVSO e van Genderen (1998). A figura 19 traz as curvas de luz obtidas para o objeto.

Não é possível notar, no nosso conjunto de dados, nenhuma variação fotométrica significativa, da mesma forma que na literatura também não foi encontrada nenhuma referência a grandes variações para S30. Porém, entre os dias julianos 2447400 e 2451000 parece haver uma redução na magnitude V maior do que as causadas por microvariações. Porém, como os dados disponíveis são apenas do início ou do final desta época, esta conclusão é incerta. De qualquer modo, é possível ter confiança de que o objeto não estava em uma erupção durante a obtenção do espectro em 2005.

A grande dispersão dos dados, em especial do ASAS (figura 20), impede conclusões precisas acerca das microvariações.

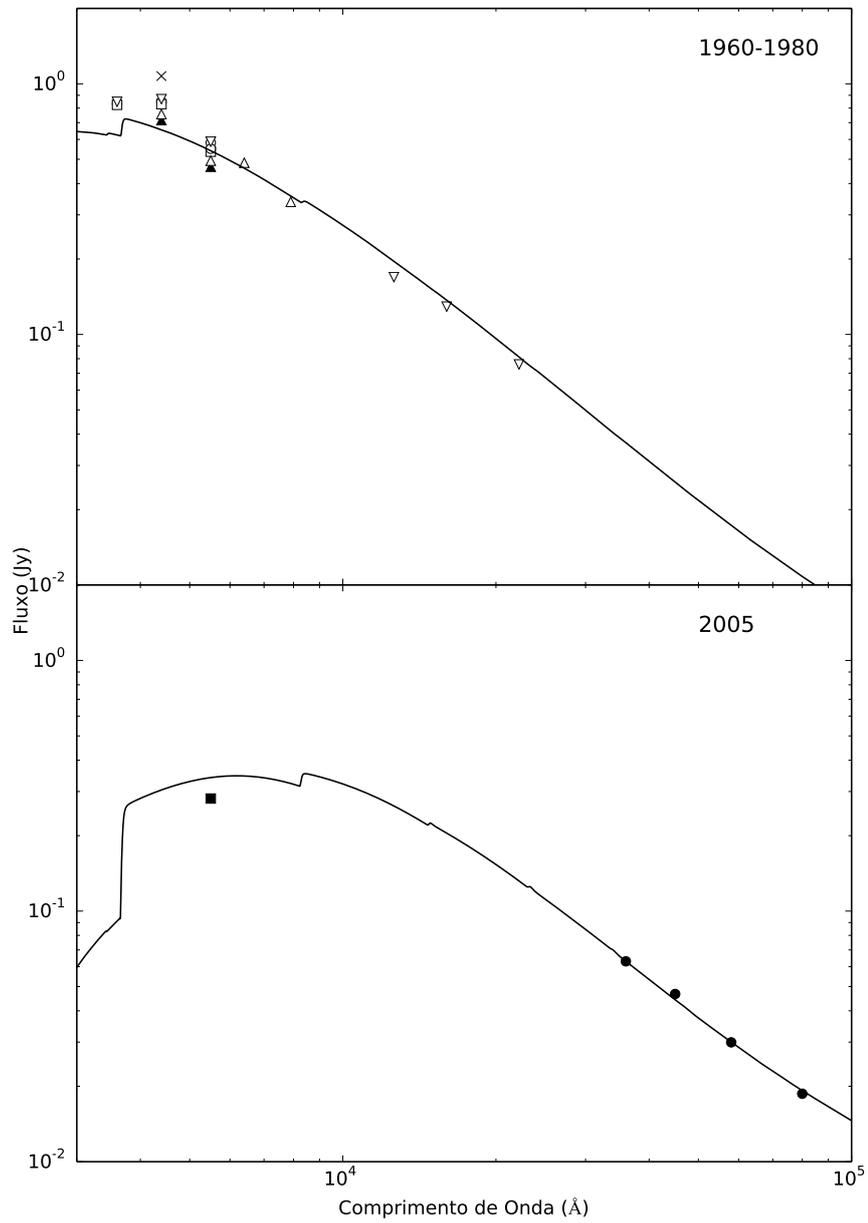


Figura 18 – Ajustes dos modelos do CMFGEN para a estrela LHA 115-S 52 nas épocas de 1960-1980 e 2005.

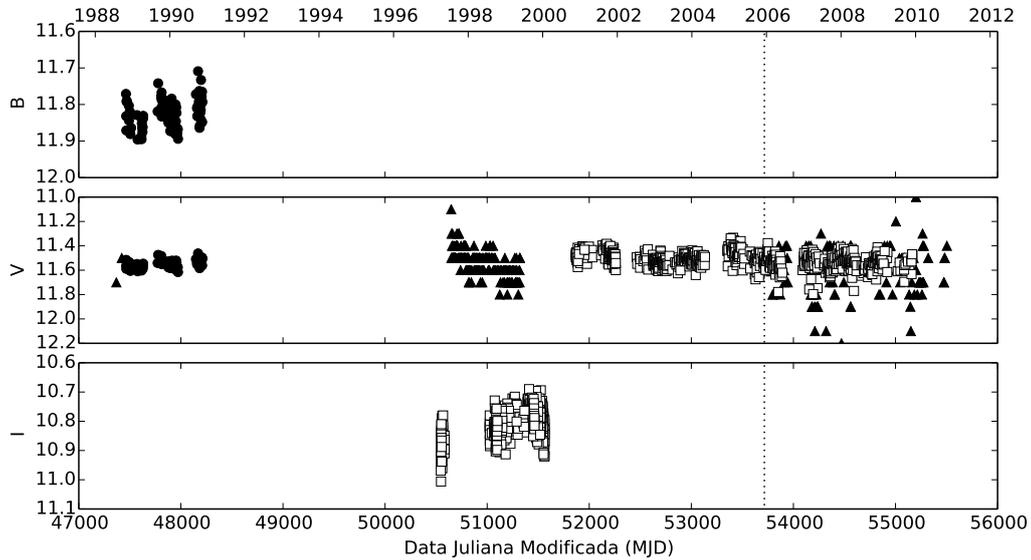


Figura 19 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 30 nas bandas B, V, e I. Origem dos Dados:  $\blacktriangle$  AAVSO,  $\square$  ASAS e  $\bullet$  van Genderen (1998). A linha pontilhada vertical indica a data de obtenção dos espectros FEROS. As incertezas nas medidas são menores que 0,2 magnitudes para o AAVSO e 0,05 para as demais fontes.

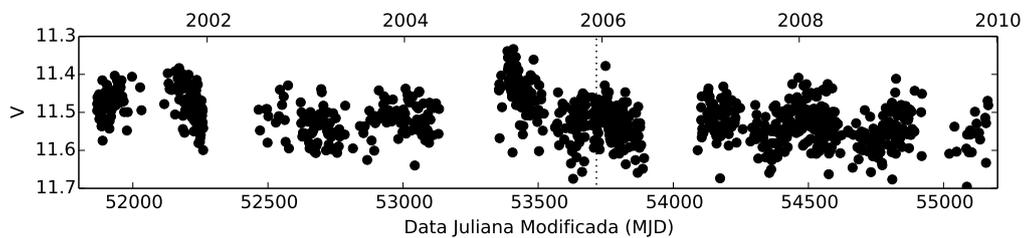


Figura 20 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 30 na banda V com os dados do ASAS apenas.

## 6.2.2 Atlas Espectral

O espectro da estrela S30 é caracterizado principalmente pelo predomínio de emissões, tendo a presença de linhas de baixo e alto potencial de excitação. Foi verificada uma forte presença de linhas do H, He I e He II, Fe II e N II, além da presença de algumas linhas do O II, Mg II e Si II. Apenas algumas absorções foram encontradas, sendo que nenhuma foi possível identificar. Não foram identificadas linhas proibidas no espectro da estrela. A velocidade radial estimada a partir das linhas em emissão e usada na correção dos espectros foi de 295 km/s.

As linhas do H, assim como a maioria dos elementos, estão em emissão pura com uma boa simetria no perfil. As linhas da série de Balmer (figura 21) se caracterizam principalmente por um pico fino, enquanto as linhas da série de Paschen (figura 22) possuem um perfil mais achatado no topo. A linha de H $\delta$  apresenta uma absorção alargada bem próxima, formando uma estrutura parecida com a de um perfil P Cygni, porém não existe qualquer indicativo de que esta absorção seja realmente uma componente dessa linha, especialmente porque o mesmo comportamento não é observado nas outras linhas de termos mais altos da série de Balmer, sendo provavelmente uma absorção do N III.

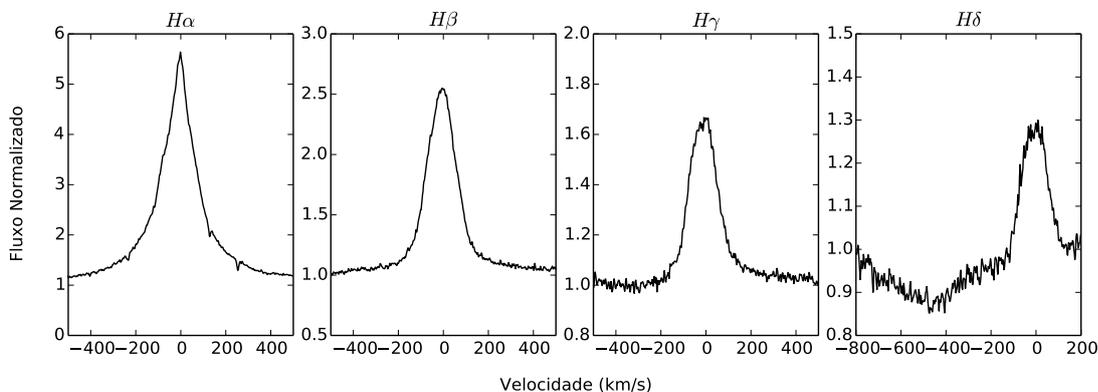


Figura 21 – Linhas da série de Balmer da estrela LHA 120-S 30.

Ao analisarmos as figuras 23 e 24, notamos que em ambas as linhas do He I e do He II se encontram com pico bem centrado na velocidade radial da estrela. Além disso, é possível notar uma queda no contínuo na asa azul das linhas, queda essa que se estende até uma velocidades de aproximadamente -1000 km/s. Uma explicação possível para o caso é que não se tratam de emissões puras, mas sim de perfis P Cygni com a componente em absorção fraca demais para ser vista, mas criando os perfis claramente assimétricos.

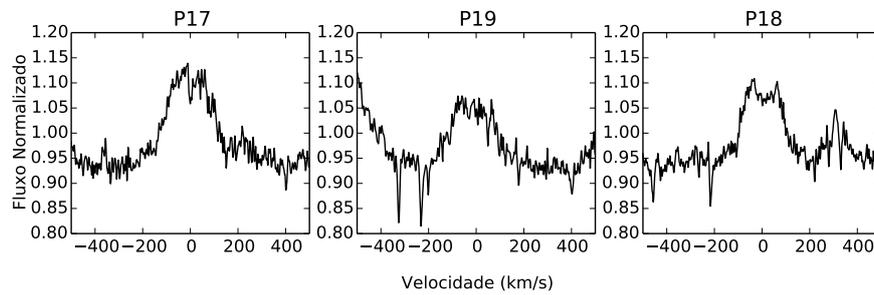
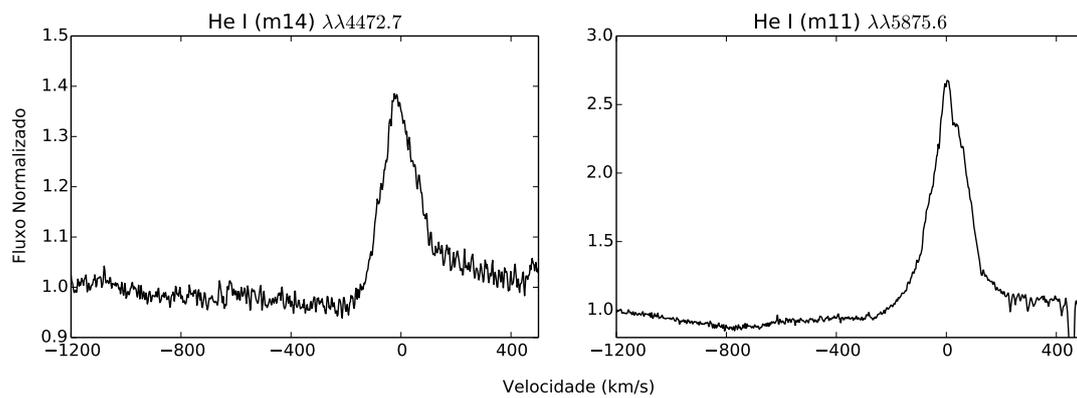
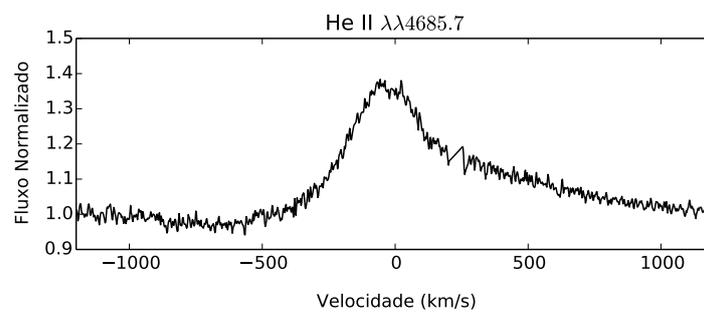


Figura 22 – Linhas da série de Paschen da estrela LHA 120-S 30.

Figura 23 – Linhas do He I  $\lambda\lambda 4472.7$  e  $\lambda\lambda 5875.6$  da estrela LHA 120-S 30.Figura 24 – Linha do He II  $\lambda\lambda 4685.7$  da estrela LHA 120-S 30.

### 6.2.3 Variações Espectroscópicas

As variações espectroscópicas deste objeto já são bem conhecidas na literatura e normalmente ocorrem apenas na intensidade das linhas. Pela falta de espectros óticos em bancos de dados públicos, utilizamos para o trabalho de comparação espectros obtidos da literatura.

Notamos também variações semelhantes às descritas na literatura quando comparamos nossos espectros com espectros de Stahl et al. (1985) e Weis (2003). A figura 25 foi retirada de Weis (2003) e apresenta a linha de  $H\alpha$ , cuja a intensidade da emissão é cerca de 10 vezes o valor do contínuo, enquanto para os nossos espectros, vistos na figura 21, o máximo da emissão está em torno de 5,5 vezes o valor do contínuo. No entanto, não foi notada qualquer variação no perfil dessa linha.

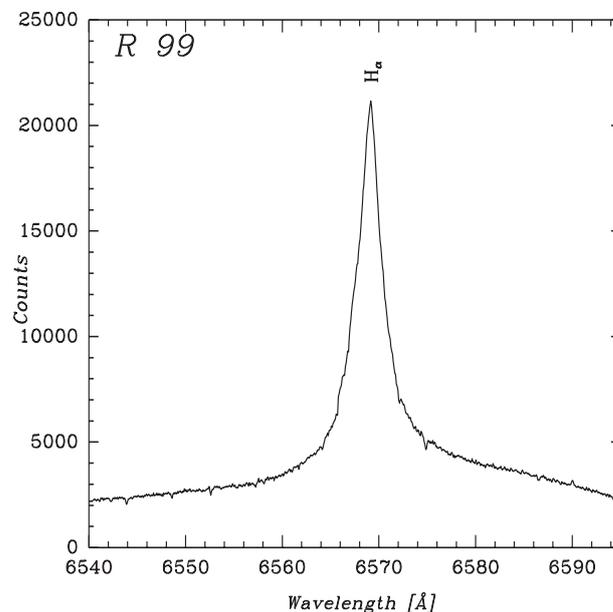


Figura 25 – Linha  $H\alpha$  da estrela LHA 120-S 30 (Weis, 2003).

Não foram também notados indícios de variações nos perfis das outras linhas vistas no nosso atlas espectral quando comparados com o espectro de Stahl et al. (1985) visto na figura 26. Variações de intensidade com relação a esse último, também não foram possíveis de se determinar devido à falta de escala adequada no gráfico.

### 6.2.4 Modelagem com o CMFGEN

Para a estrela S30 não foram encontradas variações fotométricas significativas, seguindo o que já era citado na literatura. Desta forma não estabelecemos limites temporais nos dados para ajuste dos modelos obtidos com o CMFGEN. Porém, ao realizarmos os primeiros ajustes, notamos que os dados datados de 1985 provenientes de Stahl (1986) apresentavam uma grande discrepância no infravermelho com relação a todos os outros



dados. Dessa forma realizamos os ajustes apenas com os dados datados de 1990 a 2010. O modelo de melhor ajuste é mostrado na figura 27.

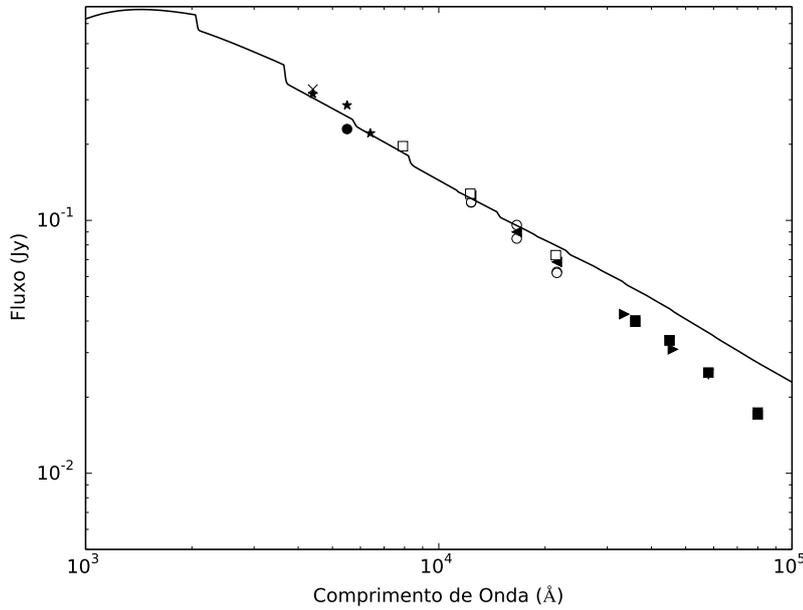


Figura 27 – Modelo do CMFGEN melhor ajustado para a SED da estrela LHA 120-S 30. A linha cheia representa o modelo com  $T_{eff} = 34000$  K,  $\dot{M} = 2 \times 10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$  e  $v_{\infty} = 1000$  km/s.

O modelo com melhor ajuste foi obtido utilizando  $T_{eff} = 34000$  K,  $\dot{M} = 2 \times 10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$  e  $v_{\infty} = 1000$  km/s. É possível notar que este modelo ajusta bem a região em torno do ótico, mas passa a ser discrepante no infravermelho a partir de  $2 \mu\text{m}$ . A provável explicação para este erro é que o infravermelho é mais sensível a mudanças no vento da estrela, que não deve ser simétrico como o exigido pelo código.

A perda de massa obtida é superestimada, sendo um valor mais plausível para estrelas em erupção e não esperado para estrelas com tão baixa atividade.

## 6.3 LHA 120-S 61

### 6.3.1 Curva de Luz

Este é o objeto de nossa amostra com menor quantidade de dados fotométricos disponíveis. Para a curva de luz, apenas o catálogo ASAS possuía dados para as bandas V e I. De forma a complementar nossa análise também utilizamos a única medida datada para o filtro V disponível no SIMBAD, originária de Girard et al. (2011). A curva de luz do objeto está disponível na figura 28.

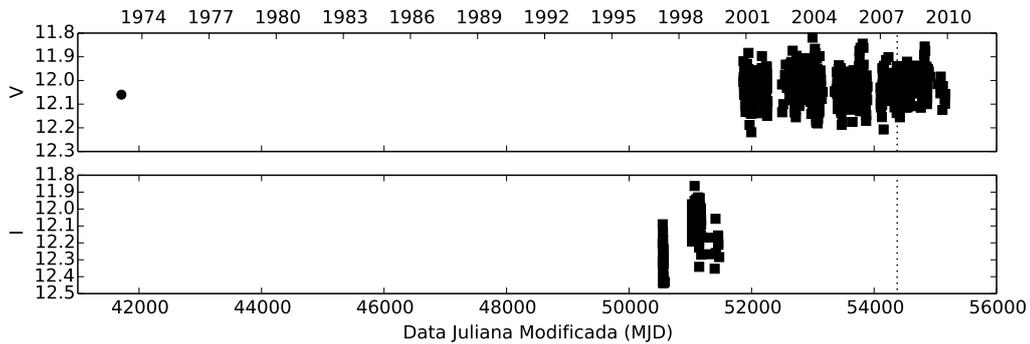


Figura 28 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 61 nas bandas V e I. Origem dos Dados: ■ ASAS e ● Girard et al. (2011). A linha pontilhada vertical indica a data de obtenção dos espectros FEROS. As incertezas nas medidas são menores que 0,2 magnitudes.

Assim como a estrela S30, não são notadas variações fotométricas significativas em nosso conjunto de dados, ficando a magnitude V sempre em torno de  $\sim 12.0 \pm 0.2$ . Por outro lado, um sinal de microvariações pode ser notado, porém sem a possibilidade de um estudo mais detalhado sobre eles devido à grande dispersão e à necessidade de uma resolução temporal maior nos dados, como pode ser notado na figura 29.

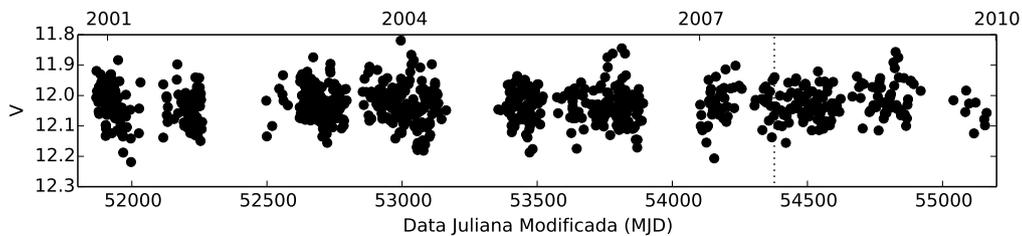


Figura 29 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 61 na banda V com os dados do ASAS apenas.

### 6.3.2 Atlas Espectral

A estrela S61 apresenta um espectro bem diversificado, com a presença de vários tipos de perfis, como absorções puras, perfis P Cygni, emissões puras e emissões com duas componentes (emissões de pico duplo). As principais características espectrais da estrela são as intensas emissões na série de Balmer e nas linhas proibidas do N II e S II, a presença de linhas de alto potencial de ionização, como Si IV, N III e He II e a não detecção de linhas da série de Paschen. Várias emissões fracas não foram identificadas. A velocidade radial

estimada para a estrela e usada na correção do espectro foi de 210 km/s, utilizando as linhas do Si IV e N III.

A série de Balmer apresenta um perfil de emissão de pico duplo extremamente intenso, chegando a quase 25 vezes a intensidade do contínuo para a linha  $H\alpha$ . Como podemos ver na figura 30, a componente azul da linha é mais fraca que a vermelha ( $V/R = 0.75 \pm 0.03$ ). A asa das linhas no lado vermelho também é mais extensa do que a asa no lado azul, indo até cerca de 300 km/s enquanto a asa azul chega a apenas 150 km/s. Os picos das linhas encontram-se em -5 e +30 km/s, estando a absorção central que divide os dois com seu mínimo em +10 km/s.

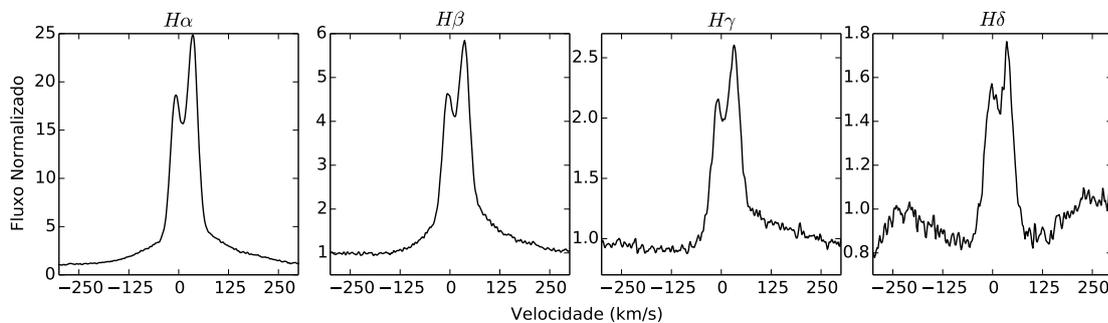


Figura 30 – Linhas da série de Balmer da estrela LHA 120-S 61.

O mesmo comportamento das linhas de Balmer é observado nas linhas proibidas, principalmente as linhas do [N II] e do [S II], que podem ser vistas nas figuras 31 e 32. As linhas do [N II] se apresentam anormalmente intensas, atingindo quase a mesma intensidade da  $H\alpha$ .

As linhas do He I apresentam, em sua maioria, um claro perfil P Cygni, onde a velocidade radial da estrela coincide com uma pequena falha, ou “ombro” nas componentes de emissão, como é possível ver na figura 33. O pico de emissão encontra-se deslocado para o vermelho em 30 km/s, enquanto a componente em absorção se estende até uma velocidade de -240 km/s.

As linhas de vários metais, como N II, Fe II e Al III apresentam perfil em emissão simples, centrada na velocidade radial da estrela. A figura 34 traz alguns exemplos destas linhas. Por sua vez, as linhas de alto potencial de ionização localizadas foram principalmente as linhas do Si IV, N III e He II. Todas elas apresentam um perfil em absorção alargado, com  $FWHM \sim 145$  km/s. A figura 35 mostra a região da linha  $H\delta$ , onde se encontram duas linhas do Si IV e duas do N III, estando uma delas acoplada à linha do H.

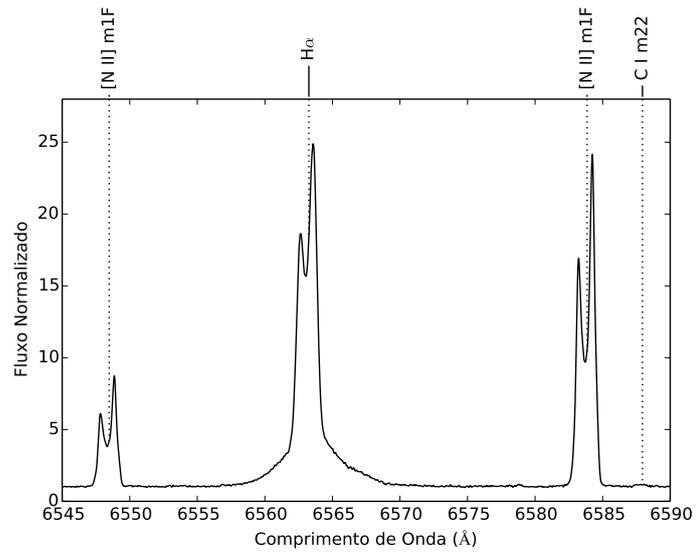


Figura 31 – As linhas de H $\alpha$  e do [N II] da estrela LHA 120-S 61.

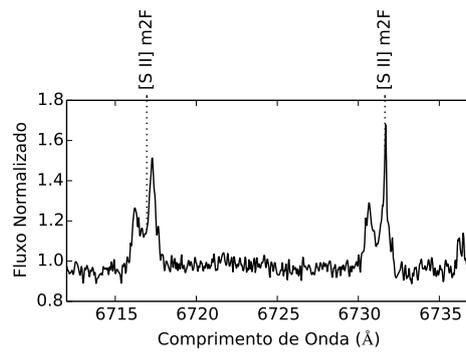


Figura 32 – Linhas do [S II] da estrela LHA 120-S 61.

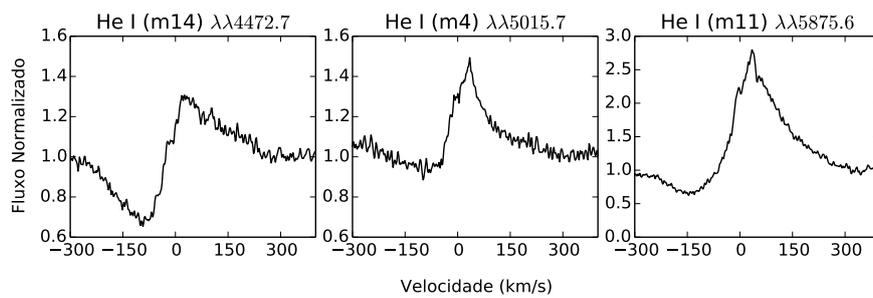


Figura 33 – Linhas do He I da estrela LHA 120-S 61.

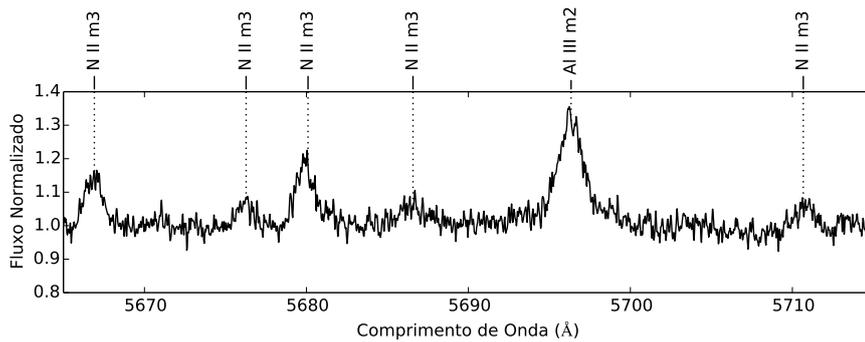


Figura 34 – Linhas do N II e Al III da estrela LHA 120-S 61.

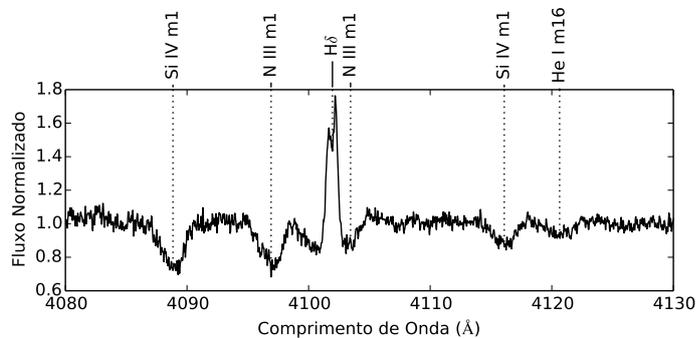


Figura 35 – Região em torno da linha H $\delta$  da estrela LHA 120-S 61, onde aparecem algumas linhas de elementos de alto potencial de ionização, como Si IV e N III.

### 6.3.3 Variações Espectroscópicas

Para este objeto não foram encontrados espectros recentes em bancos de dados para realizarmos a comparação, por isso comparamos os nossos espectros com espectros provenientes da literatura.

A comparação da linha H $\alpha$  e das linhas do [N II] foi feita utilizando as figuras 6 de Weis (2003) e a nossa 31. Em ambos os espectros as linhas apresentam perfis com os mesmos formatos, porém são notadas variações nas intensidades das linhas proibidas, sendo estas mais intensas em nossos espectros.

Outra comparação realizada foi utilizando espectros provenientes de Pasquali et al. (1997a), vistos na figura 36. A resolução destes espectros é menor do que dos nossos e dos espectros obtidos por Weis (2003), provocando o ocultamento da emissão em pico duplo nas linhas proibidas e de Balmer. Porém a comparação da intensidade dessas linhas e de outras (He I e [S II]) do espectro obtido com a fenda na estrela com os nossos, vistos na figura 37 não indicou, também, qualquer variação.

Uma fonte para as variações de intensidade observadas entre nossos espectros e

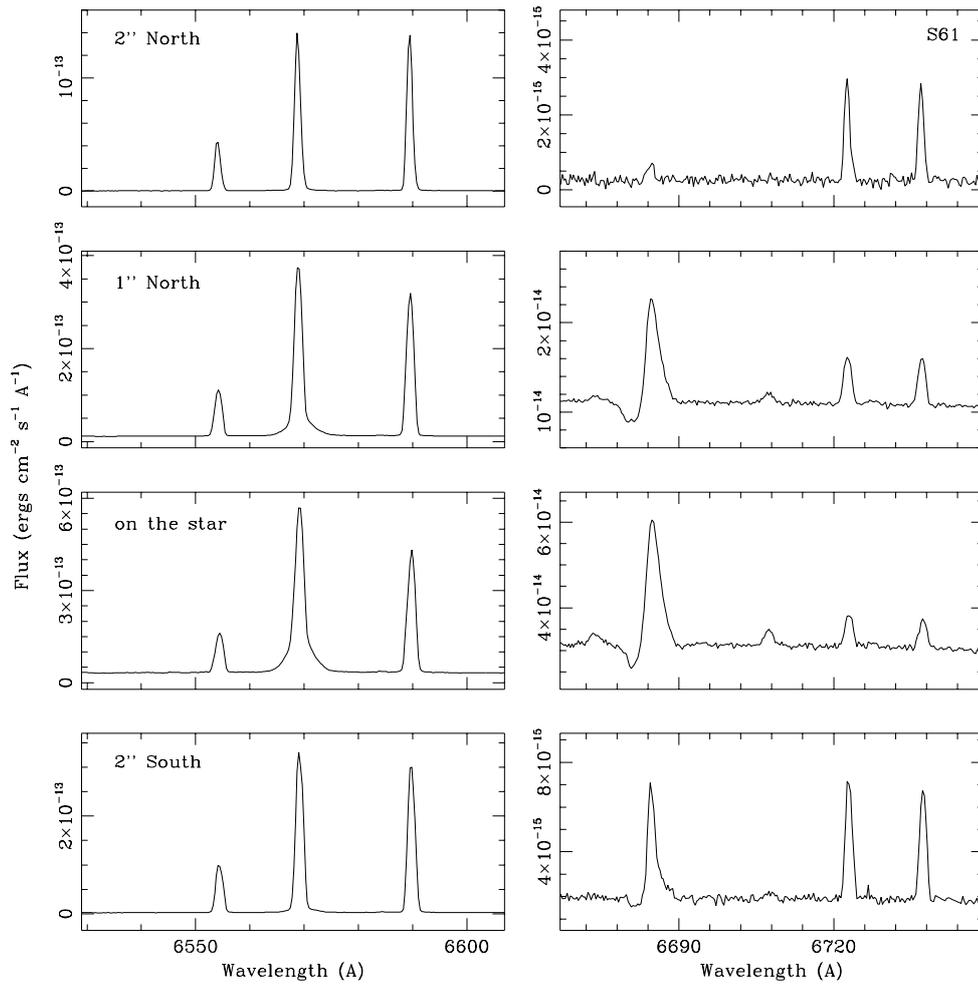


Figura 36 – Regiões espectrais 6530-6610 e 6660-6750 Å (Pasquali et al., 1997a). Os espectros foram obtidos com a fenda em diferentes posições na nebulosa circumstelar, sendo a posição da fenda indicada no canto superior esquerdo dos espectros da primeira coluna. Para a identificação das linhas, consultar a figura 37.

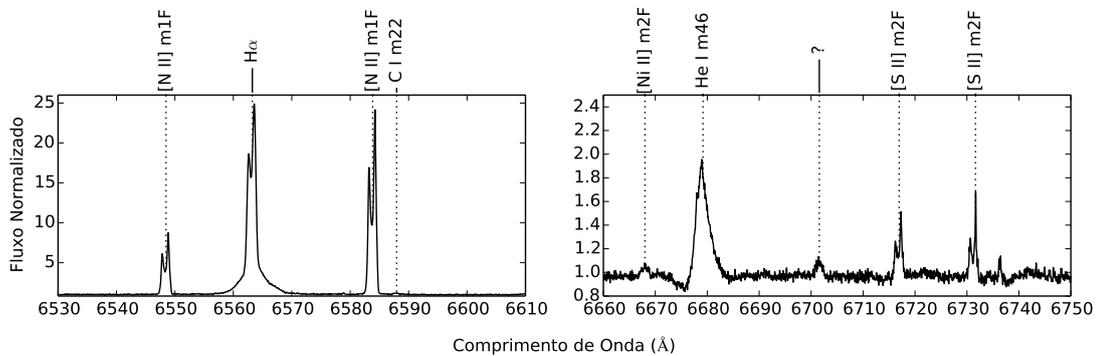


Figura 37 – Regiões espectrais 6530-6610 e 6660-6750 Å da estrela LHA 120-S 61 em nossos espectros FEROS.

os de Weis (2003) pode estar relacionada à posição da fenda que, como mostrado por Pasquali et al. (1997a), altera a razão entre as intensidades das linhas e  $H\alpha$  e  $[N II]$ .

Portanto, do mesmo modo que citado na literatura, não foram observados indícios de forte variação no espectro da estrela S61. Este resultado era esperado, pois não foram observadas variações fotométricas na curva de luz da estrela também.

### 6.3.4 Modelagem com o CMFGEN

Como a estrela S61 não apresenta qualquer indício de variação intensa tanto espectroscópica quanto fotométrica, decidimos por não fazer a separação da SED em épocas diferentes, realizando o trabalho em uma única modelagem com todos os dados fotométricos encontrados. O modelo com melhor ajuste se encontra na figura 38.

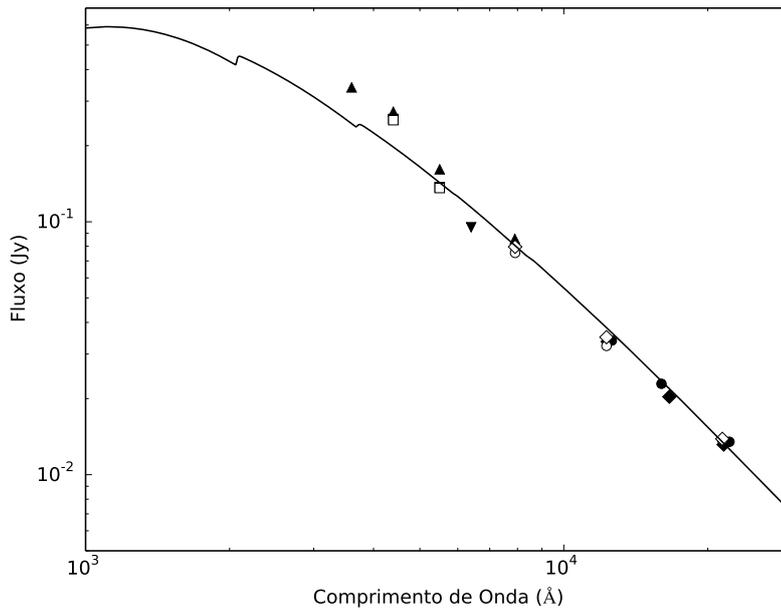


Figura 38 – Modelo do CMFGEN melhor ajustado para a SED da estrela LHA 120-S 61. A linha cheia representa o modelo com  $T_{eff} = 40000$  K,  $\dot{M} = 1 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{ano}$  e  $v_{\infty} = 400$  km/s.

O modelo com  $T_{eff} = 40000$  K,  $\dot{M} = 1 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{ano}$  e  $v_{\infty} = 400$  km/s ajustou bem a parte vermelha da SED, mas ficou levemente abaixo dos dados nas bandas U e B. Modelos mais quentes então foram computados e testados, porém estes perdiam completamente o ajuste da parte vermelha, nos fazendo preferir o modelo de 40000 K como melhor modelo.

## 6.4 LHA 120-S 96

### 6.4.1 Curva de Luz

S Dor é o objeto da nossa amostra com maior quantidade de dados disponíveis na literatura, tendo sido encontrados dados para as bandas U, B, V, R e I, originados dos catálogos LTPV, AAVSO, ASAS e van Genderen (1998). As curvas de luz obtidas são mostradas na figura 39.

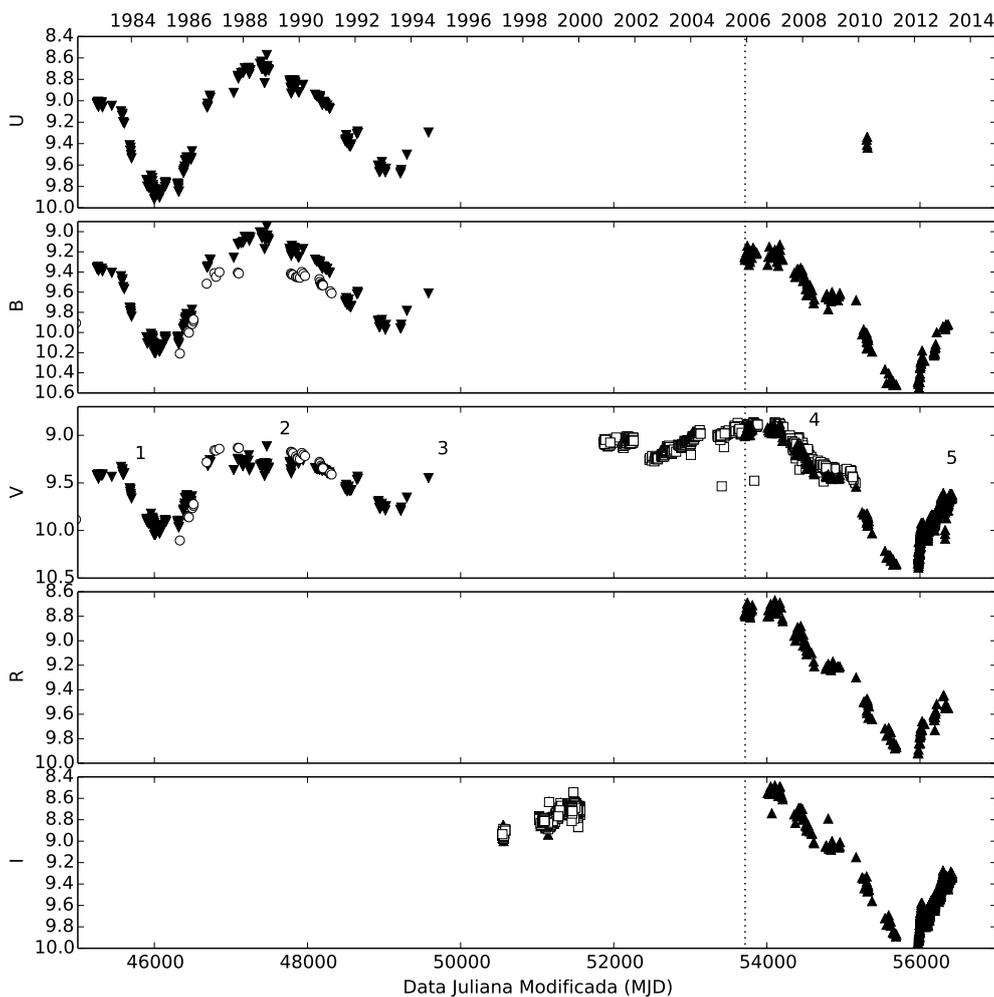


Figura 39 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 96 (S Dor) nas bandas U, B, V, R e I. Origem dos Dados: ▼ LTPV, ▲ AAVSO, □ ASAS e ○ van Genderen (1998). A linha pontilhada vertical indica a data de obtenção dos espectros FEROS. As incertezas nas medidas são menores que 0,05 magnitudes.

Através do gráfico é possível notar a forte variabilidade da estrela e uma de suas características mais marcantes: a estrela passa mais tempo em erupção do que na quiescência. Na faixa de tempo coberta pelos dados (entre 1982 e 2012) é possível notar a existência de pelo menos 5 erupções na banda V, a última se iniciando em 2011. É possível

notar claramente também que a variabilidade fotométrica é muito semelhante em todas as bandas analisadas. A estrela apresenta também microvariações, visíveis mesmo no máximo da estrela, como mostra a figura 40.

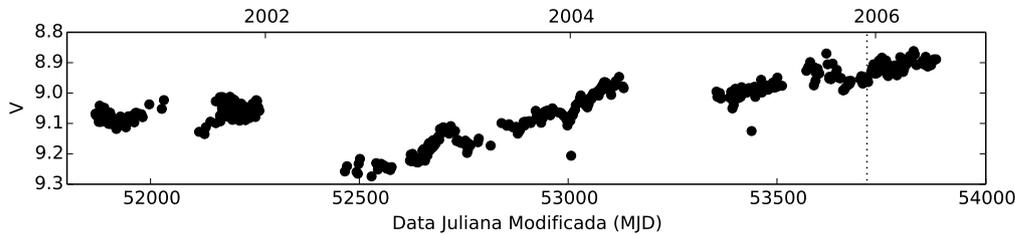


Figura 40 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 96 (S Dor) na banda V com os dados do ASAS apenas.

#### 6.4.2 Atlas Espectral

O espectro da estrela S Dor é caracterizado pela presença de perfis com várias componentes em todas as linhas. A dificuldade de determinação do centro das linhas, a grande gama de perfis e a dificuldade de separar diferentes linhas em certas regiões tornaram impossível a identificação de boa parte das linhas, tendo sido identificadas apenas algumas linhas por comparação direta com os espectros das outras estrelas. Focamos nossa busca principalmente por linhas do H, He, N e Fe. A velocidade radial utilizada na correção do espectro foi estimada a partir dos picos de algumas linhas em emissão pura do Fe II pura identificadas, sendo estimada em 270 km/s.

Constatamos a presença de uma grande quantidade de linhas do Fe II, junto com alguns outros metais pouco ionizados como Si II, Ti II e Cr II, além da forte presença de diversas linhas do N I e II. Não foram identificadas linhas do He no espectro da estrela.

As linhas da série de Balmer (figura 41) variam extremamente seu comportamento ao longo do espectro. Enquanto as linhas  $H\alpha$  e  $H\beta$  apresentam um perfil em emissão com pico duplo ou uma emissão com uma autoabsorção e a linha  $H\gamma$ , mesmo que de difícil identificação por sua mistura com linhas próximas, apresenta a absorção vista nas duas primeiras linhas, mas de forma bem mais intensa. Já na linha  $H\delta$  a situação se inverte, se tornando o perfil em absorção com duas componentes, separadas em -40 km/s, coincidente com a velocidade do primeiro pico de emissão tanto da  $H\alpha$  quanto da  $H\beta$ . O restante das linhas de Balmer apresentam perfis semelhantes aos da  $H\delta$ , porém com progressiva redução da intensidade da “emissão” que divide as duas componentes da absorção conforme nos deslocamos para comprimentos de onda mais azuis.

Já as linhas da série de Paschen apresentam perfis em absorção com duas componentes, divididas em -10km/s. As linhas desta série podem ser observadas na figura

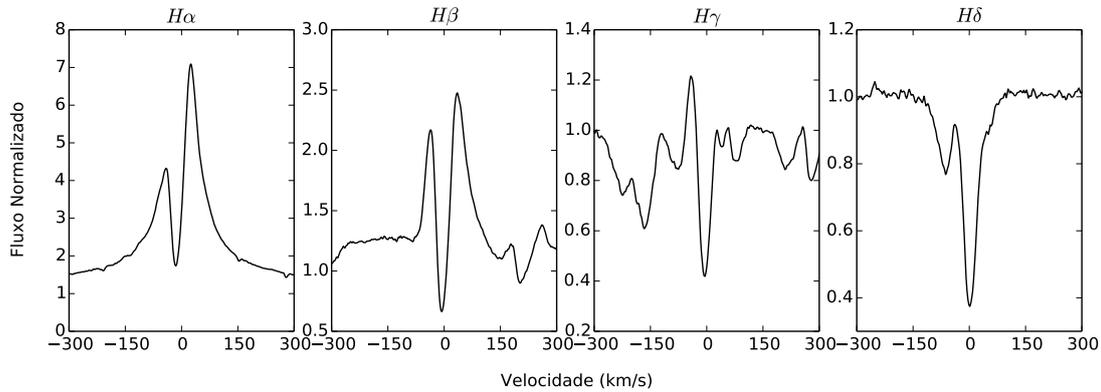


Figura 41 – Linhas da série de Balmer da estrela LHA 120-S 96.

42.

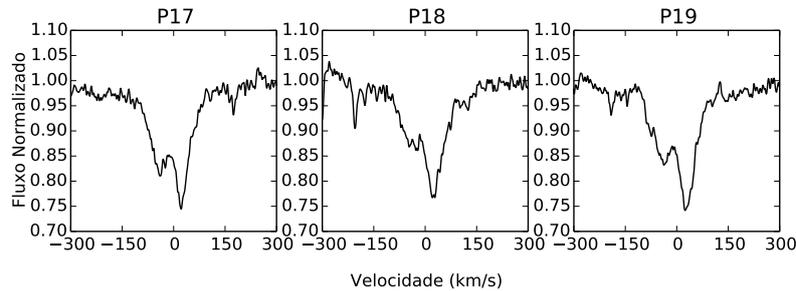


Figura 42 – Linhas da série de Paschen da estrela LHA 120-S 96.

O perfil geral detectado nas linhas metálicas identificadas foi a presença de duas componentes em absorção, semelhante ao observado na linha  $H\delta$  e nas linhas de Paschen, que por vezes estão separadas por uma emissão interna. As emissões são centradas em velocidades radiais próximas às observadas nas linhas de Paschen, em torno de  $-10$  km/s. A intensidade da emissão do perfil muda conforme o elemento que se analisa e o multipletto do elemento.

As linhas do Fe II (figura 43) são as linhas metálicas com maior grau de variação dos perfis conforme variamos o multipletto. Os multipletos 37, 38 e 43 apresentaram uma absorção com uma emissão central sobreposta. O multipletto 36 apresenta o mesmo perfil, mas com absorções muito mais fracas, que desaparecem nos multipletos 35 e 46. Já o multipletto 42 apresenta um perfil com 3 absorções, estando deslocado da velocidade radial da estrela quando comparado aos outros perfis.

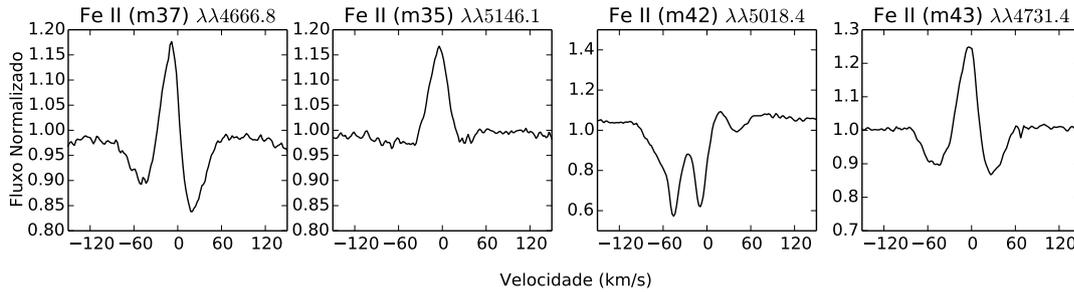


Figura 43 – Linhas do Fe II da estrela LHA 120-S 96.

Os outros elementos metálicos detectados em grande quantidade foram o Si II, o Cr II e o Ti II, mostrados na figura 44. Seus perfis apresentam duas componentes em absorção, com exceção do Ti II que apresenta 3 componentes. Enquanto para as linhas do Cr II a divisão entre as componentes da absorção é bem destacada, para as linhas do Si II a divisão é pouco intensa.

As linhas do Ca II apresentam um perfil semelhante ao das linhas metálicas descritas acima, porém com o surgimento de uma componente extra de emissão na parte vermelha do perfil. A figura 45 traz os perfis das 3 linhas do Ca II identificadas.

O N I foi encontrado em abundância no espectro da estrela, principalmente na parte vermelha do espectro. O perfil detectado é semelhante ao do Si II, com duas componentes em absorção, sendo a componente azul mais fraca que a vermelha, com a divisão entre as componentes bem tênue.

As únicas linhas proibidas encontradas no espectro da estrela foram as linhas do [N II]  $\lambda\lambda 6548.1$  e  $\lambda\lambda 6583.6$ , mostradas na figura 47. Ambas as linhas são bem fracas e apresentam perfil com duplo pico.

### 6.4.3 Variações Espectroscópicas

A alta variabilidade espectroscópica de S Dor, relacionada principalmente à atividade eruptiva da estrela, já é bem conhecida na literatura. Apenas para exemplificar estas variações em larga escala de tempo, mostramos na figura 48, retirada de Massey (2000), dois espectros da estrela em um período em que ela passava da quiescência para a erupção.

Deste modo, iremos realizar uma análise das variações espectrais próximas à data dos espectros de nossa amostra de dados principal. Para isso utilizaremos um espectro do UVES, datado do ano 2002, e 3 espectros do FEROS, datados de 2005, 2007 e 2008. As observações utilizadas estão listadas na tabela 15.

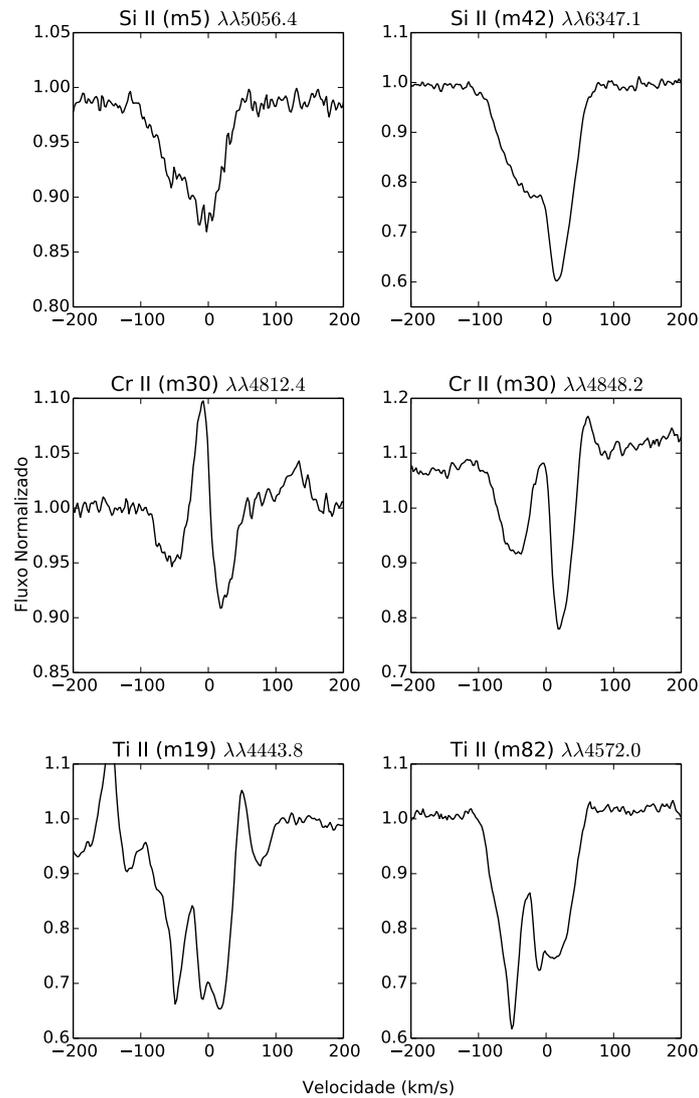


Figura 44 – Linhas do Ti II, do Si II e do Cr II da estrela LHA 120-S 96.

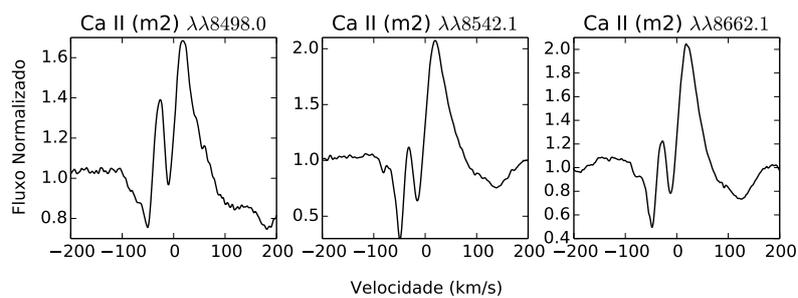


Figura 45 – Linhas do Ca II da estrela LHA 120-S 96.

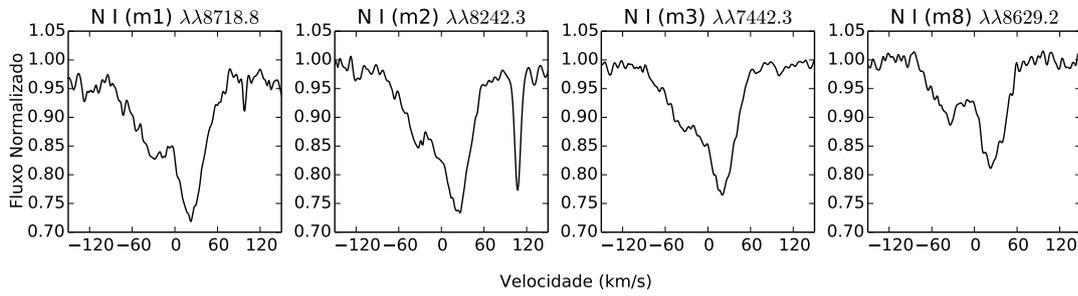


Figura 46 – Linhas do N I da estrela LHA 120-S 96.

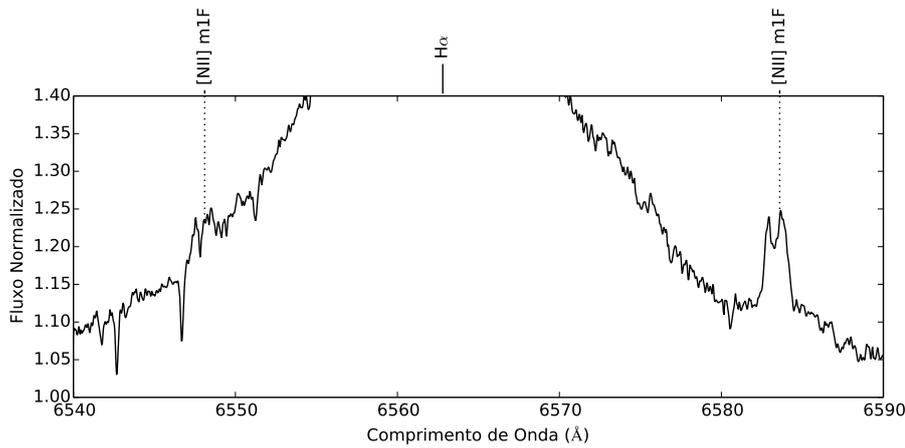


Figura 47 – Região espectral em torno da linha  $H\alpha$  da estrela LHA 120-S 96, mostrando as duas linhas do [N II] (m1F) encontradas.

Fonte	Data da Observação	Prog ID	$\Delta\lambda$ (Å)	$T_{exp}$ (s)
UVES	30/07/2002	69.D-0390(B)	3300-6650	360
FEROS *	12/12/2005	076.D-0609(A)	3600-9200	$2 \times 450$
FEROS	20/02/2007	078.D-0790(B)	3600-9200	200
FEROS	07/08/2008	178.D-0361(H)	3600-9200	1800

Tabela 15 – Lista das observações utilizadas no estudo da variação espectral da estrela LHA 120-S 96. Os espectros marcados com \* são da nossa amostra principal de dados, os demais originários do arquivo público do ESO. Prog ID é a identificação do programa no ESO,  $\Delta\lambda$  é a cobertura espectral e  $T_{exp}$  o tempo de exposição dos espectros.

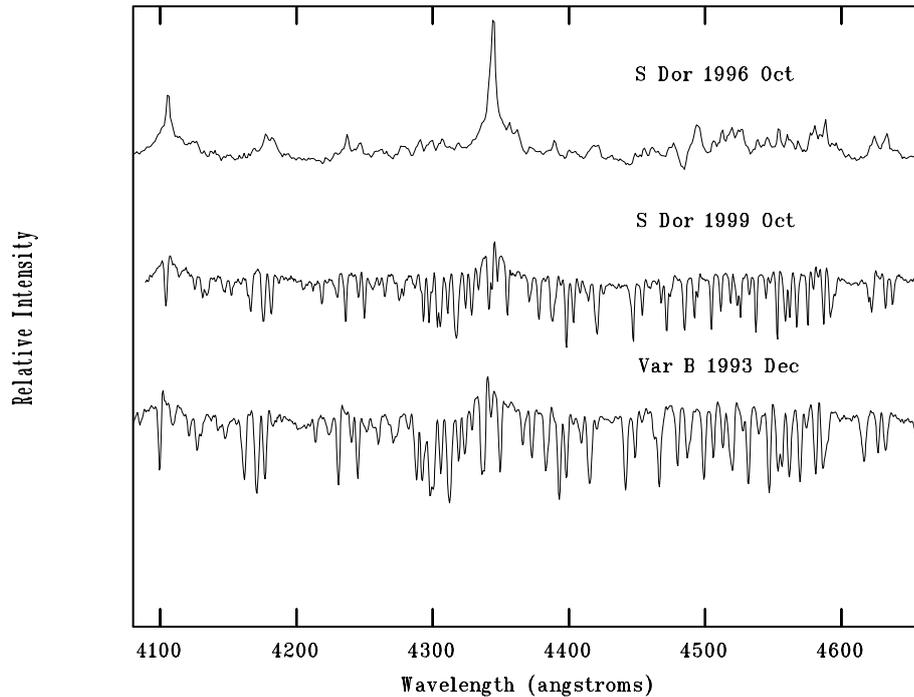


Figura 48 – Evolução temporal do espectro da estrela LHA 120-S 96 entre 1996 e 1999, comparando o espectro de 1999 com o espectro da estrela Var B durante uma erupção (Massey, 2000).

Todos os espectros foram obtidos durante a erupção da estrela, sendo o espectro de 2002 situado em um período em que a estrela ainda não tinha atingido o máximo de sua erupção e o de 2008 quando a erupção já estava em seu fim e a estrela caminhava para a quiescência. Os espectros de 2005 e 2007 foram observados durante o máximo da erupção, sem haver grandes diferenças entre as magnitudes V da estrela nas datas das observações.

A figura 49 traz as linhas  $H\alpha$  e  $H\beta$  observadas nos espectros. Nela, é possível notar que as maiores variações ocorrem nas transições entre as fases de quiescência e erupção e que essas variações são principalmente variações de intensidade dos perfis. Em 2002 e 2008, períodos em que a estrela não estava no máximo de sua erupção, as linhas de Balmer são significativamente mais intensas do que em 2005 e 2007. Outra diferença observada entre os espectros é no número de componentes de absorção no perfil. Enquanto em 2002 é possível observar claramente 2 componentes, nos outros anos apenas uma é observada. Também, as componentes de absorção de 2005 e 2007 estão centradas na mesma velocidade radial, que se altera para a componente em absorção observada em 2008.

A análise de diversas linhas metálicas não revelou alterações em número ou velocidade radial das componentes de perfis de diferentes linhas. A figura 50 mostra a região espectral entre 4425 e 4485 Å, onde podem ser vistas linhas de vários elementos, muitos não identificados. Nota-se também que embora não haja variações na posição ou das componentes, variações de intensidade, especialmente das emissões, podem ser facilmente notadas nos espectros, sendo estas variações em 2002 e 2008, acompanhando a tendência

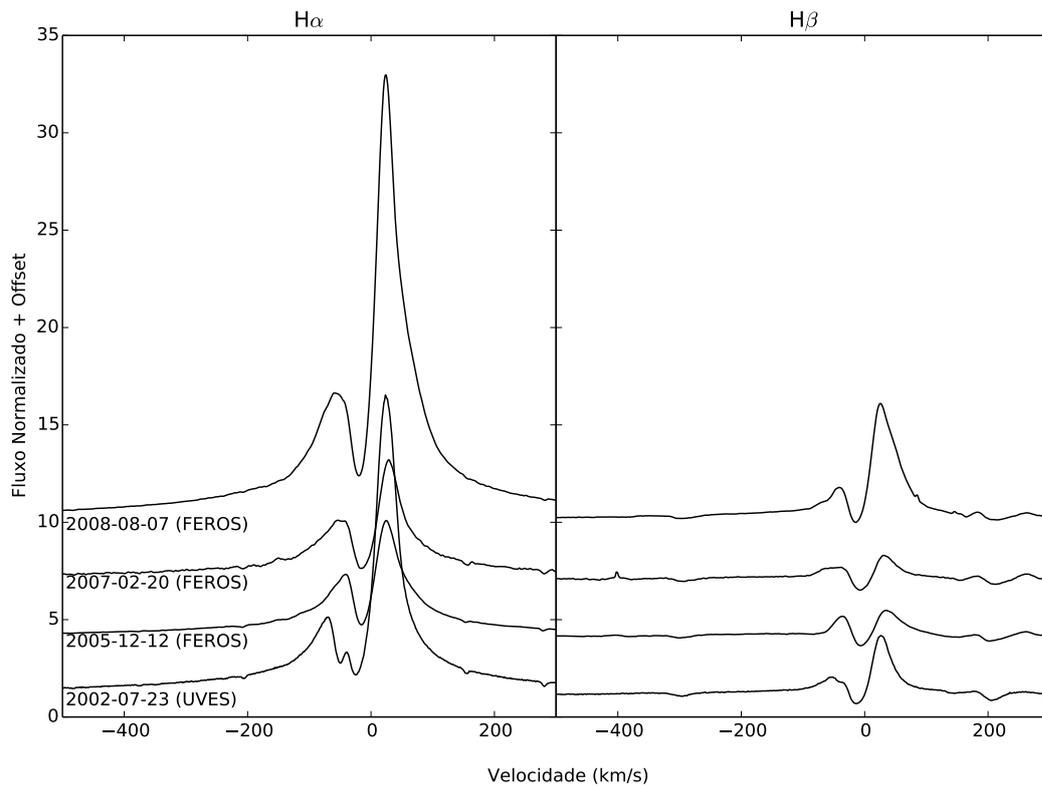


Figura 49 – Linhas  $H\alpha$  e  $H\beta$  da estrela LHA 120-S 96 observadas entre 2002 e 2008.

observada nas linhas de Balmer.

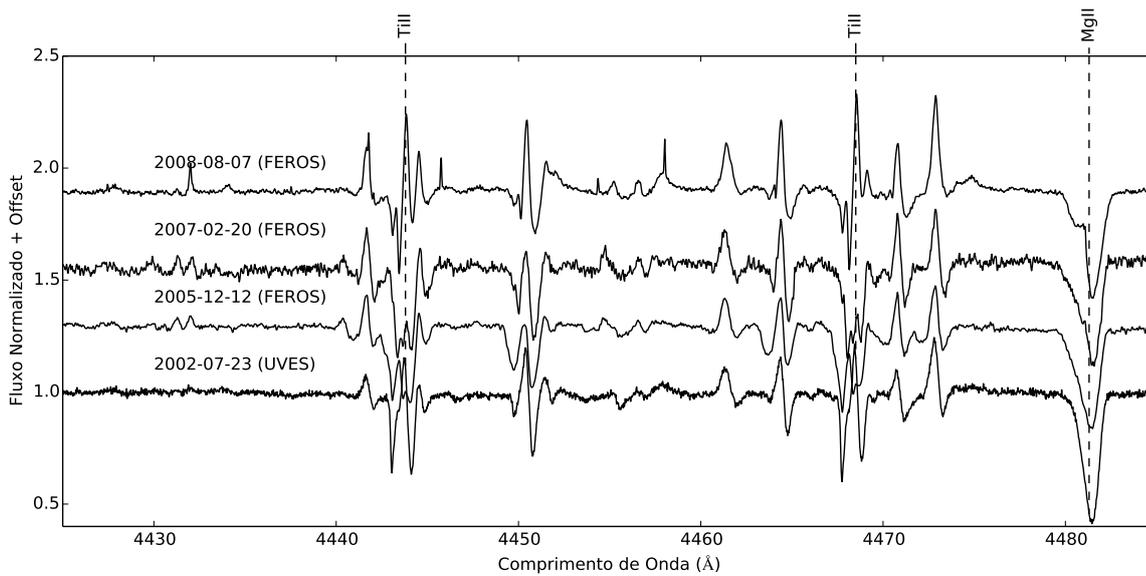


Figura 50 – Região espectral entre 4425 e 4485 Å da estrela LHA 120-S 96 observadas em 2002 e 2008.

### 6.4.4 Modelagem com o CMFGEN

Devido ao fato de S Dor passar a maior parte do tempo em erupção, não foram encontrados dados para compor qualquer SED para a quiescência da estrela. Desta forma só fizemos a modelagem da erupção de 2005, utilizando dados entre 2000 e 2006. O modelo de melhor ajuste é mostrado na figura 51 e foi obtido com  $T_{eff} = 9000$  K,  $\dot{M} = 1 \times 10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$  e  $v_{\infty} = 150$  km/s.

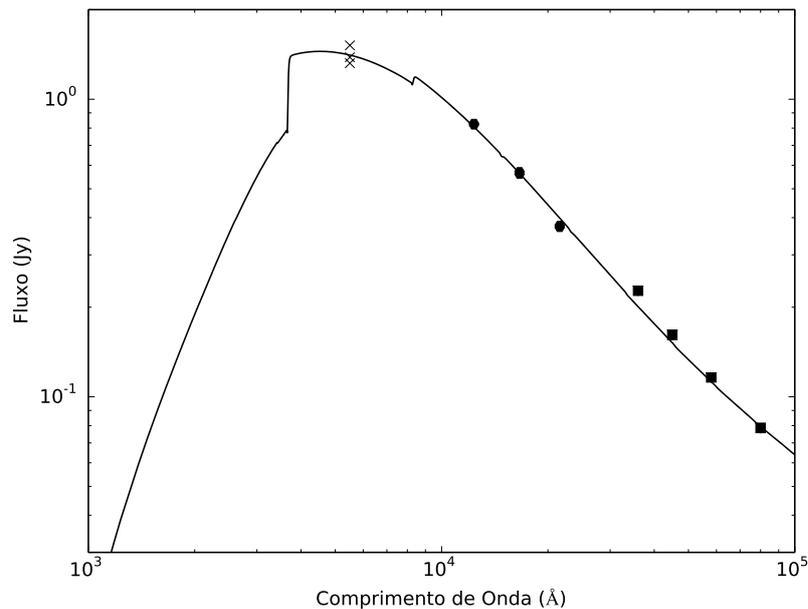


Figura 51 – Modelo do CMFGEN melhor ajustado para a SED da estrela S Dor datada nas proximidades de 2005. A linha cheia representa o modelo com  $T_{eff} = 9000$  K,  $\dot{M} = 1 \times 10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$  e  $v_{\infty} = 150$  km/s.

## 6.5 LHA 120-S 116

### 6.5.1 Curva de Luz

Para esta estrela foram encontrados dados para as bandas U, B, V e I nos catálogos ASAS, LPTV, AAVSO e van Genderen (1998), sendo que os dados do AAVSO para a banda V não são exatamente deste filtro e sim do filtro visual fotográfico, designado por “Vis.” no catálogo. A curva de luz obtida pode ser vista na figura 52.

Dois erupções são visíveis nas curvas de luz deste objeto, sendo uma a erupção já reportada na literatura, que ocorreu em torno de 1990 e a outra iniciada em 2006. A exemplo do observado em S Dor, a erupção de 1990 também apresentou um comportamento bem semelhante no formato das curvas de luz em todos os filtros com dados disponíveis.

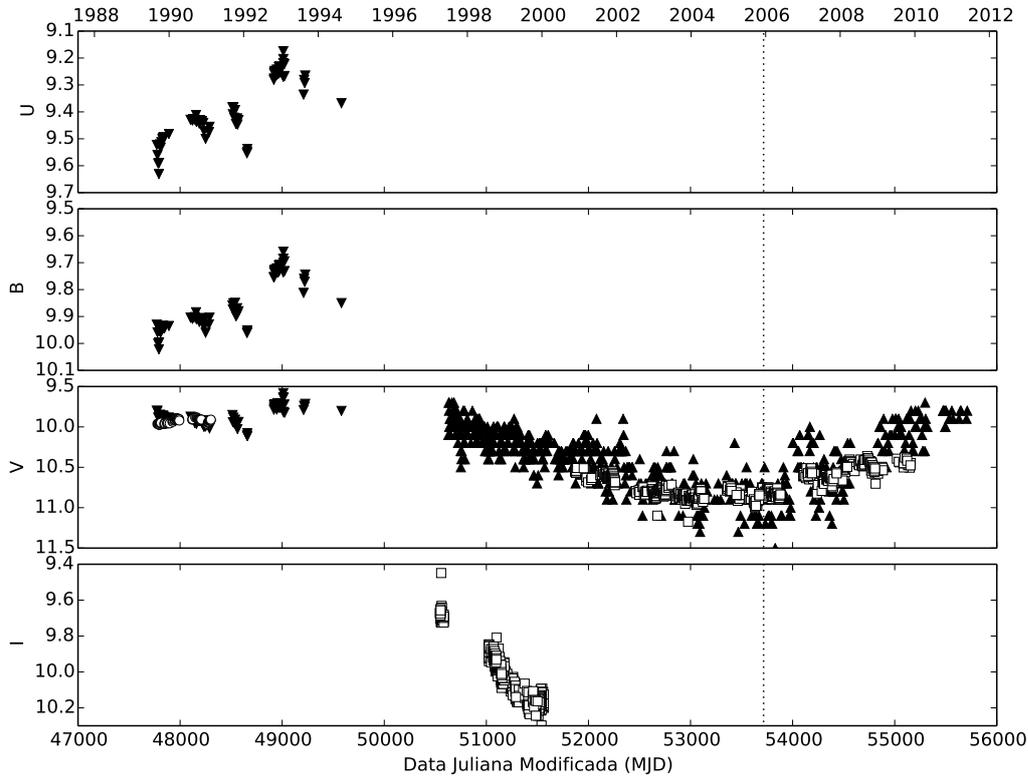


Figura 52 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 116 nas bandas U, B, V e I. Origem dos Dados:  $\blacktriangledown$  LPTV,  $\blacktriangle$  AAVSO,  $\square$  ASAS e  $\circ$  van Genderen (1998). A linha pontilhada vertical indica a data de obtenção do espectro FEROS. As incertezas nas medidas são menores que 0,2 magnitudes para o AAVSO e 0,05 para as demais fontes.

Não existem registros sobre esta última erupção em 2006 na literatura. Segundo os dados tanto do ASAS quanto do AAVSO, a magnitude V da estrela diminuiu em  $\sim 1$  entre 2006 e 2011, indo de 10,8 para 9,8. Nossos espectros FEROS foram obtidos logo antes do início desta erupção, no final de 2005.

A análise da curva de luz apenas do ASAS no filtro V indicou a presença de microvariações claras, porém não foi possível aferir periodicidades explícitas. Como pode ser visto na figura 53, é possível identificar microvariações de diferentes períodos e amplitudes, sobrepostas ao final da erupção de 1990 e início da de 2006.

## 6.5.2 Atlas Espectral

O espectro da estrela S116 é dominado por uma grande quantidade de perfis P Cygni e linhas de elementos neutros ou ionizados uma vez. Foram encontradas principalmente as linhas do H, He I, Fe II e Cr II. Também foram encontradas linhas proibidas do [Fe II] e do [N II] no espectro deste objeto (figura 54). A velocidade radial determinada para S116,

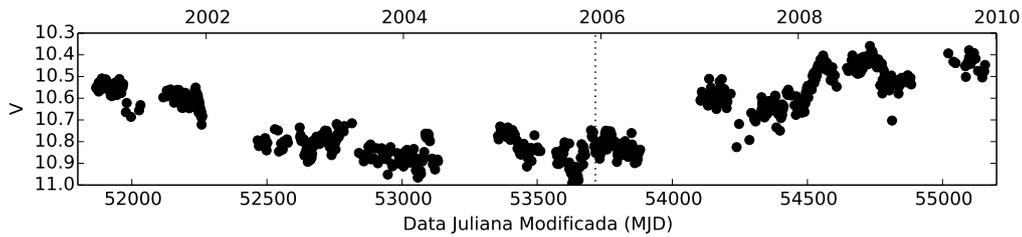


Figura 53 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 116 na banda V com os dados do ASAS apenas.

utilizando linhas proibidas em emissão, foi de 265 km/s.

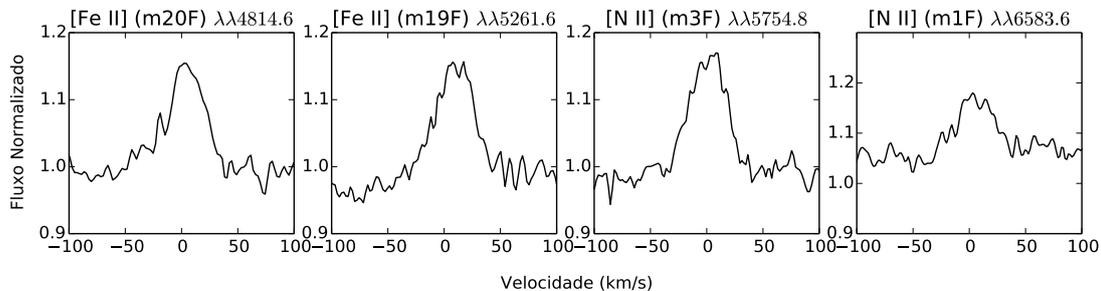


Figura 54 – Linhas proibidas encontradas na estrela LHA 120-S 116.

As linhas da série de Balmer (figura 55) apresentam perfis P Cygni bem intensos e pronunciados, com duas componentes claras em absorção. A velocidade radial da estrela coincide com a divisa entre a absorção e a emissão do P Cygni e as velocidades das componentes em absorção variam de linha para linha, com a componente mais ao azul entre -90 e -70 km/s e a vermelha entre -30 e -20 km/s. Para as linhas de  $H\beta$  e  $H\gamma$  houve a saturação da absorção, criando um fundo plano para a absorção toda (caso da  $H\beta$ ) ou para uma componente (caso da  $H\gamma$ ).

Já as linhas da série de Paschen se encontram com perfil em absorção simples, com um núcleo da linha fino e asas alargadas. A linha 17 dessa série está unida a uma emissão proveniente do N II que cria um falso perfil P Cygni. A figura 56 traz as linhas dessa série.

As linhas do Fe II e do Cr II aparecem como perfis P Cygni, com absorção fina e divisível em componentes distintas e com longa asa vermelha, que se estende até 60 km/s. A figura 57 mostra as linhas do Fe II com esse perfil e a figura 58 mostra as linhas do Cr II, que são bem menos intensas.

As linhas do He I (figura 59) e de alguns metais ionizados uma vez, como Si II e

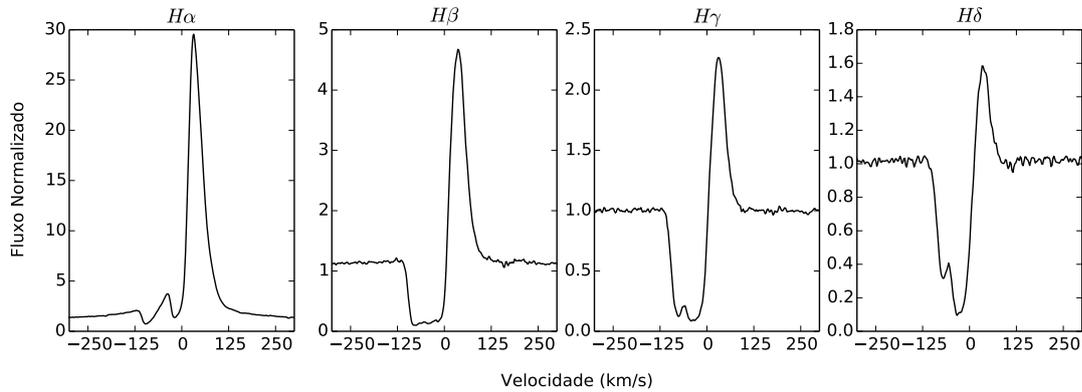


Figura 55 – Linhas da série de Balmer da estrela LHA 120-S 116.

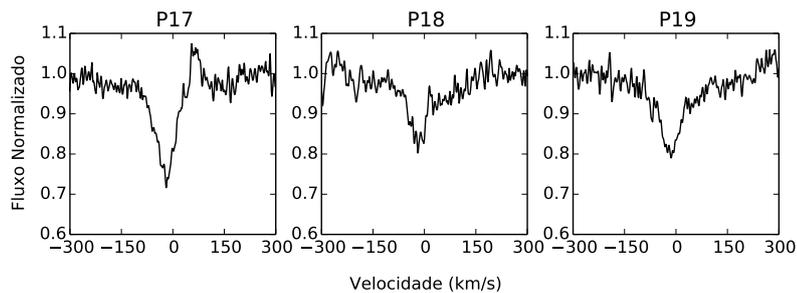


Figura 56 – Linhas da série de Paschen da estrela LHA 120-S 116.

Mg II (figura 60), foram observadas em absorção bem centradas na velocidade radial da estrela. As linhas do He I são levemente mais alargadas do que as linhas dos metais.

### 6.5.3 Variações Espectroscópicas

Para a estrela S116 utilizaremos na comparação espectral os espectros de nossa amostra de dados principal, datados do final de 2005, e espectros FEROS do início de 2007, disponíveis no arquivo público do ESO. A lista das observações utilizadas encontra-se na tabela 16.

A análise realizada nas linhas da série de Balmer não revelou nenhuma alteração com relação ao número de componentes em absorção de um ano para outro, nem mudanças nas velocidades radiais dessas componentes. Como é possível notar na figura 61, houve apenas uma pequena alteração no formato das componentes, acompanhada de uma forte redução da intensidade tanto da emissão quanto da absorção do perfil.

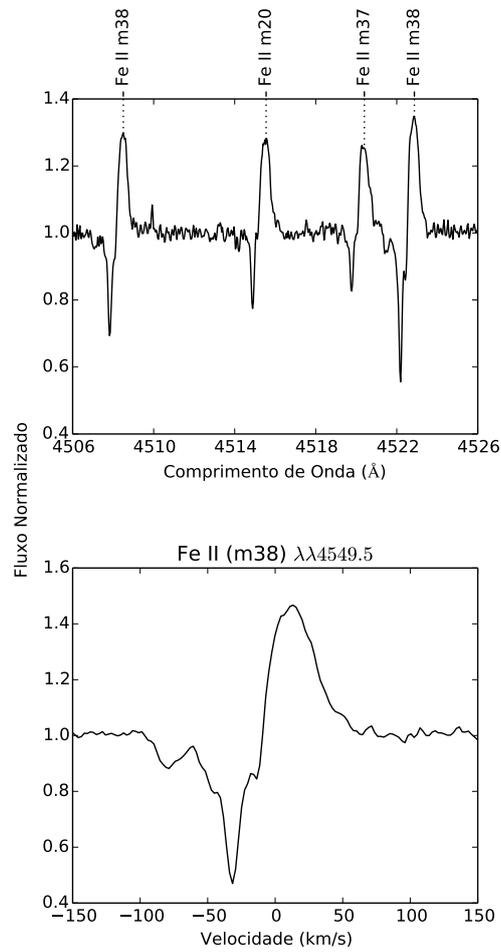


Figura 57 – Linhas do Fe II da estrela LHA 120-S 116.

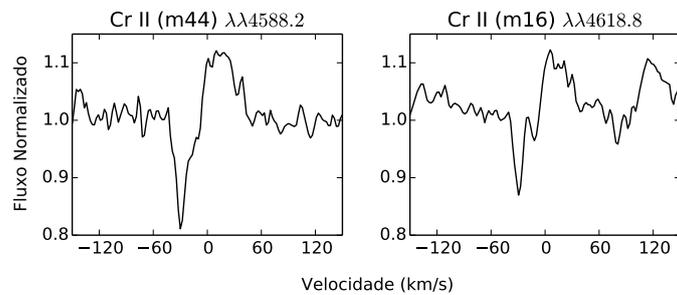


Figura 58 – Linhas do Cr II da estrela LHA 120-S 116.

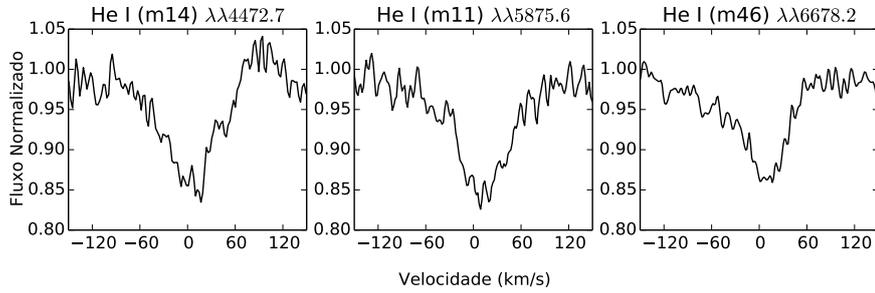


Figura 59 – Linhas do He I da estrela LHA 120-S 116.

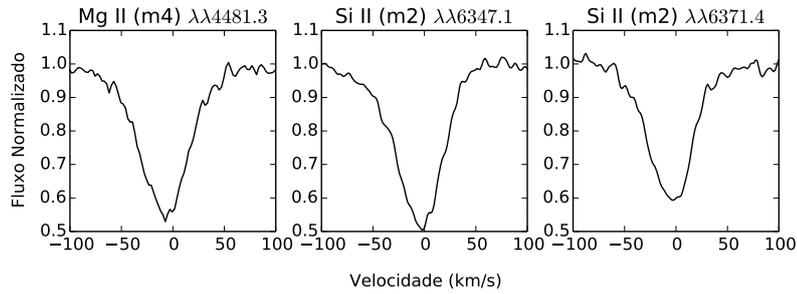


Figura 60 – Linhas do Si II e Mg II da estrela LHA 120-S 116.

Fonte	Data da Observação	Prog ID	$\Delta\lambda$ (Å)	$T_{exp}$ (s)
FEROS *	12/12/2005	076.D-0609(A)	3600-9200	$2 \times 450$
FEROS	20/02/2007	078.D-0790(B)	3600-9200	$6 \times 200$

Tabela 16 – Lista das observações utilizadas no estudo da variação espectral da estrela LHA 120-S 116. Os espectros marcados com \* são da nossa amostra principal de dados, os demais originários do arquivo público do ESO. Prog ID é a identificação do programa no ESO,  $\Delta\lambda$  é a cobertura espectral e  $T_{exp}$  o tempo de exposição dos espectros.

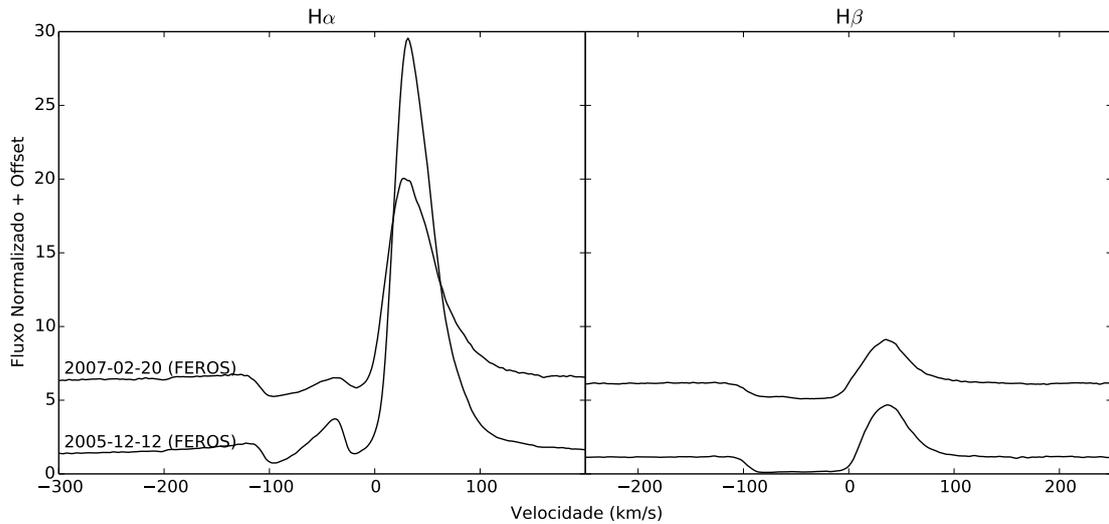


Figura 61 – Linhas  $H\alpha$  e  $H\beta$  da estrela LHA 120-S 116 observadas em 2005 e 2007.

As linhas do Fe II, por sua vez, apresentaram alterações no formato dos perfis e em suas intensidades. A figura 62 mostra que houve uma forte variação no formato da absorção, que se tornou mais alargada em 2007 do que em 2005, havendo também uma redução da largura à meia altura da emissão nesse período. Pelos gráficos é possível notar que essa alteração ocorreu porque parte da emissão do P Cygni se tornou absorção, visto que os limites da linha como um todo se mantiveram constantes. Também, assim como os perfis das linhas de Balmer, houve uma forte redução nas intensidades tanto da absorção quanto da emissão do P Cygni das linhas do Fe II.

Esta redução das intensidades dos P Cygni, assim como na S52, foi acompanhada de um aumento da intensidade das linhas de outros metais pouco ionizados. Como mostrado na figura 63, a linha do Mg II teve sua intensidade aumentada no período de análise, acompanhando a redução das intensidades das linhas do He I e do [Fe II].

Logo, se constata um cenário bem parecido com o observado na estrela S52, porém, sem alteração das velocidades das componentes do P Cygni de  $H\alpha$ , que haviam sido identificadas na outra estrela. Em ambos os casos, a análise ocorreu com os espectros no início de uma erupção.

#### 6.5.4 Modelagem com o CMFGEN

As informações obtidas das análises anteriores e da literatura nos permitiram dividir os dados fotométricos em duas épocas diferentes: entre 1980 e 1984 e entre 2000 e 2005 (ambos na quiescência). Modelos foram ajustados para as 2 épocas e os resultados são mostrados na figura 64. Para os dados entre 2000 e 2005, pela falta de medidas na banda

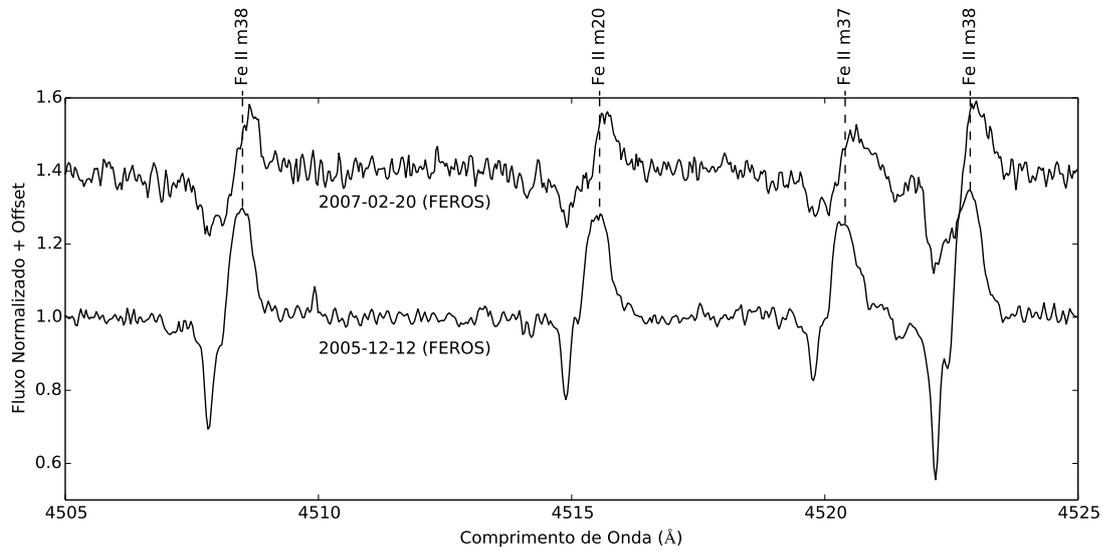


Figura 62 – Linhas do Fe II na região espectral entre 4505 e 4525 Å da estrela LHA 120-S 116 observadas em 2005 e 2007.

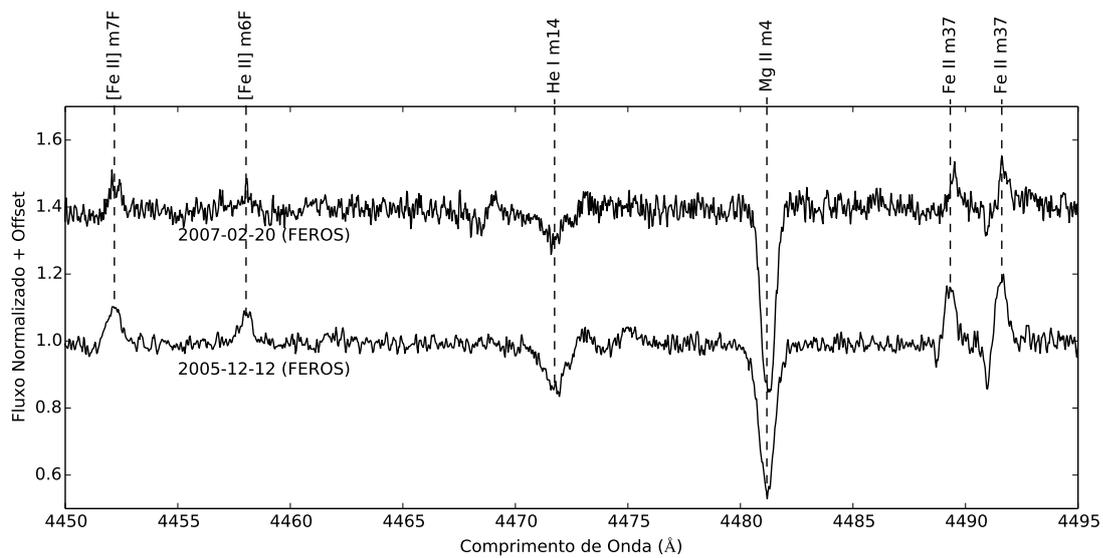


Figura 63 – Região espectral entre 4450 e 4495 Å da estrela LHA 120-S 116 observada em 2005 e 2007.

V, utilizamos um valor obtido do ASAS como a média das medidas desse filtro na data juliana 2453716, por coincidir com a data de nosso espectro FEROS.

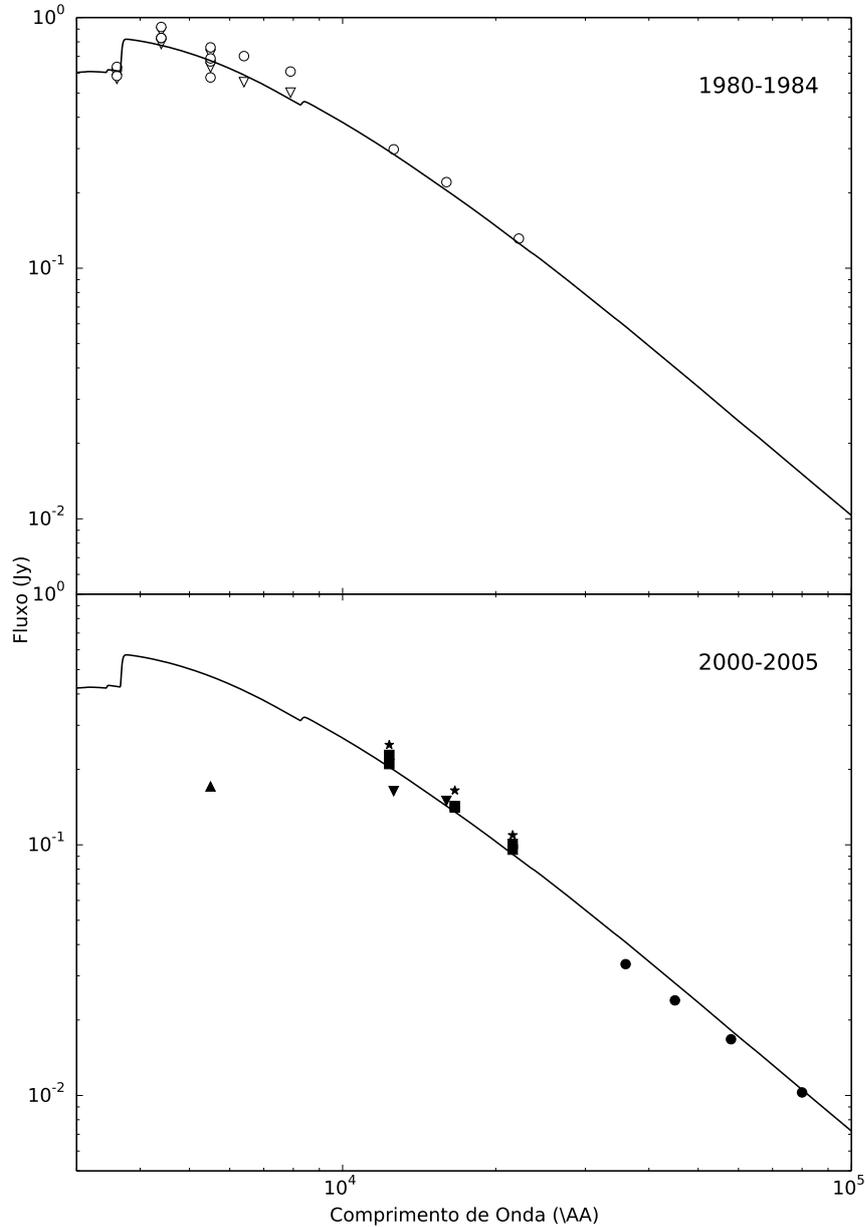


Figura 64 – Modelos do CMFGEN com melhor ajuste para a SED da estrela LHA 120-S 116 nas épocas de 1980-1984 e 2000-2005. Ambas as SEDs foram ajustadas com  $T_{eff} = 14000$  K,  $\dot{M} = 5 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{ano}$  e  $v_{\infty} = 100$  km/s.

Ambos os ajustes das SEDs ocorreram de forma satisfatória com o mesmo modelo, utilizando  $T_{eff} = 14000$  K,  $\dot{M} = 5 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{ano}$  e  $v_{\infty} = 100$  km/s. Porém, um modelo com  $\dot{M} = 1 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{ano}$  também forneceu um bom ajuste para a SED da estrela. O valor da banda V para a SED de 2005 foi o único ponto a apresentar grande discrepância

com relação ao ajuste feito, sendo possível um erro de medida, visto que o ponto foi obtido do catálogo ASAS, cuja confiabilidade é menor que para o restante dos dados.

## 6.6 LHA 120-S 155

### 6.6.1 Curva de Luz

Para a estrela S155 foram também obtidos dados nas bandas U, B, V e I dos catálogos ASAS, LPTV, AAVSO e van Genderen (1998). A figura 65 apresenta as curvas de luz resultantes destes dados.

O resultado de maior destaque que se tem é a forte erupção pela qual a estrela está passando, iniciada ao final de 2005, já bastante estudada por Mehner et al. (2013). Nossos espectros para a estrela, obtidos ao final de 2005, coincidem com a época de início desta última erupção.

Antes dela, a estrela passou um longo período na quiescência apresentando uma variação bem regular com um período de pouco mais de 6 anos e amplitude  $\sim 0,2$  magnitudes no filtro V e  $\sim 0,3$  magnitudes nos filtros U e B. Além desta variação de longo período, microvariações de menor período podem também ser notadas na figura 66, especialmente enquanto diminui a magnitude V da estrela durante a erupção, semelhante ao observado em S116.

### 6.6.2 Atlas Espectral

A estrela S155 é caracterizada espectralmente pela presença de diversas linhas em emissão e absorção, especialmente pela presença de metais de baixa ionização, tendo sido também identificada uma grande quantidade de linhas proibidas em emissão, especialmente do [Fe II]. A velocidade radial determinada para o objeto foi de 195 km/s, utilizando linhas metálicas em absorção.

As linhas da série de Balmer foram observadas em pico duplo, com  $V/R < 1$ , com perfil P Cygni (figura 67), cuja absorção está centrada em -140 km/s em  $H\alpha$  e -110 km/s em  $H\beta$ . A intensidade das linhas é baixa quando comparamos com outras LBVs, e no espectro da própria S155 a intensidade das linhas de Balmer é similar à intensidade das linhas do Fe II.

Assim como a série de Balmer, as linhas da série de Paschen também são relativamente fracas quando comparadas com as mesmas linhas em outras LBVs, se apresentando como absorções simples nessa estrela. A figura 68 traz as linhas P17 e P19 dessa série para ilustração.

As linhas do He I, vistas na figura 69, também são observadas como absorções puras

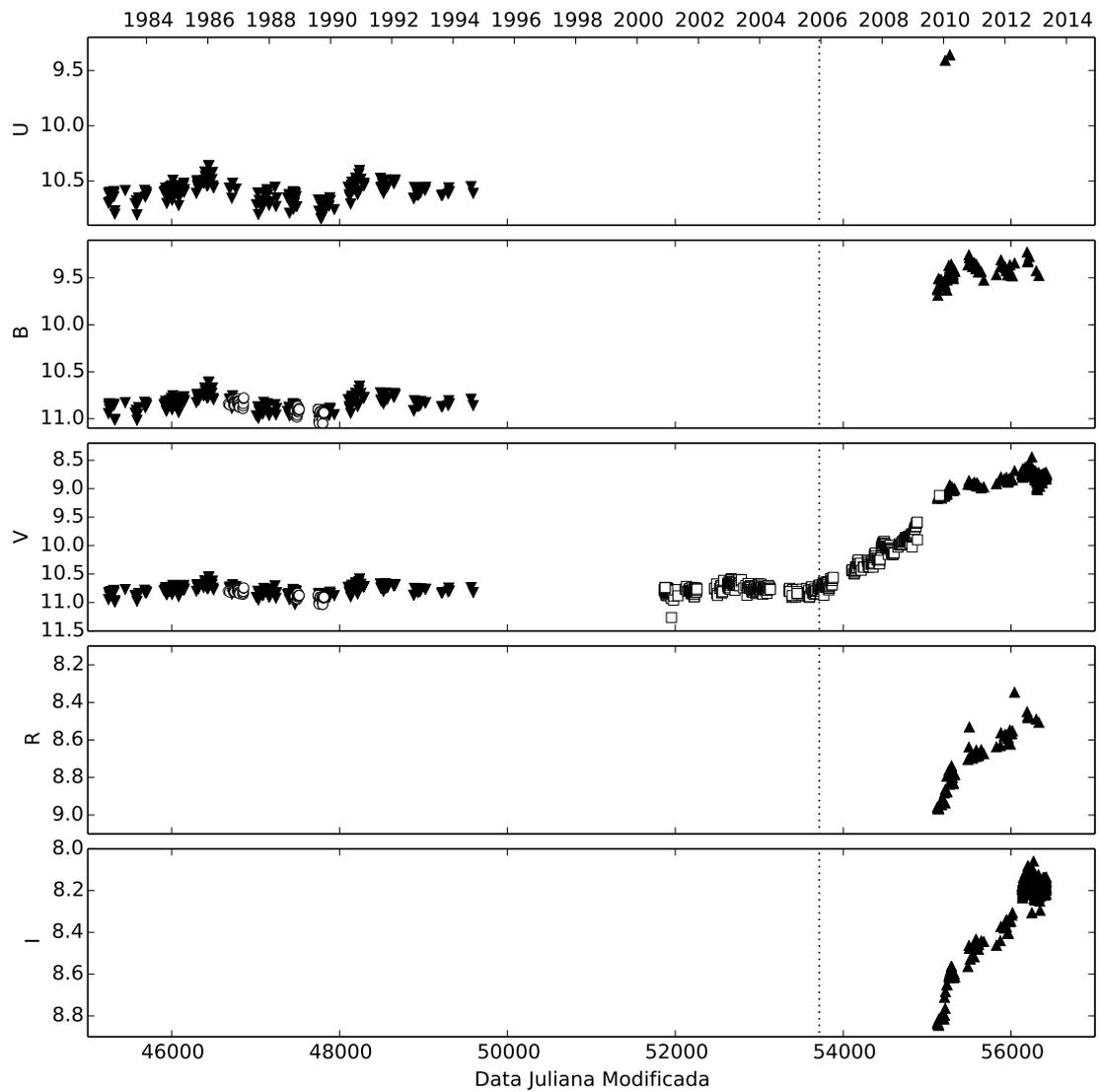


Figura 65 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 155 nas bandas U, B, V, R e I. Origem dos Dados:  $\blacktriangledown$  LPTV,  $\blacktriangle$  AAVSO,  $\blacksquare$  ASAS e  $\bullet$  van Genderen (1998). As incertezas nas medidas são menores que 0,05 magnitudes.

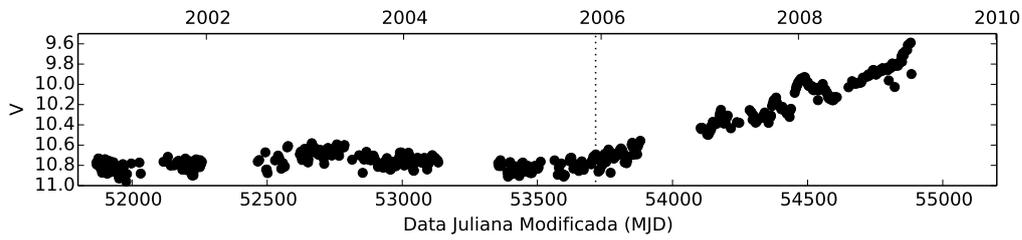


Figura 66 – Curva de luz da estrela LHA 120-S 155 na banda V com os dados do ASAS apenas.

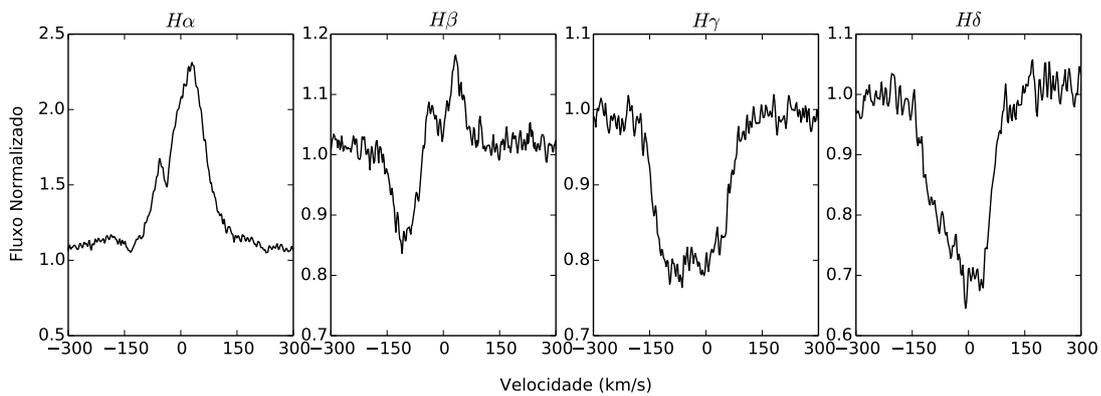


Figura 67 – Linhas da série de Balmer da estrela LHA 120-S 155.

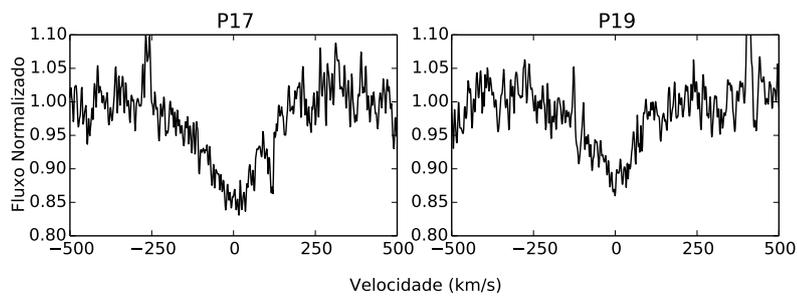


Figura 68 – Linhas da série de Paschen da estrela LHA 120-S 155.

bem centradas na velocidade radial da estrela. As linhas apresentam uma asa azul mais alargada, que se estende até uma velocidade de  $\sim -150$  km/s.

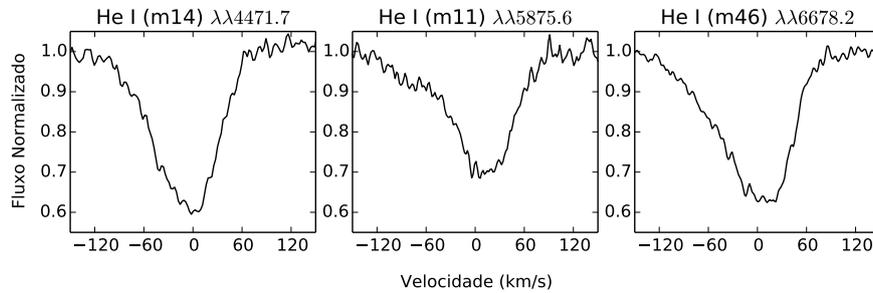


Figura 69 – Linhas do He I da estrela LHA 120-S 155.

Linhas de metais com baixa e alta ionização foram encontradas em grande quantidade e para diversos elementos. Elas apresentam perfis em absorção simples em quase todo o espectro, mudando seu perfil para emissão na região entre  $7500 \text{ \AA}$  e  $8700 \text{ \AA}$ . Os principais elementos identificados foram: Si II e Si III, S II, N I e N II, Fe II e Fe III, Mg II e Al III. A figura 70 traz duas regiões espectrais ( $4550\text{-}4635 \text{ \AA}$  e  $5635\text{-}5745 \text{ \AA}$ ) onde aparecem linhas de alguns desses elementos, especialmente uma grande quantidade de linhas do N II.

Como citado, as linhas proibidas, com perfis em emissão, foram detectadas em grande quantidade em S155. Foram encontradas linhas do [Fe II] e do [Ni II], além de uma linha fraca do [N II]. Algumas dessas linhas podem ser vistas na figura 71.

### 6.6.3 Variações Espectroscópicas

Algumas variações espectrais da estrela LHA 120-S 155 que ocorreram recentemente já foram bem estudadas por Mehner et al. (2013). Realizaremos aqui, então, um estudo complementar ao realizado por aqueles autores.

Os dados que serão utilizados são originários de nossa amostra principal de espectros e do arquivo público do ESO. A lista de observações utilizadas encontra-se na tabela 17.

É possível separar dois cenários espectrais completamente diferentes, sendo um durante a quiescência (2002-2007) e outro durante a erupção (2012). A aparência dos espectros nos dois cenários muda radicalmente, sendo a quiescência com perfis P Cygni nas linhas de Balmer, presença de linhas proibidas e baixa quantidade de linhas em absorção. Já na erupção, ocorreu um forte surgimento de absorções em todo o espectro, a maioria apresentando múltiplas componentes.

A linha de  $H\alpha$  (figura 72) permaneceu quase inalterada entre 2002 e 2005, apresentando um P Cygni de emissão larga e pontiaguda e absorção bem discreta, também

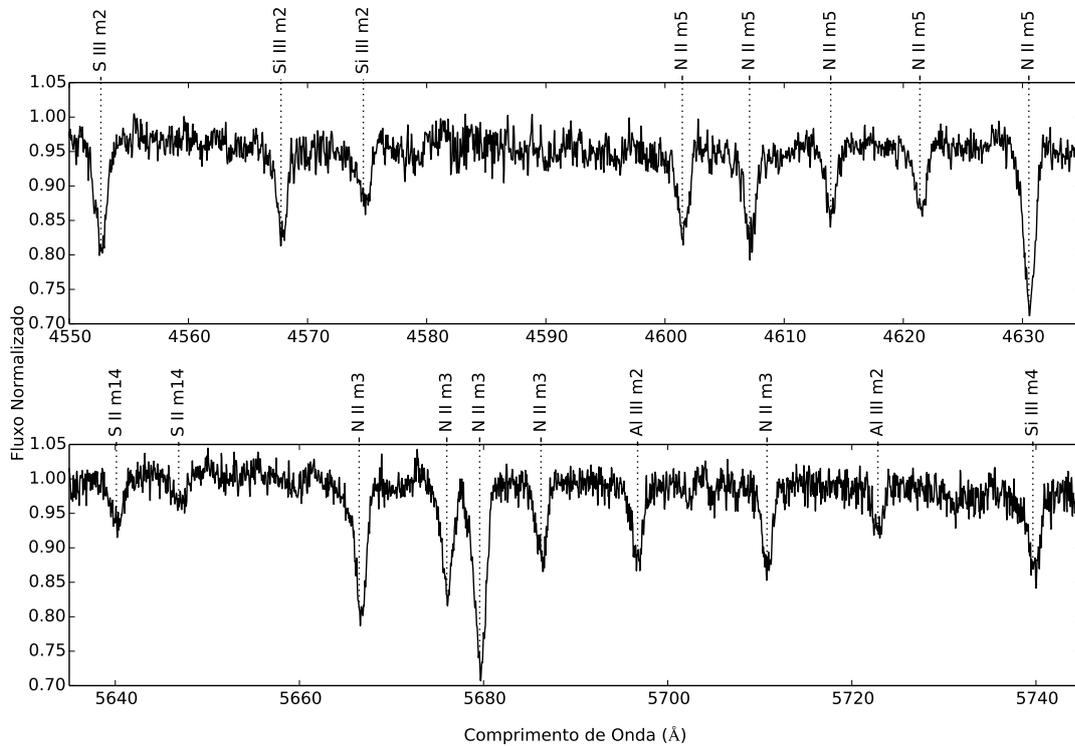


Figura 70 – Linhas de metais observadas no espectro da estrela LHA 120-S 155.

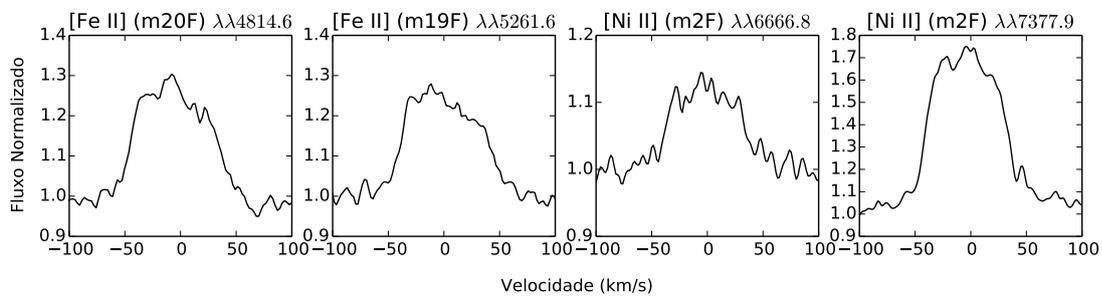


Figura 71 – Linhas de emissão proibidas do  $[\text{Fe II}]$  e do  $[\text{Ni II}]$  da estrela LHA 120-S 155.

Fonte	Data da Observação	Prog ID	$\Delta\lambda$ (Å)	$T_{exp}$ (s)
UVES	23/07/2002	69.D-0390(D)	3300-6650	360
FEROS *	12/12/2005	076.D-0609(A)	3600-9200	$2 \times 450$
FEROS	20/02/2007	078.D-0790(B)	3600-9200	500
FEROS	19/06/2012	089.D-0975(A)	3600-9200	1800

Tabela 17 – Lista das observações utilizadas no estudo da variação espectral da estrela LHA 120-S 155. Os espectros marcados com \* são da nossa amostra principal de dados, os demais originários do arquivo público do ESO. Prog ID é a identificação do programa no ESO,  $\Delta\lambda$  é a cobertura espectral e  $T_{exp}$  o tempo de exposição dos espectros.

sendo notada uma pequena absorção na asa azul da emissão. Esta pequena absorção porém, sofreu um deslocamento entre um ano e outro, passando da velocidade radial de -40 km/s em 2002 para -30 km/s em 2005 e -10 km/s em 2007. Sua intensidade também foi gradativamente aumentando. Já a linha de  $H\beta$ , que apresenta um perfil P Cygni mais claro, não apresentou variações na auto-absorção da componente em emissão, permanecendo sempre bem centrada na velocidade radial da estrela.

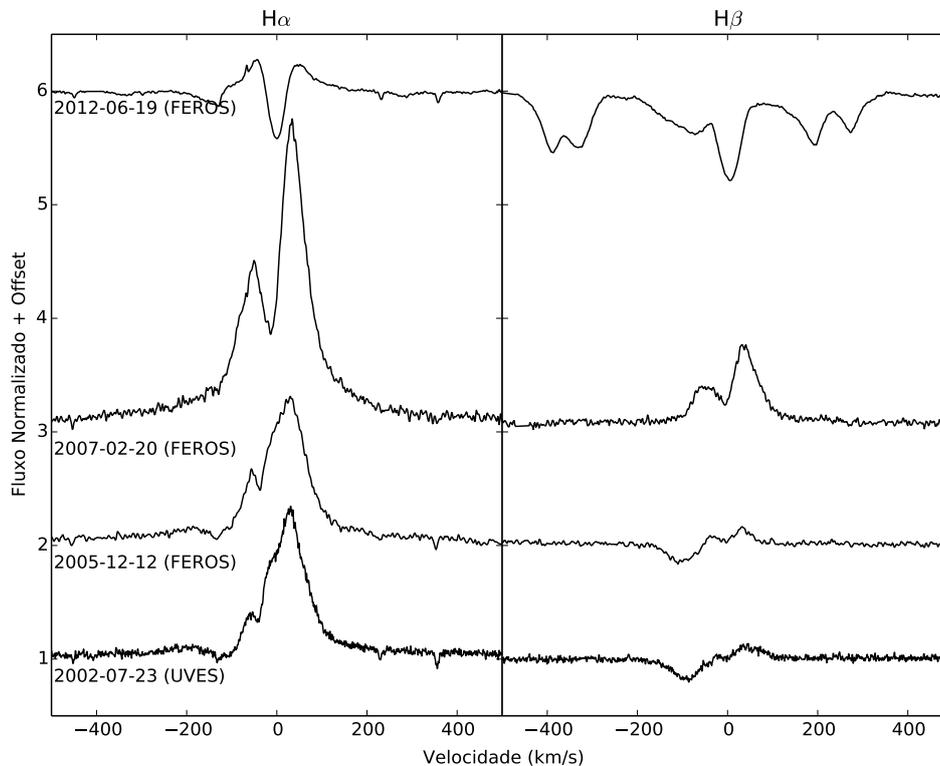


Figura 72 – Linhas  $H\alpha$  e  $H\beta$  da estrela LHA 120-S 155 observadas entre 2002 e 2012.

A partir de 2007, as linhas de Balmer passam a sofrer uma variação maior, com um forte aumento da emissão do P Cygni. Entre 2007 e 2012, porém, ocorre uma forte

queda na intensidade da emissão, que continua presente apenas em  $H\alpha$ , mas desaparecendo nas outras linhas de Balmer. Em 2012 também reaparece a absorção normal do P Cygni na mesma velocidade em que estava em 2002. A fraca auto-absorção da componente em emissão aumenta bastante entre 2005 e 2012, passando a dominar o perfil das linhas de Balmer durante o máximo da erupção.

O restante do espectro não apresenta variações entre 2002 e 2005, ocorrendo apenas uma variação da intensidade de algumas linhas, como a diminuição do He I e o aumento do Mg II, indicando uma queda na temperatura aparente da estrela. Já entre 2007 e 2012, como é possível notar na figura 73, houve uma drástica mudança no espectro, com o surgimento de uma grande quantidade de absorções que possuem poucas correspondências com os espectros anteriores. Houve também o desaparecimento completo das emissões proibidas durante a erupção (figuras 73 e 74), que se mantinham quase constantes anteriormente.

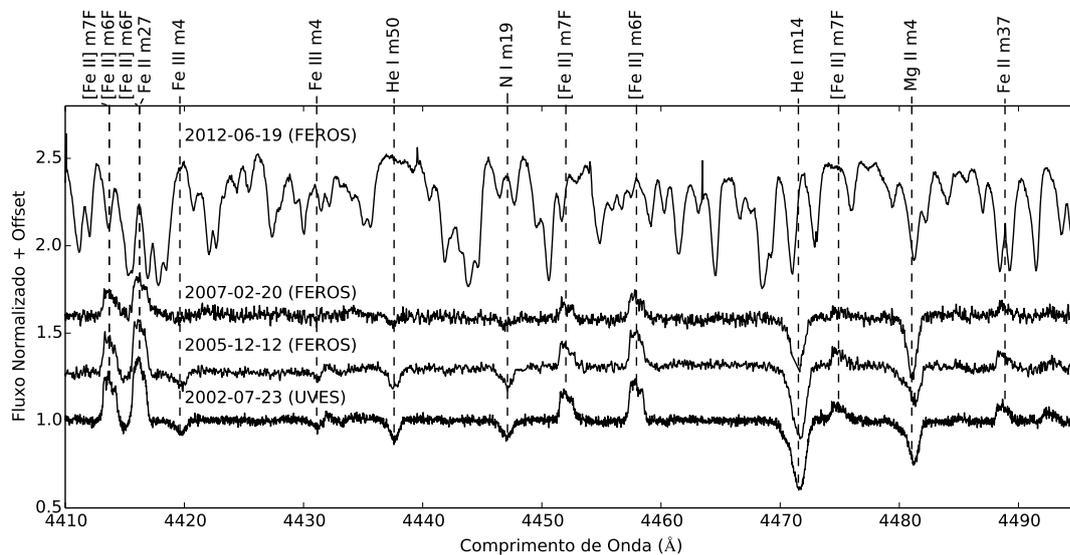


Figura 73 – Região espectral entre 4410 Å e 4495 Å da estrela LHA 120-S 155 observada entre 2002 e 2012.

#### 6.6.4 Modelagem com o CMFGEN

Nossa análise das curvas de luz apresentou que a estrela passou um grande período na quiescência antes de 2007. Assim, consideramos factível utilizar dados entre 1990 e 2005 na modelagem da SED da estrela. Alguns dados individuais, porém, destoavam muito da curva formada pelos dados restantes e por isso foram descartados. O modelo com melhor ajuste encontra-se na figura 75.

Embora o modelo com  $T_{eff} = 14000$  K,  $\dot{M} = 1 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{ano}$  e  $v_{\infty} = 150$  km/s não ajuste perfeitamente o formato da SED, foi o melhor ajuste obtido em meio a toda a

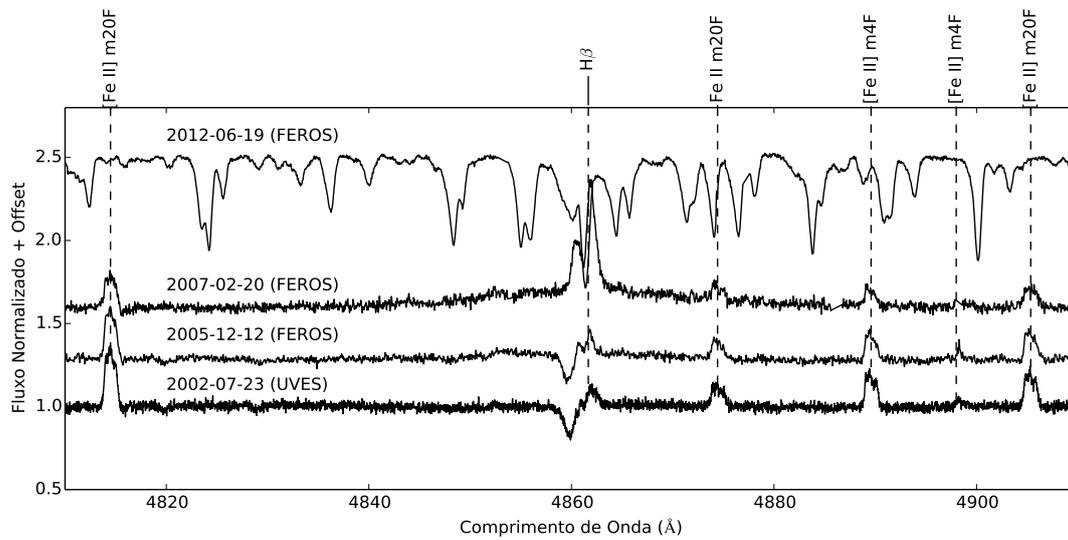


Figura 74 – Região espectral próxima à linha de  $H\beta$  entre 4810 Å e 4910 Å da estrela LHA 120-S 155 observada entre 2002 e 2012.

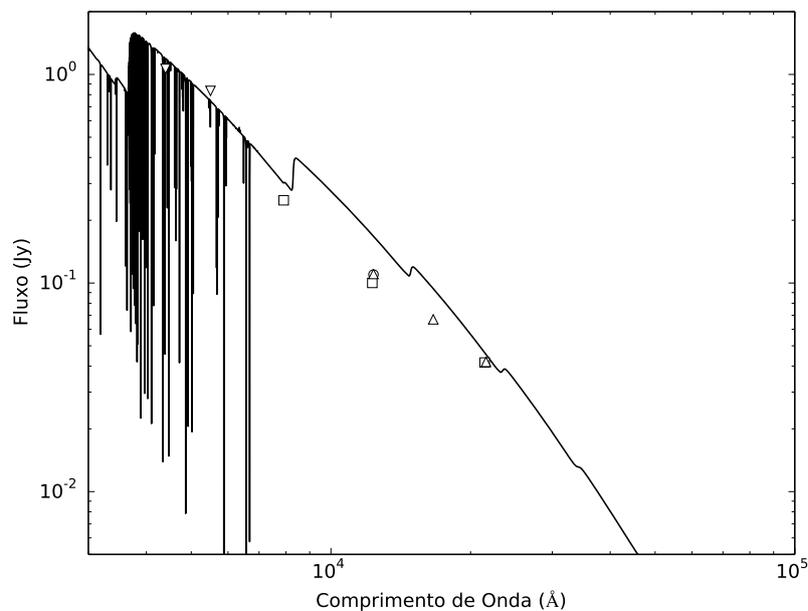


Figura 75 – Modelos do CMFGEN com melhor ajuste para a SED da estrela LHA 120-S 155 entre 1990 e 2005. A linha cheia representa o modelo com  $T_{eff} = 14000$  K,  $\dot{M} = 1 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{ano}$  e  $v_{\infty} = 150$  km/s.

grade de modelos computada. É possível notar que a incompatibilidade entre modelo e observações está principalmente na região do infravermelho próximo. Porém, os resultados obtidos apresentam boa concordância com os determinados por outros autores durante a quiescência anterior à erupção de 1970.

## 6.7 Outros Resultados

### 6.7.1 Velocidade de Rotação

Para duas das estrelas de nossa amostra foi notada a presença de prováveis linhas fotosféricas sem indícios de interferência do vento nos seus perfis. Estas estrelas foram a S61 e a S155, com as linhas do Si IV e He I respectivamente.

A partir disso, realizamos a determinação do  $v \sin i$  para esses objetos através do código Synspec. Os resultados obtidos encontram-se na figura 76.

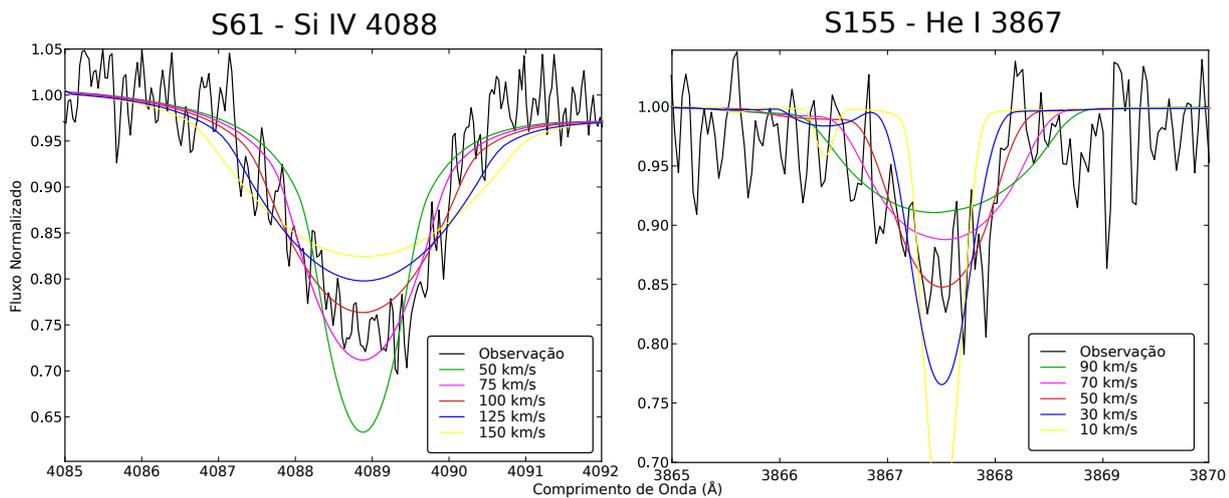


Figura 76 – Determinação da velocidade de rotação projetada ( $v \sin i$ ) através de ajuste de perfis gerados pelo código Synplot para as estrelas LHA 120-S 61 e LHA 120-S 155.

Para a estrela S61 obtivemos um  $v \sin i$  entre 75 e 100 km/s. Já para a estrela S155 obtivemos um bom ajuste com  $v \sin i = 50$  km/s. Os parâmetros utilizados nos melhores ajustes encontram-se na tabela 18.

Pelo fato de termos utilizado valor zero para a microturbulência durante as simulações, podemos considerar os valores obtidos como superestimados. Para a S155, utilizamos o menor valor de temperatura disponível.

A temperatura determinada pelo Synplot para a estrela S61, de 32500 K, foi muito mais baixa que a determinada através do CMFGEN, que foi de 40000 K. Os dois códigos foram utilizados em métodos completamente distintos, sendo um deles utilizado para

Parâmetro	LHA 120-S 61	LHA 120-S 155
$T_{eff}$ (K)	32500	15000
$\log g$	3.25	1.75
$v \sin i$ (km/s)	100	50
Microturbulência (km/s)	0	0

Tabela 18 – Parâmetros utilizados nas simulações em que obtivemos os melhores ajustes para os perfis rotacionais.

o ajuste de linhas e o outro para o ajuste da SED. O Synplot também não simula a contribuição do vento nas linhas, podendo introduzir erros na medida. Além disso, a determinação do  $v \sin i$  para a estrela S61 foi um pouco prejudicada pela existência das asas largas de  $H\delta$  no modelo do Synspec, asas essas que não são observadas em nosso espectro, onde a referida linha encontra-se com um fino perfil de emissão em pico duplo. Buscamos minimizar o problema utilizando os modelos com menor  $\log g$  disponíveis, porém isso não foi suficiente para neutralizar os efeitos dessa linha.

### 6.7.2 Envoltórias de Poeira

A presença de envoltórias de poeira foi investigada, através da detecção de excessos no IR. Foi notada a presença de discrepâncias, tanto entre algumas medidas fotométricas e os espectros IRS quanto entre espectros SWS e IRS, que podem ter como fonte contaminações de fundo ou alterações nas condições físicas das envoltórias com o passar do tempo. Porém, não é esperado que as nebulosas de poeira sofram mudanças tão radicais em escalas de tempo pequenas, sendo mais provável, portanto, que sejam devido à incerteza das medidas.

Para todos os objetos é possível notar um forte excesso no IR a partir de 12  $\mu\text{m}$ , indicando a contribuição da emissão livre-livre e a possível existência de envoltórias frias de poeira. Os maiores excessos são encontrados nas estrelas S61 e S155, as únicas duas estrelas da amostra com poeira já confirmadas na literatura. Para ambas é possível notar a existência de 3 bandas alargadas em 19, 23,5 e 33,5  $\mu\text{m}$  associadas a Forsterita e Enstatita por Voors et al. (1999), não sendo notadas essas bandas nos outros objetos. Também, a única estrela a apresentar a importante banda de silicato em 10  $\mu\text{m}$  é S155. Nas outras estrelas não foram identificadas quaisquer bandas características, indicando que possivelmente o excesso pode ser devido à emissão livre-livre do vento.

Além disso, existe uma grande diferença entre a razão das intensidades entre o IR médio e o ótico das estrelas S61 e S155 para as demais. Os valores das razões, bem como as intensidades médias utilizadas no cálculo, encontram-se na tabela 19. Enquanto as estrelas S61 e S155, que possuem envoltórias confirmadas, apresentam razão  $\text{IR}/V > 30$ , para as outras este valor é muito menor, atingindo um máximo de 5 na estrela S30 e 1.6 na estrela

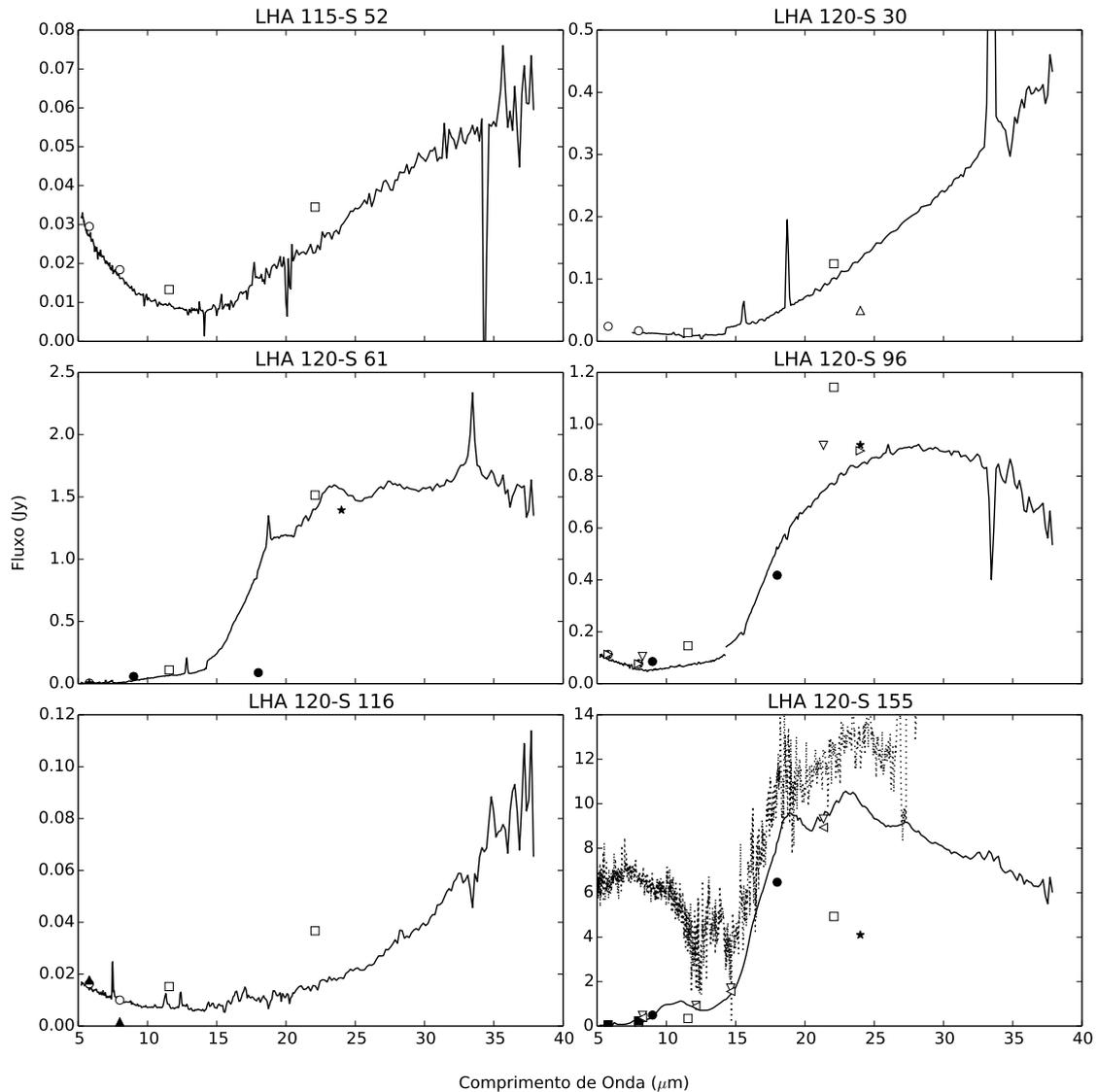


Figura 77 – SEDs obtidas através de fotometria de diversos catálogos e de espectros IRS/Spitzer e SWS/ISO calibrados em fluxo. A linha cheia representa os espectros IRS e a linha pontilhada os espectros SWS. Legenda (fotometria):  $\circ$  - SAGE LMC (2012),  $\square$  - Cutri & et al. (2012),  $\triangle$  - Chen et al. (2009),  $\nabla$  - Egan et al. (2003),  $\star$  - Whitney et al. (2008),  $\bullet$  - Ishihara et al. (2010),  $K$  - Vijn et al. (2009),  $\blacksquare$  - Srinivasan et al. (2009),  $\triangleright$  - van Aarle et al. (2011) e  $\triangleleft$  - Egan et al. (2001).

S96. Para as estrelas S52, S30 e S116 os valores utilizados para o IR são subestimados, pois os picos das emissões não se encontravam dentro do intervalo coberto pelo IRS, tendo sido utilizados, portanto, os valores do limite vermelho dos espectros.

Estrela	V (Jy)	IR (Jy)	IR/V
LHA 115-S 52	0.25	$\geq 0.06$	$\geq 0.24$
LHA 120-S 30	0.1	$\geq 0.5$	$\geq 5$
LHA 120-S 61	0.05	1.5	30
LHA 120-S 96	0.55	0.9	1.6
LHA 120-S 116	0.25	$\geq 0.08$	$\geq 0.3$
LHA 120-S 155	0.2	10	50

Tabela 19 – Razão entre a intensidade da SED no infravermelho médio e distante e no filtro V para os objetos de nossa amostra. Os valores foram determinados como uma aproximação dos valores médios da literatura (na banda V) e como os valores máximos do contínuo da SED no IR.

Logo, para determinar se os espectros Spitzer indicam a presença de poeira ou a emissão do vento, precisamos de um estudo mais aprofundado para tentar identificar as bandas/linhas observadas nos espectros e não identificadas em nossa análise. A discrepância entre a razão das intensidades obtida para as estrelas com poeira confirmada e outras também contribui para a dúvida sobre a composição da envoltória destes objetos.



## 7 Discussão dos Resultados

### 7.1 Classificação dos Objetos e Erupções

A análise da nossa amostra de objetos revelou um grupo extremamente diverso, com características variando de estrela para estrela. Porém, podemos separar as estrelas da amostra em dois grupos, o das LBVs confirmadas e o das LBVc, cujas características são bem distintas. Esta divisão irá facilitar um pouco o trabalho de análise dos resultados.

No grupo das LBVs se encontram as estrelas S52, S96, S116 e S155. Para estas estrelas a série de Balmer foi observada com perfis P Cygni durante a quiescência, suas curvas de luz e seus espectros apresentam grande variação e é sempre possível observar uma forte presença de metais pouco ionizados nos espectros.

Coincidentemente, para 3 dessas LBVs a análise das curvas de luz mostrou que estas estrelas entraram em erupção logo após a obtenção dos espectros em 2005, sendo que para as estrelas S52 e S116 não há qualquer referência na literatura sobre estas novas erupções. A nova erupção da estrela S155 já havia sido bem estudada por Mehner et al. (2013), evidenciando que é uma erupção mais forte do que a erupção da década de 1970.

Graças à coincidência de erupções e ao fato de que foram encontrados espectros em arquivos públicos para a mesma faixa espectral analisadas por nós, foi possível realizar um mapeamento do comportamento dos espectros das LBVs no período de pré-erupção e durante o início da mesma. De um modo geral, foi possível notar que para todas as LBVs, sem distinção, a transição da quiescência para a erupção ocorre com o aumento da intensidade e do número de linhas metálicas de baixo potencial de ionização, sobretudo Fe II, tendo também sido identificada a redução da intensidade dos perfis P Cygni e a redução ou o desaparecimento de linhas de emissão proibidas. Durante a erupção dos objetos, as análises mostraram que o espectro passa a ser dominado por absorções, incluindo absorções com múltiplas componentes, como foi o caso detectado para S96 e S155.

A estas variações espectroscópicas podemos relacionar variações de temperatura onde se formam as linhas. Durante o início da erupção vai se formando uma pseudo-fotosfera estendida e fria, que passa a responder pela formação das linhas, alterando as linhas que se formam próximas à estrela ou somente as suas intensidades. Por outro lado, a matéria ejetada provoca um aumento do contínuo, causando uma aparente diminuição das linhas em emissão proibidas e das emissões dos perfis P Cygni, formadas a grandes distâncias do vento, quando vistas no espectro normalizado. Durante o período de erupção é esperado que não sejam vistas linhas da fotosfera da estrela e sim linhas unicamente formadas na pseudo-fotosfera, que são os perfis em absorção de metais de baixa ionização.

Graças à análise das variações temporais durante a erupção das estrelas S96 (feita por nós) e S155 (Mehner et al., 2013), foi possível notar que durante a erupção, as velocidades radiais das múltiplas componentes dos perfis P Cygni ou em absorção não se alteram significativamente.

Detectamos dois objetos que apresentaram múltiplas absorções proeminentes em perfis P Cygni: S52 e S116. Este tipo de perfil é associado a variações bruscas na taxa de perda de massa e velocidade terminal do vento do objeto quando ele cruza limites de bi-estabilidade, como descrito na subseção 2.3. Seguindo as mesmas conclusões de Stahl et al. (2001) e Groh et al. (2011), é esperado que as velocidades radiais das múltiplas componentes em absorção variem com o tempo, o que é notado para a estrela S52, mas não notado para a estrela S116 na série de Balmer. Ainda assim, pelas grandes similaridades entre os efeitos observados nessas estrelas e os efeitos observados em AG Car, temos forte convicção de que se trata do mesmo fenômeno físico em ambos os casos.

Já para as duas estrelas que são classificadas como LBVc, nossas observações indicaram características completamente diferentes das estrelas já classificadas como LBV. Além de não terem sido encontradas variações fotométricas significativas para esses objetos, cooperando com a conclusão de que não são LBVs confirmadas e sim candidatas, não foram também encontradas variações espectroscópicas significativas, apenas pequenas variações de intensidade nas emissões.

Os espectros destas estrelas também apresentam grandes diferenças para os espectros das LBVs confirmadas. As características espectrais desses objetos fogem completamente do padrão encontrado nas outras estrelas, com quase ausência de perfis P Cygni, presença de linhas de alto potencial de ionização e predomínio de emissões na série de Balmer. Por outro lado, não temos dúvida de que são objetos evoluídos, devido à presença de linhas fortes do N, e de que possuam alta taxa de perda de massa. Porém, sua classificação como LBV ainda é incerta, só podendo ser confirmadas com a identificação de erupções, que não puderam ser encontradas nesse trabalho.

## 7.2 Objetos no Diagrama HR e Determinação das Massas

Elaboramos um diagrama HR com os dados dos nossos objetos obtidos na literatura e calculados por nós, que pode ser visto na figura (78). Como não determinamos a luminosidade dos objetos principalmente pela falta de dados relativos ao avermelhamento na banda V, utilizaremos aqui valores médios obtidos da literatura.

É possível notar que, com exceção das estrelas S30 e S61, todas as estrelas se encontram dentro das faixas de instabilidade S Dor determinadas por Humphreys & Davidson (1994) durante a sua quiescência, e próximas aos ajustes para essa faixa feitos por van Genderen (2001) e por Groh et al. (2009). Algumas medições realizadas para a

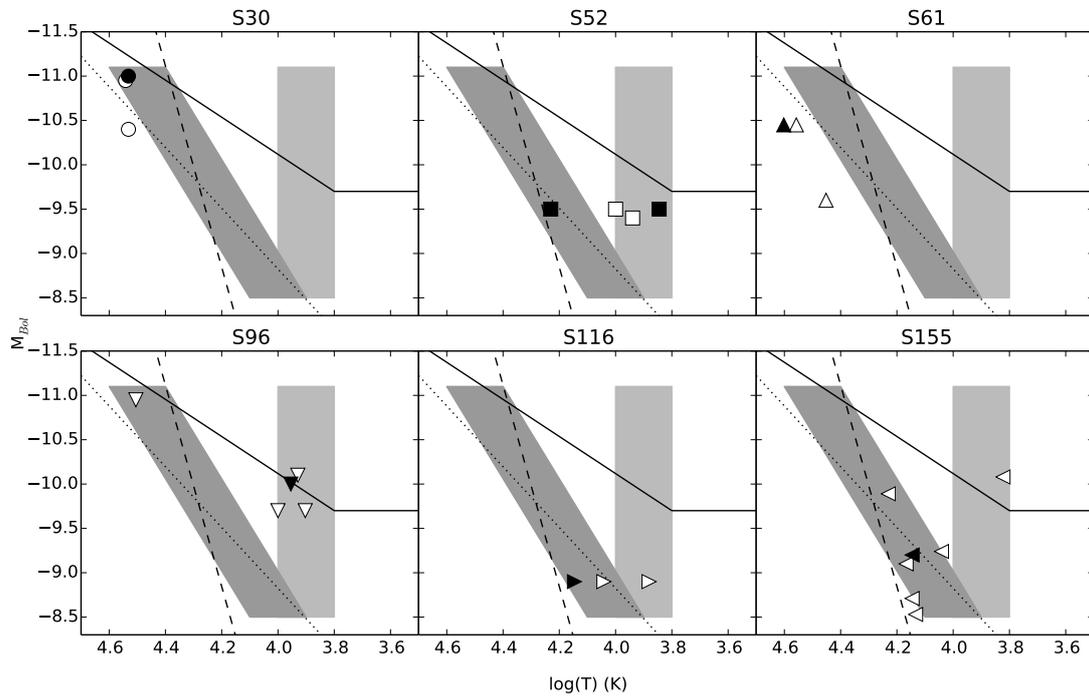


Figura 78 – Diagrama HR dos objetos da nossa amostra. As regiões em cinza são as regiões determinadas por Humphreys & Davidson (1994) para a quiescência (cinza escuro) e erupção (cinza claro) das LBVs. A linha tracejada indica a faixa de instabilidade “S Dor” ajustada por Groh et al. (2009) e a linha pontilhada a faixa ajustada por van Genderen (2001). Os dados marcados com símbolo branco foram obtidos da literatura e os dados em preto são os resultados deste trabalho.

estrela S30 se localizam dentro da faixa de instabilidade determinada por Humphreys & Davidson (1994) e próximas aos ajustes, porém duas medições se distanciam das regiões esperadas que a estrela se encontrasse na quiescência, do mesmo modo que todas as medidas da S61. Em ambos os casos, as estrelas ficaram em uma posição do diagrama HR proibidas para LBVs segundo a determinação de Groh et al. (2009), juntamente com a única medida da quiescência de S96 que, embora esteja próxima a todos os ajustes feitos, se encontra também na região onde  $v_{rot}/v_{crit} > 1$ . Isso pode indicar que a faixa de instabilidade calculada por Groh et al. (2009) não vale para as Nuvens de Magalhães, ou precisa ser melhor ajustada com um maior número de LBVs galáticas. É interessante notar que, assim como Groh et al. citam em seu trabalho, a faixa calculada por eles é muito mais íngreme do que as outras, e isso coloca boa parte das LBVs de alta luminosidade na região não permitida segundo aquele trabalho. Porém, o baixo número de objetos não nos fornece estatísticas suficientes para poder fazer qualquer afirmação com uma maior certeza.

Com auxílio das trajetórias evolutivas computadas por Ekström et al. (2012) e por Georgy et al. (2013) foi possível determinar a massa inicial aproximada dos objetos. Os resultados encontram-se na figura 79. Os modelos de Ekström et al. (2012) foram computados para  $Z=0,014$ , que corresponde à metalicidade solar, enquanto os modelos de Georgy et al. (2013) foram computados para  $Z=0,002$ , correspondente à metalicidade da Pequena Nuvem de Magalhães, ambos utilizando o código de Genebra. Como não havia modelos desse código para a metalicidade da Grande Nuvem, utilizamos a combinação dos modelos da Galáxia e da Pequena Nuvem para as determinações da Grande Nuvem.

As massas iniciais das estrelas S30, S52, S61 e S116 foram determinadas com boa precisão (salvo pelas incertezas associadas à grande separação entre as massas iniciais de cada modelo), sendo  $M_{(S30,ZAMS)} = 85 - 120M_{\odot}$ ,  $M_{(S52,ZAMS)} = 32M_{\odot}$ ,  $M_{(S61,ZAMS)} = 60M_{\odot}$  e  $M_{(S116,ZAMS)} = 25M_{\odot}$ . Já a estrela S155, por causa da grande dispersão vertical dos pontos causada por sua difícil medida de luminosidade, foi ajustada com  $M_{(S155,ZAMS)} = 32 - 40M_{\odot}$ , sendo ignoradas as duas determinações da literatura com menor luminosidade no ajuste.

Para a estrela S96, dois ajustes foram possíveis, sendo um durante sua erupção ( $M_{(S96,ZAMS)} = 40M_{\odot}$ ) e outro na quiescência ( $M_{(S96,ZAMS)} = 85M_{\odot}$ ). O recomendado para o ajuste seria a medida obtida na quiescência, visto que as trajetórias evolutivas não possuem qualquer cálculo de erupções em suas grades e com isso apenas simulariam a quiescência desses objetos. Porém, para esta fase temos apenas um ponto medido encontrado na literatura, enquanto para a erupção temos mais pontos, tornando assim a determinação da massa desse objeto bem incerta.

Tendo em vista que a massa dos objetos durante a fase de LBV é estimada como sendo a metade da massa na *ZAMS*, as massas atuais dos objetos seriam aproximadamente:  $M_{(S30)} = 42 - 60M_{\odot}$ ,  $M_{(S52)} = 16M_{\odot}$ ,  $M_{(S61)} = 30M_{\odot}$ ,  $M_{(S96)} = 20 - 42M_{\odot}$ ,  $M_{(S116)} = 12M_{\odot}$  e  $M_{(S155)} = 16 - 20M_{\odot}$ .

### 7.3 Cenário Físico dos Objetos e Parâmetros Determinados

A grande quantidade e variedade de dados coletados nos permitiu traçar os cenários físicos dos objetos de nossa amostra. Abaixo descreveremos as informações obtidas para cada um deles.

Para a estrela S52 pudemos estudar dois períodos distintos, sendo um anterior à erupção de 1994 e outro entre esta erupção e a atual, iniciada em 2006. Estas duas fases são bem distintas, apresentando diferenças nos parâmetros determinados e nas curvas de luz. Enquanto para a primeira, na quiescência, obtivemos uma temperatura de 17000 K e taxa de perda de massa de  $1 \times 10^{-5}M_{\odot}/\text{ano}$ , na segunda, no período entre erupções, obtivemos uma temperatura de 7000 K e perda de massa de  $1 \times 10^{-4}M_{\odot}/\text{ano}$ . Também

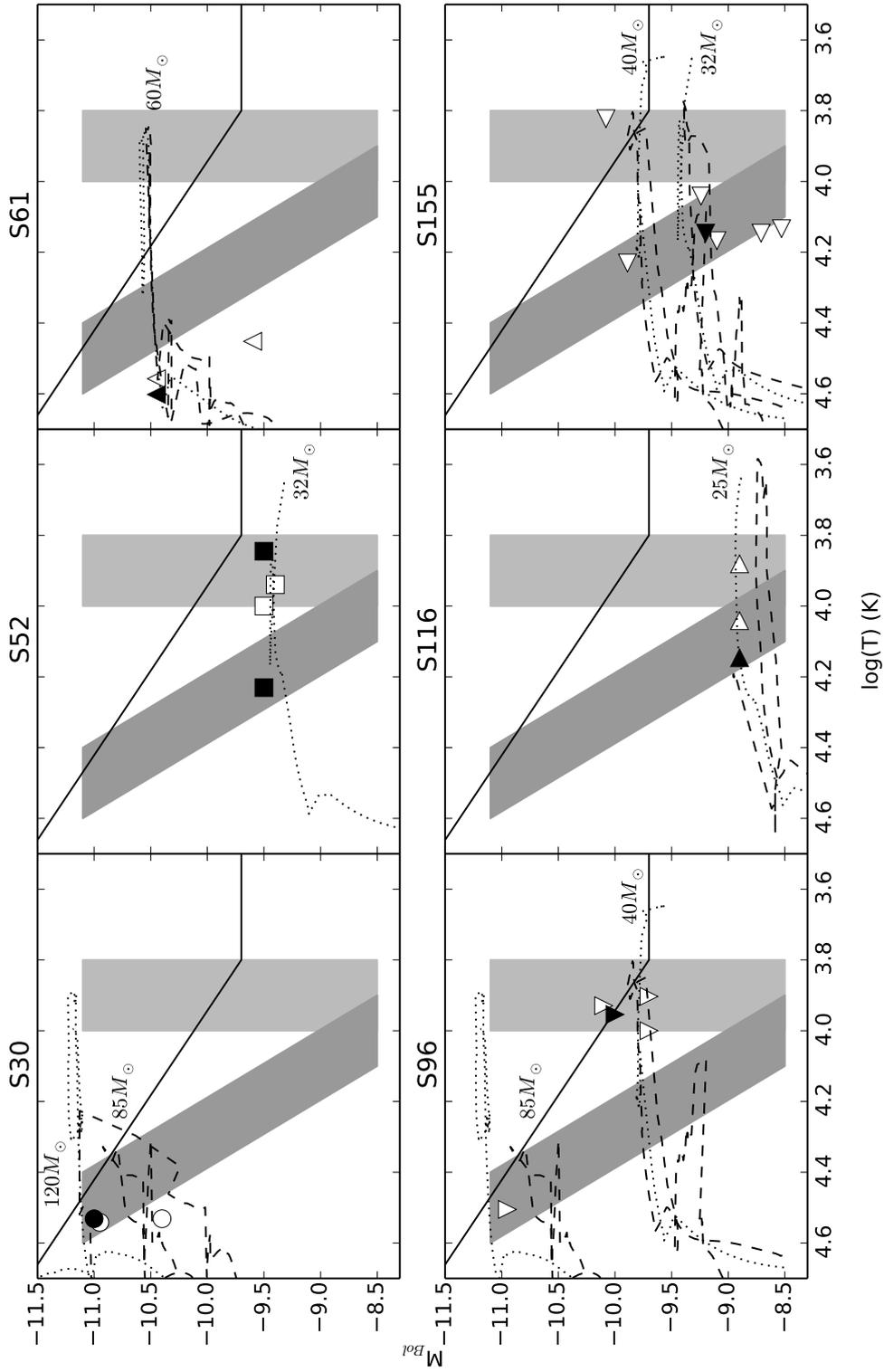


Figura 79 – Diagrama HR dos objetos da amostra com as trajetórias evolutivas computadas por Ekström et al. (2012) ( $Z=0.014$ , linha tracejada) e por Georgy et al. (2013) ( $Z=0.002$ , linha pontilhada). Os modelos de ambas as fontes usadas incluem rotação. As massas anotadas próximas aos modelos correspondem às suas massas iniciais ( $M_{ZAMS}$ ).

durante a primeira, a magnitude V da estrela era cerca de 0,5 magnitudes menor que durante a segunda. Ambos os resultados obtidos indicam que durante este último mínimo visual a estrela ainda sofria forte influência da erupção anterior.

Com exceção da temperatura obtida na primeira fase de mínimo, todas as outras medidas estão de acordo com as medições prévias da literatura. Na primeira época analisada (quiescência) obtivemos uma temperatura 7000 K maior do que os 10000 K obtidos por Szeifert et al. (1993). Possíveis fontes de diferença entre os valores podem estar nas diferentes técnicas utilizadas nos dois trabalhos. Para os valores obtidos na segunda época (entre erupções) encontramos um valor menor que o obtido por Szeifert et al. (1993) para a erupção da estrela, que foi de 7000 K contra 8700 K obtidos por ele. Esta nova discrepância pode ser explicada através da análise das curvas de luz. Quando Szeifert et al. realizou as medições da erupção, a estrela ainda não havia atingido o seu máximo visual, estando ainda aumentando seu brilho na banda V. Observando a curva de luz da estrela também é possível notar que nossas medidas foram obtidas em uma época em que a estrela estava visivelmente mais fria do que durante a erupção mapeada por Szeifert et al.. Sendo assim, mesmo que discrepantes, os resultados fazem sentido físico.

Outro ponto importante estudado em S52 foi a presença de perfis P Cygni com mais de uma componente. Isso indica que a estrela cruzou o limite de bi-estabilidade de 10000 K, criando as alterações bruscas na velocidade terminal do vento necessárias para a formação deste tipo de componente. Através da “edge velocity”<sup>1</sup> da linha de H $\alpha$  em diferentes épocas foi possível obter que as velocidades terminais do vento da estrela estão em torno de 60 a 130 km/s.

A estrela S116 apresenta características muito semelhantes às da S52 em muitos pontos. Também foi possível estudar este objeto em dois períodos de quiescência, sendo uma antes da erupção de 1989 e outra entre esta erupção e a corrente iniciada no final de 2005. O objeto também foi identificado como apresentando dupla absorção no P Cygni, onde as velocidades terminais estimadas na linha H $\alpha$  foram entre 30 e 105 km/s. A principal diferença deste objeto para o anterior é que, neste caso, nos dois períodos de quiescência obtivemos os mesmos parâmetros no ajuste das SEDs com o CMFGEN, sendo que para ambas as épocas obtivemos uma temperatura de 14000 K e perda de massa entre  $1$  e  $5 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{ano}$ .

Os parâmetros determinados para S116 estão de acordo com o estimado anteriormente na literatura, apenas com uma diferença na temperatura efetiva, que está um pouco maior do que o obtido por Davies et al. (2005). Uma fonte desta diferença pode ser

<sup>1</sup> A velocidade terminal é determinada através de perfis P Cygni, onde a componente em absorção está saturada. Nesse caso, a velocidade terminal será definida pela velocidade onde termina a saturação, velocidade essa chamada de “edge velocity”. Porém, como apenas os perfis P Cygni da S116 estavam com a absorção saturada, utilizamos neste trabalho a “edge velocity” como sendo a velocidade no mínimo da componente em absorção desses perfis.

porque na época em que os autores realizaram a medição a estrela ainda não estava em um estado completamente quiescente, como indicado por nossas curvas de luz.

A estrela S155 também entrou em erupção quase na mesma época que S116 e S52, porém tendo passado muito mais tempo quiescente antes dessa última erupção do que as outras demais estrelas. Variações periódicas extremamente regulares foram notadas durante esta longa quiescência da estrela, indicando possíveis pulsações. A temperatura determinada para o objeto, de 14000 K, é compatível com os valores citados na literatura, que variam entre 11000 e 17000 K.

Ao contrário de S116 e S52, S155 também não apresentou perfis P Cygni tão intensos durante a fase de mínimo, além de ter um espectro com, aparentemente, menor interferência do vento. A explicação para as diferenças observadas desta estrela para as outras pode estar na sua baixíssima taxa de perda de massa. Determinamos um valor de  $1 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{ano}$ , compatível com os  $3 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{ano}$  determinados por Wolf et al. (1981) para a quiescência da estrela anterior à erupção da década de 1970. Este valor é extremamente baixo para uma LBV, até mesmo quando o comparamos com outras LBVs conhecidas pela baixa perda de massa como a S116. A velocidade terminal do vento foi estimada em 140 km/s através da absorção da linha  $H\alpha$ .

Estas 3 estrelas aqui citadas são consideradas LBVs de baixa luminosidade na literatura. Embora não tenhamos determinado a luminosidade dos objetos, seus parâmetros físicos obtidos são compatíveis com essa conclusão, principalmente as temperaturas determinadas. Espera-se que LBVs de baixa luminosidade apresentem temperaturas máximas de 18000 K, estando todas as três abaixo desse limite.

A estrela S Dor foi estudada próxima ao máximo de uma erupção. Tanto os parâmetros obtidos quanto o espectro observado são compatíveis com este fato, tendo sido determinados para a estrela uma temperatura efetiva de 9000 K e uma perda de massa de  $1 \times 10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$ . Também, pela alta variabilidade que a estrela apresenta, foram identificadas diversas componentes nos espectros que indicam a presença de várias camadas discretas no vento. Não foi possível obter com precisão a velocidade terminal do vento através da “edge velocity”, porém pela ausência de absorções em velocidades maiores que cerca de -50 km/s em  $H\alpha$ , acreditamos que este deve ser um valor superior para esta medida.

Já as duas estrelas da amostra classificadas como LBVc (S30 e S61) apresentam parâmetros físicos semelhantes e que destoam bastante do observado nas outras estrelas. As temperaturas obtidas para ambas são altas, sendo 34000 K para a estrela S30 e 40000 K para a S61. As velocidades terminais do vento estimadas através dos perfis P Cygni encontrados também são altas quando comparadas com os outros objetos, sendo 1000 km/s para S30 e 400 km/s para S61. Para a estrela S61 foi obtida uma perda de massa de  $1 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{ano}$ , valor considerado padrão para uma LBV, porém a estrela S30 foi

ajustada com uma perda de massa extremamente alta, de  $2 \times 10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$ , valor que comumente está relacionado à fase de erupção das LBVs e não à quiescência, como ela deve estar no caso de ser realmente uma LBV. Ao compararmos os parâmetros estimados com a literatura, podemos observar uma boa compatibilidade dos resultados. Estas duas estrelas também foram as de mais alta luminosidade e massa determinadas na amostra.

Além disso, para as estrelas S61 e S155 foi possível estimar suas velocidades de rotação projetadas, em 100 e 50 km/s respectivamente. Porém, para sabermos se os objetos são realmente estrelas de alta rotação ou não, devemos estimar sua razão  $v_{rot}/v_{crit}$ . Utilizaremos para isso a expressão para a velocidade crítica modificada da equação 2.2, com o  $\Gamma$  sendo estimado a partir dos valores encontrados em Vink & de Koter (2002). Os resultados obtidos do cálculo se encontram na tabela 20.

Estrela	$\Gamma$	$v_{crit}$ (km/s)	$v \sin i/v_{crit}$
S61	0,65	244	>0.40
S155	0,51	119	>0.42

Tabela 20 – Razão da velocidade de rotação projetada ( $v \sin i$ ) para a velocidade crítica ( $v_{crit}$ ) para as estrelas S61 e S155.

Ambos os objetos, portanto, apresentam alta rotação detectada, porém bem abaixo dos valores para as estrelas de alta instabilidade determinados por Groh et al. (2009). Este resultado está em concordância com o fato de serem LBVs de pouca instabilidade, e que no trabalho de Groh et al. (2009) também apresentam baixa rotação. Vale destacar que o efeito da inclinação do eixo de rotação da estrela com relação à nossa linha de visada reduz a velocidade de rotação medida quando comparamos com a real, fazendo com que os valores obtidos aqui para  $v_{rot}/v_{crit}$  sejam subestimados.

## 8 Conclusões e Perspectivas

A evolução das estrelas de alta massa, especialmente sua evolução pós-SP, ainda possui muitos problemas em aberto. Alguns desses problemas são relacionados com fases da vida dessas estrelas que, por serem muito curtas e complexas, ainda não são bem compreendidas. Neste trabalho tentamos contribuir com as discussões acerca de uma dessas fases importante da vida das estrelas de alta massa e que ainda não é bem compreendida: a fase de LBV.

Para isso estudamos 6 objetos das Nuvens de Magalhães, sendo 4 deles LBVs confirmadas e 2 LBVc. Estes dois grupos de objetos apresentaram características espectrais bem distintas: as LBVs mostraram a forte presença de linhas de metais em baixa ionização, linhas proibidas e com perfis P Cygni nos espectros durante a quiescência. Já as LBVc apresentaram espectros diversificados, uma com o espectro quase todo em emissão (S30) e a outra com a presença de muitos metais de alta ionização em absorção (S61), mas ambas se caracterizaram pela falta de perfis P Cygni na série de Balmer (muito característicos das LBVs), perfis esses que foram observados apenas nas linhas do He I.

Uma das detecções importantes realizadas neste trabalho foi a de erupções recentes nas estrelas S52 e S116, que até então não tinham sido citadas na literatura. Ambas as erupções se iniciaram entre o final de 2005 e início de 2006, na mesma época em que se iniciou uma erupção da estrela S155, o que nos permitiu um estudo das variações espectrais das estrelas no início da erupção. Juntamente com o estudo do espectro de S Dor, que estava em erupção na época analisada, conseguimos detectar um padrão na evolução temporal do espectro durante a erupção, que foi uma redução das emissões observadas, tanto de perfis P Cygni quanto de emissões proibidas, e aumento da quantidade e da intensidade de linhas em absorção de metais pouco ionizados, como Fe II e Ti II. Durante o máximo da erupção os espectros se mostram dominados por linhas em absorção de elementos pouco ionizados, com baixa ocorrência de perfis P Cygni e emissões puras.

Detectamos também na S52 e na S116 a existência de múltiplas camadas de vento com diferentes velocidades através das absorções dos perfis P Cygni dos objetos, comportamento esse até então não citado na literatura para esses objetos, porém, compatível com o observado em outras LBVs, como AG Car e compatível com os trabalhos de Stahl et al. (2001) e Groh et al. (2011). Realizaremos em um futuro próximo a modelagem destas camadas, com a colaboração do Dr. José Groh do Observatório de Genebra.

Através da determinação de alguns parâmetros físicos através do código CMFGEN, pudemos localizar nossas estrelas no diagrama HR e assim estimar suas massas e verificar a existência de faixas de instabilidade. Os resultados obtidos foram compatíveis com as faixas

de instabilidade determinadas por Humphreys & Davidson (1994) e por van Genderen (2001) para os objetos na quiescência. Entretanto, para as estrelas de maior luminosidade e temperatura, os resultados foram incompatíveis com a faixa de instabilidade determinada por Groh et al. (2009). Por outro lado, a faixa em que todos os objetos se encontram durante a erupção foi bem compatível com os resultados estimados.

Para as estrelas S61 e S155, foram também determinadas as velocidades de rotação projetadas. Encontramos valores, quando comparados com o valor da velocidade crítica de rotação, abaixo dos valores estimados por Groh et al. (2009) para LBVs com alta instabilidade. Os valores podem ser vistos na tabela 20.

A presença de fortes excessos no IR médio e distante podem tanto indicar a presença de nebulosas de poeira quanto serem originados por causa da emissão do vento. Para apenas duas estrelas, que já possuíam envoltórias de poeira confirmadas (S61 e S155), foi possível identificar as bandas, como as do silicato. Já para as outras estrelas, não foi possível confirmar isso.

Por fim, podemos sintetizar os parâmetros físicos obtidos neste trabalho na tabela 21.

Estrela	$T_{eff}(K)$	$v_{\infty}$ (km/s)	$\dot{M}(M_{\odot}/ano)$	$M_{ZAMS}/M_{\odot}$	$v \sin i/v_{crit}$
S52	7000	150	$1 \times 10^{-4}$	32	-
	17000		$1 \times 10^{-5}$		-
S30	34000	1000	$2 \times 10^{-4}$	85-120	-
S61	40000	400	$1 \times 10^{-5}$	60	>0,40
S96	9000	150	$1 \times 10^{-4}$	40-85	-
S116	14000	100	$1 - 5 \times 10^{-6}$	25	-
S155	14000	150	$1 \times 10^{-7}$	32-40	>0,42

Tabela 21 – Parâmetros determinados neste trabalho para as estrelas da amostra.

Como próximos passos deste estudo, pretendemos realizar um trabalho semelhante com um número maior de objetos, incluindo LBVs de mais galáxias do Grupo Local, bem como aprofundar a análise e iniciar um acompanhamento temporal destes objetos aqui estudados. Pretendemos também aplicar códigos que tratam de geometrias não esféricas e que incluam poeira para uma melhor análise dos objetos.

# APÊNDICE A – Evolução das Estrelas de Alta Massa

A evolução das estrelas de alta massa ainda não é completamente conhecida, especialmente devido à alta complexidade dos ingredientes que devem ser adicionados aos modelos. Citaremos a seguir alguns desses ingredientes e seus principais efeitos neste contexto.

## A.1 Parâmetros que Influenciam na Evolução de Estrelas de Alta Massa

### A.1.1 Perda de Massa

Juntamente com a massa inicial, a perda de massa é um fator fundamental na evolução estelar. Os modelos que não levam em conta a perda de massa falham gravemente ao tentar reproduzir as distribuições das estrelas no diagrama HR, porém os modelos que levam em conta esse ingrediente possuem uma compatibilidade muito melhor com as observações. Segundo Chiosi & Maeder (1986), os principais efeitos da perda de massa na estrutura física dos objetos são:

- Especialmente para as estrelas de mais alta massa, a taxa de perda de massa é tão alta que é capaz de remover as camadas externas da estrela, em alguns casos ainda na fase de Of ( $M > 60M_{\odot}$ ). Isso acarreta tanto uma drástica redução da massa da estrela, que pode chegar com apenas 10% de sua massa original no final de sua vida, quanto alterar a composição química superficial, removendo o envelope de H e expondo camadas ricas em elementos processados por nucleossíntese (Maeder, 1986).
- Com a progressiva redução da massa da estrela, a temperatura no núcleo cresce mais lentamente e o núcleo convectivo se contrai mais rapidamente do que em modelos com massa constante. Com um núcleo menor, a luminosidade da estrela também é menor, acarretando em um aumento do tempo de vida da estrela na SP.
- As trilhas evolutivas das estrelas de alta massa também sofrem alterações decorrentes da perda de massa, bem como mudanças nos precursores e tipos de supernova (vide referências citadas em Borges Fernandes, 2004).
- Ocorre uma alteração no formato das isócronas. Idades menores são associadas a uma dada luminosidade para o *turn-off* de um aglomerado (Chiosi et al., 1978).

Este efeito é desprezível para estrelas de baixa massa, mas extremamente efetivo em estrelas de alta massa.

- Redução drástica da velocidade de rotação da estrela, resultado do momento angular que a estrela perde junto com seu vento (Packet et al., 1980; Langer & Heger, 1998).

A perda de massa não é constante nestes objetos e varia consideravelmente durante as suas vidas. Segundo diferentes trabalhos (vide referências citadas em Borges Fernandes, 2004) que mediram as taxas de perda de massa utilizando diversas técnicas, temos que em diferentes estágios evolutivos das estrelas de alta massa:

$$\dot{M}_{OB} < \dot{M}_{Of} < \dot{M}_{WR} < \dot{M}_{LBV}$$

Embora a taxa de perda de massa seja maior nas fases mais avançadas dessas estrelas, a perda de massa total nesses estágios é, em geral, menor do que na SP e durante a fase de queima de He, devido ao curto tempo de vida destas fases. O mecanismo principal de perda de massa nesses objetos é o vento dirigido pela pressão de radiação causada pela opacidade das linhas ressonantes dos íons presentes.

### A.1.2 Metalicidade

A metalicidade também afeta a forma como essas estrelas evoluem, principalmente atuando na mudança das opacidades na fotosfera e em camadas internas do objeto, assim como na perda de massa (Hirschi et al., 2010). Metalicidades menores implicam em opacidades menores também. Com isso, a perda de massa normalmente é menor para baixas metalicidades, sendo normalmente descrita por:

$$\dot{M}_Z = \dot{M}_{\odot} \left( \frac{Z}{Z_{\odot}} \right)^{\alpha} \quad (\text{A.1})$$

com o expoente  $\alpha$  variando normalmente entre 0,5 e 0,6 para estrelas OB (Kudritzki & Puls, 2000; Kudritzki, 2002) e entre 0,7 e 0,86 para estrelas WR (Vink et al., 2001; Vink & de Koter, 2005). Um resultado importante da baixa perda de massa a baixas metalicidades é que a massa final do objeto aumentará.

Além disso, a pressão de radiação e a aceleração radiativa do vento são afetadas pela metalicidade, fazendo com que objetos com menor metalicidade também apresentem menores velocidades terminais. Como exemplo podemos citar o fato de que estrelas nas Nuvens de Magalhães apresentam menor velocidade terminal do que estrelas da Galáxia do mesmo tipo.

Vale lembrar que as abundâncias de elementos químicos na estrela se alteram consideravelmente durante a sua evolução e, conseqüentemente, os efeitos da metalicidade na perda de massa também acompanham essas alterações.

Além disso, a metalicidade pode alterar também a estrutura interna da estrela. Objetos com metalicidade menor tendem a ser mais compactos e mais quentes do que objetos com metalicidade maior, tanto na trilha de Hayashi, quanto na SP, quanto na fase de queima do He no núcleo (Chiosi & Maeder, 1986).

Estes fatores acima resultarão em um aumento do tempo de vida da estrela em cada fase evolutiva para estrelas de menor metalicidade.

### A.1.3 Rotação

A rotação é um elemento que vem sendo fortemente considerado nos modelos na última década. Isso tem sido visto em uma grande quantidade de trabalhos, dos quais podemos destacar Meynet (1996); Meynet & Maeder (1997); Maeder & Meynet (2000b, 2003, 2010); Ekström (2008); Ekström et al. (2012) e Hirschi et al. (2010) entre outros do grupo. Entre eles, Maeder & Meynet (2010) e Ekström et al. (2011) discutem alguns dos principais efeitos que a rotação pode causar nas estrelas, os quais enumeraremos abaixo:

- Como já citado anteriormente, a rotação reduz a gravidade efetiva da estrela no equador. Esta alteração gera 3 efeitos principais:
  1. O formato da estrela será alterado, sendo mais achatado nos pólos do que no equador. Este efeito é mais significativo nas camadas mais externas do objeto, podendo ser desprezado no interior do objeto em alguns casos;
  2. Os pólos da estrela serão mais quentes do que o equador, pelo já citado escurecimento gravitacional. Ele é previsto teoricamente pela relação entre o fluxo superficial e a gravidade efetiva em um ponto da estrela ( $F(\Omega, \theta) \sim g_{eff}(\Omega, \theta)$ ) e pela conhecida relação entre fluxo e temperatura efetiva  $F = \sigma T^4$  (von Zeipel, 1924; Owocki et al., 1996; Maeder et al., 1999). Esta previsão teórica foi confirmada pelo imageamento de algumas estrelas em rápida rotação próximas, bem como o achatamento esperado (Lucy, 1967; Domiciano de Souza et al., 2007; Monnier et al., 2007, 2012; Rieutord & Espinosa Lara, 2013). Isso gera um problema observacional, onde o tipo espectral da estrela dependerá do seu ângulo com a linha de visada.
  3. A perda de massa também é afetada, tanto pela redução da gravidade efetiva no equador quanto pela variação da opacidade provocada pela temperatura (Maeder & Meynet, 2000a, 2010). A rotação fará com que o vento não seja isotrópico, e isso poderá alterar a quantidade de momento angular que a estrela perderá

com o vento. Nos casos em que a perda de massa se der quase exclusivamente pelos pólos, a quantidade de momento angular perdida será pequena, mas nos casos em que ocorrer pelo equador, a perda de momento angular será maior.

- A alta rotação tende a aumentar a mistura interna de elementos, modificando as abundâncias químicas dentro e na superfície da estrela, alterando a estrutura de opacidades e a perda de massa da estrela.

A inclusão da rotação nos modelos vem trazendo grandes mudanças na compreensão física da evolução pós-SP das estrelas de alta massa, alterando completamente as trajetórias evolutivas calculadas, bem como a fase final da vida dessas estrelas (Groh et al., 2013a; Georgy et al., 2013; Meynet et al., 2013a; Groh et al., 2013b). Os modelos com rotação reproduzem muito melhor as razões numéricas entre as populações observadas.

## A.2 Principais Fases Evolutivas

O quebra-cabeças da evolução das estrelas de alta massa no diagrama HR ainda não está completamente montado. Bem pelo contrário, as peças ainda não se encaixam perfeitamente, embora nos últimos anos os modelos tenham progredido muito neste quesito, especialmente com os trabalhos do grupo de evolução estelar do Observatório de Genebra e o código *Geneve* (Eggenberger et al., 2008; Ekström et al., 2012).

### A.2.1 Evolução Pré-Sequência Principal

A evolução pré-SP ocorre de forma extremamente rápida para as estrelas de alta massa e normalmente ocorre toda quando a estrela ainda se encontra dentro de sua nuvem molecular. Isso dificulta a aquisição de informações sobre a formação desses objetos, pois eles só são acessíveis neste estágio através de comprimentos de onda no infravermelho ou no sub-milimétrico (Puga et al., 2008).

A formação de estrelas de alta massa ocorre num rápido colapso gravitacional e na fragmentação de uma nuvem molecular. Nesta fase a fonte de energia da proto-estrela vem da energia gravitacional do gás que colapsa, e que se torna energia térmica. O colapso ocorre de forma não homogênea e em equilíbrio hidrostático. Este núcleo então passará por um processo de contração e acreção de matéria conhecido como *trilha de Hayashi*, que findará quando as condições de temperatura e pressão no núcleo forem suficientes para que haja a ignição do H, e conseqüentemente a estrela entra na SP (ZAMS). Para objetos da ordem de  $1M_{\odot}$ , o tempo de acreção é pequeno e a trilha de Hayashi é um processo quase exclusivamente de contração, mas para estrelas de mais alta massa, o tempo de acreção se torna maior do que o tempo de contração, sendo suficientemente grande para que a estrela inicie a queima do H ainda acretando massa (Meynet et al., 2013b).

Por outro lado, outros modelos para a formação de estrelas de alta massa consideram que a formação não ocorre pela acreção do gás em uma única proto-estrela, mas sim através da fusão de mais de uma proto-estrela dentro da nuvem materna (Blum et al., 2004).

## A.2.2 Evolução na SP

A SP é a fase onde a estrela passa a maior parte de sua vida e possui como única fonte de energia a queima do H no núcleo. A estrela encontra-se em um estágio extremamente estável de sua vida e as mudanças que ocorrem em sua estrutura são causadas por mudanças em sua composição química, que é alterada pelas reações nucleares.

A queima de H no núcleo acontece através do ciclo CNO, pelas altas temperaturas encontradas nesses ambientes. Devido à alta produção de energia no núcleo e sua pequena superfície, o transporte de energia não se dá de forma radiativa e sim convectiva. Este fato, juntamente com a forte mistura interna que existe nesses objetos, faz com que os elementos sintetizados pelas reações nucleares atinjam a superfície da estrela ainda na SP, sem a necessidade de episódios específicos de dragagem, como ocorre para as estrelas de baixa massa.

Conforme o H se esgota no núcleo e um núcleo de He se forma, ocorre uma expansão do raio da estrela e aumento de sua luminosidade. Essa fase é mais perceptível nas estrelas de menor massa e quase desprezível, em termos observacionais, para as estrelas de maior massa, gerando a chamada falha de Hertzsprung no diagrama HR.

## A.2.3 Evolução Pós-SP

Até agora a evolução dos objetos se dava de forma bem parecida para diferentes faixas de massa, mas na evolução pós-SP, ela ocorre de forma bem diferente dependendo dos parâmetros considerados no modelo. Para todas as estrelas sua evolução interna ocorre de maneira parecida, mas, nas camadas mais externas, diferentes processos ocorrem modificando completamente as fases pelas quais a estrela irá passar.

Internamente o que ocorre é que a estrela irá primeiramente queimar H em uma camada externa enquanto o núcleo de He contrai até que ele atinja uma temperatura suficiente para que a queima do He ocorra, então a estrela terá a queima do H numa camada e a queima do He no núcleo. Com isso será formado um núcleo inerte de C, que quando atingir as condições necessárias de temperatura e pressão iniciará sua ignição, ficando a estrela com uma camada de queima de H, uma de He e a queima do C no núcleo. Este processo vai se repedindo progressivamente, criando novas camadas de queimas de elementos até a formação de um núcleo de Ferro. A partir disso não há mais queima no núcleo e se inicia o processo de explosão de Supernova. A figura 80 retrata estas camadas

de queima que se formam.

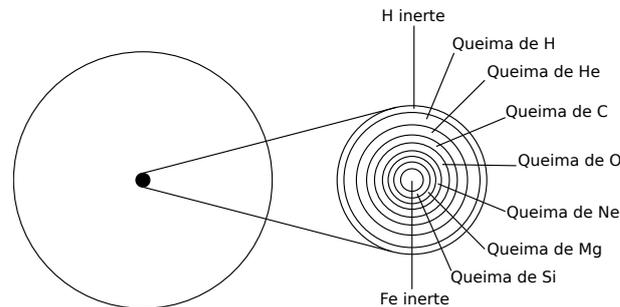


Figura 80 – Esquema do interior de uma estrela de alta massa com todas as camadas de queima que se formam na sua evolução pós-SP.

O tempo que uma estrela passa queimando cada um dos elementos no núcleo cai conforme o elemento fica mais pesado. Para comparação, a tabela 22 traz os tempos estimados de queima para diferentes elementos no núcleo.

Massa ( $M_{\odot}$ )	H	He	C
120	2,78	0,31	0,0053
85	3,12	0,34	0,0055
60	3,70	0,39	0,0053
40	4,81	0,43	0,0051
25	7,17	0,64	0,0095
20	9,11	0,81	0,0141
15	12,94	1,12	0,0270
10	23,87	2,25	0,8304

Tabela 22 – Tempo estimado de queima no núcleo de H, He e C para estrelas de diferentes massas, em unidades de  $10^6$  anos.

Observacionalmente, diversos objetos são identificáveis na evolução pós-SP das estrelas de alta massa, aparecendo ou não nas trajetórias evolutivas dependendo das massas consideradas e de outros parâmetros dos modelos. Descreveremos brevemente alguns deles a seguir, começando, entretanto, pelas estrelas O e B, que ainda estão na SP:

### Estrelas O e B

Representam as estrelas de alta massa durante a SP e, pelo seu “longo” tempo de vida, dominam a população de estrelas da parte superior esquerda do diagrama HR. Suas temperaturas típicas variam entre 15000 K a 50000 K e suas taxas de perda de massa são pequenas quando comparadas com outras fases da vida dessas estrelas, entre  $10^{-7}$  e  $10^{-6} M_{\odot}/\text{ano}$ .

Pela mais alta temperatura (entre 30000 e 50000 K), as estrelas O apresentam um espectro com linhas em absorção do H I, He I, He II e de elementos ionizados, como N III,

CIII, OIII, SiIII e IV. Já as estrelas B, por possuírem temperaturas menores (entre 15000 e 30000 K), apresentam espectros também em absorção, mas com predomínio de elementos menos ionizados, como HI, HeI, CII, CIII, NII, OII e SiIII.

Em ambos os casos, existem subgrupos de objetos que apresentam linhas de emissão:

- **Of:** é o subgrupo das estrelas O que apresentam linhas em emissão principalmente do NIII e HeII, com também a presença de linhas fracas em emissão da série de Balmer. São alguns dos objetos mais quentes e brilhantes do tipo espectral O e a presença da emissão do HeII indica presença de ventos e uma atmosfera estendida.
- **Be:** é o subgrupo das estrelas B que apresentam emissão em uma ou mais linhas da série de Balmer e um excesso no infravermelho. Também são mais brilhantes que o padrão das estrelas B devido à atmosfera estendida e seus fortes ventos com alta taxa de perda de massa.

### Supergigantes Vermelha (RSG) e Azul (BSG)

Estrelas com  $8 < M_{ZAMS} < 40 M_{\odot}$  devem passar pela fase de RSG durante sua evolução pós-SP. Esses objetos, como a estrela Betelgeuse, possuem ventos lentos, com  $v_{\infty}$  entre 10 e 50 km/s, e com alta taxa de perda de massa, da ordem de  $10^{-6} M_{\odot}/\text{ano}$ . A pressão de radiação nos grãos da poeira que se formam em torno desses objetos deve ser a principal responsável pela direção dos ventos das RSGs, juntamente com efeitos decorrentes de pulsações. As luminosidades típicas são  $\log(L/L_{\odot}) = 5.2 - 5.8$  e eles apresentam variabilidade na banda V, mas não na banda K.

Esta fase ocorre quando a estrela queima o H em uma camada externa ao núcleo inerte de He ou quando se inicia a queima de He no núcleo. Ela pode permanecer assim até explodir como supernova, ou fazer “loops” para o azul, passando por outras fases como BSG ou Wolf-Rayet. Para que a estrela passe pela fase de BSG é necessário que a fração de massa do núcleo de He seja maior que 60-70%, sendo importante também a perda de massa das envoltórias externas, por sua contribuição em aumentar a fração de massa do núcleo. A razão entre as populações de BSG e RSG é normalmente utilizada como um indicador de teste para os modelos de evolução estelar (Langer & Maeder, 1995). As BSGs podem também se formar diretamente de estrelas da SP para estrelas de mais alta massa.

Juntamente com as estrelas Supergigantes B[e] (B[e]sg), as RSGs são as possíveis candidatas pela formação de poeira em galáxias jovens, onde as estrelas de baixa massa ainda não tiveram tempo para chegar na fase de AGB.

### Hipergigantes Amarelas

São objetos com  $T_{eff}$  entre 4800 e 7500 K e massa acima de  $9 M_{\odot}$ . Esses objetos também têm ventos lentos, densos e com poeira. Nebulosas circunstelares também são

vistas em alguns casos.

### Wolf-Rayet (WR)

As estrelas Wolf-Rayet são objetos bastante evoluídos que já perderam boa parte de sua envoltória de H e encontram-se com camadas internas ricas em He, N, C ou O expostas. Foram observadas pela primeira vez em 1867 por Charles Wolf e George Rayet no Observatório de Paris. Por serem objetos extremamente quentes, emitem boa parte de sua radiação no UV, onde se encontram grandes quantidades de linhas metálicas, causando uma grande aceleração no vento (dirigido por linhas), fazendo com que as velocidades terminais dos ventos desses objetos cheguem a  $\sim 2000\text{km/s}$ .

Estas estrelas possuem uma sub-classificação de acordo com o material exposto:

- **WR Nitrogenada (WN):** são as WR que apresentam forte abundância de N na sua superfície e baixa abundância de C. Este grupo também é sub-dividido, em WN tardia (WNL) e WN recente (WNE).
  - **WN Tardia (WNL - WN6-9):** apresenta alguma evidência de H na superfície, com uma fração numérica de  $H < 0,4$ ;
  - **WN Inicial (WNE - WN2-6):** não apresenta evidências de H na superfície.
- **WR Carbonada (WC):** apresentam alta razão C/N e não apresentam H.
- **WR Oxigenada (WO):** semelhantes às WC, mas com alta abundância de O.

### Supernova (SN)

Uma estrela de alta massa termina a sua vida em um explosão de SN por colapso de núcleo, que é um dos eventos mais energéticos observado no Universo. A explosão ocorre quando a estrela forma um núcleo inerte de Fe ao final da sua vida. Como a queima do Fe não é uma reação exotérmica, a estrela colapsa dando origem à explosão. Como resultado, são ejetadas grandes quantidades de material enriquecido no meio interestelar, a uma velocidade de  $10000\text{ km/s}$ , e é formado um objeto compacto remanescente do núcleo, sendo uma Estrela de Nêutrons ou um Buraco Negro.

Supernovas também podem ser resultado da explosão de estrelas Anãs Brancas após acretação de massa de uma estrela companheira até passar do limite de Chandrasekhar ( $1,4 M_{\odot}$ ). Essa explosão não deixa remanescente.

As SNs são classificadas de acordo com as linhas que são observadas, pela morfologia dos perfis espectrais, pelos formatos das curvas de luz e pela natureza dos objetos. As principais classificações são:

- SN tipo I: Não apresenta linhas do H.

- SN Ia: Apresentam linhas do Si II.
- SN Ib: Não apresentam linhas do Si II, mas sim do He I.
- SN Ic: Não apresentam linhas do Si II nem do He I.
- SN tipo II: Apresenta linhas do H.
  - SN II-L (II-Linear): As curvas de luz destes objetos apresentam declínio linear do brilho após o seu máximo.
  - SN II-P (II-Platô): As curvas de luz apresentam um platô após o máximo da do brilho por um ou dois meses.
  - SN IIb: Apresentam inicialmente um espectro de SN II (com linhas de H), mas depois o espectro muda para o de uma SN Ib.
  - SN IIIn: Apresentam um espectro com linhas de emissão estreitas no topo de emissões alargadas.

Todos os tipos de Supernova são causados pelo colapso do núcleo de uma estrela de alta massa, com exceção das SN Ia, que são o resultado da explosão das estrelas Anãs Brancas descrita anteriormente.

### A.3 Trajetórias Evolutivas

As trajetórias evolutivas das estrelas de alta massa ainda são bem incertas e extremamente complexas. A figura 81 traz as trajetórias evolutivas calculadas por Ekström et al. (2012). É comum encontrar as trilhas evolutivas organizadas por faixa de massa, ordenando temporalmente as fases pelas quais a estrela passa, montando um diagrama chamado “cenário de Conti” (Conti, 1975). Na tabela 23 é apresentado o cenário de Conti elaborado por Ekström et al. (2013) para modelos sem rotação. Vale lembrar que este cenário pode mudar se incluirmos rotação nos modelos, se alteramos as metalicidades ou se incluirmos campos magnéticos, entre outros ingredientes.

$M > 60M_{\odot}$ :	O → Of/WNL → LBV → WNL → (WNE) → WC	→ SN Ibc
$M = 40 - 60M_{\odot}$ :	O → BSG → LBV → WNL → (WNE) → WC	→ SN Ibc
$M = 30 - 40M_{\odot}$ :	O → BSG → RSG → WNE → WCE	→ SN Ibc
$M = 25 - 30M_{\odot}$ :	O → (BSG) → RSG → (YSG?)	→ SN II-L/b
$M = 10 - 25M_{\odot}$ :	O → RSG → Cefeida ( $M < 15M_{\odot}$ ) → RSG	→ SN II-P

Tabela 23 – Cenário de Conti modificado por Ekström et al. (2013), para modelos sem rotação e metalicidade solar.

Para melhor visualização, restringiremos ainda mais os intervalos de massa separando as trajetórias em  $M_{\star} < 25M_{\odot}$ ,  $25 < M_{\star} < 60M_{\odot}$  e  $M_{\star} > 60M_{\odot}$ .

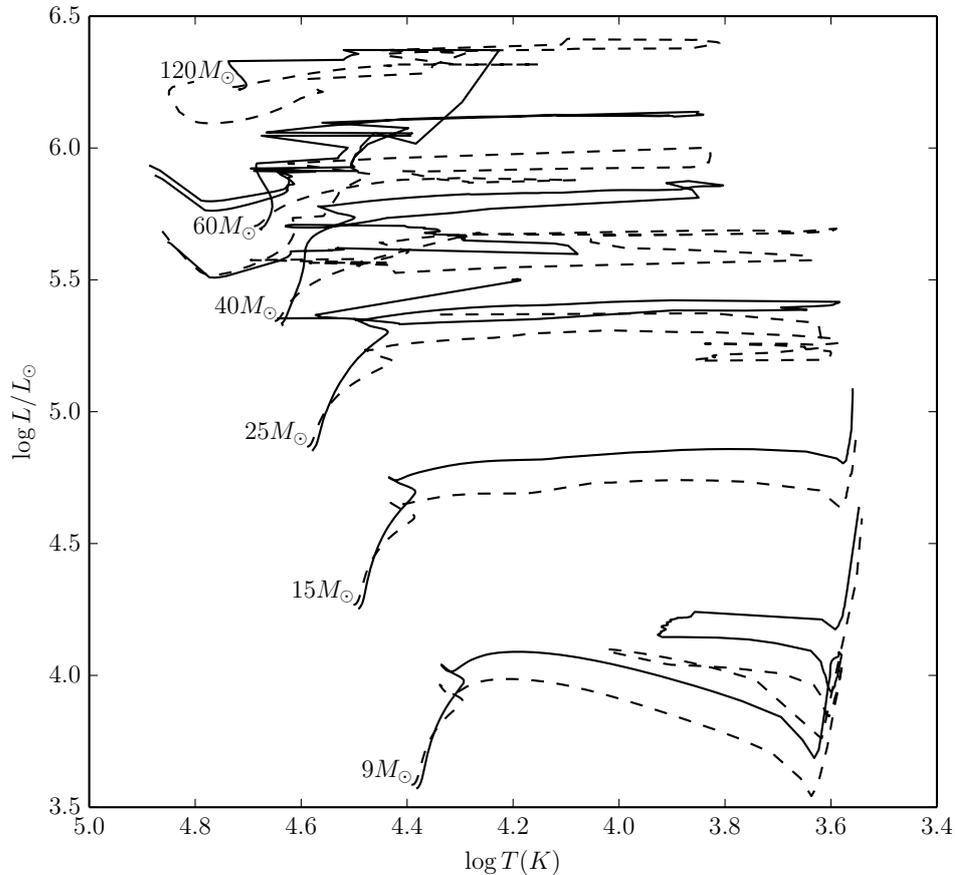


Figura 81 – Trajetórias evolutivas para estrelas de alta massa calculadas pelo código *Geneve* (Ekström et al., 2012). As linhas cheias são modelos com rotação ( $v_{rot}(0)/v_{crit}(0) = 0.4$ ) e as linhas tracejadas são modelos sem rotação.

$$M_{\star} < 25M_{\odot}$$

As estrelas nessa faixa de massa, após a estrela sair da SP, evoluem para a fase de RSG, passando pela fase de BSG. A ignição do He no núcleo pode ocorrer tanto na fase de BSG quanto na fase de RSG (Meynet et al., 2013b). Em seguida a estrela pode desenvolver “loops” entre o azul e o vermelho, e termina sua vida como uma RSG que explode como SN II.

Não é esperado que estas estrelas passem pela fase de LBV em modelos sem rotação, mas modelos com rotação prevêem que esta seja a fase final da vida dessas estrelas, como foi discutido na seção 2.6.

$$25 < M_{\star} < 60M_{\odot}$$

Nesta faixa de massa é esperado que as estrelas consigam desenvolver instabilidade para passar pela fase de LBV, após uma fase de supergigante (RSG ou BSG), considerando os modelos com rotação. Durante a fase de LBV estas estrelas ejetam o restante de suas

envoltórias ricas em H e se tornam Wolf-Rayets. Estas estrelas devem terminar suas vidas como SN Ibc.

Para as estrelas de mais alta massa nessa classe, com  $M > 40M_{\odot}$ , não é esperado que a estrela passe pela fase de RSG ou, se passar, é por um espaço de tempo muito curto (Waters et al., 1997).

$$M_{\star} > 60M_{\odot}$$

Nesta faixa de massa as instabilidades que levam à fase de LBV ocorrem logo após a SP da estrela, onde as camadas ricas em H são ejetadas e o objeto segue para a fase de Wolf-Rayet explodindo em seguida como SN Ibc. Na fase de LBV podem ocorrer pequenos loops entre fases de LBV fria e quente. A queima do H no núcleo se estende até parte da fase de LBV, passando então para a queima do H numa casca e núcleo inerte de He. A queima do He no núcleo se inicia na fase de WN, persistindo até parte da fase final de WO, quando se inicia a queima de elementos mais pesados no núcleo e por fim com a explosão como SNIbc (Groh et al., 2014).



## APÊNDICE B – Atlas Espectrais

Este apêndice apresenta os atlas espectrais obtidos para as estrelas da amostra. Nas tabelas a seguir,  $\lambda$  é o comprimento de onda central medido em Å,  $W_{eq}$  a largura equivalente medida em Å (valores positivos representam absorção e negativos emissão),  $v_r$  a velocidade radial calculada para a linha em km/s, Ident. a provável identificação, com seu multiplete na coluna m,  $\lambda_0$  o comprimento de onda em laboratório em Å e na última coluna o perfil de linha observado.

Para o perfil foram utilizadas as seguintes siglas:

- Ems: perfil em emissão;
- Abs: perfil em absorção;
- P-CgE: componente em emissão do perfil P Cygni;
- P-CgA: componente em absorção do perfil P Cygni;
- Mult: perfil com múltiplas componentes em absorção ou emissão;
- Caso os perfil apresentem múltiplas componentes do mesmo tipo, é indicada também a quantidade de componentes. Por exemplo, uma emissão em pico duplo é descrita como Ems(X2).

Perfis cuja identificação não foi possível, receberam a designação “?”.

### LHA 115-S 52

$\lambda$	$W_{eq}$	$v_r$	Ident.	m	$\lambda_0$	Perfil
3855.9	0.102	167	Si II	1	3853.7	Abs
3858.3	0.296	177	Si II	1	3856.0	Abs
3864.8	0.320	179	Si II	1	3862.5	Abs
3891.2	1.002	191	He I	2	3888.7	Abs
3891.2	1.002	160	H8	-	3889.1	Abs
3902.7	0.131	154	Al II	1	3900.7	Abs
3908.2	0.089		?	-	?	Abs
3915.7	0.090		?	-	?	Abs
3933.9	0.149	14	Ca II	1	3933.7	Abs
3935.7	0.873	153	Ca II	1	3933.7	Abs
3938.2	0.113		?	-	?	Abs

3968.7	0.092	14	Ca II	1	3968.5	Abs
3970.6	0.816	162	Ca II	1	3968.5	Abs
3972.3	0.791	167	He	-	3970.1	Abs
4028.6	0.085	179	He I	18	4026.2	Abs
4069.4	0.063	179	Ni II	11	4067.0	Abs
4103.8	0.792	156	H $\delta$	-	4101.7	Abs
4123.2	0.032	140	He I	16	4121.3	Abs
4130.5	0.167	177	Si II	3	4128.1	Abs
4133.3	0.163	176	Si II	3	4130.9	Abs
4146.2	0.042	173	He I	53	4143.8	Abs
4175.9	0.115	170	Fe II	27	4173.5	Abs
4181.2	0.192	162	Fe II	28	4178.9	Abs
4181.2	0.192	155	Fe II	23F	4179.0	Abs
4235.4	0.301	157	Fe II	27	4233.2	Abs
4244.9	0.059	168	Mg II	20	4242.5	Abs
4244.9	0.059	175	Cr II	31	4242.4	Abs
4260.7	0.015	173	Fe II	28	4258.2	Abs
4264.3	0.024	179	Cr II	31	4261.8	Abs
4292.6	0.034	167	Ti II	41	4290.2	Abs
4296.5	0.049	168	Ti II	20	4294.1	Abs
4299.0	0.072	166	Fe II	28	4296.6	Abs
4302.5	0.091	170	Ti II	41	4300.1	Abs
4305.5	0.170	162	Fe II	27	4303.2	Abs
4310.3	0.045	491	Fe II	27	4303.2	Abs
4340.4	0.063		?	?	?	Abs
4342.4	0.656	130	H $\gamma$	-	4340.5	P-CgA
4343.4	-0.075	201	H $\gamma$	-	4340.5	P-CgE
4354.2	0.245	164	Fe II	27	4351.8	Abs
4387.5	0.170	200	Mg II	-	4384.6	Abs
4387.5	0.170	145	Fe II	27	4385.4	Abs
4390.5	0.037	180	He I	51	4387.9	Abs
4397.4	0.086	164	Ti II	19	4395.0	Abs
4419.5	0.152	180	Fe II	27	4416.8	Abs
4446.3	0.070	167	Ti II	19	4443.8	Abs
4470.9	0.062	162	Ti II	31	4468.5	Abs
4474.2	0.135	170	He I	14	4471.7	Abs
4483.8	0.493	169	Mg II	4	4481.3	Abs
4491.2	0.076	136	Fe II	37	4489.2	Abs
4494.0	0.074	170	Fe II	37	4491.4	Abs

---

4503.6	0.075		?	-	?	Abs
4510.8	0.165	163	Fe II	38	4508.3	Abs
4517.8	0.132	163	Fe II	20	4515.3	Abs
4522.7	0.139	168	Fe II	37	4520.2	Abs
4525.1	0.204	168	Fe II	38	4522.6	Abs
4536.6	0.086	156	Fe II	37	4534.2	Abs
4544.0	0.063	167	Fe II	38	4541.5	Abs
4551.9	0.328	161	Fe II	38	4549.5	Abs
4558.3	0.206	156	Fe II	37	4555.9	Abs
4561.2	0.156	170	Fe II	20	4558.6	Abs
4566.3	0.063	161	Ti II	50	4563.8	Abs
4574.5	0.068	167	Ti II	82	4572.0	Abs
4578.9	0.050	170	Fe II	38	4576.3	Abs
4586.1	0.336	153	Fe II	38	4583.8	Abs
4590.8	0.123	170	Cr II	44	4588.2	Abs
4594.7	0.040	169	Cr II	44	4592.1	Abs
4621.5	0.065	172	Cr II	16	4618.8	Abs
4826.9	0.091	176	Cr II	30	4824.1	Abs
4826.9	0.091	176	S II	52	4824.1	Abs
4631.9	0.143	166	Fe II	37	4629.3	Abs
4636.7	0.069	139	Fe II	25	4634.6	Abs
4638.0	0.058	177	Fe II	186	4635.3	Abs
4665.9	0.039	139	Fe II	44	4663.7	Abs
4850.9	0.088	165	Cr II	30	4848.2	Abs
4863.2	0.807	116	H $\beta$	-	4861.3	P-CgA
4864.6	-0.795	206	H $\beta$	-	4861.3	P-CgE
4867.2	0.066		?	-	?	Abs
4879.2	0.058	172	Cr II	30	4876.4	Abs
4926.3	0.426	146	Fe II	42	4923.9	P-CgA
4927.7	-0.009	229	Fe II	42	4923.9	P-CgE
5004.9	0.040	176	Fe II	-	5002.0	Abs
5018.7	0.067	178	He I	4	5015.7	Abs
5019.8	0.058	200	N II	19	5016.4	Abs
5020.7	0.415	136	Fe II	42	5018.4	P-CgA
5022.3	-0.014	231	Fe II	42	5018.4	P-CgE
5043.9	0.113	168	Si II	5	5041.1	Abs
5059.0	0.170	152	Si II	5	5056.4	Abs
5171.4	0.482	142	Fe II	42	5169.0	P-CgA
5172.9	-0.005	223	Fe II	42	5169.0	P-CgE

5200.2	0.091	149	Fe II	49	5197.6	Abs
5230.5	0.078	175	Fe III	-	5227.5	Abs
5237.2	0.138	151	Fe II	49	5234.6	Abs
5240.4	0.050	178	Cr II	43	5237.3	Abs
5263.3	0.065	171	Fe II	-	5260.3	Abs
5278.6	0.181	150	Fe II	49	5276.0	Abs
5319.4	0.226	155	Fe II	49	5316.6	Abs
5879.2	0.162	183	He I	11	5875.6	Abs
5890.5	0.080	28	Na I	1	5890.0	Abs
5891.5	0.020	76	Na I	1	5890.0	Abs
5892.2	0.013	112	Na I	1	5890.0	Abs
5893.2	0.244	164	Na I	1	5890.0	Abs
5896.2	0.064	14	Na I	1	5895.9	Abs
5898.0	0.017	105	Na I	1	5895.9	Abs
5899.3	0.197	172	Na I	1	5895.9	Abs
5901.3	0.018	272	Na I	1	5895.9	Abs
5982.4	0.076	172	Si II	4	5979.0	Abs
5995.0	-0.041	180	Fe II	46	5991.4	Ems
6251.0	0.074	165	Fe II	74	6247.6	Abs
6350.8	0.592	177	Si II	2	6347.1	Abs
6375.1	0.456	175	Si II	2	6371.4	Abs
6436.5	-0.059	176	Fe II	40	6432.7	Ems
6459.6	0.112	147	Fe II	74	6456.4	Abs
6565.0	1.720	99	H $\alpha$	-	6562.8	P-CgA
6567.3	-4.688	205	H $\alpha$	-	6562.8	P-CgE
6649.3	0.115	194	N I	20	6645.0	Abs
6681.9	0.138	166	He I	46	6678.2	Abs
7069.2	0.096	169	He I	10	7065.2	Abs
7427.9	0.092	175	N I	3	7423.6	Abs
7446.6	0.183	175	N I	3	7442.3	Abs
7472.7	0.237	176	N I	3	7468.3	Abs
7776.5	0.521	173	O I	1	7772.0	Abs
7779.1	0.773	189	O I	1	7774.2	Abs
8350.5	0.789	161	H I	P23	8346.0	Abs
8363.9	0.889	175	H I	P22	8359.0	Abs
8379.4	1.194	175	H I	P21	8374.5	Abs
8397.6	1.216	186	H I	P20	8392.4	Abs
8418.1	1.247	169	H I	P19	8413.3	Abs
8442.6	1.469	162	H I	P18	8438.0	Abs

---

8451.2	0.745	156	O I	4	8446.8	Abs
8471.9	1.458	162	H I	P17	8467.3	Abs
8503.0	0.208	176	Ca II	2	8498.0	Abs
8506.9	1.472	155	H I	P16	8502.5	Abs
8547.5	1.988	189	Ca II	2	8542.1	Abs
8549.4	1.922	143	H I	P15	8545.3	Abs
8599.0	0.133	176	N I	8	8594.0	Abs
8603.3	1.449	169	H I	P14	8598.4	Abs
8634.3	0.122	174	N I	8	8629.2	Abs
8669.4	1.479	151	H I	P13	8665.0	Abs
8685.4	0.485	179	N I	1	8680.2	Abs
8688.4	0.421	173	N I	1	8683.4	Abs
8690.9	0.288	165	N I	1	8686.1	Abs
8708.2	0.272	174	N I	1	8703.2	Abs
8716.8	0.343	175	N I	1	8711.7	Abs
8723.9	0.268	177	N I	1	8718.8	Abs
8755.5	1.375	172	H I	P12	8750.5	Abs

---

## LHA 120-S 30

$\lambda$	$W_{eq}$	$v_r$	Ident.	m	$\lambda_0$	Perfil
3892.4	-3.106	255	H8	-	3889.1	Ems
3933.9	0.083	12	Ca II	1	3933.7	Abs
3935.6	0.080	143	Ca II	1	3933.7	Abs
3937.5	0.184	292	Ca II	1	3933.7	Abs
3968.6	-0.151	293	He I	5	3964.7	Ems
3970.4	0.027	145	Ca II	1	3968.5	Abs
3972.4	0.104	292	Ca II	1	3968.5	Abs
3973.8	-0.408	282	H $\epsilon$	-	3970.1	Ems
3998.8	-0.366	284	N II	12	3995.0	Ems
4012.9	-0.149	272	He I	55	4009.3	Ems
4031.6	-0.500	401	He II	18	4026.2	Ems
4061.6	-0.418		?	-	?	Ems
4099.2	0.615		?	-	?	Abs
4105.7	-0.513	289	H $\delta$	-	4101.7	Ems
4125.0	-0.228	288	He I	16	4121.0	Ems
4147.7	-0.252	283	He I	27	4143.8	Ems
4344.7	-1.696	293	H $\gamma$	-	4340.5	Ems
4392.1	-0.473	284	He I	51	4387.9	Ems
4441.6	-0.105	273	He I	50	4437.6	Ems(X2)
4451.0	-0.226		?	-	?	Ems
4476.2	-1.005	300	He I	14	4471.7	Ems
4485.3	-0.244	267	Mg II	4	4481.3	Ems
4587.6	-0.151	316	Fe II	37	4582.8	Ems
4634.7	-0.395	350	Fe II	37	4629.3	Ems
4639.3	-0.807	306	Fe II	25	4634.6	Ems
4642.0	-2.195	203	O II	1	4638.9	Ems
4645.8	-1.340	333	N iii	2	4640.6	Ems
4691.7	-3.568	387	He II	3.4	4685.7	Ems
4718.0	-0.788	290	He I	12	4713.4	Ems
4866.1	-5.644	298	H $\beta$	-	4861.3	Ems
4926.6	-1.857	285	He I	48	4921.9	Ems
4998.8	-0.147	264	N II	24	4994.4	Ems
5006.2	-0.681	308	N II	19	5001.1	Ems
5010.7	-0.554	205	N II	24	5007.3	Ems
5020.8	-1.930	307	He I	4	5015.7	Ems
5045.8	-0.161	282	Si II	5	5041.1	Ems
5052.6	-0.436	289	He I	47	5047.7	Ems

---

5061.0	-0.302	273	Si II	5	5056.4	Ems
5174.5	-0.366	321	Fe II	42	5169.0	Ems
5321.8	-0.192	293	Fe II	49	5316.6	Ems
5672.1	-0.207	300	N II	3	5666.4	Ems
5683.8	-0.310	223	N II	3	5679.6	Ems
5692.2	-0.098	314	N II	3	5686.2	Ems
5866.5	1.117	-464	He I	11	5875.6	P-CgA
5881.5	-4.445	303	He I	11	5875.6	P-CgE
5890.3	0.184	16	Na I	1	5890.0	Abs
5891.6	0.021	82	Na I	1	5890.0	Abs
5892.4	0.023	120	Na I	1	5890.0	Abs
5895.7	0.346	292	Na I	1	5890.0	Abs
5895.9	0.453	298	Na I	1	5890.0	Abs
5896.4	0.102	324	Na I	1	5890.0	Abs
5898.2	0.030	115	Na I	1	5895.9	Abs
5898.9	0.020	155	Na I	1	5895.9	Abs
5899.9	0.034	205	Na I	1	5895.9	Abs
5901.7	0.286	295	Na I	1	5895.9	Abs
6154.4	-0.205	255	Fe II	74	6149.2	Ems
6245.1	-0.191	321	Fe II	74	6238.4	Ems
6322.7	-0.056	224	Fe II	-	6318.0	Ems
6325.4	-0.055		?	-	?	Ems
6353.0	-0.360	280	N II	46	6347.1	Ems(X2)
6377.0	-0.369	264	Si II	2	6371.4	Ems
6462.4	-0.226	297	O I	9	6456.0	Ems
6462.4	-0.226	279	Fe II	74	6456.4	Ems
6488.5	-0.397	300	N II	8	6482.0	Ems(X2)
6569.0	-23.578	282	H $\alpha$	-	6562.8	Ems
6590.4	-0.221	310	[N II]	1F	6583.6	Ems
6616.7	-0.408	279	N II	31	6610.6	Ems
6684.4	-7.188	277	He I	46	6678.2	Ems
7072.3	-5.459	301	He I	10	7065.2	Ems
7288.4	-1.566	289	He I	72	7281.4	Ems
8382.2	-0.933	277	H I	P21	8374.5	Ems
8400.3	-0.900	282	H I	P20	8392.4	Ems
8421.3	-0.966	289	H I	P19	8413.2	Ems
8445.7	-0.720	275	H I	P18	8438.0	Ems
8475.9	-1.205	308	H I	P17	8467.2	Ems
8508.9	-1.405	227	H I	P16	8502.5	Ems

---

8552.2	-2.023	243	H I	P15	8545.3	Ems
8591.3	-0.463		?	-	?	Ems
8606.4	-1.162	280	H I	P14	8598.4	Ems
8659.9	-1.330		?	-	?	Ems
8671.5	-2.586	225	H I	P13	8665.0	Ems
8689.3	-0.484	205	N I	1	8683.4	Ems
8758.7	-1.275	284	H I	P12	8750.4	Ems

---

## LHA 120-S 61

$\lambda$	$W_{eq}$	$v_r$	Ident.	m	$\lambda_0$	Perfil
3823.0	0.421	270	He I	22	3819.6	Abs
3892.8	-1.430	284	H $\delta$	-	3889.1	Ems
3973.9	-0.284	291	He $\epsilon$	-	3970.1	Ems
3999.1	-0.240	304	N II	12	3995.0	Ems
4028.7	0.555	189	He I	18	4026.2	Ems
4092.5	0.682	266	Si IV	1	4088.9	Abs
4100.6	0.572	242	N III	1	4097.3	Abs
4105.7	-0.508	289	H $\delta$	-	4101.7	Ems(X2)
4107.1	0.210	274	N III	1	4103.4	Abs
4119.8	0.299	269	Si IV	1	4116.1	Abs
4124.4	0.251	259	He I	16	4120.8	Abs
4147.1	0.271	238	He I	53	4143.8	Abs
4203.3	0.237	250	He II	4.11	4199.8	Abs
4344.8	-1.826	294	H $\gamma$	-	4340.5	Ems(X2)
4391.2	0.124	229	He I	51	4387.9	Abs
4451.2	-0.200		?	-	?	Ems
4474.0	0.635	155	He I	14	4471.7	P-CgA
4476.9	-0.633	348	He I	14	4471.7	P-CgE
4489.9	-0.240		?	-	?	Ems
4508.5	-0.178		?	-	?	Ems
4514.9	0.299	265	N III	3	4510.9	Abs
4519.2	0.353	285	N III	3	4514.9	Abs
4538.5	0.165	287	Fe II	37	4534.2	Abs
4545.6	0.399	266	He II	38	4541.6	Abs
4557.3	-0.143	311	Si III	2	4552.6	Ems
4572.3	-0.137	290	Si III	2	4567.9	Ems
4635.0	-0.087	291	N II	5	4630.5	Ems
4638.4	-0.149	245	Fe II	25	4634.6	Ems
4645.0	-0.061	283	N III	2	4640.6	Ems
4646.7	-0.201	236	N II	5	4643.1	Ems
4690.1	-0.822	278	He II	3.4	4685.7	Ems
4715.4	0.444	128	He I	12	4713.4	P-CgA
4866.1	-6.850	296	H $\beta$	-	4861.3	Ems(X2)
4909.8	-0.167	271	[Fe II]	20F	4905.4	Ems
4924.8	0.229	175	He I	48	4921.9	P-CgA
4927.4	-0.337	333	He I	48	4921.9	P-CgE
4999.1	-0.213	344	Fe II	36	4993.4	Ems

5006.1	-0.378	300	N II	19	5001.1	Ems
5010.0	-0.198	267	Fe II	20F	5005.5	Ems
5012.0	-0.265	304	O III	1F	5006.9	Ems
5018.2	0.242	148	He I	4	5015.7	P-CgA
5021.1	-0.662	321	He I	4	5015.7	P-CgE
5416.5	0.400	275	He II	2	5411.5	Abs
5672.0	-0.242	297	N II	3	5666.4	Ems
5681.4	-0.104	285	N II	3	5676.0	Ems
5685.2	-0.338	296	N II	3	5679.6	Ems
5691.7	-0.146	290	N II	3	5686.2	Ems
5701.5	-0.688	256	Al III	2	5696.6	Ems
5715.8	-0.151	263	N II	3	5710.8	Ems
5746.2	-0.345	335	Si III	4	5739.8	Ems
5877.7	1.020	106	He I	11	5875.6	P-CgA
5882.1	-4.466	330	He I	11	5875.6	P-CgE
5890.4	0.246	19	Na I	1	5890.0	Abs
5896.4	0.166	24	Na I	1	5895.9	Abs
5937.5	-0.246		?	-	?	Ems
5946.7	-0.525		?	-	?	Ems
6488.1	-0.666	252	N I	21	6482.7	Ems
6554.4	-7.021	287	[N II]	1F	6548.1	Ems(X2)
6569.2	-36.718	291	H $\alpha$	-	6562.8	Ems(X2)
6589.8	-21.398	281	[N II]	1F	6583.6	Ems(X2)
6593.9	-0.138	277	C I	22	6587.8	Ems
6617.0	-0.681	290	N II	31	6610.6	Ems
6674.0	-0.127	324	[Ni II]	2F	6666.8	Ems
6680.8	0.333	117	He I	46	6678.2	P-CgA
6685.2	-2.675	314	He I	46	6678.2	P-CgE
6707.6	-0.178		?	-	?	Ems
6723.0	-0.501	294	[S II]	2F	6716.4	Ems(X2)
6736.7	-0.434	265	[S II]	2F	6730.8	Ems(X2)
7068.3	0.158		?	-	?	Abs
7072.8	-3.162	323	He I	10	7065.2	Ems
7115.0	0.453	157	N IV	4	7111.3	Ems
7118.9	0.588	273	C II	20	7112.4	Abs
7129.4	0.318	370	Fe I	1006	7120.6	Abs
7288.9	-0.393	310	He I	45	7281.4	Ems
7368.5	0.524		?	-	?	Abs
7371.5	0.618		?	-	?	Abs

---

7913.1	0.323		?	-	?	Abs
7915.4	0.763		?	-	?	Abs
8210.6	0.754		?	-	?	Abs
8212.7	0.618		?	-	?	Abs
9077.6	-2.994	273	[S III]	1F	9069.4	Ems

---

## LHA 120-S 116

$\lambda$	$W_{eq}$	$v_r$	Ident.	m	$\lambda_0$	Perfil
3859.2	0.149	252	Si II	1	3856.0	Abs
3865.9	0.125	256	Si II	1	3862.6	Abs
3892.0	0.658	226	H8	-	3889.1	P-CgA
3893.0	-0.052	300	H8	-	3889.1	P-CgE
3936.9	0.608	246	Ca II	1	3933.7	Abs
3971.8	0.525	247	Ca II	1	3968.5	Abs
3972.6	0.205	311	Ca II	1	3968.5	Abs
3973.2	0.605	237	H $\epsilon$	-	3970.1	P-CgA
3973.1	0.753	227	H $\epsilon$	-	3970.1	P-CgA
3974.1	-0.136	302	H $\epsilon$	-	3970.1	P-CgE
4029.9	0.127	272	He I	5	4026.2	Abs
4104.3	0.294	192	H $\delta$	-	4101.7	P-CgA
4105.0	0.694	239	H $\delta$	-	4101.7	P-CgA
4105.9	-0.289	304	H $\delta$	-	4101.7	P-CgE
4131.7	0.187	260	Si II	3	4128.1	Abs
4134.5	0.169	260	Si II	3	4130.9	Abs
4176.7	0.057	232	Fe II	27	4173.5	P-CgA
4177.4	-0.094	277	Fe II	27	4173.5	P-CgE
4182.1	0.079	232	Fe II	28	4178.9	P-CgA
4182.8	-0.120	277	Fe II	28	4178.9	P-CgE
4236.5	0.186	234	Fe II	27	4233.2	P-CgA
4237.2	-0.287	280	Fe II	27	4233.2	P-CgE
4248.0	-0.156	281	[Fe II]	21F	4244.0	Ems
4262.1	-0.035	273	Fe II	28	4258.2	Ems
4280.7	-0.094	274	[Fe II]	21F	4276.8	Ems
4291.3	-0.171	272	[Fe II]	7F	4287.4	Ems
4300.0	0.040	234	Fe II	28	4296.6	P-CgA
4300.5	-0.048	275	Fe II	28	4296.6	P-CgE
4306.5	0.102	230	Fe II	27	4303.2	P-CgA
4307.2	-0.086	279	Fe II	27	4303.2	P-CgE
4343.2	0.358	185	H $\gamma$	-	4340.5	P-CgA
4343.9	0.968	234	H $\gamma$	-	4340.5	P-CgA
4344.8	-0.939	294	H $\gamma$	-	4340.5	P-CgE
4350.7	-0.048	160	N III	10	4348.4	Ems
4355.1	0.169	230	Fe II	27	4351.8	P-CgA
4355.9	-0.184	284	Fe II	27	4351.8	P-CgE
4362.2	-0.082	283	[Fe II]	21F	4358.1	Ems

---

4363.3	-0.148	274	[Fe II]	7F	4359.3	Ems
4388.4	-0.028	261	Mg II	-	4384.6	Ems
4388.9	0.041	236	Fe II	27	4385.4	P-CgA
4389.5	-0.113	280	Fe II	27	4385.4	P-CgE
4392.1	0.097	284	He I	51	4387.9	Abs
4417.8	-0.095	269	[Fe II]	7F	4413.8	Ems
4420.9	-0.121	277	Fe II	27	4416.8	Ems
4456.1	-0.097	271	[Fe II]	7F	4452.1	Ems
4462.0	-0.059	267	[Fe II]	6F	4458.0	Ems
4475.7	0.204	268	He I	14	4471.7	Abs
4485.1	0.390	257	Mg II	4	4481.3	Abs
4492.7	0.014	233	Fe II	37	4489.2	P-CgA
4493.3	-0.072	273	Fe II	37	4489.2	P-CgE
4494.9	0.047	233	Fe II	37	4491.4	P-CgA
4495.6	-0.093	279	Fe II	37	4491.4	P-CgE
4511.8	0.088	234	Fe II	38	4508.3	P-CgA
4512.5	-0.140	278	Fe II	38	4508.3	P-CgE
4518.9	0.048	243	Fe II	20	4515.2	P-CgA
4519.5	-0.166	288	Fe II	20	4515.2	P-CgE
4523.7	0.050	235	Fe II	37	4520.2	P-CgA
4524.4	-0.117	278	Fe II	37	4520.2	P-CgE
4526.1	0.168	234	Fe II	38	4522.6	P-CgA
4526.9	-0.173	283	Fe II	38	4522.6	P-CgE
4537.6	0.023	225	Fe II	37	4534.2	P-CgA
4538.3	-0.028	274	Fe II	37	4534.2	P-CgE
4545.0	0.046	228	Fe II	38	4541.5	P-CgA
4545.7	-0.043	280	Fe II	38	4541.5	P-CgE
4552.4	0.043	188	Fe II	38	4549.5	P-CgA
4553.0	0.180	232	Fe II	38	4549.5	P-CgA
4553.7	-0.250	280	Fe II	38	4549.5	P-CgE
4559.5	0.066	235	Fe II	37	4555.9	P-CgA
4560.1	-0.168	278	Fe II	37	4555.9	P-CgE
4562.2	0.081	239	Fe II	20	4558.6	P-CgA
4562.9	-0.074	284	Fe II	20	4558.6	P-CgE
4579.9	0.019	237	Fe II	38	4576.3	P-CgA
4580.6	-0.079	280	Fe II	38	4576.3	P-CgE
4586.7	0.060	252	Fe II	37	4582.8	P-CgA
4587.4	0.177	238	Fe II	37	4583.8	P-CgA
4588.1	-0.313	283	Fe II	37	4583.8	P-CgE

4591.8	0.047	238	Cr II	44	4588.2	P-CgA
4592.5	-0.062	281	Cr II	44	4588.2	P-CgE
4622.5	0.026	239	Cr II	16	4618.8	P-CgA
4623.1	-0.043	278	Cr II	16	4618.8	P-CgE
4624.8	-0.043	276	Fe II	38	4620.5	P-CgE
4632.9	0.076	230	Fe II	37	4629.3	P-CgA
4633.6	-0.258	281	Fe II	37	4629.3	P-CgE
4637.8	0.012	204	Fe II	25	4634.6	P-CgA
4638.3	-0.034	242	Fe II	25	4634.6	P-CgE
4639.0	0.025	240	Fe II	186	4635.3	P-CgA
4639.9	-0.046	298	Fe II	186	4635.3	P-CgE
4643.9	-0.033	268	[Fe II]	4F	4639.7	Ems
4662.3	-0.084	270	Fe III	3F	4658.1	Ems
4671.1	-0.055	241	N II	11	4667.3	Ems
4732.4	-0.066	271	[Fe II]	4F	4728.1	Ems
4735.1	0.012	236	Fe II	12	4731.4	P-CgA
4735.8	-0.061	281	Fe II	12	4731.4	P-CgE
4818.9	-0.103	267	[Fe II]	20F	4814.6	Ems
4827.9	0.040	238	Cr II	30	4824.1	P-CgA
4852.1	0.027	276	Fe II	30	4847.6	P-CgA
4853.0	-0.050	335	Fe II	30	4847.6	P-CgE
4864.8	1.357	217	H $\beta$	-	4861.3	P-CgA
4866.2	-2.239	304	H $\beta$	-	4861.3	P-CgE
4878.9	-0.049	268	Fe II	20F	4874.5	Ems
4880.3	0.020	242	Cr II	30	4876.4	P-CgA
4881.0	-0.025	283	Cr II	30	4876.4	P-CgE
4894.1	-0.115	276	[Fe II]	4F	4889.6	Ems
4909.8	-0.051	272	[Fe II]	20F	4905.4	Ems
4927.0	0.087	190	Fe II	42	4923.9	P-CgA
4927.8	0.336	238	Fe II	42	4923.9	P-CgA
4928.6	-0.514	285	Fe II	42	4923.9	P-CgE
4963.7	-0.077		?	-	?	Ems
4977.9	-0.029	268	[Fe II]	20F	4973.4	Ems
5011.7	-0.103		?	-	?	Ems
5021.6	0.139	192	Fe II	42	5018.4	P-CgA
5022.2	0.563	229	Fe II	42	5018.4	P-CgA
5023.2	-0.644	286	Fe II	42	5018.4	P-CgE
5060.4	0.084	239	Si II	5	5056.4	Abs
5163.3	-0.239	310	[Fe II]	18F	5158.0	Ems

---

5168.7	-0.034	278	[Fe II]	35F	5163.9	Ems
5172.3	0.185	192	Fe II	42	5169.0	P-CgA
5173.1	0.497	239	Fe II	42	5169.0	P-CgA
5174.0	-0.551	288	Fe II	42	5169.0	P-CgE
5201.6	0.101	229	Fe II	49	5197.6	P-CgA
5202.4	-0.231	276	Fe II	49	5197.6	P-CgE
5224.7	-0.076		?	-	?	Ems
5238.6	0.138	227	Fe II	49	5234.6	P-CgA
5239.5	-0.263	280	Fe II	49	5234.6	P-CgE
5241.5	0.018	238	Cr II	43	5237.3	P-CgA
5242.2	-0.033	282	Cr II	43	5237.3	P-CgE
5259.7	-0.058	275	Fe II	49	5254.9	P-CgE
5266.4	-0.163	275	[Fe II]	19F	5261.6	Ems
5269.7	-0.076	279	Fe II	48	5264.8	P-CgE
5273.8	-0.031		?	-	?	Ems
5275.5	-0.046	291	[Fe III]	1F	5270.4	Ems
5278.0	-0.121	264	[Fe II]	18F	5273.4	Ems
5279.3	0.041	187	Fe II	49	5276.0	P-CgA
5280.1	0.093	235	Fe II	49	5276.0	P-CgA
5280.9	-0.314	279	Fe II	49	5276.0	P-CgE
5288.2	0.015	235	Fe II	41	5284.1	P-CgA
5289.0	-0.089	275	Fe II	41	5284.1	P-CgE
5301.7	-0.026	274	[Fe II]	19F	5296.8	Ems
5320.0	0.062	193	Fe II	49	5316.6	P-CgA
5320.8	0.178	234	Fe II	49	5316.6	P-CgA
5321.6	-0.578	281	Fe II	49	5316.6	P-CgE
5329.7	0.011	232	Fe II	49	5325.6	P-CgA
5330.5	-0.050	275	Fe II	49	5325.6	P-CgE
5338.5	-0.106	268	[Fe II]	19F	5333.7	Ems
5367.0	0.047	230	Fe II	48	5362.9	P-CgA
5367.8	-0.191	275	Fe II	48	5362.9	P-CgE
5381.4	-0.094	271	[Fe II]	19F	5376.5	Ems
5417.4	-0.053	268	[Fe II]	17F	5412.6	Ems
5417.4	-0.053	229	[Fe II]	16F	5413.3	Ems
5430.2	-0.066	270	Fe II	49	5425.3	Ems
5437.4	0.013	246	Fe II	55	5432.9	P-CgA
5438.2	-0.036	290	Fe II	55	5432.9	P-CgE
5514.8	0.035	225	Cr II	50	5510.7	Abs
5530.4	-0.014		?	-	?	Ems

5532.4	-0.068	275	[Fe II]	34F	5527.3	Ems
5538.9	0.059	218	Fe II	55	5534.9	P-CgA
5539.9	-0.160	273	Fe II	55	5534.9	P-CgE
5645.2	0.090	304	Si II	14	5639.5	Abs
5759.9	-0.140	267	[N II]	3F	5754.8	Ems
5881.0	0.231	277	He I	11	5875.6	Abs
5890.3	0.235	15	Na I	1	5890.0	Abs
5894.6	0.170	237	Na I	1	5890.0	Abs
5895.6	-0.084	283	Na I	1	5890.0	Ems
5896.3	0.163	21	Na I	1	5895.9	Abs
5900.5	0.138	236	Na I	1	5895.9	Abs
6152.7	0.023	242	Fe II	74	6147.7	P-CgA
6153.5	-0.039	281	Fe II	74	6147.7	P-CgE
6154.1	0.011	238	Fe II	74	6149.2	P-CgA
6155.2	-0.068	291	Fe II	74	6149.2	P-CgE
6243.3	0.022	236	Fe II	74	6238.4	P-CgA
6244.2	-0.062	277	Fe II	74	6238.4	P-CgE
6252.4	0.087	233	Fe II	74	6247.6	P-CgA
6253.4	-0.124	278	Fe II	74	6247.6	P-CgA
6254.6	-0.069	338	Fe II	74	6247.6	P-CgE
6306.1	-0.093	276	[O I]	1F	6300.3	Ems
6323.7	-0.253	270	Fe II	-	6318.0	Ems
6352.6	0.609	258	Si II	2	6347.1	Abs
6376.9	0.493	260	Si II	2	6371.4	Abs
6408.2	0.051	312	Ni III	-	6401.5	Abs
6420.8	0.017	182	Fe II	74	6416.9	P-CgA
6422.0	0.036	236	Fe II	74	6416.9	P-CgA
6422.9	-0.054	279	Fe II	74	6416.9	P-CgE
6437.7	0.015	235	Fe II	40	6432.7	P-CgA
6438.5	-0.049	271	Fe II	40	6432.7	P-CgE
6448.8	-0.072	269	Fe II	-	6443.0	Ems
6461.4	0.088	233	Fe II	74	6456.4	P-CgA
6462.4	-0.250	278	Fe II	74	6456.4	P-CgE
6497.1	-0.035	266	Fe II	-	6491.3	Ems
6498.9	-0.079	268	Fe II	-	6493.1	Ems
6512.3	-0.036	277	Fe II	-	6506.3	Ems
6522.4	-0.164	289	Fe II	40	6516.1	Ems
6568.3	0.369	250	H $\alpha$	-	6562.8	P-CgA
6569.4	-28.216	303	H $\alpha$	-	6562.8	P-CgE

---

6589.5	-0.092	270	[N II]	1F	6583.6	Ems
6684.1	0.244	263	He I	46	6678.2	Abs
7367.6	0.177	-361	Fe II	-	7376.5	Abs
7371.0	0.214	-223	Fe II	-	7376.5	Abs
7502.4	-0.114	?	?	-	?	Ems
7520.9	-0.347	199	Fe II	73	7515.9	Ems(X2)
7718.7	-0.268	273	Fe II	73	7711.7	Ems
7778.6	0.723	257	O I	1	7772.0	Abs
7781.0	0.680	262	O I	1	7774.2	Abs
7782.3	0.372	264	O I	1	7775.4	Abs
7856.3	-0.165	251	Si II		7849.7	Ems
7873.8	-0.162	278	Fe II	-	7866.5	Ems
7884.2	-0.136	269	Mg II	-	7877.1	Ems
7903.7	-0.199	278	Mg II	8	7896.4	Ems
7912.3	0.259		?	-	?	Abs
7914.8	0.400		?	-	?	Abs
7921.2	0.234		?	-	?	Abs
8366.3	0.601	263	H I	P22	8359.0	Abs
8381.8	0.640	260	H I	P21	8374.5	Abs
8400.1	0.680	275	H I	P20	8392.4	Abs
8420.6	0.792	262	H I	P19	8413.3	Abs
8445.2	0.658	255	H I	P18	8438.0	Abs
8474.1	0.449	240	H I	P17	8467.3	Abs
8497.8	-0.204	273	Fe II	-	8490.1	Ems
8509.4	0.497	245	H I	P16	8502.5	Abs
8549.1	0.286	246	Ca II	2	8542.1	Abs
8552.4	0.488		H I	P15	?	Abs
8605.7	0.693	254	H I	P14	8598.4	Abs
8637.1	-0.154	275	N I	8	8629.2	Ems
8644.4	-0.115	271	Fe II	-	8636.6	P-CgE
8669.3	0.208	249	Ca II	15F	8662.1	Ems
8672.0	0.365	242	H I	P13	8665.0	Abs
8687.8	0.261	261	N I	1	8680.2	Abs
8690.6	0.141	250	N I	1	8683.4	Abs
8693.7	0.069	262	N I	1	8686.1	Abs
8757.0	0.584	223	H I	P12	8750.5	Abs
8820.1	0.208	228	Fe II	-	8813.4	Abs

---

## LHA 120-S 155

$\lambda$	$W_{eq}$	$v_r$	Ident.	m	$\lambda_0$	Perfil
3870.0	0.12	197	He I	20	3867.5	Abs
3874.3	0.20	197	He I	60	3871.8	Abs
3891.4	0.80	175	H8	-	3889.1	Abs
3929.1	0.21	198	He I	33	3926.5	Abs
3933.9	0.13	18	Ca II	1	3933.7	Abs
3936.0	0.54	177	Ca II	1	3933.7	Abs
3967.3	0.26	197	He I	5	3964.7	Abs
3971.9	0.94	139	He I	-	3970.1	Abs
3995.5	-0.09		?	-	?	Ems
3997.6	0.28	197	N II	12	3995.0	Abs
4011.8	0.37	184	He I	55	4009.3	Abs
4028.7	0.64	183	He I	18	4026.2	Abs
4104.2	0.68	181	H $\delta$	-	4101.7	Abs
4123.5	0.23	179	He I	16	4121.0	Abs
4130.9	0.11	203	Si II	3	4128.1	Abs
4133.8	0.12	212	Si II	3	4130.9	Abs
4146.5	0.41	194	He I	53	4143.8	Abs
4244.8	0.10	167	Cr II	20	4242.4	Abs
4246.9	-0.36	206	[Fe II]	21F	4244.0	Ems
4269.9	0.12	145	S II	49	4267.8	Abs
4279.6	-0.26	195	[Fe II]	21F	4276.8	Ems
4290.1	-0.49	190	[Fe II]	7F	4287.4	Ems
4322.4	-0.14		?	-	?	Ems
4329.2	-0.10		?	-	?	Ems
4342.7	0.60	154	H $\gamma$	-	4340.5	Abs
4349.6	-0.07		?	-		Ems
4355.5	-0.12		?	-		Ems
4361.9	-0.54	178	[Fe II]	7F	4359.3	Ems
4375.1	-0.05	183	Fe II	21F	4372.4	Ems
4390.7	0.50	194	He I	51	4387.9	Abs
4416.6	-0.22	188	[Fe II]	7F	4413.8	Ems
4416.6	-0.22	140	[Fe II]	6F	4414.5	Ems
4419.1	-0.36	190	[Fe II]	6F	4416.3	Ems
4419.1	-0.36	156	Fe II	27	4416.8	Ems
4422.5	0.10	197	Fe III	4	4419.6	Abs
4434.0	0.03	202	Fe III	4	4431.0	Abs
4440.5	0.13	201	He I	50	4437.5	Abs

---

4450.0	0.14	418	N I	19	4443.8	Abs
4454.9	-0.14	189	[Fe II]	7F	4452.1	Ems
4460.8	-0.24	191	[Fe II]	6F	4458.0	Ems
4474.4	0.59	184	He I	14	4471.7	Abs
4477.8	-0.09	195	[Fe II]	7F	4474.9	Ems
4484.0	0.31	178	Mg II	4	4481.3	Abs
4491.8	-0.11	173	Fe II	37	4489.2	Ems
4518.0	-0.15	188	Fe II	20	4515.2	Ems
4555.6	0.21	192	S III	2	4552.7	Abs
4570.7	0.16	186	Si III	2	4567.9	Abs
4577.7	0.12	187	Si III	2	4574.8	Abs
4604.4	0.16	192	N II	5	4601.5	Abs
4610.1	0.17	188	N II	5	4607.2	Abs
4616.9	0.13	196	N II	5	4613.9	Abs
4624.4	0.13	194	N II	5	4621.4	Abs
4633.5	0.32	197	N II	5	4630.5	Abs
4642.7	-0.10	192	[Fe II]	4F	4639.7	Ems
4645.9	0.24	179	N II	5	4643.1	Abs
4716.3	0.25	183	He I	12	4713.4	Abs
4731.1	-0.17	191	[Fe II]	4F	4728.1	Ems
4778.0	-0.17		?	-	?	Ems
4806.6	0.09		?	-	?	Abs
4817.6	-0.36	188	[Fe II]	20F	4814.6	Ems
4862.7	0.19	88	H $\beta$	-	4861.3	P-CgA
4864.8	-0.11	218	H $\beta$	-	4861.3	P-CgE
4877.6	-0.15	191	Fe II	20F	4874.5	Ems
4892.8	-0.20	194	[Fe II]	4F	4889.6	Ems
4901.2	-0.09	158	[Fe II]	4F	4898.6	Ems
4908.5	-0.23	192	[Fe II]	20F	4905.4	Ems
4925.1	0.64	195	He I	48	4921.9	Abs
4926.9	-0.06	184	Fe II	42	4923.9	Ems
4950.4	-0.04		?	-	?	Ems
4976.6	-0.12	192	[Fe II]	20F	4973.4	Ems
5005.0	0.37	189	Fe II	19	5001.9	Abs
5008.1	0.14	157	Fe II	20F	5005.5	Abs
5010.7	0.10		?	-	?	Abs
5013.8	0.18		?	-	?	Abs
5018.8	0.40	187	He I	4	5015.7	Abs
5021.6	-0.14		?	-	?	Ems

5023.5	-0.12		?	-	?	Ems
5035.7	0.05		?	-	?	Abs
5048.4	0.25	197	N II	4	5045.1	Abs
5050.9	0.25	192	He I	47	5047.7	Abs
5077.3	0.09	202	Fe III	5	5073.9	Abs
5115.0	-0.09	198	[Fe II]	19F	5111.6	Ems
5130.9	0.11	211	Fe III	5	5127.3	Abs
5159.5	0.10	200	Fe III	5	5156.1	Abs
5161.9	-0.48		?	-	?	Ems
5167.2	-0.12	192	[Fe II]	35F	5163.9	Ems
5172.3	-0.20	190	Fe II	42	5169.0	Ems
5185.2	-0.09	188	[Fe II]	18F	5182.0	Ems
5223.5	-0.09		?	-	?	Ems
5265.0	-0.35	194	[Fe II]	19F	5261.6	Ems
5272.3	-0.06		?	-	?	Ems
5276.7	-0.23	187	[Fe II]	18F	5273.4	Ems
5300.2	-0.09	194	[Fe II]	19F	5296.8	Ems
5320.0	-0.08	191	Fe II	49	5316.6	Ems
5337.0	-0.32	187	[Fe II]	19F	5333.7	Ems
5379.9	-0.26	187	[Fe II]	19F	5376.5	Ems
5457.3	0.16	191	S II	6	5453.8	Abs
5530.8	-0.12	191	[Fe II]	17F	5527.3	Ems
5643.8	0.11	207	S II	14	5639.9	Abs
5650.6	0.09	189	S II	14	5647.0	Abs
5670.2	0.33	200	N II	3	5666.4	Abs
5679.7	0.27	195	N II	3	5676.0	Abs
5683.3	0.44	194	N II	3	5679.6	Abs
5689.9	0.18	197	N II	3	5686.2	Abs
5700.4	0.17	202	Al III	2	5696.6	Abs
5714.5	0.17	194	N II	3	5710.8	Abs
5726.6	0.09	202	Al III	2	5722.7	Abs
5743.4	0.22	188	Si III	4	5739.8	Abs
5750.5	-0.11	182	[Fe II]	34F	5747.0	Ems
5879.4	0.62	196	He I	11	5875.6	Abs
5890.2	0.22		?	-	?	Abs
5893.1	0.07		?	-	?	Abs
5896.2	0.14		?	-	?	Abs
5962.7	-0.25	254	Si II	4	5957.6	Ems
5982.6	-0.15	185	Si II	117	5978.9	Ems

6350.9	0.13	182	N II	46	6347.1	Abs
6369.2	-0.07		?	-	?	Ems
6375.3	0.12	185	Si II	2	6371.4	Abs
6384.6	0.29		?	-	?	Abs
6406.5	0.20	202	Ne I	1.2	6402.2	Abs
6485.9	0.35	149	N I	21	6482.7	Abs
6510.4	0.12	179	Ne I	1.2	6506.5	Abs
6567.4	-3.55	208	H $\alpha$	-	6562.8	P-CgE
6582.4	0.21	195	C II	2	6578.1	Abs
6586.3	0.07	161	C II	2	6582.8	Abs
6588.1	-0.06	205	[N II]	1F	6583.6	Ems
6671.1	-0.22	193	[Ni II]	2F	6666.8	Ems
6682.4	0.88	189	He I	46	6678.2	Abs
7070.0	0.28	205	He I	10	7065.2	Abs
7382.6	-1.56	192	[Ni II]	2F	7377.9	Ems
7392.7	-0.16	183	[Fe II]	14F	7388.2	Ems
7416.5	-0.60		?	-	?	Ems
7457.4	-0.15	198	[Fe II]	14F	7452.5	Ems
7777.7	0.73	219	O I	1	7772.0	Abs
7854.1	-0.24	201	Si II	7.02	7848.8	Ems
7882.0	-0.17	188	Mg II	-	7877.1	Ems
7901.3	-0.16	188	Mg II	8	7896.4	Ems
7912.3	0.31		?	-	?	Abs
7914.8	0.39		?	-	?	Abs
7917.8	0.13		?	-	?	Abs
7921.3	0.23	167	Fe II	29F	7916.9	Abs(X2)
8005.3	-0.63		?	-	?	Ems
8130.4	-0.55		?	-	?	Ems
8314.0	-0.30	192	Cr II	1F	8308.7	Ems
8397.6	0.59	186	H I	P20	8392.4	Abs
8418.5	0.82	185	H I	P19	8413.3	Abs
8443.0	0.87	178	H I	P18	8438.0	Abs
8472.8	0.84	196	H I	P17	8467.3	Abs
8507.7	0.86	185	H I	P16	8502.5	Abs
8550.9	0.99		?	-	?	Abs
8588.3	0.47	199	He I	3	8582.6	Abs
8603.7	1.23	186	H I	P14	8598.4	Abs
8622.4	-0.92	189	[Fe II]	13F	8617.0	Ems
8670.5	1.17	189	H I	P13	8665.0	Abs

---

8755.7	1.25	180	H I	P12	8750.5	Abs
8782.3	0.50	189	He I	33	8776.8	Abs

---

## APÊNDICE C – Medidas Fotométricas

Neste apêndice, trazemos os dados fotométricos colhidos de diferentes catálogos através da plataforma Vizier. As siglas utilizadas para os filtros e seus comprimentos de onda centrais são descritas na tabela 29.

Sigla	Nome	Lambda $\mu\text{m}$
J2	2MASS J	1.235
H2	2MASS H	1.662
K2	2MASS K	2.159
U	Jhonson U	0.36
B	Jhonson B	0.44
V	Jhonson V	0.55
R	Jhonson R	0.64
I	Jhonson I	0.79
J	Jhonson J	1.26
H	Jhonson H	1.6
K	Jhonson K	2.22
A	MSX A Band	8.28
C	MSX C Band	12.13
D	MSX D Band	14.65
E	MSX E Band	21.34
W1	Wise 1	3.35
W2	Wise 2	4.6
W3	Wise 3	11.56
W4	Wise 4	22.09
3.6 $\mu\text{m}$	IRAC 3.6 $\mu\text{m}$	3.6
4.5 $\mu\text{m}$	IRAC 4.5 $\mu\text{m}$	4.5
5.8 $\mu\text{m}$	IRAC 5.8 $\mu\text{m}$	5.8
8.0 $\mu\text{m}$	IRAC 8.0 $\mu\text{m}$	8
24 $\mu\text{m}$	MIPS 24 $\mu\text{m}$	24
70 $\mu\text{m}$	MIPS 70 $\mu\text{m}$	70
160 $\mu\text{m}$	MIPS 160 $\mu\text{m}$	160
Id	DENIS I	0.791
Jd	DENIS J	1.228
Kd	DENIS Ks	2.145
S9W	AKARI 9 $\mu\text{m}$	9
S18W	AKARI 18 $\mu\text{m}$	18

Tabela 29 – Siglas dos filtros utilizados nas medidas fotométricas provenientes de arquivos públicos.

**LHA 115-S 52**

Referência	Filtro	Valor				Data
Egret et al. (1992)	B	10.7	±	0.01	mag	
Egret et al. (1992)	V	10.6	±	0.01	mag	
Rousseau et al. (1996)	V	10.55	±	0.01	mag	27/04/1976
Monet (1998)	B	11.3	±		mag	28/11/1981
Monet (1998)	R	10.6	±		mag	28/11/1981
STScI (2001)	V	10.21	±	0.03	mag	18/06/1990
Kharchenko (2001)	B	10.307	±	0.03	mag	
Kharchenko (2001)	V	10.187	±	0.037	mag	
Cutri et al. (2003)	J2	9.713	±	0.027	mag	30/12/1899
Cutri et al. (2003)	H2	9.531	±	0.024	mag	30/12/1899
Cutri et al. (2003)	K2	9.466	±	0.023	mag	30/12/1899
Zacharias et al. (2004)	B	10.296	±		mag	
Zacharias et al. (2004)	V	10.204	±		mag	
Zacharias et al. (2004)	R	10.14	±		mag	
Girard et al. (2011)	B	10.37	±		mag	21/2/1972
Girard et al. (2011)	V	10.18	±		mag	2007
Mendoza (1970)	B	10.75	±		mag	03/12/1969
Mendoza (1970)	V	10.67	±		mag	03/12/1969
Mendoza (1970)	R	10.33	±		mag	03/12/1969
Mendoza (1970)	I	10.29	±		mag	03/12/1969
Cioni et al. (2000)	Id	10.044	±	0.001	mag	18/08/1998
Cioni et al. (2000)	Jd	9.675	±	0.002	mag	18/08/1998
Cioni et al. (2000)	Kd	9.272	±	0.005	mag	18/08/1998
Cutri et al. (2012)	J2	9.631	±	0.03	mag	06/12/2000
Cutri et al. (2012)	H2	9.578	±	0.042	mag	06/12/2000
Cutri et al. (2012)	K2	9.5	±	0.031	mag	06/12/2000
Cutri et al. (2012)	J2	9.551	±	0.041	mag	15/03/2001
Cutri et al. (2012)	H2	9.445	±	0.04	mag	15/03/2001
Cutri et al. (2012)	K2	9.26	±	0.051	mag	15/03/2001
Cutri et al. (2012)	J2	9.605	±	0.023	mag	07/01/2001
Cutri et al. (2012)	H2	9.5	±	0.031	mag	07/01/2001
Cutri et al. (2012)	K2	9.369	±	0.042	mag	07/01/2001
SAGE LMC (2012)	3.6 $\mu$ m	9.139	±	0.028	mag	01/09/2005
SAGE LMC (2012)	4.5 $\mu$ m	8.979	±	0.024	mag	01/09/2005
SAGE LMC (2012)	5.8 $\mu$ m	8.977	±	0.02	mag	01/09/2005
SAGE LMC (2012)	8.0 $\mu$ m	8.856	±	0.019	mag	01/09/2005

Cutri & et al. (2012)	W1	8.877	±	0.023	mag	29/04/2010
Cutri & et al. (2012)	W2	8.811	±	0.02	mag	29/04/2010
Cutri & et al. (2012)	W3	8.442	±	0.02	mag	29/04/2010
Cutri & et al. (2012)	W4	5.96	±	0.038	mag	29/04/2010
DENIS Consortium (2005)	I	9.886	±	0.03	mag	18/08/1998
DENIS Consortium (2005)	J	9.744	±	0.07	mag	18/08/1998
DENIS Consortium (2005)	K	9.352	±	0.09	mag	18/08/1998
Feast et al. (1960)	V	10.73	±		mag	1955-1960
Feast et al. (1960)	B	10.81	±		mag	1955-1960
Dachs (1970)	V	10.58	±		mag	01/11/1968
Dachs (1970)	B	10.65	±		mag	01/11/1968
Dachs (1970)	U	10.07	±		mag	01/11/1968
Butler (1972)	V	10.61	±		mag	1966
Butler (1972)	B	10.62	±		mag	1966
Butler (1972)	U	10.06	±		mag	1966
Osmer (1973)	V	10.51	±		mag	1971
Ardeberg & Maurice (1977)	V	10.52	±		mag	
Ardeberg & Maurice (1977)	B	10.53	±		mag	
Ardeberg & Maurice (1977)	U	9.96	±		mag	
Ardeberg (1980)	V	10.49	±		mag	01/1975
Ardeberg (1980)	B	10.63	±		mag	01/1975
Ardeberg (1980)	U	10.06	±		mag	01/1975
Stahl et al. (1985)	V	10.48	±		mag	08/1983
Stahl et al. (1985)	B	10.6	±		mag	08/1983
Stahl et al. (1985)	U	10.04	±		mag	08/1983
Stahl et al. (1985)	J	10.07	±		mag	08/1983
Stahl et al. (1985)	H	9.97	±		mag	08/1983
Stahl et al. (1985)	K	9.88	±		mag	08/1983
Szeifert et al. (1993)	V	10.25	±		mag	09/11/1991
Szeifert et al. (1993)	B	10.41	±		mag	09/11/1991
Szeifert et al. (1993)	U	9.96	±		mag	09/11/1991
Szeifert et al. (1993)	J	9.76	±		mag	18/07/1992
Szeifert et al. (1993)	H	9.62	±		mag	18/07/1992
Szeifert et al. (1993)	K	9.5	±		mag	18/07/1992
Szeifert et al. (1993)	J	9.66	±		mag	09/10/1992
Szeifert et al. (1993)	H	9.54	±		mag	09/10/1992
Szeifert et al. (1993)	K	9.41	±		mag	09/10/1992

**LHA 120-S 30**

Referência	Filtro	Valor				Data
Egret et al. (1992)	B	11.7	±	0.01	mag	
Egret et al. (1992)	V	11.5	±	0.01	mag	
Rousseau et al. (1996)	V	11.46	±		mag	11/07/1975
Kharchenko (2001)	B	11.616	±	0.075	mag	
Kharchenko (2001)	V	11.263	±	0.09	mag	
Zacharias et al. (2004)	B	11.577	±		mag	
Zacharias et al. (2004)	V	11.273	±		mag	
Zacharias et al. (2004)	R	11.07	±		mag	
Röser et al. (2008)	R	11.264	±		mag	14/12/1997
Röser et al. (2008)	B	11.616	±		mag	14/12/1997
Röser et al. (2008)	V	11.264	±		mag	14/12/1997
Girard et al. (2011)	B	11.57	±		mag	01/08/1973
Girard et al. (2011)	V	11.27	±		mag	01/08/1973
Cioni et al. (2000)	Id	10.983	±	0.002	mag	25/11/1996
Cioni et al. (2000)	Jd	10.524	±	0.003	mag	25/11/1996
Cioni et al. (2000)	Kd	9.946	±	0.011	mag	25/11/1996
Cutri et al. (2003)	J2	10.536	±	0.023	mag	20/12/1998
Cutri et al. (2003)	H2	10.323	±	0.025	mag	20/12/1998
Cutri et al. (2003)	K2	10.012	±	0.025	mag	20/12/1998
Cutri et al. (2012)	J2	10.602	±	0.056	mag	20/12/1998
Cutri et al. (2012)	H2	10.388	±	0.067	mag	20/12/1998
Cutri et al. (2012)	K2	10.11	±	0.051	mag	20/12/1998
Cutri et al. (2012)	J2	10.599	±	0.043	mag	20/12/1998
Cutri et al. (2012)	H2	10.254	±	0.031	mag	20/12/1998
Cutri et al. (2012)	K2	10.12	±	0.08	mag	20/12/1998
SAGE LMC (2012)	3.6 $\mu$ m	9.641	±	0.027	mag	09/2005
SAGE LMC (2012)	4.5 $\mu$ m	9.353	±	0.021	mag	09/2005
SAGE LMC (2012)	5.8 $\mu$ m	9.201	±	0.024	mag	09/2005
SAGE LMC (2012)	8.0 $\mu$ m	8.948	±	0.023	mag	09/2005
Cutri & et al. (2012)	W1	9.684	±	0.022	mag	26/05/2010
Cutri & et al. (2012)	W2	9.392	±	0.02	mag	26/05/2010
Cutri & et al. (2012)	W3	8.398	±	0.041	mag	26/05/2010
Cutri & et al. (2012)	W4	4.568	±	0.057	mag	26/05/2010
DENIS Consortium (2005)	I	10.923	±	0.02	mag	21/1/1996
DENIS Consortium (2005)	J	10.816	±	0.07	mag	21/1/1996
DENIS Consortium (2005)	K	10.384	±	0.11	mag	21/1/1996

Chen et al. (2009)	3.6 $\mu$ m	9.641	$\pm$	0.027	mag	07/04/2005
Chen et al. (2009)	4.5 $\mu$ m	9.353	$\pm$	0.021	mag	07/04/2005
Chen et al. (2009)	5.8 $\mu$ m	9.201	$\pm$	0.024	mag	07/04/2005
Chen et al. (2009)	8.0 $\mu$ m	8.948	$\pm$	0.023	mag	07/04/2005
Chen et al. (2009)	24 $\mu$ m	5.4	$\pm$	0.01	mag	07/04/2005
Feast et al. (1960)	V	11.5	$\pm$		mag	
Feast et al. (1960)	B	11.77	$\pm$		mag	
Mendoza (1970)	V	11.45	$\pm$		mag	28/11/1969
Mendoza (1970)	B	11.7	$\pm$		mag	28/11/1969
Mendoza (1970)	R	10.89	$\pm$		mag	28/11/1969
Mendoza (1970)	I	10.69	$\pm$		mag	28/11/1969
Stahl et al. (1984)	V	11.34	$\pm$		mag	01/1982
Stahl et al. (1984)	B	11.65	$\pm$		mag	01/1982
Stahl et al. (1984)	U	10.71	$\pm$		mag	01/1982
Stahl et al. (1984)	V	11.28	$\pm$		mag	02/1983
Stahl et al. (1984)	B	11.64	$\pm$		mag	02/1983
Stahl et al. (1984)	U	10.59	$\pm$		mag	02/1983
Stahl et al. (1984)	V	11.32	$\pm$		mag	08/1983
Stahl et al. (1984)	B	11.68	$\pm$		mag	08/1983
Stahl et al. (1984)	U	10.75	$\pm$		mag	08/1983
Stahl et al. (1984)	R	10.94	$\pm$		mag	08/1983
Stahl et al. (1984)	I	10.59	$\pm$		mag	08/1983
Stahl et al. (1984)	V	11.28	$\pm$		mag	01/1984
Stahl et al. (1984)	B	11.61	$\pm$		mag	01/1984
Stahl et al. (1984)	U	10.69	$\pm$		mag	01/1984
Stahl et al. (1984)	V	11.25	$\pm$		mag	04/1984
Stahl et al. (1984)	B	11.62	$\pm$		mag	04/1984
Stahl et al. (1984)	U	10.65	$\pm$		mag	04/1984
Stahl et al. (1984)	R	10.89	$\pm$		mag	04/1984
Stahl et al. (1984)	I	10.64	$\pm$		mag	04/1984
Stahl et al. (1984)	J	10.1	$\pm$	0.05	mag	08/1983
Stahl et al. (1984)	H	9.79	$\pm$	0.05	mag	08/1983
Stahl et al. (1984)	K	9.35	$\pm$	0.05	mag	08/1983
Stahl et al. (1984)	L	8.8	$\pm$	0.05	mag	08/1983
Stahl et al. (1984)	J	10.07	$\pm$	0.05	mag	03/1984
Stahl et al. (1984)	H	9.79	$\pm$	0.05	mag	03/1984
Stahl et al. (1984)	K	9.37	$\pm$	0.05	mag	03/1984

Stahl et al. (1984)	L	8.7	±	0.11	mag	03/1984
Stahl et al. (1984)	M	6.28	±	0.3	mag	03/1984
Munari et al. (2009)	V	11.5	±		mag	23/03/2006
Munari et al. (2009)	V	11.55	±		mag	27/09/2006
Munari et al. (2009)	V	11.6	±		mag	04/02/2008
Stahl (1986)	V	11.31	±		mag	05/01/1985
Stahl (1986)	B	11.65	±		mag	05/01/1985
Stahl (1986)	U	10.8	±		mag	05/01/1985
Stahl (1986)	R	10.97	±		mag	05/01/1985
Stahl (1986)	I	10.7	±		mag	05/01/1985

## LHA 120-S 61

Referência	Filtro	Valor				Data
Egret et al. (1992)	B	11.9	±	0.01	mag	
Egret et al. (1992)	V	10	±	0.01	mag	
Monet (1998)	B	12.7	±		mag	
Monet (1998)	R	12.2	±		mag	
Kharchenko (2001)	B	11.862	±	0.081	mag	
Kharchenko (2001)	V	12.069	±	0.172	mag	
Zacharias et al. (2004)	B	11.853	±		mag	
Zacharias et al. (2004)	V	12.062	±		mag	
Zacharias et al. (2004)	R	12.18	±		mag	
Girard et al. (2011)	B	11.85	±		mag	30/01/1973
Girard et al. (2011)	V	12.06	±		mag	30/01/1973
Cioni et al. (2000)	Id	11.964	±	0.002	mag	02/12/1996
Cioni et al. (2000)	Jd	11.928	±	0.006	mag	02/12/1996
Cioni et al. (2000)	Kd	11.748	±	0.039	mag	02/12/1996
Cutri et al. (2003)	J2	12.032	±	0.026	mag	21/03/1998
Cutri et al. (2003)	H2	12.003	±	0.027	mag	21/03/1998
Cutri et al. (2003)	K2	11.898	±	0.025	mag	21/03/1998
Cutri et al. (2012)	J2	11.964	±	0.022	mag	14/12/2000
Cutri et al. (2012)	H2	11.938	±	0.023	mag	14/12/2000
Cutri et al. (2012)	K2	11.803	±	0.023	mag	14/12/2000
Kato et al. (2007)	J	11.94	±	0.02	mag	02/06/2002
Kato et al. (2007)	H	11.88	±	0.01	mag	26/02/2005
Kato et al. (2007)	K	11.77	±	0.03	mag	26/02/2005
Ishihara et al. (2010)	S9W	5.81E-002	±	4.50E-004	Jy	
Ishihara et al. (2010)	S18W	8.84E-002	±	6.85E-003	Jy	
SAGE LMC (2012)	3.6 $\mu$ m	11.547	±	0.036	mag	01/09/2005
SAGE LMC (2012)	4.5 $\mu$ m	10.998	±	0.037	mag	01/09/2005
SAGE LMC (2012)	5.8 $\mu$ m	11.007	±	0.052	mag	01/09/2005
Cutri & et al. (2012)	W1	11.577	±	0.022	mag	07/01/2010
Cutri & et al. (2012)	W2	11.226	±	0.02	mag	07/01/2010
Cutri & et al. (2012)	W3	6.145	±	0.011	mag	07/01/2010
Cutri & et al. (2012)	W4	1.855	±	0.005	mag	07/01/2010
DENIS Consortium (2005)	Id	12.024	±	0.03	mag	02/12/1996
DENIS Consortium (2005)	Jd	12.014	±	0.07	mag	02/12/1996
DENIS Consortium (2005)	Kd	11.761	±	0.09	mag	02/12/1996
Ardila et al. (2010)	8 $\mu$ m	2.05E-002	±		Jy	

Ardila et al. (2010)	24 $\mu$ m	1.47	$\pm$		Jy	
van Aarle et al. (2011)	8 $\mu$ m	9.23	$\pm$	1.715	mJy	
van Aarle et al. (2011)	24 $\mu$ m	1400	$\pm$	6	mJy	
van Aarle et al. (2011)	70 $\mu$ m	579.3	$\pm$	8.8	mJy	
Zaritsky et al. (2004)	U	10.87	$\pm$	0.075	mag	
Zaritsky et al. (2004)	B	11.779	$\pm$	0.163	mag	
Zaritsky et al. (2004)	V	11.884	$\pm$	0.3	mag	
Zaritsky et al. (2004)	I	11.931	$\pm$	0.053	mag	
Whitney et al. (2008)	3.6 $\mu$ m	11.47	$\pm$	0.05	mag	20/07/2005
Whitney et al. (2008)	4.5 $\mu$ m	10.92	$\pm$	0.06	mag	20/07/2005
Whitney et al. (2008)	5.8 $\mu$ m	10.99	$\pm$	0.08	mag	20/07/2005
Whitney et al. (2008)	24 $\mu$ m	1.78	$\pm$	0	mag	20/07/2005

## LHA 120-S 96

Referência	Filtro	Valor				Data
Monet (1998)	R	9.4	±		mag	
Urban et al. (1998)	V	9.575	±		mag	07/09/1893
Kharchenko (2001)	B	9.611	±	0.023	mag	
Kharchenko (2001)	V	9.494	±	0.026	mag	
Cioni et al. (2000)	Id	9.162	±	0.001	mag	31/01/1996
Cioni et al. (2000)	Jd	8.52	±	0.001	mag	31/01/1996
Cioni et al. (2000)	Kd	8.177	±	0.002	mag	31/01/1996
Cutri et al. (2003)	J2	8.683	±	0.019	mag	20/12/1998
Cutri et al. (2003)	H2	8.51	±	0.051	mag	20/12/1998
Cutri et al. (2003)	K2	8.338	±	0.025	mag	20/12/1998
Cutri et al. (2012)	J2	8.482	±	0.03	mag	29/12/2000
Cutri et al. (2012)	H2	8.338	±	0.042	mag	29/12/2000
Cutri et al. (2012)	K2	8.161	±	0.023	mag	29/12/2000
Cutri et al. (2012)	J2	8.495	±	0.026	mag	29/12/2000
Cutri et al. (2012)	H2	8.317	±	0.033	mag	29/12/2000
Cutri et al. (2012)	K2	8.178	±	0.023	mag	29/12/2000
Girard et al. (2011)	B	9.64	±		mag	05/01/1973
Girard et al. (2011)	V	9.57	±		mag	05/01/1973
Ishihara et al. (2010)	S09	8.53E-002	±	4.48E-003	Jy	
Ishihara et al. (2010)	S18	4.18E-001	±	5.31E-003	Jy	
Delmotte et al. (2012)	Id	9.16	±		mag	
Delmotte et al. (2012)	Jd	8.52	±		mag	
Delmotte et al. (2012)	Kd	8.18	±		mag	
Cutri & et al. (2012)	W1	8.121	±	0.021	mag	04/05/2010
Cutri & et al. (2012)	W2	7.747	±	0.019	mag	04/05/2010
Cutri & et al. (2012)	W3	5.839	±	0.014	mag	04/05/2010
Cutri & et al. (2012)	W4	2.161	±	0.012	mag	04/05/2010
SAGE LMC (2012)	3.6 $\mu$ m	7.76	±	0.019	mag	01/09/2005
SAGE LMC (2012)	4.5 $\mu$ m	7.647	±	0.021	mag	01/09/2005
SAGE LMC (2012)	5.8 $\mu$ m	7.519	±	0.014	mag	01/09/2005
SAGE LMC (2012)	8.0 $\mu$ m	7.31	±	0.013	mag	01/09/2005
Egan et al. (2003)	A	1.05E-001	±	6.20%	Jy	
Egan et al. (2003)	E	9.19E-001	±	8.40%	Jy	
DENIS Consortium (2005)	Id	9.086	±	0.02	mag	24/01/1996
DENIS Consortium (2005)	Jd	8.695	±	0.06	mag	24/01/1996
DENIS Consortium (2005)	Kd	8.249	±	0.08	mag	24/01/1996

van Aarle et al. (2011)	3.6 $\mu$ m	221	$\pm$	3.96	mJy	
van Aarle et al. (2011)	4.5 $\mu$ m	157	$\pm$	3.108	mJy	
van Aarle et al. (2011)	5.8 $\mu$ m	113	$\pm$	1.507	mJy	
van Aarle et al. (2011)	8.0 $\mu$ m	76.4	$\pm$	0.937	mJy	
van Aarle et al. (2011)	24 $\mu$ m	898.25	$\pm$	22.25	mJy	
Zaritsky et al. (2004)	U	12.849	$\pm$	0.033	mag	
Zaritsky et al. (2004)	B	12.469	$\pm$	0.074	mag	
Zaritsky et al. (2004)	V	12.025	$\pm$	0.07	mag	
Zaritsky et al. (2004)	I	9.654	$\pm$	0.057	mag	
Whitney et al. (2008)	3.6 $\mu$ m	220.4	$\pm$	4.81	mJy	
Whitney et al. (2008)	4.5 $\mu$ m	154.2	$\pm$	5.02	mJy	
Whitney et al. (2008)	5.8 $\mu$ m	111.3	$\pm$	2.13	mJy	
Whitney et al. (2008)	8.0 $\mu$ m	77.82	$\pm$	1.15	mJy	
Whitney et al. (2008)	24 $\mu$ m	920.5	$\pm$	4.02	mJy	
Allen & Glass (1976)	K	8.29	$\pm$	0.13	mag	27/11/1972
Allen & Glass (1976)	J	8.58	$\pm$	0.07	mag	25/01/1973
Allen & Glass (1976)	H	8.34	$\pm$	0.07	mag	25/01/1973
Allen & Glass (1976)	K	8.22	$\pm$	0.1	mag	25/01/1973
Allen & Glass (1976)	J	8.62	$\pm$	0.07	mag	27/02/1973
Allen & Glass (1976)	H	8.39	$\pm$	0.07	mag	27/02/1973
Allen & Glass (1976)	K	8.25	$\pm$	0.05	mag	27/02/1973
Allen & Glass (1976)	L	7.94	$\pm$	0.1	mag	27/02/1973
Allen & Glass (1976)	J	8.53	$\pm$	0.07	mag	04/10/1973
Allen & Glass (1976)	H	8.4	$\pm$	0.08	mag	04/10/1973
Allen & Glass (1976)	K	8.12	$\pm$	0.08	mag	04/10/1973
Allen & Glass (1976)	L	7.88	$\pm$	0.13	mag	04/10/1973
Glass (1974)	J	8.88	$\pm$	0.05	mag	1974-1976
Glass (1974)	H	8.77	$\pm$	0.05	mag	1974-1976
Glass (1974)	K	8.49	$\pm$	0.05	mag	1974-1976
Glass (1974)	L	8.1	$\pm$	0.4	mag	1974-1976
Munari et al. (2009)	V	9.55	$\pm$		mag	2003/2005
Munari et al. (2009)	V	9.45	$\pm$		mag	23/93/2006
Munari et al. (2009)	V	9.6	$\pm$		mag	27/09/2006

## LHA 120-S 116

Referência	Filtro	Valor			Data
Stahl et al. (1984)	V	10.27	±	mag	01/1982
Stahl et al. (1984)	B	10.51	±	mag	01/1982
Stahl et al. (1984)	U	10.24	±	mag	01/1982
Stahl et al. (1984)	V	10.4	±	mag	03/1983
Stahl et al. (1984)	B	10.63	±	mag	03/1983
Stahl et al. (1984)	U	10.31	±	mag	03/1983
Stahl et al. (1984)	R	10.27	±	mag	03/1983
Stahl et al. (1984)	I	10.01	±	mag	03/1983
Egret et al. (1992)	B	10.7	±	0.01 mag	
Egret et al. (1992)	V	10.5	±	0.01 mag	
Mendoza (1970)	V	10.41	±	mag	29/11/1969
Mendoza (1970)	B	10.66	±	mag	29/11/1969
Mendoza (1970)	R	10.09	±	mag	29/11/1969
Mendoza (1970)	I	9.91	±	mag	29/11/1969
Cutri et al. (2003)	J2	9.781	±	0.023 mag	28/02/2000
Cutri et al. (2003)	H2	9.665	±	0.025 mag	28/02/2000
Cutri et al. (2003)	K2	9.504	±	0.025 mag	28/02/2000
Cutri et al. (2012)	J2	9.973	±	0.023 mag	04/02/2001
Cutri et al. (2012)	H2	9.835	±	0.034 mag	04/02/2001
Cutri et al. (2012)	K2	9.649	±	0.063 mag	04/02/2001
Cutri et al. (2012)	J2	9.882	±	0.035 mag	08/12/2000
Cutri et al. (2012)	H2	9.821	±	0.063 mag	08/12/2000
Cutri et al. (2012)	K2	9.591	±	0.044 mag	08/12/2000
Kato et al. (2007)	J	10.23	±	0.03 mag	01/04/2002
Kato et al. (2007)	H	9.84	±	0.03 mag	01/04/2002
SAGE LMC (2012)	3.6 $\mu$ m	9.842	±	0.022 mag	09/2005
SAGE LMC (2012)	4.5 $\mu$ m	9.718	±	0.02 mag	09/2005
SAGE LMC (2012)	5.8 $\mu$ m	9.621	±	0.024 mag	09/2005
SAGE LMC (2012)	8.0 $\mu$ m	9.518	±	0.034 mag	09/2005
Cutri & et al. (2012)	W1	9.361	±	0.024 mag	30/03/2010
Cutri & et al. (2012)	W2	9.285	±	0.021 mag	30/03/2010
Cutri & et al. (2012)	W3	8.296	±	0.017 mag	30/03/2010
Cutri & et al. (2012)	W4	5.894	±	0.027 mag	30/03/2010
DENIS Consortium (2005)	Id	9.86	±	0.04 mag	23/12/2005
DENIS Consortium (2005)	Jd	9.441	±	0.09 mag	23/12/2005
DENIS Consortium (2005)	Kd	8.867	±	0.12 mag	23/12/2005

Vijh et al. (2009)	3.6 $\mu$ m	34.04	$\pm$	0.76	mJy	
Vijh et al. (2009)	4.5 $\mu$ m	25.19	$\pm$	0.72	mJy	
Vijh et al. (2009)	5.8 $\mu$ m	17.72	$\pm$	0.58	mJy	
Vijh et al. (2009)	8.0 $\mu$ m	1.6	$\pm$	0.11	mJy	
Stahl et al. (1990)	V	10.5	$\pm$		mag	12/1980
Stahl et al. (1990)	V	10.34	$\pm$		mag	01/1984
Stahl et al. (1990)	B	10.57	$\pm$		mag	01/1984
Stahl et al. (1990)	U	10.22	$\pm$		mag	01/1984
Stahl et al. (1990)	V	10.31	$\pm$		mag	08/1984
Stahl et al. (1990)	B	10.57	$\pm$		mag	08/1984
Stahl et al. (1990)	U	10.28	$\pm$		mag	08/1984
Stahl et al. (1990)	V	10.2	$\pm$		mag	12/1984
Stahl et al. (1990)	B	10.46	$\pm$		mag	12/1984
Stahl et al. (1990)	U	10.19	$\pm$		mag	12/1984
Stahl et al. (1990)	R	10.01	$\pm$		mag	12/1984
Stahl et al. (1990)	I	9.8	$\pm$		mag	12/1984
Stahl et al. (1990)	V	9.99	$\pm$		mag	01/1989
Stahl et al. (1990)	B	10.34	$\pm$		mag	01/1989
Stahl et al. (1990)	U	10.26	$\pm$		mag	01/1989
Stahl et al. (1990)	R	9.77	$\pm$		mag	01/1989
Stahl et al. (1990)	I	9.53	$\pm$		mag	01/1989
Stahl et al. (1990)	J	9.58	$\pm$		mag	12/1984
Stahl et al. (1990)	H	9.42	$\pm$		mag	12/1984
Stahl et al. (1990)	K	9.3	$\pm$		mag	12/1984
Stahl et al. (1990)	J	9.28	$\pm$		mag	01/1989
Stahl et al. (1990)	H	9.19	$\pm$		mag	01/1989
Stahl et al. (1990)	K	9.07	$\pm$		mag	01/1989
Stahl et al. (1990)	J	9.2	$\pm$		mag	05/1989
Stahl et al. (1990)	H	9.01	$\pm$		mag	05/1989
Stahl et al. (1990)	K	8.88	$\pm$		mag	05/1989

## LHA 120-S 155

Referência	Filtro	Valor				Data
Mendoza (1970)	V	10.54	±		mag	22/11/1969
Mendoza (1970)	B	10.59	±		mag	22/11/1969
Mendoza (1970)	R	10.41	±		mag	22/11/1969
Mendoza (1970)	I	10.37	±		mag	22/11/1969
Egret et al. (1992)	B	10.3	±	0.01	mag	
Egret et al. (1992)	V	10.1	±	0.01	mag	
STScI (2001)	V	10.84	±	0.06	mag	
STScI (2001)	B	10.81	±	0.04	mag	
Girard et al. (2011)	V	10.75	±		mag	05/01/1973
Girard et al. (2011)	B	10.87	±		mag	05/01/1973
Glass (1974)	J	9.58	±		mag	1974-1976
Glass (1974)	K	9.32	±		mag	1974-1976
Glass (1974)	H	9.51	±		mag	1974-1976
Allen & Glass (1976)	J	9.58	±		mag	02/09/1973
Allen & Glass (1976)	K	9.32	±		mag	02/09/1973
Allen & Glass (1976)	H	9.51	±		mag	02/09/1973
Cutri et al. (2003)	J2	10.671	±	0.023	mag	26/10/1998
Cutri et al. (2003)	H2	10.644	±	0.027	mag	26/10/1998
Cutri et al. (2003)	K2	10.547	±	0.026	mag	26/10/1998
Cutri et al. (2012)	J2	10.678	±	0.046	mag	21/12/2000
Kato et al. (2007)	H	10.38	±	0.02	mag	23/10/2003
Kato et al. (2007)	J	10.61	±	0.02	mag	23/10/2003
Kato et al. (2007)	H	10.48	±	0.03	mag	23/10/2003
Kato et al. (2007)	K	10.58	±	0.03	mag	23/10/2003
Ishihara et al. (2010)	S09	4.93E-001	±	7.79E-003	Jy	
Ishihara et al. (2010)	S18	6.47E+000	±	8.79E-002	Jy	
SAGE LMC (2012)	3.6 $\mu$ m	10.114	±	0.024	mag	01/09/2005
SAGE LMC (2012)	4.5 $\mu$ m	9.607	±	0.02	mag	01/09/2005
SAGE LMC (2012)	5.8 $\mu$ m	8.327	±	0.017	mag	01/09/2005
SAGE LMC (2012)	8.0 $\mu$ m	7.141	±	0.085	mag	01/09/2005
Cutri & et al. (2012)	W1	7.738	±	0.025	mag	30/04/2010
Cutri & et al. (2012)	W2	7.669	±	0.022	mag	30/04/2010
Cutri & et al. (2012)	W3	4.921	±	0.015	mag	30/04/2010
Cutri & et al. (2012)	W4	0.574	±	0.009	mag	30/04/2010
Egan et al. (2003)	A	4.77E-001	±	4.30%	Jy	
Egan et al. (2003)	C	9.33E-001	±	6.90%	Jy	

Egan et al. (2003)	D	1.709	±	6.30%	Jy	
Egan et al. (2003)	E	9.316	±	6.00%	Jy	
Egan et al. (2001)	A	3.76E-001	±	5.40%	Jy	
Egan et al. (2001)	C	8.93E-001	±	19.20%	Jy	
Egan et al. (2001)	D	1.556	±	5.70%	Jy	
Egan et al. (2001)	E	8.937	±	6.30%	Jy	
DENIS Consortium (2005)	Id	10.725	±	0.03	mag	17/10/1999
DENIS Consortium (2005)	Jd	10.786	±	0.06	mag	17/10/1999
DENIS Consortium (2005)	Kd	10.555	±	0.07	mag	17/10/1999
Zaritsky et al. (2004)	U	9.356	±	0.154	mag	
Zaritsky et al. (2004)	B	11.432	±	0.188	mag	
Zaritsky et al. (2004)	V	10.359	±	0.13	mag	
Zaritsky et al. (2004)	I	10.457	±	0.237	mag	
Whitney et al. (2008)	3.6 $\mu$ m	25.56	±	0.75	mJy	
Whitney et al. (2008)	4.5 $\mu$ m	26.5	±	0.99	mJy	
Whitney et al. (2008)	5.8 $\mu$ m	54.42	±	1.3	mJy	
Whitney et al. (2008)	24 $\mu$ m	4100	±	410	mJy	
Srinivasan et al. (2009)	U	9.36	±	0.15	mag	
Srinivasan et al. (2009)	B	11.43	±	0.19	mag	
Srinivasan et al. (2009)	V	9.9	±	0.13	mag	
Srinivasan et al. (2009)	I	10.19	±	0.24	mag	
Srinivasan et al. (2009)	3.6 $\mu$ m	10.12	±	0.03	mag	
Srinivasan et al. (2009)	4.5 $\mu$ m	9.58	±	0.03	mag	
Srinivasan et al. (2009)	5.8 $\mu$ m	8.33	±	0.03	mag	
Srinivasan et al. (2009)	8.0 $\mu$ m	6.06	±	0.03	mag	
Bonanos et al. (2009)	U	9.356	±	0.154	mag	
Bonanos et al. (2009)	B	11.432	±	0.188	mag	
Bonanos et al. (2009)	V	10.359	±	0.1301	mag	
Bonanos et al. (2009)	I	10.457	±	0.237	mag	
Bonanos et al. (2009)	H	10.38	±	0.02	mag	
Munari et al. (2009)	V	10.7	±		mag	23/03/2006
Munari et al. (2009)	V	10.65	±		mag	27/09/2006
Munari et al. (2009)	V	9.95	±		mag	04/02/2008

# Referências

- Abel, T., Bryan, G. L., & Norman, M. L. 2002, *Science*, 295, 93
- Agliozzo, C., Umana, G., Trigilio, C., et al. 2012, *MNRAS*, 426, 181
- Allen, D. A., & Glass, I. S. 1976, *ApJ*, 210, 666
- Appenzeller, I. 1970, *A&A*, 9, 216
- Appenzeller, I. 1986, in *IAU Symposium, Vol. 116, Luminous Stars and Associations in Galaxies*, ed. C. W. H. De Loore, A. J. Willis, & P. Laskarides, 139–148
- Ardeberg, A. 1980, *A&AS*, 42, 1
- Ardeberg, A., & Maurice, E. 1977, *A&AS*, 30, 261
- Ardila, D. R., Van Dyk, S. D., Makowiecki, W., et al. 2010, *ApJS*, 191, 301
- Blum, R. D., Barbosa, C. L., Daminieli, A., Conti, P. S., & Ridgway, S. 2004, *ApJ*, 617, 1167
- Bonanos, A. Z., Massa, D. L., Sewilo, M., et al. 2009, *AJ*, 138, 1003
- Borges Fernandes, M. 2004, PhD thesis, Observatório Nacional, Brasil, (2004)
- Borges Fernandes, M., de Araújo, F. X., Bastos Pereira, C., & Codina Landaberry, S. J. 2001, *ApJS*, 136, 747
- Borges Fernandes, M., Kraus, M., Chesneau, O., et al. 2009, *A&A*, 508, 309
- Butler, C. J. 1972, *Dunsink Observatory Publications*, 1, 133
- Cantiello, M., Langer, N., Brott, I., et al. 2009, *A&A*, 499, 279
- Castor, J. I., Abbott, D. C., & Klein, R. I. 1975, *ApJ*, 195, 157
- Chen, C.-H. R., Chu, Y.-H., Gruendl, R. A., Gordon, K. D., & Heitsch, F. 2009, *ApJ*, 695, 511
- Chiosi, C., & Maeder, A. 1986, *ARA&A*, 24, 329
- Chiosi, C., Nasi, E., & Sreenivasan, S. R. 1978, *A&A*, 63, 103
- Cioni, M.-R., Loup, C., Habing, H. J., et al. 2000, *VizieR Online Data Catalog*, 2228, 0
- Conti, P. S. 1975, *Memoires of the Societe Royale des Sciences de Liege*, 9, 193

- Crowther, P. A., Hillier, D. J., & Smith, L. J. 1995, *A&A*, 293, 172
- Crowther, P. A., & Smith, L. J. 1997, *A&A*, 320, 500
- Cutri, R. M., & et al. 2012, *VizieR Online Data Catalog*, 2311, 0
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, *VizieR Online Data Catalog*, 2246, 0
- . 2012, *VizieR Online Data Catalog*, 2281, 0
- Dachs, J. 1970, *A&A*, 9, 95
- Damineli, A. 1996, *ApJ*, 460, L49
- Damineli, A., Kaufer, A., Wolf, B., et al. 2000, *ApJ*, 528, L101
- Davidson, K. 1971, *MNRAS*, 154, 415
- Davies, B., Oudmaijer, R. D., & Vink, J. S. 2005, *A&A*, 439, 1107
- de Jager, C. 1984, *A&A*, 138, 246
- Delmotte, N., Loup, C., Egret, D., Cioni, M.-R., & Pierfederici, F. 2012, *VizieR Online Data Catalog*, 4033, 0
- DENIS Consortium. 2005, *VizieR Online Data Catalog*, 2263, 0
- Domiciano de Souza, A., Driebe, T., Chesneau, O., et al. 2007, *A&A*, 464, 81
- Dwarkadas, V. V. 2011, *MNRAS*, 412, 1639
- Egan, M. P., Price, S. D., Moshir, M. M., et al. 2001, *VizieR Online Data Catalog*, 5107, 0
- Egan, M. P., Price, S. D., Kraemer, K. E., et al. 2003, *VizieR Online Data Catalog*, 5114, 0
- Eggenberger, P., Meynet, G., Maeder, A., et al. 2008, *Ap&SS*, 316, 43
- Eggenberger, P., Miglio, A., Montalbán, J., et al. 2010, *A&A*, 509, A72
- Egret, D., Didelon, P., McLean, B. J., Russell, J. L., & Turon, C. 1992, *A&A*, 258, 217
- Ekström, S. 2008, PhD thesis, Geneva Observatory, University of Geneva
- Ekström, S., Georgy, C., Meynet, G., Groh, J., & Granada, A. 2013, in *EAS Publications Series*, Vol. 60, *EAS Publications Series*, ed. P. Kervella, T. Le Bertre, & G. Perrin, 31–41

- Ekström, S., Georgy, C., Meynet, G., Maeder, A., & Granada, A. 2011, in IAU Symposium, Vol. 272, IAU Symposium, ed. C. Neiner, G. Wade, G. Meynet, & G. Peters, 62–72
- Ekström, S., Georgy, C., Eggenberger, P., et al. 2012, *A&A*, 537, A146
- Feast, M. W., Thackeray, A. D., & Wesselink, A. J. 1960, *MNRAS*, 121, 337
- Fernández-Lajús, E., Fariña, C., Torres, A. F., et al. 2009, *A&A*, 493, 1093
- Gaposchkin, S. 1946, in Publications of the American Astronomical Society, Vol. 10, Publications of the American Astronomical Society, 307
- Georgy, C., Ekström, S., Eggenberger, P., et al. 2013, *A&A*, 558, A103
- Girard, T. M., van Altena, W. F., Zacharias, N., et al. 2011, *VizieR Online Data Catalog*, 1320, 0
- Glass, I. S. 1974, *MNRAS*, 168, 249
- . 1984, *MNRAS*, 209, 759
- Glatzel, W., & Kiriakidis, M. 1993, *MNRAS*, 263, 375
- Gordon, K. D., Clayton, G. C., Misselt, K. A., Landolt, A. U., & Wolff, M. J. 2003, *ApJ*, 594, 279
- Groh, J., Meynet, G., Ekstrom, S., & Georgy, C. 2014, *ArXiv e-prints*, arXiv:1401.7322
- Groh, J. H., Hillier, D. J., & Daminieli, A. 2006, *ApJ*, 638, L33
- . 2011, *ApJ*, 736, 46
- Groh, J. H., Meynet, G., & Ekström, S. 2013a, *A&A*, 550, L7
- Groh, J. H., Meynet, G., Georgy, C., & Ekström, S. 2013b, *A&A*, 558, A131
- Groh, J. H., Daminieli, A., Hillier, D. J., et al. 2009, *ApJ*, 705, L25
- Harmanec, P., & Božić, H. 2001, *A&A*, 369, 1140
- Hillier, D. J., & Lanz, T. 2001, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 247, *Spectroscopic Challenges of Photoionized Plasmas*, ed. G. Ferland & D. W. Savin, 343
- Hillier, D. J., & Miller, D. L. 1998, *ApJ*, 496, 407
- Hirschi, R., Meynet, G., Maeder, A., Ekström, S., & Georgy, C. 2010, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 425, *Hot and Cool: Bridging Gaps in Massive Star Evolution*, ed. C. Leitherer, P. D. Bennett, P. W. Morris, & J. T. Van Loon, 13

- Humphreys, R. M. 2005, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 332, *The Fate of the Most Massive Stars*, ed. R. Humphreys & K. Stanek, 14
- Humphreys, R. M., & Davidson, K. 1984, *Science*, 223, 243
- . 1994, *PASP*, 106, 1025
- Hutchings, J. B. 1980, *ApJ*, 237, 285
- Ishihara, D., Onaka, T., Kataza, H., et al. 2010, *A&A*, 514, A1
- Kato, D., Nagashima, C., Nagayama, T., et al. 2007, *PASJ*, 59, 615
- Kharchenko, N. V. 2001, *Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel*, 17, 409
- Kudritzki, R. P. 2002, *ApJ*, 577, 389
- Kudritzki, R.-P., & Puls, J. 2000, *ARA&A*, 38, 613
- Kukarkin, B. V., Kholopov, P. N., Efremov, Y. N., et al. 1974, *Second Supplement to the third edition of the General Catalogue of Variable Stars. containing information on 2490 variable stars designated in 1972 - 1973 and improved information on 2196 previously designated variable stars.*
- Lamers, H. J. G. L. M. 1986, in *IAU Symposium*, Vol. 116, *Luminous Stars and Associations in Galaxies*, ed. C. W. H. De Loore, A. J. Willis, & P. Laskarides, 157–178
- Lamers, H. J. G. L. M., Bastiaanse, M. V., Aerts, C., & Spoon, H. W. W. 1998a, *A&A*, 335, 605
- Lamers, H. J. G. L. M., & Fitzpatrick, E. L. 1988, *ApJ*, 324, 279
- Lamers, H. J. G. L. M., Zickgraf, F.-J., de Winter, D., Houziaux, L., & Zorec, J. 1998b, *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 *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 131, *Properties of Hot Luminous Stars*, ed. I. Howarth, 76
- Langer, N., & Maeder, A. 1995, *A&A*, 295, 685
- Leitherer, C., Appenzeller, I., Klare, G., et al. 1985, *A&A*, 153, 168
- Leitherer, C., Schmutz, W., Abbott, D. C., Hamann, W.-R., & Wessolowski, U. 1989, *ApJ*, 346, 919
- Leitherer, C., & Zickgraf, F.-J. 1987, *A&A*, 174, 103

- Lennon, D. J. 1997, *A&A*, 317, 871
- Lennon, D. J., Wobig, D., Kudritzki, R.-P., & Stahl, O. 1993, *Space Sci. Rev.*, 66, 207
- Lortet, M. C. 1988, *Bulletin d'Information du Centre de Donnees Stellaires*, 35, 145
- Lucy, L. B. 1967, *ZAp*, 65, 89
- Maeder, A. 1986, *Highlights of Astronomy*, 7, 475
- Maeder, A., Grebel, E. K., & Mermilliod, J.-C. 1999, *A&A*, 346, 459
- Maeder, A., & Meynet, G. 2000a, *A&A*, 361, 159
- . 2000b, *ARA&A*, 38, 143
- . 2003, *ArXiv Astrophysics e-prints*, astro-ph/0301259
- . 2010, *New A Rev.*, 54, 32
- Manfroid, J., Sterken, C., Bruch, A., et al. 1991, *A&AS*, 87, 481
- Manfroid, J., Sterken, C., Cunow, B., et al. 1995, *A&AS*, 109, 329
- Marcolino, W. L. F., de Araújo, F. X., Lorenz-Martins, S., & Fernandes, M. B. 2007, *AJ*, 133, 489
- Massey, P. 2000, *PASP*, 112, 144
- . 2003, *ARA&A*, 41, 15
- Mauerhan, J. C., Smith, N., Filippenko, A. V., et al. 2013, *MNRAS*, 430, 1801
- Mehner, A., Baade, D., Rivinius, T., et al. 2013, *A&A*, 555, A116
- Mendoza, E. E. 1970, *Boletin de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, 5, 269
- Meynet, G. 1996, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 98, *From Stars to Galaxies: the Impact of Stellar Physics on Galaxy Evolution*, ed. C. Leitherer, U. Fritze-von-Alvensleben, & J. Huchra, 160
- Meynet, G., Ekstrom, S., Maeder, A., et al. 2013a, in *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, Vol. 865, *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, ed. M. Goupil, K. Belkacem, C. Neiner, F. Lignières, & J. J. Green, 3–642
- Meynet, G., Haemmerlé, L., Ekström, S., et al. 2013b, in *EAS Publications Series*, Vol. 60, *EAS Publications Series*, ed. P. Kervella, T. Le Bertre, & G. Perrin, 17–28
- Meynet, G., & Maeder, A. 1997, *A&A*, 321, 465

- Monet, D. 1998, USNO-A2.0
- Monnier, J. D., Zhao, M., Pedretti, E., et al. 2007, *Science*, 317, 342
- Monnier, J. D., Che, X., Zhao, M., et al. 2012, *ApJ*, 761, L3
- Moore, C. E. 1945, *A Multiplet Table of Astrophysical Interest, Part I – Table of Multiplets* (Princeton University Observatory)
- Munari, U., Siviero, A., Bienaymé, O., et al. 2009, *A&A*, 503, 511
- Nota, A., Leitherer, C., Clampin, M., Greenfield, P., & Golimowski, D. A. 1992, *ApJ*, 398, 621
- Osmer, P. S. 1973, *ApJ*, 181, 327
- Owocki, S. P., Cranmer, S. R., & Gayley, K. G. 1996, *ApJ*, 472, L115
- Packet, W., Vanbeveren, D., De Loore, C., Sreenivasan, S. R., & De Greve, J. P. 1980, *A&A*, 82, 73
- Pasquali, A., Langer, N., Schmutz, W., et al. 1997a, *ApJ*, 478, 340
- Pasquali, A., Nota, A., & Clampin, M. 1999, *A&A*, 343, 536
- Pasquali, A., Schmutz, W., Nota, A., & Origlia, L. 1997b, *A&A*, 327, 265
- Perryman, M. A. C., & ESA, eds. 1997, *ESA Special Publication, Vol. 1200, The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA HIPPARCOS Space Astrometry Mission*
- Pickering, E. C., & Fleming, W. P. 1897, *ApJ*, 6, 459
- Puga, E., Bik, A., Waters, L. B. F. M., et al. 2008, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 387, Massive Star Formation: Observations Confront Theory*, ed. H. Beuther, H. Linz, & T. Henning, 331
- Rieutord, M., & Espinosa Lara, F. 2013, in *EAS Publications Series, Vol. 63, EAS Publications Series, 385–394*
- Röser, S., Schilbach, E., Schwan, H., et al. 2008, *A&A*, 488, 401
- Rousseau, J. M., Perie, J. P., & Gachard, M. T. 1996, *A&AS*, 116, 301
- SAGE LMC. 2012, *VizieR Online Data Catalog*, 2305, 0
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., & Maeder, A. 1992, *A&AS*, 96, 269
- Srinivasan, S., Meixner, M., Leitherer, C., et al. 2009, *AJ*, 137, 4810

- Stahl, O. 1986, *A&A*, 164, 321
- Stahl, O., Jankovics, I., Kovács, J., et al. 2001, *A&A*, 375, 54
- Stahl, O., & Wolf, B. 1986, *A&A*, 158, 371
- . 1987, *A&A*, 181, 293
- Stahl, O., Wolf, B., Klare, G., Juettner, A., & Cassatella, A. 1990, *A&A*, 228, 379
- Stahl, O., Wolf, B., Klare, G., Jüttner, A., & Cassatella, A. 1989, in *Astronomische Gesellschaft Abstract Series*, Vol. 3, *Astronomische Gesellschaft Abstract Series*, 115
- Stahl, O., Wolf, B., Leitherer, C., & de Groot, M. 1985, *A&AS*, 61, 237
- Stahl, O., Wolf, B., Leitherer, C., et al. 1984, *A&A*, 140, 459
- Sterken, C., de Groot, M., & van Genderen, A. M. 1998, *A&A*, 333, 565
- Sterken, C., Manfroid, J., Beele, D., et al. 1995, *A&AS*, 113, 31
- Stothers, R. B., & Chin, C.-W. 1993, *ApJ*, 408, L85
- Strömgren, B. 1939, *ApJ*, 89, 526
- STScI. 2001, *VizieR Online Data Catalog*, 1271, 0
- Szeifert, T., Stahl, O., Wolf, B., et al. 1993, *A&A*, 280, 508
- Thackeray, A. D. 1967, *MNRAS*, 135, 51
- . 1974, *MNRAS*, 168, 221
- Urban, S. E., Corbin, T. E., Wycoff, G. L., et al. 1998, *AJ*, 115, 1212
- van Aarle, E., van Winckel, H., Lloyd Evans, T., et al. 2011, *A&A*, 530, A90
- van Genderen, A. M. 1979, *A&AS*, 38, 151
- . 1982, *A&A*, 112, 61
- . 1998, *Journal of Astronomical Data*, 4, 10
- . 2001, *A&A*, 366, 508
- van Genderen, A. M., Sterken, C., & de Groot, M. 1997, *A&A*, 318, 81
- van Genderen, A. M., Sterken, C., de Groot, M., & Reijns, R. A. 1998, *A&A*, 332, 857
- van Genderen, A. M., van Leeuwen, F., & Brand, J. 1982, *A&AS*, 47, 591

- van Genderen, A. M., The, P. S., Augusteijn, T., et al. 1988, *A&AS*, 74, 453
- Venn, K. A. 1997, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 120, *Luminous Blue Variables: Massive Stars in Transition*, ed. A. Nota & H. Lamers, 95
- Vijh, U. P., Meixner, M., Babler, B., et al. 2009, *AJ*, 137, 3139
- Vink, J. S. 2012, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 384, *Astrophysics and Space Science Library*, ed. K. Davidson & R. M. Humphreys, 221
- Vink, J. S., & de Koter, A. 2002, *A&A*, 393, 543
- . 2005, *A&A*, 442, 587
- Vink, J. S., de Koter, A., & Lamers, H. J. G. L. M. 2001, *A&A*, 369, 574
- von Zeipel, H. 1924, *MNRAS*, 84, 665
- Voors, R. H. M. 1999, PhD thesis, Universiteit Utrecht, The Netherlands, (1999)
- Voors, R. H. M., Waters, L. B. F. M., Morris, P. W., et al. 1999, *A&A*, 341, L67
- Walborn, N. R. 1977, *ApJ*, 215, 53
- . 1982, *ApJ*, 256, 452
- Waters, L. B. F. M., Morris, P. W., Voors, R. H. M., & Lamers, H. J. G. L. M. 1997, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 120, *Luminous Blue Variables: Massive Stars in Transition*, ed. A. Nota & H. Lamers, 326
- Waters, L. B. F. M., Morris, P. W., Voors, R. H. M., Lamers, H. J. G. L. M., & Trams, N. R. 1998, *Ap&SS*, 255, 179
- Weaver, R., McCray, R., Castor, J., Shapiro, P., & Moore, R. 1977, *ApJ*, 218, 377
- Weigelt, G., & Ebersberger, J. 1986, *A&A*, 163, L5
- Weis, K. 2003, *A&A*, 408, 205
- Whitney, B. A., Sewilo, M., Indebetouw, R., et al. 2008, *AJ*, 136, 18
- Wolf, B., Appenzeller, I., & Cassatella, A. 1980, *A&A*, 88, 15
- Wolf, B., Appenzeller, I., & Stahl, O. 1981, *A&A*, 103, 94
- Wolf, B., & Zickgraf, F. J. 1986, *A&A*, 164, 435
- Zacharias, N., Monet, D. G., Levine, S. E., et al. 2004, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 36, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 1418
- Zaritsky, D., Harris, J., Thompson, I. B., & Grebel, E. K. 2004, *AJ*, 128, 1606