

MSc. Julio Cesar Neves Campagnolo



**Observatório  
Nacional**

Programa de Pós-Graduação

Observatório Nacional

Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovações e Comunicações

**Estudo Fotométrico, Espectroscópico e  
Polarimétrico de Estrelas Variáveis Azuis  
Luminosas**

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

**Rio de Janeiro**

**21 de Dezembro de 2018**



MSc. Julio Cesar Neves Campagnolo

# **Estudo Fotométrico, Espectroscópico e Polarimétrico de Estrelas Variáveis Azuis Luminosas**

Tese de Doutorado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Astronomia do Observatório Nacional, como requisito para a obtenção do grau de Doutor em Astronomia.

Programa de Pós-Graduação

Observatório Nacional

Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovações e Comunicações

Orientador: Prof. Dr. Marcelo Borges Fernandes

Rio de Janeiro

21 de Dezembro de 2018

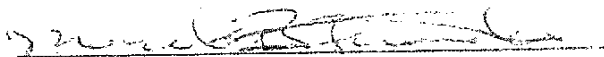


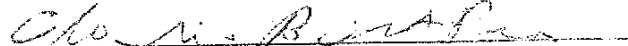
"ESTUDO FOTOMÉTRICO, ESPECTROSCÓPICO E POLARIMÉTRICO DE  
ESTRELAS VARIÁVEIS AZUIS LUMINOSAS".

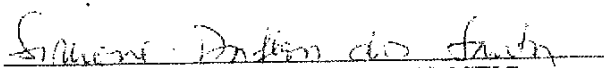
JULIO CESAR NEVES CAMPAGNOLO

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


Aprovada por:

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

  
Dr. Claudio Bastos Pereira – ON/MCTIC

  
Dra. Simone Daflon dos Santos – ON/MCTIC

  
Dra. Claudia Vilega Rodrigues – INPE

  
Dr. Gustavo Dopcke – OV/UFRJ

RIO DE JANEIRO – BRASIL

21 DE DEZEMBRO DE 2018



# Agradecimentos

Primeiramente ao meu orientador, Dr. Marcelo Borges Fernandes, pelo trabalho, paciência e dedicação no desenvolvimento desta tese de doutoramento.

Aos meus pais, cujo apoio em todos os momentos da minha vida foi fundamental para a conclusão deste trabalho.

Aos professores do programa de Pós Graduação do Observatório Nacional, e de forma estendida a todos os professores que já passaram pela minha vida, pela fundamental contribuição no meu processo de formação.

Aos colegas da Pós Graduação pelo convívio, pelas experiências e pelo intercâmbio de informações que tanto me ajudaram.

Ao professor Dr. Jaime Fernando Villas da Rocha, por todo o apoio em diferentes momentos da minha formação enquanto astrônomo, sendo o principal incentivador e responsável pela concretização deste sonho. Também aos antigos colegas do CCD, por todas as experiências construtivas, do ponto de vista pessoal e profissional.

À Dra. Cláudia Vilega Rodrigues, por todas as lições e a parceria no trabalho com polarimetria no OPD e pelo suporte no desenvolvimento do ASTROPOP.

À Dra. Natalia Drake pela ajuda no desenvolvimento do trabalho com o código MOOG.

Aos Drs. Carlos Guerrero Peña e Gustavo Henrique Dopcke por toda a ajuda na escrita de artigos, projetos e cartas durante os últimos anos.

A toda a equipe do Observatório do Pico dos Dias e do Laboratório Nacional de Astrofísica por todo o apoio nas incontáveis noites de observação que levaram à concretização deste projeto.

À AAVSO pelas observações, especialmente a Peter Nelson, Grego Bolt, Arne Henden e Mike Nicholas pelo suporte na execução do programa observacional, e Josch Hamsch pelas recentes observações no ROAD.

Aos amigos que fiz aqui no Rio nestes longos anos de estadia e que se tornaram uma segunda família, por todo o apoio e pelos bons momentos compartilhados.

E à CAPES, pelo apoio financeiro dado durante este doutorado.





*“A ciência é um empreendimento essencialmente anárquico; o anarquismo teórico é mais humanitário e mais suscetível de estimular o progresso do que suas alternativas representadas por ordem e lei”*

Paul Feyerabend



# Sumário

<b>1</b>	<b>INTRODUÇÃO</b>	<b>19</b>
<b>1.1</b>	<b>Variáveis Azuis Luminosas (LBV)</b>	<b>20</b>
1.1.1	Luminosidade e Limite de Humphreys-Davidson	23
1.1.2	Características Espectrais	24
1.1.3	Perda de Massa e Envoltórias Circunstelares	25
1.1.4	Binaridade e Isolamento Espacial	27
1.1.5	Instabilidade Fotosférica	28
1.1.6	Candidatas a LBV (cLBV)	32
1.1.7	Contexto Evolutivo	34
<b>1.2</b>	<b>Objetivos</b>	<b>35</b>
<b>2</b>	<b>AMOSTRA DE OBJETOS</b>	<b>37</b>
<b>2.1</b>	<b>Estrelas da Amostra Principal</b>	<b>37</b>
2.1.1	Objetos da Pequena Nuvem de Magalhães (SMC)	37
2.1.2	Objetos da Grande Nuvem de Magalhães (LMC)	39
<b>2.2</b>	<b>Amostra Secundária</b>	<b>52</b>
<b>3</b>	<b>OBSERVAÇÕES E REDUÇÃO DOS DADOS</b>	<b>55</b>
<b>3.1</b>	<b>Dados de Fotometria e Polarimetria</b>	<b>55</b>
3.1.1	Tratamento dos Dados	59
<b>3.2</b>	<b>Dados Espectroscópicos</b>	<b>60</b>
3.2.1	Tratamento dos Dados	61
<b>4</b>	<b>ESTADO ERUPTIVO DE LBVS NAS NUVENS DE MAGALHÃES</b>	<b>63</b>
<b>4.1</b>	<b>Metodologia</b>	<b>63</b>
4.1.1	Análise Fotométrica	63
4.1.2	Análise Espectroscópica	64
4.1.3	Determinação de Parâmetros Físicos	64
4.1.4	SED no Infravermelho e Presença de Poeira	66
<b>4.2</b>	<b>Deteção de novas erupções nas LBVs das Nuvens de Magalhães</b>	
	<b>R 40 e R 110</b>	<b>67</b>
4.2.1	Descrição do Artigo	67
4.2.2	Atualizações Sobre os Objetos	68
<b>4.3</b>	<b>Outras LBVs da Amostra</b>	<b>96</b>
4.3.1	R 71	96
4.3.2	R 116	101

4.3.3	R127 . . . . .	108
4.3.4	R143 . . . . .	116
4.3.5	HD 5980 . . . . .	124
4.3.6	HD 269582 . . . . .	125
4.3.7	S Dor . . . . .	132
<b>4.4</b>	<b>Resultados Gerais para as LBVs . . . . .</b>	<b>139</b>
<b>4.5</b>	<b>Candidatas a LBV . . . . .</b>	<b>139</b>
4.5.1	Curvas de Luz . . . . .	139
<b>4.6</b>	<b>LBVs nas Nuvens de Magalhães: Um Cenário Unificado . . . . .</b>	<b>144</b>
<b>5</b>	<b>LEVANTAMENTO POLARIMÉTRICO DE LBVS . . . . .</b>	<b>151</b>
<b>5.1</b>	<b>Polarização Estelar e Interestelar . . . . .</b>	<b>151</b>
5.1.1	Polarização da Luz . . . . .	151
<b>5.2</b>	<b>Metodologia da Análise . . . . .</b>	<b>155</b>
<b>5.3</b>	<b>Resultados do Levantamento . . . . .</b>	<b>157</b>
5.3.1	Análises Individuais . . . . .	157
<b>5.4</b>	<b>Discussão dos Resultados . . . . .</b>	<b>161</b>
<b>6</b>	<b>CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS . . . . .</b>	<b>163</b>
	<b>APÊNDICE A – EVOLUÇÃO DE ESTRELAS DE ALTA MASSA . . . . .</b>	<b>167</b>
<b>A.1</b>	<b>Formação Estelar . . . . .</b>	<b>169</b>
<b>A.2</b>	<b>Sequência Principal . . . . .</b>	<b>169</b>
<b>A.3</b>	<b>Pós-Sequência Principal: Principais Objetos . . . . .</b>	<b>171</b>
A.3.1	Supergigantes e Hipergigantes . . . . .	171
A.3.2	Estrelas Ofpe/WN9 . . . . .	172
A.3.3	Wolf-Rayet . . . . .	172
<b>A.4</b>	<b>Pós-Sequência Principal: Trilhas Evolutivas . . . . .</b>	<b>173</b>
A.4.1	Evolução do Núcleo . . . . .	173
A.4.2	Trajatórias Evolutivas . . . . .	175
	<b>APÊNDICE B – O CÓDIGO ASTROPOP: ASTRONOMICAL POLARIMETRY AND PHOTOMETRY PIPELINE . . . . .</b>	<b>179</b>
	<b>APÊNDICE C – MEDIDAS FOTOMÉTRICAS . . . . .</b>	<b>199</b>
	<b>APÊNDICE D – MEDIDAS POLARIMÉTRICAS . . . . .</b>	<b>219</b>
	<b>APÊNDICE E – OBSERVAÇÕES ESPECTROSCÓPICAS . . . . .</b>	<b>227</b>
	<b>Referências . . . . .</b>	<b>231</b>

# Lista de ilustrações

Figura 1 – Diagrama HR esquemático com as fases eruptivas de LBVs. . . . .	22
Figura 2 – Esquema de formação de um perfil P Cygni formado no vento estelar. . .	24
Figura 3 – Curva de luz atualizada da estrela R 40 . . . . .	69
Figura 4 – Curva de luz atualizada da estrela R 110 . . . . .	71
Figura 5 – Curvas de luz para a estrela R 71 . . . . .	97
Figura 6 – Espectros da estrela R 71 na região de 4850 a 4950 Å e de 6100 a 6200 Å. .	98
Figura 7 – Linhas proibidas da estrela R 71 . . . . .	99
Figura 8 – Linhas da série de Balmer da estrela R 71 . . . . .	100
Figura 9 – Curvas de luz para a estrela R 116 . . . . .	102
Figura 10 – Região espectral entre 3900 e 4950 Å da estrela R 116. . . . .	104
Figura 11 – Linhas da série de Balmer e do He I da estrela R 116. . . . .	105
Figura 12 – Ajuste do contínuo da estrela R 116 para 2015 utilizando modelos de Castelli & Kurucz e do CMFGEN. . . . .	107
Figura 13 – Curva de luz para a estrela R 127 . . . . .	109
Figura 14 – Linhas da série de Balmer da estrela R 127. . . . .	111
Figura 15 – Regiões do espectro visível da estrela R 127 . . . . .	112
Figura 16 – Linhas do Fe II da estrela R 127. . . . .	113
Figura 17 – Linhas proibidas da estrela R 127. . . . .	113
Figura 18 – Ajuste do contínuo da estrela R 127 para 2015 utilizando modelos de Castelli & Kurucz e do CMFGEN. . . . .	116
Figura 19 – Curva de luz da estrela R 143. . . . .	117
Figura 20 – Análise da curva de luz ASAS da estrela R 143 através de diagrama de Lomb-Scargle. . . . .	118
Figura 21 – Linhas da série de Balmer do espectro da estrela R 143. . . . .	119
Figura 22 – Linhas do Fe II do espectro da estrela R 143. . . . .	120
Figura 23 – Linhas proibidas do espectro da estrela R 143. . . . .	121
Figura 24 – Ajuste do contínuo da estrela R 143 para 2015 utilizando modelos de Castelli & Kurucz e do CMFGEN. . . . .	123
Figura 25 – Curva de luz recente da estrela HD 5980 . . . . .	124
Figura 26 – Curva de luz da estrela HD 269582 . . . . .	126
Figura 27 – Espectro visível da estrela HD 269582. . . . .	128
Figura 28 – Linhas da série de Balmer do espectro da estrela HD 269582. . . . .	129
Figura 29 – Espectro da estrela HD 269582 entre 8360 e 8610 Å. . . . .	129
Figura 30 – Ajuste do contínuo da estrela HD 269582 para 2015 utilizando modelos CMFGEN. . . . .	131
Figura 31 – Curva de luz na banda V para a estrela S Dor. . . . .	133

Figura 32 – Espectro visível da estrela S Dor. . . . .	134
Figura 33 – Linha do He I 5875.6 Å nos espectros da estrela S Dor . . . . .	135
Figura 34 – Linhas da série de Balmer do espectro da estrela S Dor. . . . .	136
Figura 35 – Espectro da estrela S Dor entre 8360 e 8610 Å. . . . .	137
Figura 36 – Ajuste do contínuo da estrela S Dor para 2015 utilizando modelos de Castelli & Kurucz. . . . .	138
Figura 37 – Curvas de luz de todas as estrelas da amostra classificadas como candidatas a LBV. Todos os gráficos seguem a mesma simbologia, descrita na legenda no canto direito inferior da figura. . . . .	140
Figura 38 – Curva de luz na banda $V$ para a estrela S 22. . . . .	141
Figura 39 – Curvas de luz na banda $V$ para as estrelas R 84 e R 85. . . . .	142
Figura 40 – Diagrama HR com trajetórias evolutivas para metalicidade solar. . . .	146
Figura 41 – Diagrama HR com trajetórias evolutivas para metalicidade da SMC. .	147
Figura 42 – Parâmetros de Stokes . . . . .	152
Figura 43 – Diagrama $Q \times U$ e vetores de polarização do campo de AS 314. . . .	156
Figura 44 – Esquema do núcleo de uma estrela de alta massa em seu estágio pré-SN.	174
Figura 45 – Trajetórias evolutivas para estrelas de alta massa calculadas pelo código <i>Geneve</i> . . . . .	176

# Lista de tabelas

Tabela 1 – Lista de estrelas classificadas como LBV e candidatas conhecidas na Galáxia e no grupo local. . . . .	33
Tabela 2 – Amostra principal de estrelas . . . . .	38
Tabela 3 – Amostra secundária de estrelas . . . . .	53
Tabela 4 – Configurações instrumentais e detectores utilizados nas observações fotométricas com o telescópio BC. . . . .	57
Tabela 5 – Parâmetros físicos determinados para a estrela R 127 através da relação entre $(B - V)_0$ , $T_{\text{eff}}$ e $BC$ de Flower (1996). A coluna $B - V$ representa os índices de cor observados, enquanto a coluna $(B - V)_0$ representa os índices de cor intrínsecos, com $E(B - V) = 0.18$ . Os calculos de $T_{\text{eff}}$ , $BC$ e $M_{\text{Bol}}$ foram feitos através do índice de cor intrínseco. . . . .	114
Tabela 6 – Parâmetros físicos fundamentais determinados para HD 269582 . . . . .	132
Tabela 7 – Parâmetros físicos determinados para as LBVs. . . . .	139
Tabela 8 – Parâmetros físicos determinados para as cLBV. . . . .	144
Tabela 9 – Presença de polarização intrínseca nas estrelas da amostra. . . . .	158
Tabela 10 – Cenário de Conti modificado por Ekström et al. (2013), para modelos com metalicidade solar, e atualizados de acordo com Groh et al. (2013a,b, 2014). . . . .	177
Tabela 11 – Dados fotométricos obtidos da literatura . . . . .	199
Tabela 12 – Observações fotométricas com o telescópio BC . . . . .	204
Tabela 13 – Observações fotométricas com o telescópio ROBO40 . . . . .	213
Tabela 14 – Observações fotométricas do BSM-AAVSO . . . . .	216
Tabela 15 – Observações polarimétricas com o telescópio BC . . . . .	219
Tabela 16 – Lista de espectros de alta resolução . . . . .	227
Tabela 17 – Espectros de média resolução . . . . .	228
Tabela 18 – Espectros Spitzer . . . . .	229





# Resumo

Esta tese de doutorado aborda as estrelas Variáveis Azuis Luminosas (LBV em inglês) que são algumas das estrelas mais luminosas existentes e são caracterizadas por processos eruptivos que causam intensa variabilidade fotométrica e espectroscópica. Devido à raridade, ao pouco estudo e à alta peculiaridade destas estrelas, seus contextos evolutivos e suas propriedades físicas ainda são grandes motivos de debate. Elas, porém, vem atraindo muita atenção da comunidade científica devido à possibilidade, descoberta há pouco tempo, de que alguns destes objetos possam ser progenitores de supernovas. Neste trabalho, buscamos explorar observacionalmente todos os objetos classificados como LBV ou candidatas à LBV nas Nuvens de Magalhães, de forma a compor um cenário mais coerente para estes objetos de baixa metalicidade. Todas as 9 LBVs confirmadas nas Nuvens de Magalhães e um total de 14 candidatas à LBV foram alvo do estudo principal deste trabalho. Como resultado, um artigo com uma análise detalhada para as estrelas R 40 e R 110 foi publicado. Obtivemos a identificação de novas erupções para várias LBVs da amostra, em especial para as LBVs de baixa luminosidade R 40 e R 71, que apresentaram suas atividades eruptivas mais fortes já registradas. Para a estrela R 40, em nossa análise foi possível determinar, pela primeira vez, indícios de enriquecimento de elementos formados pelo processo lento de captura de nêutrons em uma LBV. Para outras LBVs mais bem estudadas, atualizamos suas informações sobre estados eruptivos e determinamos parâmetros a partir de nossos dados e dados da literatura. Para as estrelas R 116, R 85 e S 22, a análise de curvas de luz históricas e atuais indicou, pela primeira vez de forma mais sistematizada, a existência de atividades eruptivas para estes objetos, os classificando de forma mais definitiva como LBV. A partir das análises qualitativas e quantitativas, elaboramos o diagrama HR das LBVs desta amostra, comparando com modelos evolutivos para diferentes metalicidades e faixas de massa, bem como comparamos as características observacionais mapeadas ao longo da amostra com modelos sugeridos para explicar as erupções destas estrelas. Adicionalmente, um levantamento polarimétrico de uma grande amostra de LBVs da Galáxia e das Nuvens de Magalhães é apresentado, com resultados preliminares sobre a incidência de assimetrias no vento de LBVs. Para a redução das observações polarimétricas e fotométricas realizadas durante este trabalho, foi desenvolvido um novo pacote de redução durante este trabalho, ASTROPOP, disponibilizado publicamente e de código aberto, resultando também em um artigo publicado.



# Abstract

This PhD thesis is related to Luminous Blue Variable stars (LBV), which are some of the most luminous stars and are characterized by eruptive processes that cause intense photometric and spectroscopic variability. Due to their rarity, the small number of studies and the high peculiarity of these stars, their evolutive context and physical properties are still under debate. However, they have attracted the attention of the scientific community due to the possibility, recently discovered, that some of these objects may be supernova progenitors. In this work, we explore observationally all objects classified as LBV or candidates in the Magellanic Clouds, in order to compose a more coherent scenario for these objects at low metallicity. All the 9 confirmed LBVs and 14 candidates were the targets of the main study of this work. As result, a paper with a detailed analysis for the LBVs R 40 and R 110 was published. We obtained the identification of new eruptions for most of the LBVs in our sample, in particular for the lower luminosity stars R 40 and R 71, which are showing their strongest activities ever registered. For R 40, our analysis showed, for the first time, indications of enrichment of s-process elements in LBVs. For other better studied LBVs, we updated the information about their eruptive state and detected new physical parameters, based on data from observations and literature. For R 116, R 85 and S 22, our light curve analysis showed, for the first time in a more systematic way, the presence of eruptive activities for these objects, classifying them as LBVs. Based on qualitative and quantitative analysis, we plot these stars in the HR diagram, comparing their positions to the stellar evolution models of different metallicities and mass ranges, as well as compared the mapped observational features in the sample with suggested models to explain the eruptions of these stars. Additionally, a polarimetric survey of a large sample of LBVs from the Galaxy and the Magellanic Clouds is showed, presenting preliminary results about the incidence of assymetries in the winds of LBVs. For the data reduction of our polarimetric and photometric observations, a new pipeline was developed, ASTROPOP, which is available as open source for whole community and also resulted in a published paper.



# 1 Introdução

Estrelas de alta massa são objetos fascinantes e que apresentam fenômenos cujas compreensões físicas ainda apresentam diversos desafios para a ciência. São classificadas como estrelas de alta massa, objetos com massa acima de um limite entre 8 e 10  $M_{\odot}$ , que terminam suas vidas em explosões de Supernovas (SN) e podem deixar como remanescentes estrelas de nêutrons ou buracos negros. Embora sejam raros no universo atual, acredita-se que estes objetos eram predominantes no universo primordial, pois metalicidades próximas a zero podem favorecer a formação de objetos de alta massa em detrimento de objetos de baixa massa (Abel et al., 2002).

Sua raridade está ligada ao baixo número de objetos desse tipo que se formam (Salpeter, 1955; Miller & Scalo, 1979) e aos seus tempos de vida extremamente curtos, de poucos milhões de anos. Desta forma, estes objetos são encontrados principalmente na região do disco das galáxias espirais, onde ocorre formação estelar, e geralmente são observados em aglomerados abertos e associações de várias estrelas de alta massa, chamadas associações OB.

Durante toda a sua vida, estes objetos são extremamente luminosos, podendo brilhar entre  $10^4$  e  $10^6$  vezes mais que o Sol. Enquanto estão na sequência principal (SP), que corresponde à maior parte de suas vidas, estes objetos também são bastante quentes, com temperaturas efetivas superiores a 15 000 K e com tipos espectrais O ou B (Ekström et al., 2012). Estes objetos também são caracterizados por apresentarem intensa atividade de perda de massa ao longo das diferentes fases de suas vidas. Essa perda de massa ocorre principalmente na forma de vento, podendo ser lento em algumas fases, com velocidade terminal de até  $50 \text{ km s}^{-1}$ , ou extremamente rápido em outras, atingindo velocidades de até  $2000 \text{ km s}^{-1}$ . A quantidade de massa ejetada também é alta, sendo possível que a estrela ejeite até 80% de sua massa em alguns casos (Groh et al., 2014).

Estes objetos desempenham papel fundamental na evolução química da Galáxia e do meio interestelar. A maior parte dos elementos mais pesados que H (e parte do He) são formados em processos de nucleossíntese no núcleo das estrelas de alta massa, bem como em processos de captura de nêutrons. Estes elementos processados são então ejetados para o meio interestelar através dos fortes ventos destes objetos e explosões de SN, enriquecendo-o.

Além disso, a radiação emitida por estes objetos é altamente energética, sobretudo pela presença de fótons UV que dominam sua emissão espectral de energia. Esta radiação é capaz de ionizar e aquecer o gás interestelar em volta da estrela, que se expande, formando as regiões H II, teoricamente chamadas esferas de Strömgren (Strömgren, 1939).

As alterações físicas do meio interestelar não se resumem apenas à radiação emitida, os fortes ventos também são responsáveis pela injeção de grande quantidade de energia mecânica no gás interestelar, que pode formar ondas de choque que aquecem o gás até  $10^6$  K e que podem atingir distâncias de até 10 pc da estrela (Castor et al., 1975b; Weaver et al., 1977). Como estes objetos são comumente observados em associações com outras estrelas O ou B, é comum que os efeitos combinados dos ventos destas estrelas formem as chamadas “super bolhas”, cujas ondas de choque podem desencadear eventos de formação estelar, ou destruir as nuvens moleculares, cessando a formação estelar, e ejetar material enriquecido a grandes distâncias do plano galáctico (Castor et al., 1975a; Tomisaka et al., 1981; McCray & Kafatos, 1987).

Pela física extrema associada a estes objetos e pela sua raridade, a evolução destes objetos ainda não é bem compreendida e resulta em algumas das principais questões em aberto da evolução estelar. Em sua evolução pós-SP, estes objetos passam por várias fases de curta duração, tornando-se objetos com diferentes características, como estrelas Supergigantes B[e], Supergigantes Azuis (BSG) e Vermelhas (RSG), Hipergigantes Amarelas (YHG), estrelas Wolf-Rayet (WR) e as estrelas que são o foco do nosso estudo, as Variáveis Azuis Luminosas (LBV, do inglês *Luminous Blue Variables*: Conti, 1984). A sequência evolutiva em que estes objetos aparecem ainda não é bem definida, como será discutido mais adiante.

A fase de LBV, explorada melhor a seguir, é a fase em que as estrelas de alta massa tem a maior taxa de perda de massa, ejetando uma parte considerável das camadas externas da estrela, principalmente em episódios eruptivos. Duas das principais questões em aberto acerca destes objetos são: i) quais são os mecanismos que provocam a instabilidade na fotosfera destes objetos, causando os episódios eruptivos e ii) se a fase de LBV é apenas uma fase de transição da vida destes objetos ou se ela corresponde a uma fase pré-SN. Além disso, por sua raridade, pouco se sabe sobre as características físicas desses objetos.

## 1.1 Variáveis Azuis Luminosas (LBV)

O termo Variáveis Azuis Luminosas (LBV, do inglês *Luminous Blue Variables*) foi forjado por Conti (1984) para designar objetos evoluídos de alta massa e de longo período de variabilidade. Atualmente o termo é usado para se referir a uma classe de objetos bastante peculiar da evolução pós-SP de estrelas de alta massa. Esta classe de objetos também recebe os nomes de “variáveis de Hubble-Sandage” e “variáveis S-Doradus” (van Genderen, 2001), este último em alusão a uma das principais estrelas da classe. Estas estrelas são caracterizadas principalmente por apresentarem grandes variações fotométricas e espectroscópicas associadas a episódios não regulares de perda de massa de forma eruptiva. Este comportamento irregular fez com que estas estrelas fossem chamadas de “geysers

astrofísicos” por Humphreys & Davidson (1994). Quimicamente falando, estes objetos apresentam enriquecimento de He e padrão de abundância característico de material processado pelo ciclo CNO (enriquecimento de N e depleção de C e O).

São objetos bastante raros, com tempo de vida estimado em apenas algumas dezenas de milhares de anos e atualmente são classificadas cerca de 40 estrelas nesta classe (Richardson & Mehner, 2018). As características fundamentais desta classe são determinadas com base em algumas LBVs conhecidas há bastante tempo, consideradas protótipos da classe, como as estrelas  $\eta$  Car, HR Car e AG Car na constelação de Carina, bem como as estrelas R 71, R 127 e S Dor na Grande Nuvem de Magalhães.

Estas estrelas estão entre as mais brilhantes conhecidas, com magnitude bolométrica da ordem de  $-9 \leq M_{\text{Bol}} \leq -11$ . Quando estes objetos não estão em atividade eruptiva, ou seja, durante a chamada *quiescência*, suas temperaturas variam entre 10 000 e 30 000 K, sendo que quanto mais luminosa a estrela, mais quente ela é nesta fase. Porém, quando estas estrelas entram em atividade eruptiva, na fase chamada de *erupção*, sua temperatura efetiva cai para aproximadamente 8 000 K ou menos, devido à formação de uma “pseudo-fotosfera” estendida e opticamente espessa (Leitherer et al., 1985). Estas características fazem com que no diagrama HR, estas estrelas sejam encontradas em uma região triangular na parte superior esquerda do diagrama.

Esta região triangular é determinada por duas faixas razoavelmente bem definidas, mostradas na Figura 1, sendo uma faixa vertical de temperatura constante e próxima a 8 000 K que é povoada pelas LBVs durante suas erupções, e outra diagonal, com  $\log L \propto \log T$ , que é ocupada pelas LBVs na quiescência. A variação entre erupção e quiescência ocorre com luminosidade bolométrica aproximadamente constante, fazendo com que as estrelas descrevam um zig-zag horizontal no diagrama HR entre estas duas regiões. Acredita-se que quando as estrelas se encontram próximas à faixa da quiescência, também chamada de *faixa de instabilidade S Dor* ou *faixa de mínimo visual*, elas tenham velocidade de rotação próxima da velocidade crítica (Groh et al., 2006, 2009).

Esta alta variação de temperatura com luminosidade bolométrica aproximadamente constante produz as principais variações fotométricas e espectroscópicas que caracterizam a classe. Durante a quiescência, o pico da emissão do contínuo das LBVs encontra-se no UV, fazendo com que a quantidade de energia emitida na região visível do espectro seja menor que durante a erupção, quando o pico da emissão do contínuo encontra-se no visível. Com isso a fase de quiescência também é chamada de *mínimo visual* e a fase de erupção é chamada de *máximo visual*. Não é incomum que erupções para uma mesma estrela apresentem amplitudes diferentes (Walborn et al., 2017).

Estas estrelas ainda podem apresentar outras variações fotométricas que não são relacionadas aos episódios eruptivos. De forma geral, Humphreys & Davidson (1994) classificaram as variações fotométricas das LBVs em quatro categorias:

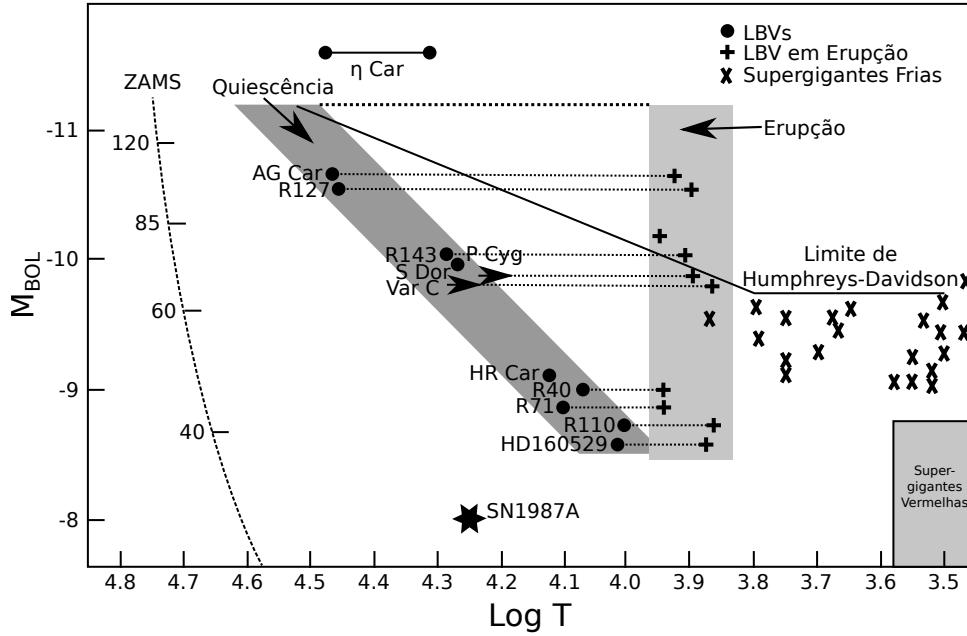


Figura 1 – Diagrama HR esquemático adaptado de Humphreys & Davidson (1994), que mostra diferentes LBVs em quiescência (●) e em erupção (+). Estrelas supergigantes frias são marcadas com “X”, para termos de comparação. No canto inferior direito se encontra a região normalmente ocupada por estrelas RSG. A linha cheia representa o limite de Humphreys-Davidson (limite HD, que será explicado mais adiante na seção 1.1.1) e a linha tracejada indicada por ZAMS indica o início da SP, sendo os valores de massa iniciais  $M_{ZAMS}$  indicados em unidades de  $M_{\odot}$ .

- *Microvariações*, com  $\Delta m_V \leq 0.1$  mag e curta periodicidade, associadas a pulsações não-radiais e também presentes em outras supergigantes (Lamers et al., 1998b). Todas as supergigantes que apresentam microvariações são chamadas variáveis  $\alpha$ -Cyg, incluindo as LBVs;
- *Oscilações* ou *variações moderadas*, com  $\Delta m_V \sim 0.5$  mag e escala de tempo de meses a anos, associadas a pulsações radiais e que podem ser observadas junto com erupções (van Genderen, 2001);
- *Erupções*, com  $1 \leq \Delta m_V \leq 2$ , têm escalas de tempo que podem ser de algumas décadas, e estão associadas aos episódios de alta taxa de perda de massa. Estrelas que apresentam esse tipo de erupção são chamadas de “variáveis S Dor”;
- *Grandes erupções*, com  $\Delta m_V > 2$  e sem escala de tempo definida, podendo atingir a ordem de milhares de anos, que são associadas aos episódios mais extremos e raros de perda de massa, como o observado para a grande erupção de  $\eta$  Car em meados de 1830. Quando uma estrela apresenta uma erupção gigante, ela é classificada como variável do tipo  $\eta$  Car.

Para ser classificada como LBV, uma estrela precisa ter sido observada em erupção



ou grande erupção. Caso contrário ela pode apenas ser classificada como candidata a LBV (cLBV), classificação que será melhor descrita mais a frente.

### 1.1.1 Luminosidade e Limite de Humphreys-Davidson

As LBVs são, como já mencionado, algumas das estrelas mais luminosas conhecidas, com  $-9 \leq M_{\text{Bol}} \leq -11$ , o que corresponde a  $\log(L/L_{\odot}) \sim 6$ .

Devido a esta alta luminosidade e temperatura, estes objetos localizam-se muito próximos ao chamado *limite de Humphreys-Davidson* (Humphreys & Davidson, 1979), que é considerado o limite empírico do diagrama HR e foi estabelecido com base na distribuição de supergigantes das Nuvens de Magalhães. Este limite é composto por dois segmentos, sendo um para estrelas com temperaturas menores que 10 000 K, que é descrito por uma reta horizontal com  $\log(L/L_{\odot}) = 5.8$ , e outro uma reta diagonal descrita por  $\log L \propto \log T$ . Acima deste limite não é possível encontrar Supergigantes Vermelhas. Na Figura 1 é mostrado o limite de Humphreys-Davidson no diagrama HR, junto com as localizações de algumas estrelas supergigantes e LBVs. Davies et al. (2018) obtiveram novas determinações do segmento horizontal do limite de Humphreys-Davidson, encontrando que este valor pode ser muito menor do que o calculado previamente, podendo ser  $\log(L/L_{\odot}) = 5.5$ .

É interessante notar que algumas LBVs, durante a erupção, podem passar do limite de Humphreys-Davidson. De acordo com este limite, é possível classificar as LBVs em dois grupos:

- Estrelas com  $M_{\text{Bol}} \geq -9.7$  ( $\log(L/L_{\odot}) \leq 5.8$ ), chamadas de LBVs de baixa luminosidade e que apresentam baixa variabilidade;
- Estrelas com  $M_{\text{Bol}} < -9.7$  ( $\log(L/L_{\odot}) > 5.8$ ), chamadas de LBVs de alta luminosidade e que apresentam mais alta atividade e variabilidade.

Esta alta luminosidade também faz com que as LBVs estejam muito próximas do chamado *Limite de Eddington* (Maeder & Meynet, 2000), que é o limite teórico de luminosidade máxima que uma estrela pode ter para continuar estável. Em sua forma clássica, este limite é definido pela razão  $\Gamma$  entre a pressão de radiação e a gravidade superficial da estrela e, quando  $\Gamma \geq 1$ , a pressão de radiação é capaz de vencer a gravidade superficial, desestabilizando a estrela. Em termos matemáticos, podemos definir a luminosidade máxima de uma estrela, chamada *Luminosidade de Eddington* ( $L_{\text{Edd}}$ ) em sua forma clássica como (Owocki & Gayley, 1997):

$$\Gamma = \frac{4\pi cGM}{L_{\text{Edd}}\kappa} \quad (1.1)$$

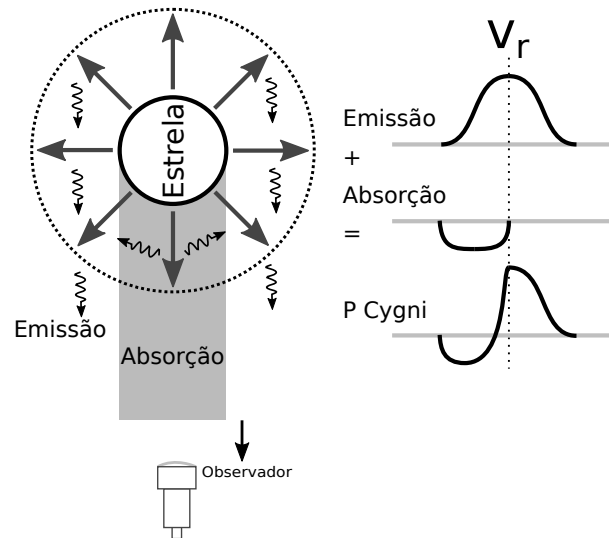


Figura 2 – Esquema de formação de um perfil P Cygni formado no vento estelar. Existem dois perfis de linha distintos: um em emissão centrado na velocidade radial da estrela, devido ao espalhamento isotrópico pelo gás em torno do disco estelar; e um em absorção e deslocado para o azul, devido à redução do fluxo de fótons na região entre a estrela e o observador. A sobreposição dos dois perfis gera o perfil P Cygni.

onde  $\kappa$  é a opacidade por unidade de massa na superfície da estrela,  $M$  a massa da estrela e  $c$  e  $G$  são a velocidade da luz e a constante da gravitação universal de Newton.

Devido a esta proximidade à  $L_{\text{Edd}}$ , a alta luminosidade das LBVs é considerada como um fator que contribui para a desestabilização da fotosfera destas estrelas.

### 1.1.2 Características Espectrais

O espectro visível das LBVs costuma apresentar fortes variações entre as fases de erupção e quiescência. Porém, é possível estabelecer como uma das principais características espectroscópicas destes objetos a presença dos chamados perfis P Cygni, compostos por uma componente em emissão deslocada para o vermelho e uma em absorção deslocada para o azul, observados na grande maioria das LBVs. Estes perfis, descobertos na estrela LBV P Cygni, são característicos de ventos densos, onde a absorção de fótons pelo vento ocorre na direção da linha de visada e a emissão se forma pelo espalhamento de fótons nas regiões circundantes (Lamers & Cassinelli, 1999). A Figura 2 mostra um esquema de formação de um perfil P Cygni no espectro de uma estrela.

Segundo as definições clássicas de Humphreys & Davidson (1994), durante a quiescência, o espectro da estrela é caracterizado principalmente por linhas em emissão ou perfis P Cygni em linhas formadas no vento opticamente fino, como os de H e He I, similar ao espectro de uma supergigante quente. Linhas do Fe II formadas no vento, em emissão ou P Cygni, também podem ser observadas nos espectros de algumas LBVs. Além disso,

algumas linhas fotosféricas em absorção de elementos altamente ionização, como as do N III e Si IV também podem ser observadas durante a quiescência para algumas estrelas, como AG Car (Groh et al., 2006).

É comum também a presença de linhas proibidas no espectro destas estrelas durante o mínimo visual, sobretudo [Fe II], [N II] e [Si II]. As emissões, de modo geral, são mais fortes durante os mínimos visuais, devido à menor intensidade do contínuo no visível durante esta fase, e são mais fracas quanto mais a estrela se aproxima da erupção, quando o fluxo do contínuo aumenta. A presença das fortes linhas do N indicam enriquecimento deste elemento, comprovando que são objetos evoluídos.

Outras LBVs, porém, apresentam durante a quiescência espectros muito semelhantes aos das estrelas Ofpe/WN9 (Walborn, 1977; Bohannan & Walborn, 1989), que serão descritas melhor na seção A.3.2.

Já durante a erupção, o espectro de uma LBV passa a se assemelhar muito ao espectro de uma supergigante de tipo espectral A ou F, com predomínio de absorções de metais neutros ou uma vez ionizados – como Fe I, Fe II, Cr II – ou emissões muito mais fracas na série de Balmer e linhas do Fe II.

### 1.1.3 Perda de Massa e Envoltórias Circunstelares

Como já citado, as LBV apresentam alta taxa de perda de massa, variável, tanto em episódios eruptivos quanto fora deles. Em períodos de quiescência, a perda de massa destes objetos atinge valores na ordem de  $10^{-7} \leq \dot{M} \leq 10^{-5} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ . Em períodos de erupção esta perda de massa pode atingir valores de 10 a 100 vezes maiores, isto é, comumente atingindo valores da ordem de  $10^{-5}$  a  $10^{-4} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ , sendo exceção o caso peculiar de  $\eta$  Car, que atingiu  $10^{-3} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$  em sua grande erupção (Humphreys & Davidson, 1994).

A velocidade terminal em que esta perda de massa ocorre é baixa, normalmente entre  $100$  e  $250 \text{ km s}^{-1}$ , sendo os ventos de  $\eta$  Car uma clara exceção à regra, atingindo  $500 \text{ km s}^{-1}$ . A alta perda de massa ocorrendo a baixa velocidade implica que os ventos das estrelas LBV são bastante densos, especialmente durante as erupções, onde com sua alta opacidade possam formar uma “pseudo-fotosfera” (Leitherer et al., 1985).

As variações do vento não se resumem à variação entre erupção e quiescência. Variações de curta escala de tempo e que não são acompanhadas de importantes variações fotométricas também podem ocorrer, produzindo múltiplas componentes em absorção nos perfis P Cygni (Stahl et al., 2001) e em outras linhas formadas no vento. Um dos agentes causadores destas rápidas variações pode ser o fato da estrela cruzar o “salto de bi-estabilidade” (no inglês *bi-stability jump*), segundo Vink & de Koter (2002), Groh & Vink (2011) e Petrov et al. (2016), o que causaria alterações abruptas na velocidade terminal e na taxa de perda de massa, gerando múltiplas camadas de vento. Os saltos de

bi-estabilidade consistem em variações bruscas da taxa de perda de massa e da velocidade terminal do vento quando a estrela cruza certos valores de temperatura efetiva devido a alterações na estrutura de ionização do vento, e consequentemente nas linhas responsáveis pela aceleração do gás (Lamers & Cassinelli, 1999; Vink & de Koter, 2002).

A geometria na qual esta perda de massa ocorre também é um assunto sob bastante discussão atualmente. As primeiras evidências de assimetrias no vento vieram a partir do estudo das envoltórias detectadas em algumas LBVs (Nota et al., 1995; Smith, 1997).

É considerado bastante comum que estrelas LBV apresentem uma nebulosa de poeira visível, porém nem todas as estrelas desta classe possuem esta característica (van Genderen, 2001; Clark et al., 2003). A química do gás encontrado nas envoltórias costuma apresentar grandes similaridades com a química da estrela em si, sendo a característica mais forte o enriquecimento de N nestas envoltórias (Weis, 2003), indicando que, para muitos objetos, a nebulosa está associada diretamente à fase de LBV. Voors (1999) estudou espectros no infravermelho (IR, do inglês Infrared) de algumas LBVs, detectando a presença de poeira em suas envoltórias, que apresenta característica dual, com presença tanto de silicatos, relacionados a ambientes ricos em O, quanto de Hidrocarbonetos Aromáticos Policíclicos (PAHs), característicos de ambientes ricos em C, porém com o predomínio dos silicatos. Segundo Voors, a poeira rica em silicatos pode ter se formado na base de um vento denso em uma possível fase anterior de RSG. Já os PAHs podem se formar no choque entre o vento da estrela com o meio circunstelar, dissociando o CO e liberando carbono para a formação dos PAHs. Como exemplos das características acima, podemos citar as LBVs R 71 (Voors et al., 1999), AG Car e WRA 751 (Voors, 1999; Voors et al., 2000). Algumas LBVs, porém, apresentam composição bem diferente, e a não detecção de silicatos pode indicar uma origem diferente para a poeira, como são os casos de  $\eta$  Car (Andriess et al., 1978; Waters et al., 1998) e HR Car (Voors, 1999).

A geometria destas nebulosas, de modo geral, é assimétrica e em forma de “bolha” ou “anel”, porém algumas estrelas também apresentam estruturas de filamentos ou mistas em suas nebulosas (Nota et al., 1995). A origem destas envoltórias é incerta também. Em alguns casos, como para  $\eta$  Car, não há dúvida que a sua envoltória bipolar (o *homunculus*) tenha sido ejetada na grande erupção da estrela no século XIX. Porém para outras estrelas, o tempo dinâmico calculado para a expansão da nebulosa é muito superior ao tempo de vida estimado para as LBVs, acreditando-se que o material tenha sido ejetado em fases anteriores da vida da estrela (Waters et al., 1998). Desta forma, não é seguro estudar a geometria dos ventos das LBVs a partir da geometria da nebulosa circunstelar.

Entretanto, outros estudos baseados em polarimetria indicaram a presença de assimetrias no vento para várias LBVs individuais. Como exemplos, podemos citar AG Car (Leitherer et al., 1994; Schulte-Ladbeck et al., 1994), HR Car (Clampin et al., 1995; Parthasarathy et al., 2000), HD 5980 (Villar-Sbaffi et al., 2003; Moffat et al., 1998) e

R 127 (Schulte-Ladbeck et al., 1993b). Porém, o primeiro estudo de polarimetria com mais objetos só foi feito recentemente por Davies et al. (2005), que apontou que os ventos de LBVs apresentam geometrias diversas de acordo com a estrela, sendo em alguns casos ventos com *clumps* ou aglomerações de material provenientes de uma perda de massa assimétrica, ou ventos que possuem uma geometria axial com um vento equatorial ou polar predominantes e com densidade variável ao longo do tempo. Esta geometria com eixo preferencial pode ser considerada como um forte indicador que LBVs possam ser rotadoras rápidas (de acordo com o teorema de von Zeipel, 1924).

#### 1.1.4 Binaridade e Isolamento Espacial

Algumas estrelas LBV possuem binaridade confirmada, enquanto outras não. A variabilidade natural destes objetos e a grande contaminação de componentes do vento nos espectros destas estrelas tornam difícil a identificação de binárias, logo o número de LBVs binárias deve ser subestimado.

A primeira LBV binária confirmada foi a estrela  $\eta$  Car (Damineli, 1996; Damineli et al., 1997, 2000, posteriormente se identificando que se trata de um sistema múltiplo), cuja componente mais próxima orbita a estrela principal com um período de 5,52 anos. Outras LBVs também já foram confirmadas como binárias, como HR Car (Boffin et al., 2016), Pistol (Martayan et al., 2011), LBV 1806-20 (Figer et al., 2004), HD 5980 (Sterken & Breysacher, 1997) e P Cygni (Kashi, 2010), bem como várias candidatas a LBV, como as estrelas LHA 115-S 18 (Clark et al., 2013), RMC 84, HD 168625 (Martayan et al., 2016),  $\xi$  Sco,  $\zeta^1$  Sco e MWC 314 (Lobel et al., 2013).

Dessa forma, Martayan et al. (2012) estimaram que entre 11% e 20% das LBV possuam binaridade. Esta frequência de LBVs binárias, porém, é bem abaixo do valor estimado para estrelas O, que está entre 50% e 85% (Sana et al., 2009, 2012), sendo também inferior às estrelas B/Be, com uma fração de binaridade estimada entre 30% e 50% (Porter & Rivinius, 2003; Oudmaijer & Parr, 2010). Contudo, corrigindo efeitos de possíveis não detecções e projeções, é esperado que a fração de binaridade de LBVs seja da ordem de 50% (Martayan et al., 2012).

Historicamente, a binaridade é apontada como uma possível causa para a instabilidade das LBVs (Humphreys & Davidson, 1994), sendo o mecanismo de transferência de massa utilizado especialmente para explicar as erupções das estrelas  $\eta$  Car (Kashi & Soker, 2010; Smith et al., 2018a,b) e P Cygni (Kashi, 2010). Outros mecanismos associados à binaridade, como a redução da gravidade efetiva devido à força de maré e a fusão entre dois objetos também são considerados como possíveis causadores do fenômeno de LBV (Humphreys & Davidson, 1994). Porém, pelo baixo número de LBVs binárias e pelo melhor desempenho de outros mecanismos na explicação do fenômeno, como alta rotação e pulsações sub-fotosféricas (que serão discutidos na seção 1.1.5), atualmente considera-se

que a binaridade não seja um fator crucial no fenômeno.

Outro debate, porém, vem sendo feito com relação ao cenário evolutivo das LBVs e sua relação com binaridade. Smith & Tombleson (2015) e Smith (2016) sugerem que as LBVs podem ser resultado da evolução de estrelas binárias, contrariando a visão de que estes objetos podem surgir da evolução de estrelas solitárias. De acordo com estes autores as LBVs parecem evitar aglomerados de estrelas O, com apenas algumas exceções. Este isolamento indicaria que estas estrelas não seriam fruto da evolução de estrelas solitárias e sim seriam fruto da coalescência de estrelas binárias (ou rápida transferência de massa entre as componentes) de menor massa. Porém, este assunto é motivo de grande debate. Humphreys et al. (2016) contestam as conclusões de Smith & Tombleson, alegando que nas Nuvens de Magalhães e nas galáxias de Andrômeda (M31) e do Triângulo (M33) não parece haver tal isolamento espacial das LBVs e que os resultados anteriores eram derivados de problemas na seleção de amostras, o que foi posteriormente confirmado por Kostenkov et al. (2017) para M33.

Aghakhanloo et al. (2017) estudaram ambos os contextos, com LBVs sendo fruto da evolução de sistemas binários e de estrelas isoladas, e sugeriram, através de modelos, que o isolamento espacial pode ser real e que a fase de LBV pode ser compatível com o cenário de ganho de massa em transferência entre binárias e a coalescência de objetos. Portanto, o cenário de evolução de LBVs a partir de coalescência ou de transferência de massa em sistemas binários ainda é incerto.

### 1.1.5 Instabilidade Fotosférica

As causas físicas do processo de desestabilização da fotosfera destas estrelas, que causa os episódios eruptivos, ainda são bastante incertas e diferentes modelos concorrentes ainda são investigados. Abordaremos aqui três destes modelos descritos por Vink (2012), que são considerados, junto com a binaridade mencionada anteriormente, os principais modelos de instabilidade das LBVs.

#### 1.1.5.1 Pressão de Radiação e Velocidade de Rotação

As fases evoluídas das estrelas de alta massa tendem a apresentar altas razões de luminosidade por massa (razão  $L/M$ ) por dois motivos: tem sua massa reduzida devido à perda de massa em fases anteriores da vida e produzem muita energia, aumentando sua luminosidade. Isto aproxima muito a superfície destas estrelas do limite de Eddington. Em alguns casos, o limite de Eddington é ultrapassado localmente dentro da superfície da estrela, contribuindo para a expansão do envelope estelar (Owocki & Gayley, 1997; Gräfener et al., 2012; Sanyal et al., 2015). A proximidade com o limite de Eddington também pode ajudar a aumentar a perda de massa de objetos luminosos, através de ventos dirigidos pela radiação no contínuo (Owocki & Shaviv, 2012; Petrov et al., 2016). Porém, o

limite de Eddington clássico, por si só, não é suficiente para explicar as instabilidades que causam as erupções nas estrelas LBV, o que exige a adição de outros ingredientes para que se consiga explicar a instabilidade das LBVs.

O primeiro destes ingredientes que pode ser introduzido são os saltos de bi-estabilidade (Lamers & Cassinelli, 1999; Vink & de Koter, 2002). Os regimes de temperatura das LBVs cruzam os limites de bi-estabilidade, provocando a formação de múltiplas camadas com diferentes velocidades e densidades no vento (Groh & Vink, 2011; Groh et al., 2011), porém o cruzamento destes limites, associado à proximidade do limite de Eddington, pode provocar até mesmo a forte ejeção de matéria observada nas erupções de LBV (Appenzeller, 1970, 1986; Petrov et al., 2016). Este mecanismo foi utilizado para explicar a grande erupção de  $\eta$  Car (Davidson, 1971) e para explicar a relação temperatura-luminosidade do limite de Humphreys-Davidson (Humphreys & Davidson, 1984; Lamers, 1986).

Outro estudo a respeito deste efeito foi conduzido por Lamers & Fitzpatrick (1988) que mostraram que as variações S Dor podem ser originadas de uma disputa entre a tendência de expansão da fotosfera da estrela após o fim da queima de H no núcleo e início da queima de H em uma camada e a alta perda de massa nas proximidades do limite de Eddington. Esses autores mostraram também que esta explicação só deve ser válida se as instabilidades ocorrem a  $\Gamma < 1,0$ , como por exemplo em valores na ordem de 0,8 ou 0,9, visto que quando  $\Gamma$  se aproxima demais de 1, a densidade do gás reduz devido à redução da pressão, reduzindo também sua opacidade.

Outro mecanismo que pode também contribuir para a desestabilização das fotosferas junto com os dois anteriores é a aproximação da velocidade rotacional da estrela ( $v_{\text{rot}}$ ) à velocidade crítica de rotação ( $v_{\text{crit}}$ ). No entanto, para objetos que estão próximos ao limite de Eddington, a  $v_{\text{crit}}$  sofre uma redução devido à já existente instabilidade causada por este fator. Em termos matemáticos temos:

$$v_{\text{crit}} = \sqrt{(1 - \Gamma) \frac{GM}{R}} \quad (1.2)$$

onde  $\Gamma$  é o fator de Eddington descrito na equação 1.1. Como as LBVs podem se aproximar, ao mesmo tempo, de  $\Gamma = 1$  e  $\Omega = v_{\text{rot}}/v_{\text{crit}} = 1$ , ambos os efeitos precisam ser tratados de forma conjunta.

Além disso, a alta rotação das estrelas altera a temperatura efetiva em diferentes pontos da superfície da estrela em decorrência de um escurecimento originado pela alteração da gravidade efetiva (Lucy, 1967; Monnier et al., 2007). A combinação destes fatores cria o limite de Eddington modificado pela rotação (Maeder & Meynet, 2010).

Um estudo observacional sobre alta rotação em LBVs foi conduzido por Groh et al. (2006, 2009), e mostrou que as estrelas AG Car e HR Car apresentavam altas velocidades rotacionais projetadas, de  $190 \pm 30$  e  $170 \pm 20$  km s<sup>-1</sup> respectivamente, correspondente a

0,86 e 0,88 de  $v_{\text{crit}}$ . Outras estrelas, porém, apresentam velocidades de rotação bem abaixo da velocidade crítica, como a estrela P Cygni (Groh et al., 2006, 2009,  $\sim 50 \text{ km s}^{-1}$ ) e a estrela HD 168625 ( $\sim 40 \text{ km s}^{-1}$ , Groh et al., 2009). Isso fez com que os autores sugerissem que há dois grupos de LVBs Galácticas: as LBVs de alta rotação e alta variabilidade e as LBVs de baixa rotação e baixa variabilidade. Groh et al. também sugerem que exista uma faixa de instabilidade rotacional, onde as estrelas se aproximam de  $v_{\text{crit}}$ , e que isso seria a fonte da instabilidade nas LBVs. A faixa calculada pelos autores a partir de AG Car e HR Car é compatível com a faixa de instabilidade S Dor observada no diagrama HR.

Estes mecanismos explicam a variabilidade S Dor, o limite de Humphreys-Davidson, as temperaturas das LBVs na erupção e na quiescência e sua alta perda de massa, incluindo o aumento da densidade e perda de massa necessários para a formação da pseudo-fotosfera. Porém, não existem modelos teóricos auto-consistentes que possam fornecer sustentação para estes mecanismos (Humphreys & Davidson, 1994; Vink, 2012).

#### 1.1.5.2 Pressão de Turbulência

Outro mecanismo que pode explicar a instabilidade da fotosfera das LBVs está relacionado ao fato de que, ao se aproximar do limite de Eddington, as camadas externas da estrela se tornam convectivas (Cantiello et al., 2009), introduzindo um termo extra de pressão de turbulência na equação de equilíbrio do momento do vento.

de Jager (1984) indicou que turbulências supersônicas podem desestabilizar a fotosfera de LBVs, sobretudo pelo aumento da eficiência deste mecanismo com a luminosidade. Este efeito pode atuar juntamente com o mecanismo da pressão de radiação.

#### 1.1.5.3 Dinâmica e Pulsações

As estrelas LBV, como outras estrelas supergigantes, apresentam microvariações associadas a pulsações na fotosfera da estrela, com períodos típicos entre 5 e 50 dias. De acordo com Guzik & Lovekin (2012), os mesmos mecanismos que produzem estas pulsações são capazes de também iniciar o processo das erupções.

O mecanismo físico proposto para o fenômeno das microvariações é o famoso “mecanismo  $\kappa$ ”, ou mais precisamente falando “mecanismo kappa-gamma”, responsável pelas pulsações em diversos tipos de estrelas, como as estrelas cefeidas (ou  $\beta$  Cephei) e as estrelas B de pulsação lenta (SPB, do inglês *Slow Pulsating B stars*). Este mecanismo é resultado de sucessivos bloqueios e liberações de radiação em zonas de opacidade variável no interior da estrela (Cox, 1980; Cox & Hodson, 1980). Nestas zonas, a opacidade cresce com a temperatura, devido à ionização parcial de H, He e elementos do pico do Fe (Guzik & Lovekin, 2012). Em consequência, quanto mais a temperatura cresce nestas regiões, mais energia é absorvida pelo aumento da opacidade e, conseqüentemente, a temperatura da camada aumenta. Este efeito provoca a expansão da camada, expandindo também



o raio da estrela, até que em um certo limite a camada ionizada libera este excesso de energia, diminuindo sua temperatura e opacidade e assim novamente se contraindo para reiniciar este ciclo.

No caso das LBVs, pulsações não lineares (quando ocorre a diminuição ou aumento progressivo da amplitude de oscilação) podem ocorrer, causando a desestabilização da fotosfera da estrela. Isso porque, se durante a fase de bloqueio de energia no ciclo a camada tiver energia demais, uma maior expansão é esperada durante a fase de bloqueio de energia, que pode remover o suporte gravitacional da superfície da estrela. De acordo com Guzik & Lovekin (2012), a instabilidade aumenta com o aumento de  $[Fe/H]$  da estrela, enquanto o He parece ter o efeito oposto, reduzindo a amplitude das variações e estabilizando a fotosfera. No caso de aumento das erupções, as pulsações não lineares resultariam no início das erupções de LBVs.

Guzik & Lovekin (2012) também sugerem dois cenários diferentes para a origem das erupções em contextos evolutivos, utilizados também para explicar o limite de Humphreys-Davidson:

- Para estrela com  $M_{ZAMS} > 50M_{\odot}$ , com a expansão do raio da estrela após a SP, a estrela ejeta matéria sucessivamente em erupções até que se atinja uma abundância superficial de He que estabiliza a estrela e assim cessa as erupções. Ventos dirigidos por pulsações com alta perda de massa manteriam a estrela na parte azul do diagrama HR, fazendo com que a estrela nunca ultrapasse o limite de Humphreys-Davidson.
- Para estrelas com  $M_{ZAMS} < 50M_{\odot}$ , ocorrem pulsações quando a estrela cruza o diagrama HR e se torna uma RSG, porém sem a ocorrência de erupções. Após a estrela perder uma massa considerável na fase de RSG, o aumento da razão  $L/M$  pode causar a violação do limite de Eddington e as erupções na fase de LBV.

Stothers & Chin (1993), por sua vez, também associam as pulsações à desestabilização da fotosfera da estrela, porém através de mecanismos diferentes. Para os autores, a fotosfera da estrela é isolada dinamicamente do interior por uma zona de alta opacidade do Fe. O mecanismo  $\kappa$  provocado pelo H e pelo He, juntamente com a alta razão  $L/M$  na superfície da estrela provocariam episódios de rápida perda de massa durante as fases de contração da estrela. Isto ocorreria em um período em que a estrela se reajustaria em escala de tempo térmica enquanto se contrai.

Recentemente, Jiang et al. (2018) realizaram modelagens computacionais tridimensionais para estrelas LBV, identificando que o pico de opacidade do He em camadas abaixo da fotosfera desempenha um importante papel na erupção das LBVs, de forma similar ao mecanismo  $\kappa$ . Estes modelos são capazes de gerar efeitos de microvariações, pulsações de

longo período e erupções, além de reproduzirem bem as temperaturas e faixas de perda de massa observadas em LBVs.

Ambos os mecanismos, porém, falham para explicar os episódios de grandes erupções seguidos por erupções menores alguns anos depois, como observado em  $\eta$  Car, P Cyg, SN 1961v e V 12 na galáxia NGC 2403 (Humphreys et al., 1999). Além disso, a alta quantidade de massa ejetada em episódios de grandes erupções requer que os mecanismos que aceleram a matéria nestes eventos sejam muito mais profundos ou até mesmo próximos ao núcleo, devido à baixa densidade do material nas camadas externas da estrela.

Smith et al. (2018a) estudaram ecos luminosos da grande erupção de  $\eta$  Car, identificando que o mecanismo causador desta erupção foi provavelmente a coalescência da estrela principal e uma secundária do sistema, em um processo descrito como “explosivo” pelos autores.

Mecanismos de pulsação do núcleo também são propostos, especialmente o mecanismo de “combinação de modos gravitacionais” ou “modos- $g$ ” (Guzik & Lovekin, 2012, e referências citadas). Neste mecanismo, o núcleo da estrela pulsa com modos gravitacionais, o que injeta mais H no núcleo, que queima de forma explosiva e gera energia suficiente para ejetar parte do envelope da estrela. Além disso, a segunda erupção ocorreria devido ao ricocheteamento de parte da matéria ejetada na grande erupção, mas que, ligada gravitacionalmente à estrela, cairia de volta, sendo ricocheteada.

### 1.1.6 Candidatas a LBV (cLBV)

Algumas estrelas apresentam diversas características descritas anteriormente associadas a LBVs, mas não apresentam erupções ou variações moderadas. Para estas estrelas foi estabelecida a classificação de *candidatas a LBV* (cLBV). Uma tabela com as estrelas classificadas como LBV e candidatas por Vink (2012), incluindo adições de outras antigas da literatura, é mostrada na tabela 1. Um levantamento mais completo, incluindo 41 LBVs e 108 candidatas para diversas galáxias do grupo local foi feito por Richardson & Mehner (2018).

Muitas das estrelas incluídas nesta categoria são estrelas Ofpe/WN9 (vide Seção A.3.2) por sua alta similaridade espectral com algumas LBVs na quiescência, sobretudo devido à indicação da presença de atmosferas estendidas e abundâncias superficiais características (Walborn, 1982; Bohannan & Walborn, 1989; Crowther et al., 1995; Pasquali et al., 1997a). Muitos autores acreditam que as estrelas Ofpe/WN9 possam ser LBVs dormentes ou na quiescência por longos períodos (Voors, 1999).

Outro grupo comum em candidatas à LBV são estrelas consideradas pré-WN (vide Seção A.3.3) e que apresentam espectros similares às LBVs. Como exemplo mais notável da relação entre LBVs e WNs temos a LBV HD 5980, que por muito tempo foi

LBV					
<b>Galáxia</b>	$\eta$ Car	AG Car	HR Car	P Cyg	HD 160529
	HD 168607	FMM 362	AFGL 2298	G24.73+0.69	W1-243
	GCIRS 34W	Wra 751	G0.120-0.048	MN112 <sup>(1)</sup>	MN48 <sup>(2)</sup>
	MN44 <sup>(3)</sup>	WRA 16-137 <sup>(4)</sup>	WS1 <sup>(5)</sup>		
<b>LMC</b>	S Dor	R 71	R 110	R 116	R 127
	R 143	HD 269582	HD 269929		
<b>SMC</b>	R 40	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 2363</b>	V 1 <sup>(6)</sup>				
<b>NGC 2403</b>	V 12	V 22	V 35	V 37	V 38
<b>NGC 1058</b>	SN 1961				

cLBV					
<b>Galáxia</b>	Cyg OB2#12	Pistol star	HD 168625	HD 326823	HD 316285
	He 3-519	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	LBV 1806-20	Sher 25	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				
<b>SMC</b>	S 6 <sup>(7)</sup>	S 18 <sup>(8)</sup>			

Tabela 1 – Lista de estrelas classificadas como LBV e candidatas conhecidas na Galáxia e no grupo local. Compilação feita por Vink (2012). As estrelas marcadas com asterisco não estão incluídas no levantamento de Vink e foram identificadas por: <sup>(1)</sup>Gvaramadze et al. (2010b), <sup>(2)</sup>Kniazev et al. (2016), <sup>(3)</sup>Gvaramadze et al. (2015), <sup>(4)</sup>Gvaramadze et al. (2014), <sup>(5)</sup>Kniazev et al. (2015), <sup>(6)</sup>Drissen et al. (1997), <sup>(7)</sup>van Genderen (2001) e <sup>(8)</sup>van Genderen & Sterken (2002).

considerada uma WN e que entrou em uma grande erupção em meados da década de 1990 (Heydari-Malayeri et al., 1997b).

Já Gvaramadze et al. (2010a) utilizaram imagens infravermelhas do satélite *Wide-field Infrared Survey Explorer* (WISE) para descobrir estrelas com envoltórias aproximadamente simétricas no plano Galáctico e, a partir disso, classificá-las como cLBVs para posterior acompanhamento espectroscópico e fotométrico. Isso acabou permitindo a descoberta de novas LBVs na Galáxia (Gvaramadze et al., 2010b, 2012, 2014; Kniazev et al., 2015; Gvaramadze et al., 2015; Kniazev et al., 2016).

### 1.1.7 Contexto Evolutivo

Como já citado, acredita-se que estrelas LBV sejam parte da evolução pós-SP de estrelas de alta massa. Essa hipótese surge principalmente da alta luminosidade destes objetos e de suas características químicas. Porém, não se sabe ao certo como estas estrelas se encaixam nos cenários evolutivos, que serão discutidos mais a fundo na Seção A.4, principalmente devido à dificuldade de se identificar exatamente esses objetos nas trilhas evolutivas (Gräfener et al., 2012).

Acreditava-se que estrelas LBV possam ser uma fase de transição em que estrelas com massa no início da sequência principal (ZAMS, do inglês *Zero Age Main Sequence*) de  $M_{\text{ZAMS}} > 40 M_{\odot}$  ejetam suas camadas externas ricas em H antes de se tornarem Wolf-Rayets (Humphreys & Davidson, 1994). Isto significa que a fase de LBV ocorreria na transição entre o fim da queima de H e o início da queima de He no núcleo e seria antecedida diretamente pela SP ou por uma fase de BSG (Maeder, 1983; Voors, 1999; Ekström et al., 2013; Groh et al., 2014).

Porém, nos últimos anos estão ocorrendo mudanças na compreensão dos cenários evolutivos de LBVs. Primeiramente, existem indícios observacionais, principalmente ligados à composição química e idade da poeira observada em várias LBVs que colocam esta fase como posterior à fase de RSG, que não existe para estrelas tão massivas (Voors, 1999).

Além disso, LBVs vem sendo associadas observacionalmente a progenitores de supernovas, o que não era previsto pelos modelos antigos de evolução estelar (Smith et al., 2011). Esta associação vem principalmente da observação da interação entre o vento da supernova e um vento variável do progenitor através de curvas de luz da supernova (SN2001ig, SN2003bg, SN2010jl: Kotak & Vink, 2006; Fransson et al., 2014) e perfis de linha (SN2005gj: Trundle et al., 2008; Groh & Vink, 2011), curvas de luz de progenitores (SN2005gj, SN2008ip: Gal-Yam & Leonard, 2009; Mauerhan et al., 2013) e presença de meio circumstelar denso (SN2006gy: Smith et al., 2007). Grandes erupções de LBVs podem também ser confundidas com explosões de supernova, e por isso também são chamadas de “*impostoras de supernova*”, que é quando, após uma suposta explosão, fica constatado que a estrela continua viva. Como exemplos, temos os casos das supernovas SN 2009ip (Mauerhan et al., 2013) e SN 2005gl (Dwarkadas, 2011) que, pouco tempo após apresentarem grandes erupções, confundidas como supernovas, explodiram como supernovas de colapso de núcleo verdadeiras.

A primeira evidência teórica entre LBV e supernovas veio de Groh et al. (2013a), que estudaram espectros sintéticos da fase pré-SN obtidos com modelos de evolução estelar de Ekström et al. (2012) e notaram que, para estrelas com massa inicial entre 20 e 25  $M_{\odot}$  e com rotação, eles se assemelhavam muito com espectros de LBVs. A mesma metodologia foi utilizada por Groh et al. (2013b) para estabelecer a aparência de progenitores de supernova

para uma faixa mais extensa de massas, obtendo resultados similares para mais modelos. Estes modelos também incluem uma fase de RSG anterior à fase de LBV nas trajetórias evolutivas, resolvendo parte dos problemas observacionais relacionados à evolução destas estrelas.

Outra origem completamente diferente vem sendo debatida recentemente, como apontado na Seção 1.1.4, de que LBVs surgiriam de um rápido ganho de massa ou fusão de objetos em sistemas binários. Isso, no entanto, ainda é um assunto muito novo e esta possibilidade ainda precisa ser estudada em maiores detalhes.

## 1.2 Objetivos

Sendo assim, esta tese de doutorado foi desenvolvida em torno do estudo de diversas características de diferentes estrelas LBV. Ela tem como objetivo obter dados mais confiáveis e melhorar a nossa compreensão sobre estes objetos, bem como tentar encaixá-los melhor dentro dos novos cenários de evolução estelar para estrelas de alta massa.

No Capítulo 2 apresentamos a nossa amostra de objetos de estudo, cujos dados são descritos no Capítulo 3. Os resultados do trabalho são apresentados em dois capítulos distintos, sendo o Capítulo 4 destinado aos resultados de um estudo sobre o acompanhamento fotométrico e espectroscópico de diferentes LBVs e no Capítulo 5 apresentamos um levantamento feito com a maior parte das LBVs conhecidas atualmente. Por fim, as conclusões e perspectivas futuras do trabalho são apresentadas no Capítulo 6. No apêndice A descrevemos o estado da arte para a evolução de estrelas de alta massa. O apêndice B apresenta o pipeline ASTROPOP, desenvolvido e usado por nós para a redução de dados fotométricos e polarimétricos. Os catálogos de dados de fotometria e polarimetria obtidos por nós e coletados da literatura são descritos nos apêndices C e D, respectivamente, enquanto os dados espectroscópicos são descritos no apêndice E.



## 2 Amostra de Objetos

Neste trabalho foram utilizadas duas amostras distintas de estrelas classificadas como LBV e cLBV, sendo uma chamada de “amostra principal” que compreende estrelas das Nuvens de Magalhães, e uma amostra secundária, composta por estrelas da Galáxia. Diferentes estudos foram conduzidos para cada uma das amostras.

### 2.1 Estrelas da Amostra Principal

Nesta seção descreveremos os objetos da nossa amostra principal, separados pela sua galáxia de localização: Pequena Nuvem de Magalhães (SMC, do inglês Small Magellanic Cloud) e Grande Nuvem de Magalhães (LMC, do inglês Large Magellanic Cloud). Os objetos são listados na tabela 2. Para estas estrelas, um extenso trabalho de acompanhamento fotométrico e espectroscópico foi realizado.

#### 2.1.1 Objetos da Pequena Nuvem de Magalhães (SMC)

##### 2.1.1.1 HD 5980

**Outras Designações:** LHA 115-S 28, RMC 14, AzV 229, SK 78, AAVSO 0056-72, JP11 448, TYC 9138-1929-1, 2MASS J00592656-7209540,

HD 5980 é um sistema múltiplo da SMC (Hoffmann et al., 1978; Breysacher et al., 1982). O sistema é formado por três estrelas, sendo um par eclipsante de duas estrelas WR com linhas em emissão (estrelas A e B) e com período de 19.3 dias, e uma terceira componente (C) de órbita mais externa e que contribui com boa parte da luz visível do sistema e as linhas de absorção do espectro (Breysacher & Perrier, 1991; Koenigsberger et al., 2002; Perrier et al., 2009). Além dos eclipses, a binaridade da estrela pode ser detectada espectroscopicamente (Niemela, 1988), por detecção dos raios-X originados da colisão entre os ventos das componentes (Nazé et al., 2018) e pelo sinal de polarimetria do contínuo também observado para a estrela (Moffat et al., 1998). A massa estimada das estrelas A e B é de 61 e 66  $M_{\odot}$ , respectivamente (Koenigsberger et al., 2014).

O sistema se localiza próximo à região H II NGC 346 que é a região de formação estelar mais ativa da SMC (Niemela et al., 1986). A estrela A foi identificada como LBV após uma rápida e abrupta erupção entre 1995 e 1996 (Barba et al., 1995; Sterken & Breysacher, 1997; Moffat et al., 1998), sendo classificada por alguns autores como uma erupção do tipo  $\eta$  Car. De acordo com González & Koenigsberger (2014), durante a erupção, o vento da estrela mudou de pouco denso e rápido para lento denso, retornando para o

Tabela 2 – Amostra principal de objetos estudados neste trabalho pertencentes às Nuvens de Magalhães. As classificações como LBV ou cLBV foram feitas por Vink (2012).

Estrela	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	Localização	Tipo
HD 5980	00:59:26.6	-72:09:53.9	SMC	LBV
RMC 40	01:07:18.2	-72:28:03.7	SMC	LBV
RMC 66	04:56:47.1	-69:50:24.8	LMC	cLBV
RMC 71	05:02:07.4	-71:20:13.1	LMC	LBV
RMC 74	05:04:14.9	-67:15:05.4	LMC	cLBV
LHA 120-S 18	05:05:54.0	-68:10:50.5	LMC	cLBV
RMC 78	05:07:20.4	-68:32:08.6	LMC	cLBV
RMC 81	05:10:22.8	-68:46:23.8	LMC	cLBV
LHA 120-S 22	05:13:53.0	-67:26:54.9	LMC	cLBV
RMC 84	05:13:54.2	-69:31:46.7	LMC	cLBV
RMC 85	05:17:56.1	-69:16:03.7	LMC	cLBV
SDor	05:18:14.4	-69:15:01.1	LMC	LBV
RMC 99	05:22:59.8	-68:01:46.6	LMC	cLBV
HD 269582	05:27:52.7	-68:59:08.6	LMC	LBV
RMC 110	05:30 51.5	-69:02:58.7	LMC	LBV
LHA 120-S 119	05:31:25.6	-69:05:38.4	LMC	cLBV
RMC 116	05:31 52.3	-68:32:38.9	LMC	LBV
RMC 123	05:35:16.6	-69:40:38.5	LMC	cLBV
RMC 127	05:36 43.7	-69:29:47.5	LMC	LBV
RMC 128	05:36:47.2	-69:29:52.1	LMC	cLBV
RMC 143	05:38:51.6	-69:08:07.2	LMC	LBV
RMC 149	05:39:58.8	-69:44:04.1	LMC	cLBV
LHA 120-S 134	05:40:13.3	-69:22:46.1	LMC	cLBV
LHA 120-S 61	05:45:51.9	-67:14:25.9	LMC	cLBV

estado original após a erupção. Com isso, uma envoltória deve estar se formando ao redor da estrela em decorrência da interação entre as diferentes componentes de vento.

Além da erupção isolada e dos eclipses observados, variações fotométricas de dois tipos também foram detectadas para o sistema: uma com período de aproximadamente 40 anos e cerca de meia magnitude de amplitude (Koenigsberger et al., 2010) e outra com período de cerca de 7 horas (Sterken & Breysacher, 1997) com amplitude menor que 0.1 mag. Villar-Sbaffi et al. (2003) associam esta microvariação de poucas horas a rápidas alterações na densidade do vento axi-simétrico da estrela, podendo ser variações tanto do vento polar quanto do equatorial.

#### 2.1.1.2 RMC 40

**Outras Designações:** HD 6884, LHA 115-S 52, HIP 5267, TYC 9139-2275-1, AzV 415, SK 130, 2MASS J01071821-7228035, JP11 478, AAVSO 0104-73

RMC 40, também denominada aqui de R 40, foi a primeira LBV confirmada na



SMC e é considerada a estrela mais luminosa daquela galáxia (Szeifert et al., 1993). A confirmação da estrela como LBV foi feita por Szeifert et al. (1993), através da detecção do aumento do brilho visível da estrela e da mudança de tipo espectral de B8 na década de 1950 (Feast et al., 1960) para A4 em 1993. Antes disso, Stahl et al. (1985) já haviam notado variabilidade espectral e fotométrica para a estrela, classificando-a com o tipo espectral B9. O máximo desta erupção foi atingido em meados de 1996, quando a estrela chegou a uma magnitude de  $V = 9.8$  (Lennon, 1997; Sterken et al., 1998). O principal impacto científico desta identificação de R 40 foi que LBVs podem existir mesmo em ambientes de baixa metalicidade, como é o caso da SMC, fato que não era consenso na comunidade astronômica.

Campagnolo et al. (2018, vide capítulo 4) detectaram o início de uma nova erupção para a estrela em meados de 2005, atingindo seu máximo histórico de  $V \sim 9.2$  em 2016, quando apresentou um espectro tipo F8Ia. Além disso, Sterken et al. (1998) reportam que a estrela apresenta microvariações, com um período estimado em aproximadamente 120 dias.

A luminosidade desta estrela é estimada em  $M_{\text{Bol}} = -9.4$  (Szeifert et al., 1993), o que a classifica como LBV de baixa luminosidade, estimando também uma temperatura de aproximadamente 8 700 K para a estrela durante a erupção. Campagnolo (2014) determinou uma massa ZAMS para a estrela de  $M_{\text{ZAMS}} \sim 32M_{\odot}$ , a partir das trajetórias evolutivas de Ekström et al. (2012). Szeifert et al. (1993) determinaram espectroscopicamente uma massa atual de  $16M_{\odot}$ , compatível com a crença de que as estrelas de alta massa podem perder até metade de sua massa antes de atingir a fase de LBV. Por ser uma LBV de baixa luminosidade, a estrela apresenta temperaturas relativamente baixas, mesmo durante a quiescência, menores que  $T_{\text{eff}} = 11\,000\text{ K}$  (Campagnolo et al., 2018).

Quimicamente, a estrela apresenta abundâncias de N e O características do ciclo CNO, com enriquecimento de N e empobrecimento de O (Venn, 1997). Estas abundâncias químicas foram confirmadas por Campagnolo et al. (2018), que também identificaram indícios de sobreabundâncias de elementos dos processos s- e r- de captura de nêutrons. Não é conhecida a existência de envoltória de poeira em torno desta estrela, embora Campagnolo et al. (2018) reportem a existência de um excesso no infravermelho médio e longo que pode ser associado a poeira fria.

## 2.1.2 Objetos da Grande Nuvem de Magalhães (LMC)

### 2.1.2.1 HD 269582

**Outras Designações:** LHA 120-S 83, TYC 9162-350-1, SK -69 142a, AAVSO 0528-69, BAT99 45, 2MASS J05275266-6859084

Esta estrela foi primeiramente classificada como LBV por Stahl (1986), sendo a

segunda estrela Ofpe/WN9 classificada como LBV, porém suas informações na literatura são de certo modo escassas. Sua variabilidade fotométrica foi primeiramente descrita como “provavelmente irregular” e com magnitude  $V$  entre 10.8 e 11.8 por Hoffleit (1933), porém a curva de luz deste objeto não foi publicada. Espectroscopicamente, a presença de linhas de emissão e sua possível classificação como WN tardia foi feita primeiramente por Smith (1957), sendo que os primeiros indícios de variabilidade espectroscópica foram obtidos apenas por Shore & Sanduleak (1984).

De acordo com van Genderen & Sterken (1996), na década de 80 a estrela atingiu seu mínimo histórico de  $V \sim 12.1$ . A existência de microvariações para este objeto não pode ser verificada pelos autores devido ao alto espalhamento dos pontos na curva de luz causados pela contaminação da luz de outros objetos próximos.

Uma análise mais ampla das características da estrela foi apenas apresentada por Walborn et al. (2017), mostrando que atualmente a estrela encontra-se em erupção, também reportada por Bartlett & Clark (2015), tendo mostrado que o espectro da estrela varia entre os tipos espectrais Ofpe/WN9 e early-A. O máximo da erupção atual ocorreu em 2012, porém após uma queda do brilho em 2013, um possível novo aumento de brilho foi apontado por Walborn et al., porém sem conclusão definitiva se o caso se trata de uma nova erupção.

#### 2.1.2.2 LHA 120-S 18

**Outras Designações:** AL 71, SK -68 42, TYC 9161-684-1, 2MASS J05055395-6810505

Essa estrela, que será chamada aqui de S 18, consta na lista de Vink (2012) como candidata a LBV, embora não foram encontrados trabalhos descrevendo mais a fundo a estrela na literatura, nem informações sobre o como ela foi classificada como cLBV. Nossa hipótese é que em algum momento ela foi confundida com a estrela LHA 115-S 18, uma conhecida B[e] binária da SMC. No levantamento mais recente de Richardson & Mehner (2018), ambas as estrelas constam como candidatas a LBV. Como esta possível confusão só foi detectada em um estado já avançado da análise de dados deste trabalho, preferimos manter esta estrela na amostra.

#### 2.1.2.3 LHA 120-S 22

**Outras Designações:** HD 34664, TYC 8890-837-1, 2MASS J05135297-6726548, SK -67 64, JP11 1030, AAVSO 0514-67

A estrela LHA 120-S 22, também conhecida como Hen S22 ou simplesmente S 22 (Henize, 1956), é uma supergigante B[e] bem conhecida, mas que também é classificada como candidata a LBV na literatura. Ela pertence à associação OB LH 38 (NGC 1871, Lucke & Hodge, 1970), e apresenta espectro dominado por linhas estreitas em emissão

do Fe II (permitidas e proibidas) e sem linhas em absorções além da série de Balmer (Muratorio, 1978). Bensammar et al. (1983) encontraram similaridades entre o espectro da estrela com o de LBVs, especialmente  $\eta$  Car. Posteriormente, Shore (1990) mostrou que a estrela provavelmente se encontra numa fase de ejeção de envoltória de LBV e Shore (1992) mostrou que sua magnitude visual aumentou cerca de uma magnitude entre 1983 e o início da década de 1990. As variações fotométricas do objeto foram melhor estudadas por van Genderen & Sterken (1999), que encontraram possíveis variações S Dor de baixa amplitude e, desta forma, a classificaram como uma LBV pouco ativa. Contudo, a estrela ainda é classificada apenas como candidata a LBV nos levantamentos (Vink, 2012).

É bem sabido que esta estrela apresenta um disco, responsável pelo excesso no IR (Bensammar et al., 1983) e pelas emissões de pico duplo no espectro da estrela (Aret et al., 2012). van Genderen & Sterken (1999) apontam que mudanças físicas no disco podem ser responsáveis pela variabilidade de longo período da estrela.

Um estudo fotométrico mais recente, feito por Sterken (2011), indica que a estrela voltou a aumentar seu brilho visível, em cerca de 0.1 mag desde o início da década de 1990 até a data do trabalho, acompanhado de um avermelhamento na cor do objeto, o que é típico de um ciclo do tipo S Dor. Este autor também citou que diferenças sistemáticas são observadas em diferentes conjuntos de dados da literatura, provavelmente devido à contaminação proveniente de objetos próximos.

#### 2.1.2.4 LHA 120-S 61

**Outras Designações:** BAT99 133, 2MASS J05455192-6714259, SK -67 266, LI-LMC 1678, IRAS 05459-6715, AL 418, TYC 8904-1483-1

A estrela LHA 120-S 61, chamada aqui de S 61, foi classificada como Ofpe/WN9 por Walborn (1982), apresentando em seu espectro proeminentes linhas de emissão na série de Balmer e linhas proibidas do [N II] e [S II]. Estas linhas são geradas principalmente em uma grande envoltória aproximadamente esférica de aproximadamente 2 pc ao redor da estrela (Pasquali et al., 1999; Weis, 2003).

Agliozzo et al. (2012) estudaram a envoltória do objeto em rádio, obtendo indícios da presença de poeira, que também pode ser observada em espectros de IR médio e longo, sendo possível identificar proeminentes bandas de silicato cristalino em espectros *Spitzer* para a estrela (Campagnolo, 2014). Baseando-se na dinâmica da envoltória, estima-se que a nebulosa tenha sido ejetada a  $\sim 50\,000$  anos (Weis, 2003).

Assim como para as outras Ofpe/WN9, são estimadas uma alta temperatura efetiva ( $27\,000 \leq T_{\text{eff}} \leq 37\,000$  K) e alta luminosidade ( $M_{\text{Bol}} \sim -10$  mag) para a estrela, não sendo reportadas na literatura variações espectroscópicas ou fotométricas consideráveis. Desta forma, a estrela é apenas classificada como cLBV.

### 2.1.2.5 LHA 120-S 119

**Outras Designações:** HD 269687, BAT99 55, 2MASS J05312554-6905384, SK -69 175, AL 272, TYC 9162-171-1

Esta estrela, que será chamada aqui de S 119, foi classificada primeiramente como Ofpe/WN9 por Bohannan & Walborn (1989). Após a descoberta de uma envoltória em torno da estrela, Nota et al. (1993) a classificaram como candidata a LBV. Esta nebulosa, que é a protagonista da maior parte dos estudos que envolvem essa estrela, tem uma estrutura aproximadamente esférica em expansão a  $25 \text{ km s}^{-1}$ , porém com jatos que se expandem a uma velocidade muito maior que da nebulosa e alinhados na direção nordeste-sudeste (Nota et al., 1993; Weis, 2003; Weis et al., 2003).

De acordo com Weis et al. (2003), embora haja uma distribuição aproximadamente uniforme de brilho por toda a nebulosa, são observados também “filamentos” em grande quantidade. A velocidade terminal do vento da estrela foi determinada em  $400 \text{ km s}^{-1}$  por Pasquali et al. (1997a), valor que é consideravelmente alto para uma LBV. Não existem indícios de variabilidade do tipo S Dor para esta estrela (Humphreys et al., 2016).

Uma grande questão que envolve esta estrela é a sua exata localização. Acredita-se que ela esteja localizada no disco da LMC, porém seu valor de velocidade radial indica que ela pode ser uma estrela muito mais próxima do que se acreditava, possivelmente de fora da LMC (Danforth & Chu, 2001; Weis et al., 2003).

### 2.1.2.6 LHA 120-S 134

**Outras Designações:** HD 38489, 2MASS J0540133-692246, 2MASS J05401333-6922464, SK -69 259

A estrela LHA 120-S 134, chamada aqui de S 134, é comumente classificada como uma supergigante B[e] (Magalhães, 1992), porém aparece também classificada como candidata a LBV por van Genderen (2001), Vink (2012) e Richardson & Mehner (2018). Ela está localizada na associação OB NGC 2081 (Lucke, 1972) e, de acordo com Shore & Sanduleak (1983), apresenta diversas similaridades espectroscópicas e físicas com LBVs, especialmente  $\eta$  Car. A estrela apresenta um disco, mas é observada por nós com uma inclinação com a linha de visada aproximadamente igual a  $90 \text{ deg}$ , ou seja, vista pelo pólo (“*pole-on*”) de acordo com Aret et al. (2012), que estimaram a inclinação do disco a partir do perfil das linhas do [Ca II].

Variações fotométricas e espectroscópicas já foram observadas para esta estrela, porém sua trajetória no diagrama HR é diagonal demais se comparada às outras LBVs, o que torna incerta sua classificação (van Genderen, 2001). Além disso, Bartlett & Clark (2015) indicam que S 134 é uma fonte de raios-X, o que, em conjunto com a emissão da linha de He II  $4686 \text{ \AA}$ , levantam fortes suspeitas de que a estrela seja binária. A binaridade

pode ser a causadora da polarização observada neste objeto (Magalhães, 1992), uma vez que seu disco está perpendicular à linha de visada.

#### 2.1.2.7 RMC 66

**Outras Designações:** HD 268835, LHA 120-S 73, HIP 22989, TYC 9165-859-1, JP11 3725, 2MASS J04564705-6950247, SK -69 46, AAVSO 0457-69

A estrela RMC 66 (R 66) apresenta diversas características em comum com as LBVs e aparece nas listas de cLBV de Vink (2012) e Richardson & Mehner (2018), também é classificada como B[e] supergigante (Zickgraf et al., 1986). Sua similaridade com as LBVs (variáveis S Dor) foi apontada por Stahl et al. (1983b) e se dá sobretudo pela presença de linhas em emissão e linhas do Fe II em perfis P Cygni, tendo sido classificada por Feast et al. (1960) com o tipo espectral Aeq. Stahl et al. (1983b), entretanto, classificaram a estrela como uma supergigante B circundada por uma envoltória densa, imitando um tipo espectral A, o que faz com que a estrela se pareça com LBVs em erupção. É sabido que esta envoltória não é homogênea e contém uma importante componente de poeira (Kraus et al., 2016).

Embora tenha características espectrais semelhantes a uma LBV, não é conhecida na literatura nenhum tipo de variabilidade espectral ou fotométrica relevantes para esta estrela (Kraus et al., 2016), sendo conhecidas apenas microvariações de amplitude menor que 0.1 mag (van Genderen & Sterken, 2002).

#### 2.1.2.8 RMC 71

**Outras Designações:** HD 269006, SK -71 3, JP11 3730, AAVSO 0503-71, LHA 120-S 155, HIP 23428, TYC 9169-1573-1, 2MASS J05020738-7120131

RMC 71, ou R 71, é comumente citada como a LBV de baixa luminosidade mais bem estudada (Wolf et al., 1981a; Humphreys & Davidson, 1994). Mehner et al. (2017) estimaram um valor de  $\log(L/L_{\odot}) = 5.78$  ( $M_{\text{bol}} = -9.71$ ) para ela durante a quiescência e a classificam como uma LBV clássica, porém no limite inferior de luminosidade do grupo.

Duas erupções para a estrela já foram mapeadas e bem estudadas na literatura, uma ocorrendo entre 1970 e 1977 (Thackeray, 1974; Wolf et al., 1981a) e outra iniciada em 2007 e atingindo seu máximo em 2012 (Mehner et al., 2013, 2017). Porém, a análise de curvas do projeto *Digital Access to a Sky Century at Harvard* (DASCH) indicam que outras duas erupções menos intensas podem ter ocorrido antes, uma com máximo em 1914 e outra com máximo em 1939 (Walborn et al., 2014). Porém, elas não foram estudadas em detalhes na literatura. Além das erupções, a estrela também apresenta microvariações de diferentes escalas, tendo sido detectadas microvariações da ordem de  $\Delta V = 0.1$  mag com escalas temporais de 14-100 dias (van Genderen et al., 1985, 1988, 1997; Lamers

et al., 1998a) e de  $\Delta V \sim 0.2$  mag com período de 425 dias, sendo esta última relacionada a microvariações detectadas espectroscopicamente com período de 850 dias e compatíveis com pulsações fotosféricas.

Durante as erupções, é comum que a estrela atinja temperaturas anormalmente baixas para erupções de LBVs, tendo sido estimadas temperaturas de  $T_{\text{eff}} = 6\,000$  K para a erupção de 1970 (com  $V \sim 9.8$ , Wolf et al., 1981a) e  $T_{\text{eff}} = 6\,650$  K em 2012, quando a estrela atingiu seu máximo histórico visual, de  $V = 8.7$  mag (Mehner et al., 2013), cerca de duas magnitudes mais brilhante que durante a quiescência. Na quiescência, a temperatura desta estrela é estimada em cerca de  $T_{\text{eff}} = 15\,500$  K (Mehner et al., 2017). As taxas de perda de massa estimadas para R 71 variam entre  $3 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$  na quiescência (Wolf et al., 1981a) a  $5 \times 10^{-4} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$  na erupção (Mehner et al., 2013).

A estrela apresenta uma envoltória de poeira muito bem estudada (Wolf & Zickgraf, 1986), tendo sido primeiramente identificada por Glass (1984). A velocidade de expansão da envoltória medida por Stahl & Wolf (1986) é de  $20 \text{ km s}^{-1}$ . Voors et al. (1999) identificaram a presença de uma química dupla na poeira da envoltória, com a presença de silicatos cristalinos (poeira rica em O) e PAHs (poeira rica em C), que é explicada pela interação entre o vento da estrela e o meio interestelar ou pela presença de pequenos grãos que não estão em equilíbrio térmico. Esta química dupla também foi encontrada em um extensivo estudo de Guha Niyogi et al. (2014), que determinaram uma massa total de poeira de  $0.01 M_{\odot}$ , implicando na ejeção de um total de cerca de  $5 M_{\odot}$  pela estrela em um processo eruptivo há cerca de 4000 anos. Esta nebulosa, contudo, ainda não foi resolvida devido ao seu pequeno tamanho (Weis, 2003).

Além disso, uma análise química feita por Lennon et al. (1993) detectou um forte enriquecimento de N e depleção de C e O no espectro da estrela, característicos da presença de material processado pelo ciclo CNO na fotosfera da estrela. Resultados similares foram obtidos por Mehner et al. (2017), utilizando técnicas mais modernas de modelagem para espectros da estrela na quiescência.

#### 2.1.2.9 RMC 74

**Outras Designações:** HD 268939, LHA 120-S 17, TYC 8889-415-1, SK -67 41, JP11 3727, 2MASS J05041492-6715052

Em uma compilação de dados fotométricos feita por Stahl et al. (1984), a estrela RMC 74 (chamada adiante de R 74) é apontada como possivelmente sendo variável e candidata a LBV. Sua classificação espectral variou ao longo do tempo: Feast et al. (1960) classificaram esta estrela como uma B1e, enquanto Shore & Sanduleak (1984) classificaram a estrela como B1.5 (baseado no espectro UV) e Stahl et al. (1985) classificaram a estrela como tipo B-tardio.

van Genderen & Sterken (1999) analisaram a curva de luz do objeto, confirmando as variações fotométricas reportadas por Stahl et al. (1984) e encontrando ciclos S Dor de até 0.25 mag. Estes autores também indicam que um tipo espectral B médio se ajusta muito melhor à fotometria multi-banda da estrela do que os tipos classificados anteriormente. De acordo com as características espectrais e fotométricas da estrela, os autores sugerem que ela possa ser considerada uma LBV ativa. Nos levantamentos recentes, a estrela é tratada como uma candidata a LBV (Richardson & Mehner, 2018).

#### 2.1.2.10 RMC 78

**Outras Designações:** HD 269050, CPD-68 318, SK -68 52, TYC 9161-749-1, JP11 3733, AAVSO 0507-68, 2MASS J05072041-6832085

Semelhante à R 74, a RMC 78 (chamada aqui de R 78) é outra estrela apontada como possível variável e candidata a LBV por Stahl et al. (1984). Antes disso, Feast et al. (1960), que classificaram a estrela como B0Ia, também apontaram para variabilidades fotométricas da ordem de  $\Delta V = 0.15$  mag, semelhante às 0.19 mag obtidas da compilação de Stahl et al. (1984). Contudo, van Genderen & Sterken (1999) identificaram apenas variações fotométricas compatíveis com microvariações na curva de luz desta estrela, da ordem de 0.08 mag, classificando-a apenas como variável  $\alpha$  Cyg e não como LBV.

#### 2.1.2.11 RMC 81

**Outras Designações:** HD 269128, LHA 120-S 86, HIP 24080, AAVSO 0510-68, SK -68 63, JP11 3734, TYC 9161-1137-1, 2MASS J05102280-6846238

Wolf et al. (1981b) classificaram a estrela R 81 como “a P Cyg da LMC” devido a diversas similaridades físicas e espectrais entre esses dois objetos. A única diferença relevante entre ambas é a mais alta luminosidade de R 81, estimada em  $M_{\text{Bol}} = -10$ . Ela foi classificada com o tipo espectral B2.5eq por Feast et al. (1960) quando foi observada com uma magnitude de  $V = 10.4$ , e se manteve próximo a esse valor até a década de 1980 (Wolf et al., 1981b).

Mais tarde, Stahl et al. (1987) descobriram que o objeto na verdade tratava-se de um sistema binário eclipsante, com período de 74.59 dias, tendo sido estimada uma massa atual de  $81 M_{\odot}$  para a estrela primária. Além das variações fotométricas provocadas pelos eclipses, microvariações com período de 24.1 dias e amplitude menor que 0.1 mag foram descobertas por van Genderen et al. (1992). Um estudo espectroscópico e fotométrico mais detalhado do sistema foi feito por Tubbesing et al. (2002) que, além de obterem todos os parâmetros orbitais da primária e mostrar que o sistema é bastante excêntrico, também conseguiram medir pulsações não-radiais da estrela primária com período de 10.78 dias e que podem estar diretamente relacionadas com as microvariações de van Genderen et al. (1992). Tubbesing et al. (2002) também citaram que antes de 1950 a estrela parecia estar

cerca de uma magnitude mais brilhante do que no início da década de 1990, indicando a possibilidade de que a estrela passou por uma erupção, ainda não confirmada.

Recentemente, Humphreys et al. (2016) discutiram a classificação da estrela enquanto candidata a LBV e concluíram que, pelo fato das variações fotométricas e espectroscópicas serem amarradas ao período orbital do sistema binário, a estrela não pode ser classificada como LBV ou candidata.

#### 2.1.2.12 RMC 84

**Outras Designações:** HD 269227, LHA 120-S 91, SK -69 79, BAT99 22, TYC 9166-317-1, 2MASS J05135429-6931465, JP11 3738, AAVSO 0514-69

R 84 é um sistema binário localizado na região central da associação OB LH 39 (Heydari-Malayeri et al., 1997a). A binaridade do sistema foi descoberta por Allen & Glass (1976) através de fotometria no IR, sendo as componentes classificadas com os tipos espectrais B0e e M2 por Cowley & Hutchings (1978). De acordo com Schmutz et al. (1991), a componente M2 não contribui significativamente para a luz visível/UV da estrela, não influenciando na análise destes comprimentos de onda. Sua classificação como LBV quiescente foi feita por Stahl et al. (1984) e Bohannan & Walborn (1989).

Outras classificações espectrais foram sugeridas para R 84 ao longo do tempo, tendo sido classificada como OIafpe por Stahl et al. (1984), posteriormente reclassificada como Ofpe/WN9 (Schmutz et al., 1991) e finalmente classificada como WN9 por Crowther et al. (1995). Historicamente, são associadas a esta estrela microvariações de no máximo 0.3 mag (Rebeiro et al., 1983; Stahl et al., 1984, 1985), porém van Genderen & Sterken (1999), indicam que a estrela mantém seu brilho constante, e que a variabilidade encontrada nos estudos anteriores se deve à contaminação de outras fontes próximas, além da binária. Desta forma, van Genderen & Sterken (1999) afirmam que a estrela não é nem uma variável S Dor, nem uma  $\alpha$  Cyg.

De acordo com Glass (1984) e Stahl et al. (1984) o forte excesso no IR observado para esta estrela não pode ser explicado unicamente pela presença da companheira M, sendo causado possivelmente por emissão de poeira. Weis (2003) também levanta a hipótese da presença de uma envoltória não resolvida de poeira, sobretudo devido às linhas em emissão de [N II], porém não confirma esta existência.

#### 2.1.2.13 RMC 85

**Outras Designações:** HD 269321, AAVSO 0518-69B, TYC 9162-359-1, SK -69 92, JP11 3740, 2MASS J05175607-6916037

A variabilidade fotométrica da estrela RMC 85, chamada aqui de R 85, foi notada primeiramente por Feast et al. (1960), que classificaram a estrela com o tipo espectral B5Iae.



Esta variabilidade fotométrica foi, em seguida, confirmada por Stahl et al. (1984), que também notaram variações espectroscópicas nos perfis das linhas de Balmer do espectro desta estrela e a classificaram como uma candidata a LBV, embora tenham apontado que as variações fotométricas possuem amplitude pequena demais para classificá-la como tal.

Posteriormente, van Genderen et al. (1998a) voltaram a estudar a curva de luz desta estrela, encontrando variações fotométricas de amplitude 0.3 mag, grandes demais para variáveis  $\alpha$  Cyg. Desta forma, pela similaridade com a LBV Galáctica HD 160529, os autores concluem que “R 85 é, sem dúvida, uma LBV ativa”. Humphreys et al. (2016) também citam esta estrela como uma LBV confirmada, contudo, ela continua aparecendo comumente como candidata na literatura (Richardson & Mehner, 2018).

Stahl et al. (1984) também observaram um pequeno excesso no IR do objeto, concluindo que este excesso poderia facilmente ser explicado pela emissão livre-livre do vento da estrela.

#### 2.1.2.14 RMC 99

**Outras Designações:** HD 269445, LHA 120-S 30, TYC 9162-453-1, SK -68 73, BAT99 33, JP11 3742, 2MASS J05225978-6801466, AAVSO 0523-68

Esta estrela, também chamada aqui de R 99, possui uma classificação incerta quanto ser LBV ou não. Ela foi primeiramente classificada como Obf:pe por Walborn (1977) e posteriormente reclassificada como Ofpe/WN9 por Walborn (1982). Seu espectro é misto, com linhas permitidas em emissão proeminentes de baixa e alta ionização e linhas proibidas de elementos de baixa ionização, sendo quase inexistente a presença de absorções em todo o espectro visível. Nas linhas do He II no ótico e em linhas no UV é possível observar perfis P Cygni com velocidades terminais que atingem até  $\sim 1\,050\text{ km s}^{-1}$ .

As variações espectrais e fotométricas da estrela são pouco intensas, sendo limitadas à intensidade das linhas (Hutchings, 1980; Stahl et al., 1984, 1985; Crowther & Smith, 1997) e a microvariações da ordem de 0.1 mag (van Genderen et al., 1998b), não sendo reportadas até hoje variações compatíveis com erupções. Estima-se que o objeto pode ter um vento de duas componentes, sendo uma equatorial, lenta e fria, e uma polar extremamente quente e rápida (Pasquali et al., 1997b), geometria essa, que é também indicada pelo efeito de polarização do contínuo observado na estrela (Vink, 2007).

Altas temperaturas e luminosidades são reportadas para este objeto, com  $34\,000 \leq T_{\text{eff}} \leq 40\,000\text{ K}$  e  $-12 \leq M_{\text{Bol}} \leq -11$ , resultando em uma alta massa estimada, de  $80 \leq M_{\text{ZAMS}} \leq 120M_{\odot}$  (Campagnolo, 2014). Não existem indícios de nebulosa circunstelar para o objeto (Weis, 2003) e Campagnolo (2014) também não encontrou indícios de poeira no espectro *Spitzer* deste objeto.

### 2.1.2.15 RMC 110

**Outras Designações:** HD 269662, LHA 120-S 116, TYC 9162-419-1, SK -69 171, JP11 3751, AAVSO 0531-69B, 2MASS J05305147-6902587

A estrela RMC 110 (R 110) foi primeiramente classificada como cLBV por Lortet (1988) e em seguida classificada como LBV por Stahl et al. (1990), devido ao aumento o brilho visível do objeto durante a década de 1980 e a mudança do tipo espectral da estrela de B9 para F0, atingindo um máximo de  $V = 9.99$  mag em janeiro de 1989. A variabilidade espectral da estrela já era conhecida por Stahl et al. (1985) que a classificaram como do tipo A recente e apontando uma discrepância com a classificação B9Ieq feita por Feast et al. (1960). Uma nova erupção para a estrela iniciada em meados de 2006 foi identificada por Campagnolo (2014) através da análise de curvas de luz. Esta erupção, melhor estudada por Campagnolo et al. (2018) e melhor discutida no capítulo 4, atingiu seu máximo em 2011, com uma magnitude de  $V = 9.9$ .

Este objeto é conhecido por ser uma das LBVs menos luminosas conhecidas, com  $M_{\text{Bol}} = -8.9$  mag (Stahl et al., 1990). Em contraste com o padrão observado em outras LBVs, a estrela não apresenta mudanças significativas de perda de massa entre erupção e quiescência, mantendo um valor típico da ordem de  $\dot{M} = 10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$  e sua massa atual é estimada em  $10M_{\odot}$ , o que indica uma massa inicial de cerca de  $M_{\text{ZAMS}} = 20M_{\odot}$  para esta estrela. Este valor de massa inicial também foi obtido por Campagnolo et al. (2018) através das trajetórias evolutivas de Ekström et al. (2012). A temperatura efetiva para este objeto é consideravelmente baixa durante a quiescência, atingindo uma temperatura típica máxima da ordem de  $T_{\text{eff}} = 11\,000$  K (Davies et al., 2005).

### 2.1.2.16 RMC 116

**Outras Designações:** HD 269700, LHA 120-S 172, TYC 9162-256-1, SK -68 114, JP11 3754, AAVSO 0532-68, 2MASS J05315227-6832388

van Genderen & Sterken (1999) classificaram a estrela RMC 116, chamada aqui de R 116, como LBV quiescente devido às suas características espectrais e fotométricas. Contudo, a literatura sobre este objeto é bastante escassa. De acordo com Thackeray (1974), a estrela era cerca de meia magnitude mais brilhante no século XIX e foi gradualmente reduzindo seu brilho durante o século XX. O tipo espectral da estrela tem se mantido constante em B1.5Ia com linhas em emissão e seu brilho tem se mantido constante em torno de  $V = 10.6$  pelos últimos 50 anos (van Genderen & Sterken, 1999; Davies et al., 2005).

A estrela é comumente comparada à cLBV galáctica  $\zeta^1$  Sco: ambas estrelas apresentam luminosidade muito similar (Code & Houck, 1958), estimada em  $M_{\text{Bol}} = -10.2$  por van Genderen & Sterken (1999); características espectrais “quase idênticas”; curva

de luz similar de redução com brilho e mesmo tipo de microvariações (van Genderen & Sterken, 1999); e mesma taxa de perda de massa (Sterken & Wolf, 1978).

Não há evidências de nebulosa circunstelar associada à estrela, bem como não há evidências de polarimetria intrínseca associada à assimetria de ventos até o momento (Davies et al., 2005).

#### 2.1.2.17 RMC 123

**Outras Designações:** HD 37836, LHA 120-S 124, SK -69 201, JP11 1233, AAVSO 0536-69, HIP 26222, TYC 9166-86-1, 2MASS J05351663-6940384

Esta estrela é classificada como LBV ativa por van Genderen et al. (1998b), porém ela é mais comumente descrita como cLBV na literatura (Vink, 2012; Richardson & Mehner, 2018). A estrela apresenta características similares à estrela P Cygni, com espectro B-peculiar (Feast et al., 1960) ou O-tardio (Stahl & Wolf, 1987), dominado por emissões de forma similar à R 99 provenientes possivelmente de um disco (Stahl & Wolf, 1987).

Os dados históricos de fotometria deste objeto compilados por Thackeray (1974) e Stahl et al. (1984) mostram que a estrela era cerca de meia magnitude mais brilhante no século XIX que na década de 1990, indicando que a estrela pode apresentar uma variabilidade do tipo S Dor de período de algumas décadas a um século (van Genderen et al., 1998b).

#### 2.1.2.18 RMC 127

**Outras Designações:** HD 269858, LHA 120-S 128, TYC 9167-888-1, TYC 9167-730-1, 2MASS J05364370-6929474, SK -69 220, BAT99 83, JP11 3763, AAVSO 0537-69A

RMC 127 (R 127) é considerada por muitos autores como a mais importante LBV típica (Walborn et al., 2008), sendo comparada à própria  $\eta$  Car em termos de relevância científica. Esta estrela foi classificada como Ofpe/WN9 por Walborn (1982) e entrou em sua primeira erupção detectada em 1982 (Walborn, 1983; Stahl et al., 1983a).

Esta erupção atingiu seu máximo no fim da década de 1980 e atingindo  $V \sim 8.9$  (Walborn et al., 2008). A partir do início da década de 1990, o brilho da estrela começou a declinar, atingindo  $V \sim 11.1$  em 2008. Walborn et al. (2017) estudaram a curva de luz recente da estrela, detectando 4 novas erupções menores entre 2008 e 2017, tendo o brilho máximo não ultrapassado  $V \sim 10.0$ . Com a diferente atividade da estrela nos últimos anos, os autores levantaram a hipótese de que a estrela pode estar passando por “reverberações e/ou relaxamento” da erupção anterior, ou se aproximando de uma “crise final” da mesma forma que sugerido por Pastorello et al. (2010) para outra LBV na galáxia NGC 3432.

A estrela é conhecida por apresentar uma extensa envoltória de gás e poeira que apresenta uma geometria muito bem definida e assimétrica (Stahl, 1987). Weis (2003) e

Agliozzo et al. (2012) citam que duas componentes podem ser observadas na nebulosa da estrela, sendo uma próxima a estrela e de geometria aproximadamente esférica (alongada nas direções norte-sul) e outra bipolar em forma de “Z”. Diversos trabalhos apontam que o vento da estrela apresenta geometria axial, sendo colimado para os pólos (Schulte-Ladbeck et al., 1993b; Davies et al., 2005; Agliozzo et al., 2017a,b). Este fato também sugere que a estrela apresenta alta rotação, de até  $v \sin i = 105 \text{ km s}^{-1}$  (Agliozzo et al., 2017b).

#### 2.1.2.19 RMC 128

**Outras Designações:** HD 269859, TYC 9167-507-1, 2MASS J05364719-6929522, JP11 3764, SK -69 221

A estrela RMC 128, ou R 128, é considerada uma candidata a LBV (van Genderen, 2001) localizada muito próximo da LBV R 127. Em oposição ao que ocorre com sua vizinha, poucos trabalhos estudaram a estrela até hoje. van Genderen et al. (1998b) apontaram que esta estrela é variável fotométrica com amplitude de 0.32 mag entre 1983 e 1990. Porém, de acordo com a compilação feita por Stahl et al. (1984), a estrela variou mais de 0.55 mag antes de 1983. De acordo com van Genderen et al. (1998b), a curva de luz do objeto apresenta picos caóticos, alternados por variações de baixa amplitude e períodos de semanas a meses. A estrela é classificada como tipo espectral B2, apresentando linhas em emissão e, de acordo com Fitzpatrick (1991), ela é deficiente em N, o que é raro para LBVs.

#### 2.1.2.20 RMC 143

**Outras Designações:** 2MASS J05385162-6908071, JP11 5393

Esta estrela, também chamada aqui de R 143, é a única LBV conhecida na região de 30 Doradus, ou nebulosa da Tarântula, uma região H II de alta atividade de formação de estrelas de alta massa. A estrela foi classificada como LBV por Parker et al. (1993), que apontaram que a estrela variou entre os tipos espectrais F-tardio (Feast et al., 1960) e B9.5 acompanhada de  $\Delta V = 1.2 \text{ mag}$  entre as observações de Parker et al. e Feast et al.. Uma alta luminosidade é apontada para o objeto, de cerca de  $M_{\text{Bol}} = -10.0 \text{ mag}$ , correspondendo a uma massa inicial de  $M_{\text{ZAMS}} = 60 M_{\odot}$ . Walborn et al. (2017) apontam que entre 1982 e 2016 a estrela apresentou um aumento aproximadamente contínuo de seu brilho, com seu tipo espectral variando entre A-recente e B-tardio.

De acordo com Weis (2003), uma pequena nebulosa em formato triangular é associada à estrela, provavelmente, resultado da interação entre os ventos da estrela e o meio interestelar não homogêneo. Estruturas filamentosas observadas por Nota et al. (1995) e Meaburn et al. (2004), são semelhantes às observadas nas estrelas P Cygni e HR Car, podendo ser originadas de ejeções de matéria e “lóbulos polares gigantes”, como os observados em  $\eta$  Car. Contudo, Nota et al. (1995) apontam que a razão N/O observada

na nebulosa é compatível com o gás de 30 Doradus. Já Smith et al. (1998) apresentaram que a dinâmica da nebulosa também parece não ser associada à estrela e sim à região H II, colocando em dúvida sua origem.

Indícios de polarização intrínseca e, conseqüentemente, ventos com geometria não esférica, foram observados por Schulte-Ladbeck et al. (1993a) através de um aparente efeito de despolarização da linha H $\alpha$ . Os autores, porém não são enfáticos em afirmar sobre isso, alegando que novas observações seriam necessárias para melhores conclusões sobre o assunto. Davies et al. (2005), por sua vez, realizaram um estudo semelhante, não encontrando sinais de polarização intrínseca para esta estrela.

#### 2.1.2.21 RMC 149

**Outras Designações:** 2MASS J05395875-6944040, SK -69 257, JP11 339

van Genderen (2001) classifica esta estrela como variável S Dor de atividade fraca, o que, semelhante a outras estrelas classificadas da mesma forma, faz com que ela apareça como candidata a LBV nos levantamentos da literatura (Vink, 2012; Richardson & Mehner, 2018). Ela está localizada na região H II Hen N159, sendo classificada como tipo espectral Be+neb (Be com características nebulares) por Feast et al. (1960). Indícios de que a estrela seja variável são apontados por Warren & Penfold (1975), que citam discrepâncias entre a fotometria apresentada no trabalho na literatura anterior. Este objeto chegou a ser relacionado com a fonte de raios-X LMC X-1, que também apresenta variabilidade em raios-X (Tuohy & Rapley, 1975; Dufour & Duval, 1975), porém, posteriormente, Hutchings et al. (1983) relacionou a fonte de raios-X à estrela R 148, e não à R 149.

#### 2.1.2.22 S Dor

**Outras Designações:** HD 35343, RMC 88, LHA 120-S 96, SK -69 94, CD-69 295, JP11 1060, TYC 9162-57-1, MWC 108, AAVSO 0518-69, 2MASS J05131435-69105010

S Dor é uma das LBVs mais conhecida e estudada, sendo considerada um protótipo para a classe e dando à classe a denominação de “variáveis S Dor”. van Genderen (2001) utiliza o termo “variações S Dor” para descrever erupções comuns observadas em LBVs, ou seja, que não são tidas como grandes erupções.

Esta é uma das estrelas mais luminosas da LMC e uma das LBVs mais luminosas já observada, chegando a  $L_{\text{Bol}} = 2 \times 10^6 L_{\odot}$ . Sua variabilidade foi descoberta por Pickering & Fleming (1897) devido ao seu alto brilho visual, podendo atingir  $V = 8.8$  mag. Ela foi inicialmente considerada uma binária eclipsante (Gaposchkin, 1946), porém atualmente não há qualquer indício de binaridade para a estrela. Diferente de outras LBVs, esta estrela passa mais tempo em erupção que na quiescência, tendo sido detectadas diversas erupções nesta estrela ao longo do último século.

Devido à sua alta luminosidade, a massa inicial estimada para este objeto é de cerca de  $50M_{\odot}$ , com sua temperatura superficial variando entre 8 000 e 32 000 K (van Genderen, 2001). Baseando-se em dados de luminosidade da literatura, Campagnolo (2014) estimou uma faixa de possíveis massas iniciais para a estrela entre 40 e  $85 M_{\odot}$ , sendo mais provável uma massa mais próxima ao limite inferior desta faixa. Todas essas características colocam S Dor no grupo das LBVs clássicas.

Embora seja comum a presença de envoltória de poeira nas LBVs clássicas, S Dor não apresenta envoltória visível. Porém, alguns indícios apontam que pode existir uma nebulosa ainda não detectada diretamente ao redor desta estrela, sobretudo devido ao alargamento de linhas proibidas do [N II] (Stahl & Wolf, 1986; Weis, 2003). Campagnolo (2014) analisou espectros *Spitzer* da estrela, não encontrando indícios de bandas de poeira, apenas um forte excesso no IR para comprimentos de onda maiores que  $10 \mu\text{m}$ .

## 2.2 Amostra Secundária

Uma amostra secundária de LBVs e cLBVs da Galáxia foi também analisada neste trabalho. Sua análise, porém é restrita a um levantamento polarimétrico em LBVs. Desta forma, não revisaremos detalhadamente cada uma das estrelas, que são listadas na tabela 3.

Tabela 3 – Amostra secundária de objetos estudados no levantamento polarimétrico deste trabalho. As estrelas aqui apresentadas aparecem na listagem de LBVs de Vink (2012), exceto as estrelas WS1 (Kniazev et al., 2015), WRAY 16-137 (Gvaramadze et al., 2014) e VRMF 55 (Gvaramadze et al., 2015). A estrela MWC 930 foi classificada originalmente como cLBV, porém reclassificada como LBV por Miroshnichenko et al. (2014).

Estrela	RA	Dec	Tipo
HD 80077	09:15:54.8	-49:58:24.6	cLBV
HR Car	10:22:53.8	-59:37:28.4	LBV
Hen 3-519	10:53:59.7	-60:26:44.3	cLBV
AG Car	10:56:11.6	-60:27:12.8	LBV
[GKM2012] WS1	13:36:28.6	-63:45:38.7	LBV
WRAY 16-137	13:50:15.4	-61:48:55.2	LBV
$\xi$ Sco	16:04:22.1	-11:22:23.6	cLBV
VRMF 55	16:32:40.0	-49:42:13.8	LBV
W1-243	16:47:07.5	-45:52:29.2	LBV
$\zeta^1$ Sco	16:53:59.7	-42:21:43.3	cLBV
HD 326823	17:06:53.9	-42:36:39.7	cLBV
WRAY 17-96	17:41:35.4	-30:06:38.8	cLBV
HD 160529	17:41:59.0	-33:30:13.7	LBV
HD 316285	17:48:14.0	-28:00:53.1	cLBV
HD 168607	18:21:14.9	-16:22:31.8	LBV
HD 168625	18:21:19.5	-16:22:26.1	cLBV
MWC 930	18:26:25.2	-07:13:17.8	LBV
AS 314	18:39:26.1	-13:50:47.2	cLBV
MWC 314	19:21:34.0	+14:52:56.9	cLBV
IRC+10420	19:26:48.1	+11:21:16.7	cLBV





## 3 Observações e Redução dos Dados

Para este trabalho utilizamos uma grande gama de dados, de diferentes tipos e provenientes de diferentes instrumentos. Foram utilizados dados observados pelo próprio grupo e dados de arquivos públicos de diferentes fontes. Os dados, descritos a seguir, serão divididos entre dados de fotometria e polarimetria e dados espectroscópicos (espectros no óptico e no IR).

### 3.1 Dados de Fotometria e Polarimetria

Neste trabalho foram utilizados dados fotométricos provenientes tanto de observações próprias, quanto de arquivos públicos, levantamentos fotométricos e da literatura.

Os principais dados fotométricos utilizados aqui provêm principalmente de 5 grandes levantamentos e bancos de dados públicos: *American Association of Variable Star Observers*<sup>1</sup> (AAVSO); *All Sky Automated Survey*<sup>2</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); dados da missão espacial Hipparcos, obtidos dos catálogos Hipparcos e Tycho (Perryman & ESA, 1997; Hoeg et al., 1997) e dados do levantamento OGLE-III *Shallow Survey* (Ulaczyk et al., 2013, 2017).

Dos dados da AAVSO na banda *V*, a maior parte é proveniente de observações com o telescópio ROAD (*Remote Observatory Atacama Desert*: Hamsch, 2012), que vem sendo observados por Josch Hamsch através de pedidos individuais de diferentes pesquisadores da área ao redor do mundo. Estas observações são feitas com alta precisão ( $\sigma \sim 0.01$  mag) e alta cadência (observações diárias). A configuração instrumental consiste em um telescópio comercial Orion Optics de 0,4m de diâmetro com ótica Optimized Dall Kirkham (ODK) de razão focal  $f/6.8$ , com uma câmera CCD Finger Lakes Instrumentation ML16803, utilizando binning de 3x3, resultando em uma escala de placa de 2.09 arcsec/pixel e um campo de visão quadrado de aproximadamente 48 minutos de arco. Dados ainda não publicados foram disponibilizados para esse trabalho pelo responsável pelas observações.

Além disso, diversos trabalhos publicados por van Genderen listam observações fotométricas para vários objetos da amostra (em especial van Genderen, 1979; van Genderen et al., 1982; van Genderen, 1982, 1998), que foram extraídas e também utilizadas neste trabalho. Também foram extraídos valores fotométricos de curvas de luz de LBVs reportadas por Walborn et al. (2017) para a melhor análise de alguns objetos. Adicionalmente,

<sup>1</sup> <http://www.aavso.org/>

<sup>2</sup> <http://www.astrouw.edu.pl/asas/>

incorporamos às curvas de luz os valores históricos de fotometria de diversas fontes da literatura listados na tabela 11.

Para os objetos da LMC, curvas de luz centenárias estão disponíveis no projeto “*Digital Access to a Sky Century at Harvard*”<sup>3</sup> (DASCH, Grindlay et al., 2012), que digitalizou e extraiu a fotometria de placas fotográficas observadas entre 1890 e 1990 no Harvard College Observatory. Embora a qualidade dos dados não seja tão boa, eles fornecem uma cobertura temporal útil para nossas análises. Desta forma, os dados coletados também foram filtrados, de modo que apenas dados com boa razão sinal-ruído foram utilizados. Também foram eliminados dados marcados como problemáticos pelo próprio banco de dados.

As observações realizadas pelo nosso grupo são provenientes de um programa de longo prazo, do qual sou o investigador principal, destinado ao monitoramento fotométrico de LBVs e cLBVs das Nuvens de Magalhães com o telescópio BC de 0.6 m do Observatório do Pico dos Dias (OPD), localizado em Braóopolis-MG; do programa de comissionamento e pré-verificação de ciência do telescópio ROBO40, também do OPD; e também através de tempo conseguido no programa “*Bright Star Monitor*” (BSM) da AAVSO. Todos os dados de observações próprias foram reduzidos com um código de fotometria e polarimetria completamente desenvolvido ao longo deste trabalho chamado ASTROPOP. Mais detalhes sobre o código são descritos no apêndice B e em artigo recentemente aceito para publicação na PASP.

O programa de monitoramento de LBVs com o telescópio BC foi iniciado em 2014, sendo um projeto de longo prazo com tempo alocado até este ano de 2018. Ao todo, 43 noites de observação foram utilizadas nesta campanha, entre tempo alocado via projeto ou tempo vago do telescópio. O telescópio utilizado, o Boller&Chivens (BC), é um telescópio modelo Cassegrain com ótica Ritchey-Chrétien e possui um espelho primário de 0.6 m e razão focal  $f/13.5$ . Acoplado a ele, foram utilizadas as câmeras diretas CAM 1 e CAM 2 do OPD e detectores Andor IkonL com formato de  $2048 \times 2048$  pixels de  $13.5 \mu\text{m}$  cada, configurado com *binning*  $2 \times 2$ , resultando em uma escala de placa de  $0.64''/\text{pixel}$ . Devido à evolução do projeto, diferentes configurações de ganho e velocidade de leitura foram utilizadas ao longo do tempo. Devido a problemas no instrumento, o detector Andor Ixon (EMCCD) de  $1024 \times 1024$  pixels e mesma escala de placa do IkonL foram utilizados na observação da noite do dia 23/02/2017, sendo esta a única exceção. Neste caso, não foi utilizado *binning*.

As observações foram feitas principalmente nos filtros *BVRI*, tendo sido efetuadas algumas observações com filtro *U* também. Entretanto, as observações no filtro *U* não apresentaram resultados com qualidade satisfatória após a redução, sobretudo devido à falta de catálogos de estrelas de comparação e foram descartadas deste trabalho. Devido a

<sup>3</sup> <http://hea-www.harvard.edu/DASCH/>

Tabela 4 – Configurações instrumentais e detectores utilizados nas observações fotométricas com o telescópio BC.

Noite	Detector	Instrumento	Noite	Detector	Instrumento
22/Out/2014	IkonL	CAM2	04/Ago/2016	IkonL	CAM1+IAGPOL
23/Out/2014	IkonL	CAM2	05/Ago/2016	IkonL	CAM1+IAGPOL
27/Out/2014	IkonL	CAM2	06/Ago/2016	IkonL	CAM1+IAGPOL
28/Out/2014	IkonL	CAM2	07/Ago/2016	IkonL	CAM1+IAGPOL
10/Nov/2014	IkonL	CAM2	08/Ago/2016	IkonL	CAM1+IAGPOL
11/Nov/2014	IkonL	CAM2	28/Out/2016	IkonL	CAM2
16/Nov/2014	IkonL	CAM2	29/Out/2016	IkonL	CAM2
04/Out/2015	IkonL	CAM2	30/Nov/2016	IkonL	CAM2
05/Out/2015	IkonL	CAM2	16/Dez/2016	IkonL	CAM2
06/Out/2015	IkonL	CAM2	17/Dez/2016	IkonL	CAM2
07/Out/2015	IkonL	CAM2	20/Dez/2016	IkonL	CAM2
08/Out/2015	IkonL	CAM2	21/Dez/2016	IkonL	CAM2+IAGPOL
11/Dez/2015	IkonL	CAM2	22/Dez/2016	IkonL	CAM2+IAGPOL
23/Jan/2016	IkonL	CAM2	21/Fev/2017	IkonL	CAM1+IAGPOL
25/Jan/2016	IkonL	CAM2	22/Fev/2017	IkonL	CAM1+IAGPOL
26/Jan/2016	IkonL	CAM2	23/Fev/2017	Ixon	CAM2
30/Jan/2016	IkonL	CAM2+IAGPOL	12/Set/2017	IkonL	CAM2+IAGPOL
31/Jan/2016	IkonL	CAM2+IAGPOL	13/Set/2017	IkonL	CAM2+IAGPOL
24/Jul/2016	IkonL	CAM2	14/Set/2017	IkonL	CAM2+IAGPOL
25/Jul/2016	IkonL	CAM2	18/Dez/2017	IkonL	CAM2+IAGPOL
26/Jul/2016	IkonL	CAM2	19/Dez/2017	IkonL	CAM2+IAGPOL
29/Jul/2016	IkonL	CAM2			

má condição climática em algumas missões, houve a necessidade de priorização de alguns objetos/filtros, o que fez com que as observações não sejam uniformemente distribuídas entre os objetos. Cada conjunto de dados de fotometria é composto por entre 20 e 30 imagens sequenciais do mesmo campo, que no processo de redução são combinadas para fornecer uma melhor razão sinal-ruído para os objetos de ciência e para as estrelas de comparação do campo. Os resultados obtidos são listados na tabela 12 no apêndice C.

A partir do início de 2016, o projeto passou a incluir a gaveta polarimétrica do OPD (IAGPOL, Magalhães et al., 1996) no arranjo instrumental para que, ao mesmo tempo, coletássemos dados fotométricos e polarimétricos das estrelas. A inclusão da gaveta não alterou o restante da configuração instrumental, mantendo o detector, a escala de placa, os filtros utilizados e o *binning* utilizados. A relação das noites de observação e da configuração utilizada é mostrada na tabela 4. Os resultados das reduções destas observações, divididos por objeto, podem ser encontrados nos apêndices C (tabela 12) e D.

No arranjo instrumental do IAGPOL, o raio luminoso vindo do telescópio (foco Cassegrain) passa sequencialmente pelos seguintes elementos óticos:

1. Uma lâmina retardadora de meio (ou um quarto de) comprimento de onda, que rotaciona em torno de seu eixo. O instrumento permite posicionar esta lâmina em 16

- posições pré-configuradas, cada uma deslocada  $22.5^\circ$  em relação à posição anterior;
2. 3 analisadores montados em uma roda (permitindo que sejam alternados durante a missão), que servem para separar a luz polarizada em certas direções. Dois deles são prismas de Savart e um terceiro analisador é um polarizador linear. Há também uma posição da roda onde não há analisador instalado, usada para fotometria;
  3. E por último uma roda de filtros que podem ser escolhidos pelo usuário.

Os prismas de Savart separam a luz em dois feixes ortogonalmente polarizados (feixes ordinário e extraordinário), que atingem o detector em posições deslocadas em alguns pixels. Devido à polarização do objeto, uma diferença de fluxos surge entre os feixes e, comparando essa diferença para diferentes direções de polarização (rotações da lâmina retardadora), é possível determinar com precisão o grau e a direção da polarização na imagem. No caso do polarizador linear, apenas um feixe passa pelo analisador, contendo apenas a componente da luz polarizada em um único eixo. Neste caso apenas uma imagem é formada no detector, o que possibilita o uso para objetos extensos. A desvantagem é que precisamos comparar os fluxos em duas imagens com a lâmina retardadora em duas posições ortogonais e não mais os dois fluxos na mesma imagem. Mais detalhes sobre como os parâmetros físicos são obtidos a partir dos dados são descritos no Apêndice B.

Para este projeto utilizamos apenas prismas de Savart como analisadores, sendo um com filtro de densidade neutra (para estrelas muito brilhantes) e outro sem filtro (para os objetos mais tênues). Cada conjunto de dados consiste de 8 ou 16 imagens obtidas com a lâmina retardadora em posições sequenciais. Como estávamos apenas interessados na polarização linear dos objetos, apenas a lâmina retardadora de meio comprimento de onda foi utilizada.

Já com resultados consistentes desta campanha em mãos, iniciamos, em meados deste ano, um projeto de monitoramento da estrela R 40, utilizando o programa BSM da AAVSO. Para este projeto, foram alocadas observações automatizadas a cada 3 ou 4 noites nos telescópios BSM-Berry (localizado em Perth, na Austrália) e BSM-South (localizado no Ellinbank Observatory, Austrália). Ambos os telescópios são refratores de pequena abertura, sendo um Takahashi FS-60CB (60 mm,  $f/6.2$ ) no BSM-Berry e um AstroTech AT-72 (72 mm,  $f/6.0$ ) no BSM-South. Eles são equipados com a mesma câmera, CCD SBIG ST-8XME, e filtros *UBVRI*. As imagens coletadas por estes telescópios são processadas automaticamente pela AAVSO e disponibilizadas imediatamente para download público através da AAVSONet (rede de dados da AAVSO). Já a fotometria das imagens foi reduzida por nós com o uso de um pipeline automático implementado no ASTROPOP. Os resultados da redução dos dados são apresentados na tabela 14 no apêndice C.

A última série de dados de observações próprias utilizada por nós vem sendo obtida desde Março deste ano no programa de comissionamento do telescópio ROBO40 do

OPD. Este telescópio é um Meade LX200 de 16 polegadas (0.4 m) de abertura e razão focal  $f/10.0$  com arranjo ótico Cassegrain. Ele é equipado com filtros *UBVRI* e *Clear* e uma câmera CCD Apogee Alta U16M. Este telescópio é capaz de realizar observações automáticas/agendadas sempre que o clima permitir através do software de controle Chimera<sup>4</sup>, bem como obter as calibrações automaticamente. A redução também foi feita através de pipeline automática implementada no código ASTROPOP, porém muitas das noites foram descartadas por problemas nos dados. Os dados reduzidos também encontram-se descritos no Apêndice C. Os dados obtidos com este telescópio especialmente para a banda *V*, possuem baixa qualidade por algum tipo de problema na hora da aquisição dos dados, aparentando algum tipo de condensação ou problemas no filtro. Os dados de mais baixa qualidade foram excluídos, no entanto tivemos que manter os melhores dados para alguns objetos devido à falta de dados mais confiáveis para a análise.

### 3.1.1 Tratamento dos Dados

Em geral, todos os dados obtidos de arquivos públicos e da literatura já se encontravam no padrão Johnsons-Cousin *UBVRI* (Johnson, 1955; Cousins, 1976), com exceção dos dados da missão Hipparcos, cujas correções para o sistema Johnsons já são descritas no próprio catálogo, e dos dados do LTPV, disponíveis no sistema Strömgren *wby* (Strömgren, 1951) e convertidos por nós para o sistema *UBV* através das relações descritas por Harmanec & Božić (2001) e expressas na equação 3.1.

$$\begin{aligned}
 V &= y \\
 (B-V) &= 1.41694 \times (b - v) + 0.07010 \times (u - b) + 0.57145 \times (b - v)^2 \\
 &\quad - 0.60399 \times (b - v)^3 - 0.10118 \\
 (U-B) &= 0.66567 \times (u - b) - 0.09718 \times (b - v) + 0.24407 \times (b - v)^2 \\
 &\quad + 0.29340 \times (b - v)^3 - 0.91958
 \end{aligned} \tag{3.1}$$

Após a obtenção dos dados fotométricos das diferentes fontes, uma análise de qualidade de cada um dos conjuntos foi feita, de modo a verificar a utilidade e a confiabilidade dos dados colhidos. Nesta análise, verificamos que os dados nas bandas *VT* e *BT* (filtros *B* e *V* modificados) do satélite Hipparcos apresentavam grandes barras de erro e alto espalhamento, desta forma foram descartados. Em contrapartida, a banda *Hp* (que cobre toda a região do visível) desta mesma missão apresentou dados muito melhores e compatíveis com os resultados obtidos a partir de outras fontes, como a banda *V* dos dados provenientes da AAVSO. Infelizmente, apenas alguns poucos objetos da amostra contavam com dados deste satélite.

<sup>4</sup> <http://chimera.sourceforge.net/>

Outros conjuntos de dados muito problemáticos encontrados (grandes erros e alto espalhamento) são os dados na banda visual fotográfica da AAVSO (identificada por *Vis.*) e os dados do DASCH. Como esses dados são os únicos disponíveis para determinados objetos e períodos, optamos por agrupar esses dados em janelas temporais (entre 1 e 10 anos) e utilizar a média de cada grupo na curva de luz no lugar dos pontos originais. O desvio padrão dos dados de cada janela foram utilizados como barras de erro, indicando o espalhamento dos pontos originais. Desta forma, as tendências mostradas pelos dados, mesmo com grande espalhamento, passaram a se tornar muito mais claras e permitiram uma melhor análise das curvas de luz.

Para alguns objetos, os dados provenientes do ASAS e da banda *Vis.* da AAVSO apresentaram discrepâncias com relação aos dados contemporâneos de outras fontes. Isso se deve sobretudo ao fato de que ambos os conjuntos de dados utilizam grandes aberturas na extração da fotometria, que pode chegar a 15" no ASAS, fazendo com que objetos próximos contaminem de forma significativa os dados de campos populosos. Nestes casos, correções foram adicionadas aos dados de modo que eles coincidisse com dados contemporâneos mais confiáveis. Essas correções variam de acordo com a contaminação dos dados (e o campo), tendo valores entre +0.5 e +0.8 magnitudes na maioria dos casos necessários. Porém, haja vista que os objetos estudados são muito luminosos e normalmente os mais brilhantes da região que habitam, foram raros os casos em que se fez necessário aplicar esse tipo de correção, que é citada na análise individual da estrela quando utilizada.

## 3.2 Dados Espectroscópicos

Espectros ópticos de alta e média resolução de diferentes instrumentos foram obtidos através de tempo alocado para observações próprias e de arquivos públicos.

As observações próprias foram obtidas com o espectrógrafo FEROS (*Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph*) acoplado ao telescópio MPI de 2.2 m do *European Southern Observatory* (ESO) em La Silla, no Chile. Estas observações foram feitas entre 2005 e 2016, através do acordo ESO/ON, em pedidos aceitos ao tempo aberto do ESO, ou em parceria com a Dra. Michaela Kraus (da Academia de Ciências da República Tcheca) utilizando acesso ao tempo tcheco ao instrumento. Estas observações são listadas no Apêndice E. O FEROS é um espectrógrafo do tipo echelle, com alto poder de resolução ( $R = 48\,000$ ,  $0.03\text{ \AA}/\text{pixel}$ ) e cobertura espectral entre 3600 e 9200  $\text{\AA}$ .

As observações com o FEROS obtidas em 2005 foram reduzidas pelo Dr. Marcelo Borges Fernandes, utilizando rotinas MIDAS desenvolvidas pelo Dr. Herman Hensberge (Royal Observatory of Belgium), seguindo o processo padrão de redução de espectros echelle. O restante das observações foram obtidas já reduzidas pelo pacote de redução automática do ESO. Devido ao excesso de ruído nas extremidades do espectro, apenas

a faixa entre 3800 e 8860 foi utilizada. Para os dados observados de 2007 em diante, a redução foi feita através do pipeline padrão do instrumento.

Dados públicos de espectroscopia do arquivo de dados público do ESO (*Eso archive*) foram também obtidos e analisados neste trabalho. Eles foram observados com o próprio FEROS e também com outros dois instrumentos: o *Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph* (UVES) e o X-SHOOTER, ambos instalados no telescópio UT2 do *Very Large Telescope* (VLT) do ESO. O UVES (Dekker et al., 2000) possui poder de resolução entre 80 000 e 110 000, com dois braços (azul e vermelho) que podem cobrir uma faixa espectral variável entre 3 200 e 10 500 Å. Já o X-SHOOTER (Vernet et al., 2011) também é um espectrógrafo echelle, mas que apresenta 3 braços (azul, visível e infravermelho) e que cobre, ao mesmo tempo, toda a faixa espectral entre 3 000 e 25 000 Å e apresenta menor resolução espectral que os dois anteriores, de até  $R = 18\,000$ . As observações coletadas de arquivos públicos também são listadas no Apêndice E. Todos os dados de arquivos públicos já foram obtidos reduzidos da própria plataforma. Também, para uma única estrela, foram encontrados dados públicos do espectrógrafo *High Accuracy Radial velocity Planet Searcher* (HARPS), um espectrógrafo echelle, com resolução de 115 000 e com cobertura espectral de 3780 a 6910 Å.

Além dos espectros ópticos, espectros infravermelhos observados com o instrumento *Infrared Spectrograph* (IRS) do telescópio espacial Spitzer foram obtidos da plataforma CASSIS<sup>5</sup> (*Combined Atlas of Sources with Spitzer IRS Spectra*). Estes espectros também foram obtidos já reduzidos, e foram observados no modo de baixa resolução do IRS, com cobertura espectral entre 5.2 e 37.9  $\mu\text{m}$ . Eles são listados na tabela 18 do Apêndice E.

### 3.2.1 Tratamento dos Dados

Para os dados dos espectrógrafos FEROS e UVES, um primeiro tratamento dos dados foi feito utilizando o software IRAF<sup>6</sup>, através do pacote ONEDSPEC. Neste tratamento foram eliminadas regiões dos espectros com baixa razão sinal-ruído, além de ter sido realizada uma limpeza de raios cósmicos, *hot pixels*, defeitos do detector, entre outros problemas dos espectros. Esta tarefa foi necessária sobretudo nos espectros FEROS, que apresentavam grande quantidade de raios cósmicos e problemas do detector. Após a limpeza, espectros de uma mesma noite e um mesmo objeto foram combinados, quando possível e quando não foram detectadas variações entre os espectros, de forma a obter um melhor sinal para a análise.

Após isso, os espectros foram normalizados através de ajuste visual interativo do contínuo através de um código escrito em Python para este fim<sup>7</sup>. Neste processo, os pontos

<sup>5</sup> <http://cassis.sirtf.com/>

<sup>6</sup> IRAF - Image Reduction and Analysis Facility: <https://iraf.noao.edu/>

<sup>7</sup> O código é baseado no pacote MATPLOTLIB e a ideia original foi extraída da página [http:](http://)

pelos quais o contínuo passa são selecionados manualmente pelo usuário, em seguida o programa interpola uma curva do tipo spline cúbica que define o valor do contínuo para todos os pontos do espectro. Através deste método, atingimos um melhor ajuste visual do contínuo do que com a tarefa “conti” IRAF, além de que problemas relacionados com asas alargadas de linhas e a presença de emissões são facilmente evitados.

Os dados do espectrógrafo X-SHOOTER foram utilizados de duas maneiras: uma vez que os dados possuem calibração confiável em fluxo, uma cópia dos dados foi conservada como original, enquanto a outra foi normalizada através do método descrito acima.



## 4 Estado Eruptivo de LBVs nas Nuvens de Magalhães

O principal trabalho desenvolvido durante esta tese de doutorado se deu através do acompanhamento fotométrico e espectroscópico dos objetos da amostra, juntamente com o mapeamento das características e determinação dos parâmetros físicos possíveis para cada objeto da nossa amostra.

### 4.1 Metodologia

Devido à complexidade dos cenários físicos encontrados nas LBVs, um conjunto amplo de técnicas que variam de objeto para objeto foi utilizado para a caracterização e estudo da nossa amostra. Porém algumas técnicas foram aplicadas de forma similar para a maioria dos objetos. Estas técnicas são descritas a seguir.

#### 4.1.1 Análise Fotométrica

O mapeamento das características dos objetos teve como primeiro passo a análise das curvas de luz, elaboradas a partir da junção dos dados de diferentes fontes da literatura e dos nossos dados. Uma vez que a existência de uma erupção no histórico da estrela é o fator determinante para que uma estrela seja classificada ou não como LBV, a busca de erupções nas curvas de luz assume um papel fundamental para a seleção de objetos para uma análise mais aprofundada.

Além de mapear o histórico recente de erupções, as curvas de luz também permitem a caracterização da presença de microvariações (quando os dados possuem densidade temporal suficiente) e o mapeamento de erupções dos objetos durante o século retrasado (através das curvas de luz do DASCH), confirmando ou não as suspeitas levantadas pela literatura sobre possíveis erupções antigas.

Para o estudo de microvariabilidade e binaridade, utilizamos a técnica de periodograma de Lomb-Scargle (Lomb, 1976; Scargle, 1982), uma análise temporal para a obtenção do espectro de potência de eventos periódicos e sem a necessidade de distribuição temporal uniforme dos dados, como é necessário para determinação semelhante através de transformada de Fourier. Porém, esta técnica só pode ser aplicada em curvas de luz sem importantes sobreposições de períodos e sem aumento ou diminuição sistemática do brilho. Desta forma, para eventos com grande variabilidade ou erupção, esta técnica não foi utilizada, sendo adotado um método de determinação mais visual de períodos entre

picos de microvariações.

### 4.1.2 Análise Espectroscópica

Juntamente com a caracterização das curvas de luz, também analisamos variações espectroscópicas apresentadas pelos objetos quando haviam dados suficientes para tal. Como os dados espectroscópicos utilizados não são homogêneos, diferentes técnicas de tratamento e análise foram aplicadas para cada um dos conjuntos.

O cálculo da velocidade radial das estrelas foi feito a partir da comparação entre os comprimentos de onda de laboratório de algumas linhas chave com o comprimento de onda observado. No caso da presença de linhas proibidas em emissão no espectro da estrela, a velocidade radial central destas linhas foi utilizada para a determinação da velocidade da estrela. Na ausência de linhas proibidas, a velocidade radial do centro de linhas em absorção de alta ionização, com maior probabilidade de serem fotosféricas, foram utilizadas para o cálculo. Na ausência de ambas, o comprimento de onda central de outras linhas de emissão que fossem mais simétricas possível foi utilizado.

Após a correção da velocidade radial, as linhas espectrais dos objetos tiveram suas larguras equivalentes e comprimentos de onda centrais medidos através da tarefa “splot” do IRAF para os espectros FEROS e UVES e através de uma tarefa semelhante implementada em Python para os espectros XSHOOTER, uma vez que eles apenas estão disponíveis em um formato que não pode ser carregado pelo SPLOT. As linhas foram então identificadas a partir de seus comprimentos de onda centrais com base em listas de linhas derivadas de Moore (1945), Thackeray (1974), Landaberry et al. (2001), além de consultas à base de linhas atômicas on-line *NIST Atomic Spectra Database Lines Form*<sup>1</sup>.

Após identificadas, as linhas foram comparadas entre si, juntamente com a identificação da variação destas linhas em diferentes espectros, de forma a mapear as principais características, o comportamento e as variações dos espectros ao longo do tempo. A partir disso, possíveis cenários físicos que auxiliem na compreensão destes objetos foram elaborados.

### 4.1.3 Determinação de Parâmetros Físicos

A determinação dos parâmetros físicos dos objetos foi feita de 2 formas principais: através de calibrações empíricas (fotométricas e espectroscópicas) encontradas na literatura e através de ajuste de modelos sintéticos de SED aos dados observados. Para ambos os casos, porém, quando a calibração depende da SED ou de índices de cor, é fundamental conhecer o valor da extinção interestelar para cada objeto para o desavermelhamento dos

<sup>1</sup> [https://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines\\_form.html](https://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html)

dados. Este valor foi obtido através de análises prévias encontradas na literatura ou do banco de dados de extinção por poeira do *Spitzer*<sup>2</sup> (Schlafly & Finkbeiner, 2011).

A classificação espectral dos objetos foi feita a partir de critérios espectroscópicos definidos para supergigantes com tipos espectrais entre O e G por Lennon (1997), Evans & Howarth (2003) e Evans et al. (2004). Em especial, para objetos com tipo espectral B-tardio ou A-recente, uma classificação precisa pode ser obtida a partir da razão das larguras equivalentes das linhas Mg II 4482 Å/He I 4471 Å, que foi intensamente utilizada em nossa amostra. Outras linhas de diagnóstico de temperatura utilizadas neste trabalho são as linhas do Si II em 6347 e 6371 Å e do He I 6678 Å, de acordo com os diagramas de Davies et al. (2005).

A partir do tipo espectral, foi possível obter uma estimativa da  $T_{\text{eff}}$  de alguns objetos, a partir da relação entre este parâmetro e o tipo espectral fornecida por Humphreys & McElroy (1984) e Evans & Howarth (2003). Caso variações de tipo espectral são notadas nos objetos, a estimativa de temperatura é feita para diferentes datas. Em complemento, também foram utilizadas calibrações entre índices de cor intrínsecos e  $T_{\text{eff}}$  para a determinação da temperatura, em especial a calibração proposta por Flower (1996), que nos pareceu mais confiável. Além disso, a partir da relação entre o tipo espectral e a correção bolométrica de Humphreys & McElroy (1984), obtivemos  $M_{\text{Bol}}$  e a luminosidade dos objetos da amostra, quando possível.

Quando a estrela apresenta perfis P Cygni proeminentes nas linhas da série de Balmer, a absorção do perfil foi utilizada na determinação da velocidade terminal do vento. Para isto, é comum se utilizar perfis P Cygni com absorção saturada (cujo fundo é chato e atinge valores de fluxo próximos a 0). Nestas linhas com absorção saturada, a velocidade terminal do vento é indicada pela velocidade onde termina a saturação no lado azul da linha, chamada comumente na literatura de “edge-velocity” (Lamers & Cassinelli, 1999). Porém, para objetos com a absorção não saturada, o ponto de menor fluxo desta linha pode ser usado como uma estimativa inferior de velocidade terminal do vento.

Também foram ajustados modelos sintéticos de contínuo nas SEDs dos objetos e em espectros calibrados em fluxo do X-SHOOTER. Para o ajuste, os dados observacionais foram desavermelhados através das curvas de extinção para as Nuvens de Magalhães descritas por Gordon et al. (2003). Os modelos sintéticos utilizados são de duas fontes distintas: modelos gerados pelo código CMFGEN (Hillier & Lanz, 2001) e modelos de atmosferas plano-paralelas de Castelli & Kurucz (2004).

Os modelos de Castelli & Kurucz possuem a limitação de serem modelos que consideram equilíbrio termodinâmico local (ETL), o que pode não ser o cenário ideal quando lidamos com LBVs. Porém, esta foi a melhor forma que encontramos para tentar

---

<sup>2</sup> <https://irsa.ipac.caltech.edu/applications/DUST/>

ajustar os dados além dos limites do CMFGEN.

O CMFGEN (Hillier & Lanz, 2001; Hillier, 2011, 2012) é um código que resolve as equações de transferência radiativa e equilíbrio estatístico utilizando tratamento não-ETL, tanto para modelos de atmosferas plano-paralelas quanto modelos com vento de simetria esférica. Este código foi desenvolvido especialmente para o estudo de LBVs, WRs, estrelas O e B e explosões de SN. Devido à limitação do código, que se baseia principalmente na estrutura de ionização do vento, a modelização abaixo de  $T_{\text{eff}} \sim 10\,000\text{ K}$  não é confiável nem recomendada. Desta forma, foi modelada uma grade de modelos com  $10\,000 \leq T_{\text{eff}} \leq 45\,000\text{ K}$  e taxas de perda de massa entre  $1 \times 10^{-6}$  e  $1 \times 10^{-4} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ .

Todos os modelos computados pelo CMFGEN utilizam  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ,  $[\text{He}/\text{H}] = +0.9$ ,  $[\text{N}/\text{Fe}] = +0.85$ ,  $[\text{O}/\text{Fe}] = -0.2$  e  $[\text{C}/\text{H}] = -1.0$ , baseados em valores comuns de abundâncias para LBVs e a metalicidade da LMC, sendo H, He, C, N, O e Fe os únicos elementos utilizados nos modelos. Já as massas dos modelos foram calculadas a partir da luminosidade, tomando como referência as trajetórias evolutivas de Ekström et al. (2012) e considerando que a estrela atinja a fase de LBV apenas com metade de sua massa ZAMS. Para a estrutura de velocidades do vento, foi utilizada a lei  $\beta$  modificada de velocidades padrão do código, que pode ser descrita por:

$$v(r) = \frac{v_0 + (v_{\infty} - v_0) \times (1 - R_{\star}/r)^{\beta}}{1 + v_0/v_{\text{core}} \times e^{\frac{R_{\star}-r}{h_{\text{eff}}}}} \quad (4.1)$$

onde  $v(r)$  é a velocidade do vento a uma distância  $r$  da estrela,  $R_{\star}$  o raio da estrela,  $h_{\text{eff}}$  é uma escala de altura da estrutura de densidades próxima à estrela ( $0.01 R_{\star}$ ),  $v_0$  a velocidade inicial do vento ( $10.0 \text{ km s}^{-1}$ ),  $v_{\text{core}}$  a velocidade fotosférica do vento ( $0.01 \text{ km s}^{-1}$ ) e  $\beta$  o expoente de aceleração do vento, adotado com valor 1.0 para todos os modelos. A estrutura de densidades do vento, por sua vez, foi computada automaticamente pelo código através da equação de continuidade de massa.

A modelagem das SEDs ocorreu com modelos em faixas de parâmetros pré-selecionadas a partir das características dos objetos e o melhor ajuste foi determinado pelo método da minimização do chi-quadrado na região do visível. Este critério, porém, não foi tão rigoroso e pequenas flexibilizações foram feitas para alguns objetos.

#### 4.1.4 SED no Infravermelho e Presença de Poeira

Espectros *Spitzer* no IR médio e distante foram utilizados para verificar a possível presença de envoltórias de poeira em torno dos objetos. Nesta etapa, os espectros infravermelhos foram comparados entre si e com espectros de estrelas que possuem envoltórias de poeira confirmadas. A identificação de bandas de emissão de silicatos e hidrocarbonetos aromáticos policíclicos (PAHs) também foi feita quando possível em alguns espectros,

baseada em listas de bandas observadas por Voors (1999).

## 4.2 Detecção de novas erupções nas LBVs das Nuvens de Magalhães R 40 e R 110

Duas estrelas da amostra, cujas erupções foram descobertas durante nosso trabalho de mestrado (Campagnolo, 2014), tiveram um estudo aprofundado durante esta tese: as estrelas R 40 e R 110. Deste trabalho, foi produzido um artigo intitulado *Detection of new eruptions in the Magellanic Clouds LBVs R 40 and R 110*, publicado na revista *Astronomy & Astrophysics (A&A)* em Maio de 2018, volume 613, artigo A33. Este artigo tem como autores *Julio Cesar Neves Campagnolo, Marcelo Borges Fernandes, Natalia A. Drake, Michaela Kraus, Carlos Alberto Guerrero e Claudio Bastos Pereira* e é apresentado a seguir nesta seção.

### 4.2.1 Descrição do Artigo

Neste artigo estudamos duas estrelas da amostra (R 40 e R 110) apresentando novas detecções de erupções para ambos os objetos.

A estrela R 110 apresentou uma erupção com pico aproximadamente em 2011, atingindo uma magnitude de  $V \sim 9.9$ , sendo que sua temperatura estimada não esteve abaixo dos 8 500 K, embora não tenha sido possível qualquer tipo de análise no máximo da erupção. Seu espectro se manteve como do tipo A, apresentando proeminentes linhas em perfil P Cygni com múltiplas componentes em absorção, especialmente nas linhas do Fe II. Foi possível notar a progressão da velocidade radial das componentes em absorção destas linhas no tempo, indicando um progresso das diferentes camadas do vento que produzem as absorções destas linhas.

Já a estrela R 40 apresentou a sua erupção mais intensa já registrada. A estrela atingiu uma magnitude de cerca de  $V \sim 9.2$  em 2016, cerca de 1.3 magnitudes mais brilhante que durante a quiescência, e seu espectro atingiu um tipo espectral F-tardio completamente em absorção, estimado por nós como F8. Tanto pelo tipo espectral quanto por outros indicadores independentes de temperatura utilizados, obtivemos temperaturas da ordem de  $T_{\text{eff}} = 5800 \sim 6300$  K, indicando uma das menores temperaturas efetivas já observadas em uma erupção de LBV.

Devido à essa baixa temperatura, foi possível modelar as abundâncias de elementos químicos com o código MOOG (considerando equilíbrio termodinâmico local, LTE), das quais obtivemos indícios de sobreabundâncias de elementos dos processos rápido (r) e lento (s) de captura de nêutrons. Além disso, também foram obtidas as abundâncias dos elementos do ciclo CNO, indicando sobreabundância de N e depleção de C e O.

As luminosidades estimadas para os objetos os colocam em uma faixa de massas iniciais de  $20 \leq M_{\text{ZAMS}} \leq 32M_{\odot}$  e em uma região do diagrama HR compatível com o local onde, segundo Groh et al. (2013a) ocorre a fase de LBV após uma fase de RSG. A análise sobre a presença de envoltórias de poeira em torno destes objetos foi inconclusiva, porém, existindo a possibilidade de que um forte excesso de IR médio e longo observado nos espectros *Spitzer* destes objetos seja provocado pela presença de poeira fria.

#### 4.2.2 Atualizações Sobre os Objetos

Após a publicação do artigo, novas observações para a estrela R 40 foram obtidas, com resolução temporal muito maior, através do programa BSM da AAVSO. Estas observações, junto com a inclusão de novas magnitudes obtidas pelo monitoramento fotométrico/polarimétrico no telescópio BC, nos permitiu melhor estudar a curva de luz desta estrela durante a erupção, apresentada na figura 3.

Sobretudo através dos dados obtidos pelo BSM, AAVSO, e ROBO40, notamos que após o pico da erupção em 2016, uma certa tendência de queda no brilho visível da estrela surgiu, indicando que a estrela possivelmente pode já estar deixando esta erupção. Além disso, microvariações de cerca de 0.2 mag parecem existir quando analisamos apenas a curva de luz dos dados obtidos próximos ao pico da erupção (painel central da figura 3). Porém é difícil confirmar isso por três motivos: i) caso sejam realmente microvariações, temos observações de no máximo dois períodos (mínimos no início de 2015 e metade de 2017); ii) para a maior parte do período, as observações não possuem densidade temporal para realmente firmarmos conclusões; e iii) as observações do OPD apresentam barras de erro demasiadamente grandes, comparáveis à amplitude da variação. Entretanto, observações recentes de alta cadência realizadas pela AAVSO no ROAD (figura 3, painel inferior) permitiram a identificação de microvariações com amplitude da ordem de 0.05 a 0.1 magnitudes e período de 5 a 10 dias. Porém, como as observações tem uma cobertura total de apenas 40 dias, mais observações são ainda necessárias para conclusões mais precisas.

Frischknecht et al. (2016) e Choplin et al. (2018) estudaram a produção de elementos do processo lento de captura de nêutrons em estrelas de alta massa, identificando que para estrelas massivas e de baixa metalicidade, com rotação e mistura rotacional, a fase de queima de H em uma camada externa e de He no núcleo permitem a produção de importantes quantidades de  $^{14}\text{N}$ ,  $^{22}\text{Ne}$  e elementos do processo s, para faixas de massa de  $15 \leq M_{\text{ZAMS}} \leq 40 M_{\odot}$ . Nossas detecções de sobreabundâncias de elementos do processo s em R 40 poderiam, portanto, serem indícios observacionais desta produção prevista por esses modelos. Além disso, devido ao fato da produção se dar com a queima de H em uma camada e a queima de He no núcleo, a detecção seria compatível com um modelo de evolução estelar em que a estrela passa por uma fase de RSG (queima de H em uma camada) e posteriormente se torna uma BSG ou LBV (na fase de queima de He no núcleo),

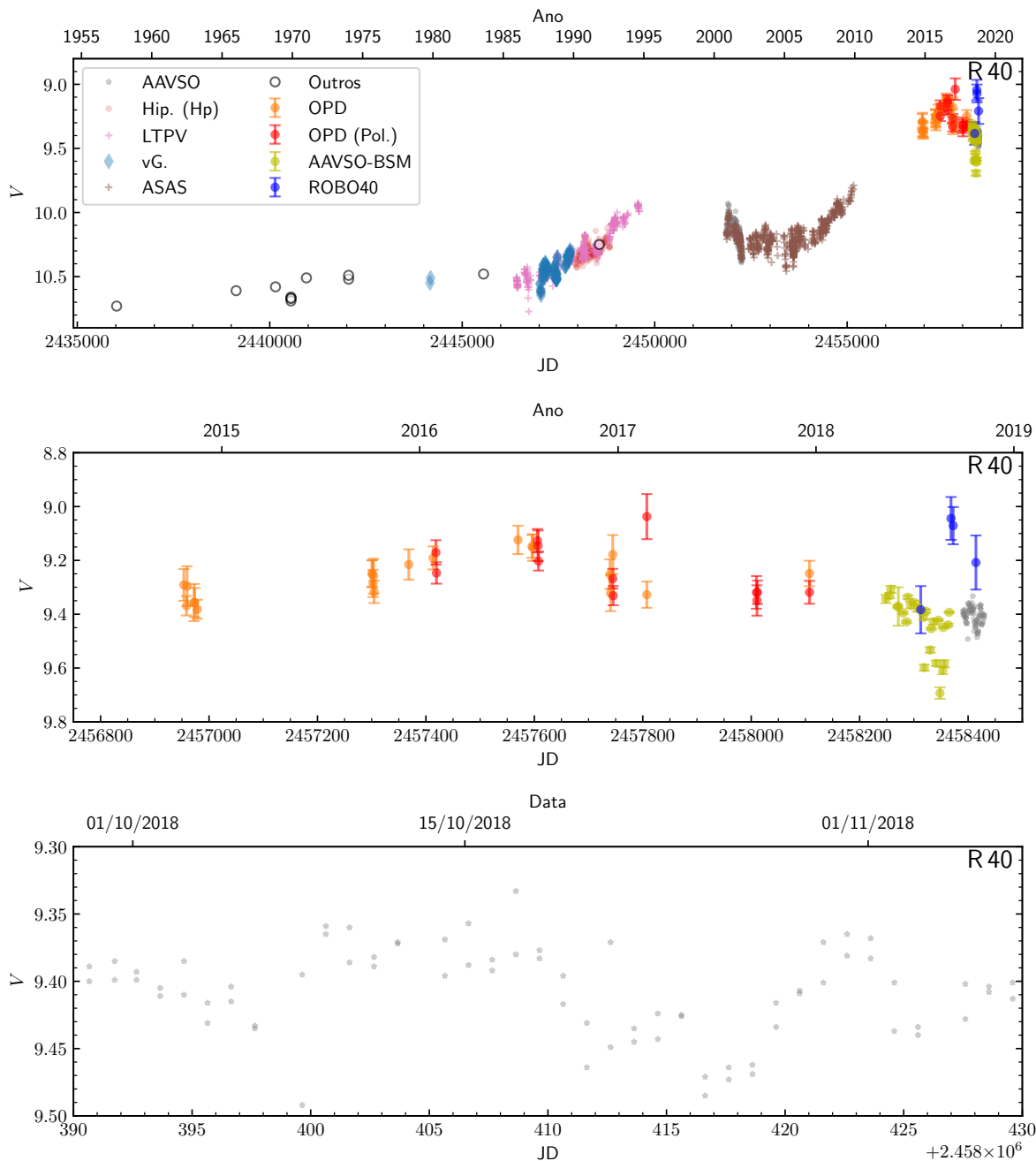


Figura 3 – Curva de luz na banda  $V$  exibida em Campagnolo et al. (2018) e atualizada para a estrela R 40, incluindo novos dados do acompanhamento fotométrico e polarimétrico no OPD e dados do BSM da AAVSO. Dados de van Genderen (1982, 1998) estão marcados como vG. no gráfico, enquanto os outros nomes remetem diretamente aos bancos de dados descritos no capítulo 3.

havendo exposição deste material devido à alta atividade de perda de massa e ao processo de mistura induzida por rotação.

Para a estrela R 110, a inclusão das magnitudes obtidas a partir de observações de polarimetria na curva de luz, mostrada na figura 4, indicou que possivelmente a estrela deve ter já saído da erupção e se estabilizado em uma magnitude de aproximadamente  $V = 10.6$ . Porém, observações mais recentes e de mais alta densidade temporal com o ROAD da AAVSO, vistas no painel inferior da figura 4, revelam que o brilho visível da estrela continua diminuindo, atingindo  $V = 10.75$  em nossas últimas medidas. Além disso, claras microvariações de período menor que 10 dias e amplitude de cerca de 0.05 magnitudes foram identificadas. Com os dados do ASAS e do OGLE-III, microvariações com período na ordem de 100-200 dias e até 0.2 mag também são observadas. A inclusão também das observações de Feast et al. (1960) na curva de luz indicou que a estrela pode ter atingido uma magnitude de  $V = 11.1$  durante a sua quiescência entre 1955 e 1960, muito próxima do valor medido próximo a 2005, quando a estrela atingiu a quiescência entre as duas erupções mapeadas.

Com relação às curvas de luz históricas do DASCH, apenas a estrela R 110 possui dados no arquivo, uma vez que o levantamento não abrange a SMC ainda. Os dados porém apresentam alto espalhamento, mesmo com o tratamento de janelas temporais, de modo que não foram conclusivos sobre a possível presença de antigas erupções para este objeto. Desta forma preferimos por não incluí-los na análise da curva de luz desse objeto.

Para ambas as estrelas, porém, não existem novos dados espectroscópicos públicos, além daqueles obtidos por nós e já utilizados no trabalho. Desta forma, não há informações a acrescentar sobre a variabilidade espectroscópica destes objetos.



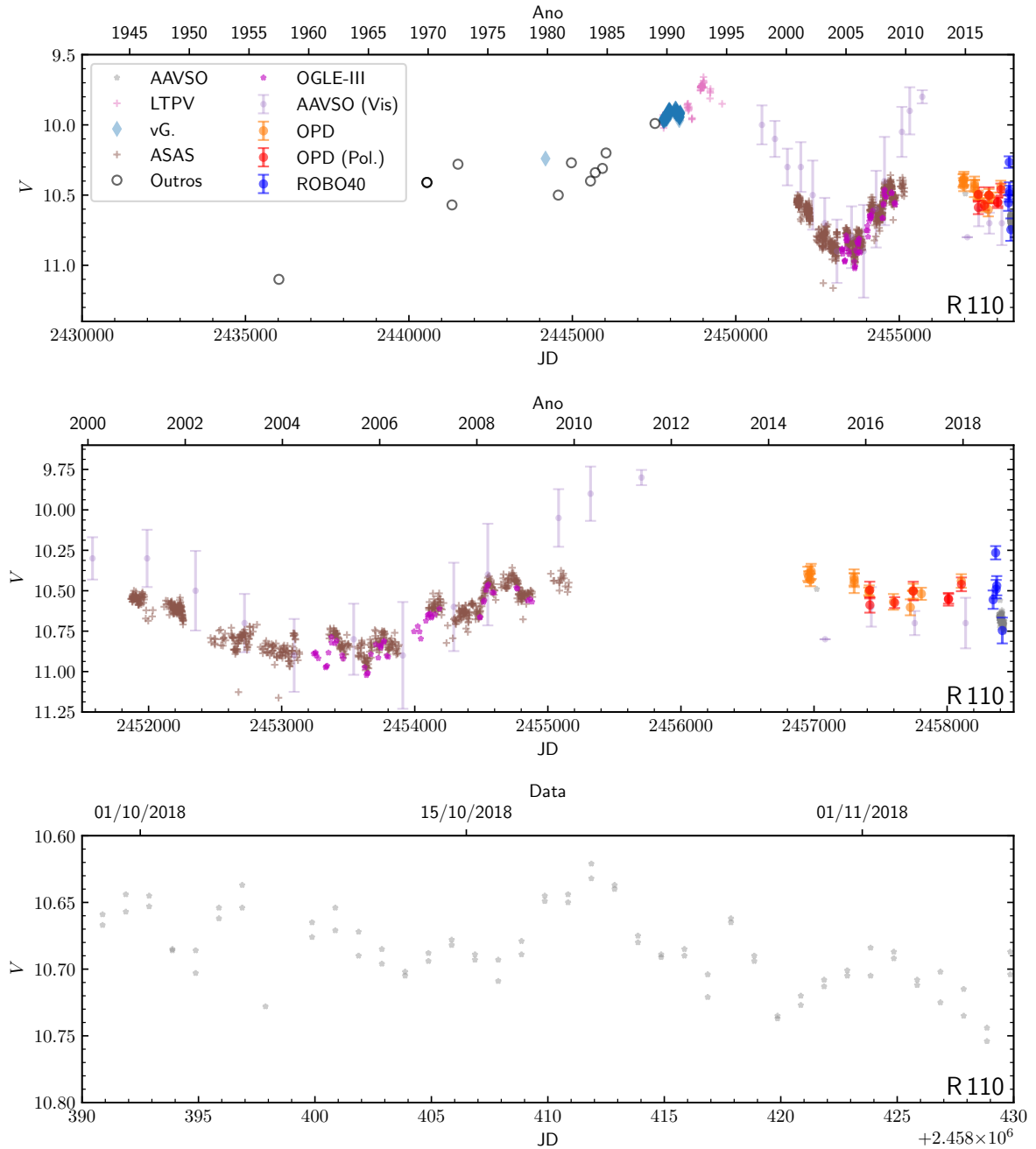


Figura 4 – Curva de luz na banda V exibida em Campagnolo et al. (2018) e atualizada para a estrela R 110, incluindo novos dados do acompanhamento fotométrico e polarimétrico no OPD. Dados de van Genderen (1982, 1998) estão marcados como vG. no gráfico, enquanto os outros nomes remetem diretamente aos bancos de dados descritos no capítulo 3.

## Detection of new eruptions in the Magellanic Clouds luminous blue variables R 40 and R 110<sup>★</sup>

J. C. N. Campagnolo<sup>1</sup>, M. Borges Fernandes<sup>1</sup>, N. A. Drake<sup>1,2</sup>, M. Kraus<sup>3,4</sup>,  
 C. A. Guerrero<sup>1</sup>, and C. B. Pereira<sup>1</sup>

<sup>1</sup> Observatório Nacional, Rua General José Cristino, 77, São Cristóvão, Rio de Janeiro 20921-400, Brazil  
 e-mail: [julio@campagnolo.on.br](mailto:julio@campagnolo.on.br)

<sup>2</sup> Laboratory of Observational Astrophysics, Saint Petersburg State University, Universitetski pr. 28, 198504 Saint Petersburg, Russia

<sup>3</sup> Astronomický ústav, Akademie věd České republiky, Fričova 298, 251 65 Ondřejov, Czech Republic

<sup>4</sup> Tartu Observatory, 61602 Tõravere, Tartumaa, Estonia

Received 16 August 2017 / Accepted 3 November 2017

### ABSTRACT

We performed a spectroscopic and photometric analysis to study new eruptions in two luminous blue variables (LBVs) in the Magellanic Clouds. We detected a strong new eruption in the LBV R40 that reached  $V \sim 9.2$  in 2016, which is around 1.3 mag brighter than the minimum registered in 1985. During this new eruption, the star changed from an A-type to a late F-type spectrum. Based on photometric and spectroscopic empirical calibrations and synthetic spectral modeling, we determine that R 40 reached  $T_{\text{eff}} = 5800\text{--}6300$  K during this new eruption. This object is thereby probably one of the coolest identified LBVs. We could also identify an enrichment of nitrogen and  $r$ - and  $s$ -process elements. We detected a weak eruption in the LBV R 110 with a maximum of  $V \sim 9.9$  mag in 2011, that is, around 1.0 mag brighter than in the quiescent phase. On the other hand, this new eruption is about 0.2 mag fainter than the first eruption detected in 1990, but the temperature did not decrease below 8500 K. *Spitzer* spectra show indications of cool dust in the circumstellar environment of both stars, but no hot or warm dust was present, except by the probable presence of PAHs in R 110. We also discuss a possible post-red supergiant nature for both stars.

**Key words.** stars: massive – stars: variables: S Doradus – stars: winds, outflows – stars: individual: RMC 40 – stars: individual: RMC 110

### 1. Introduction

Massive stars experience some not well understood phases in their final evolution, such as the luminous blue variable (LBV) phase. Only  $\sim 40$  LBVs are actually known in the Galaxy and in the galaxies of the Local Group (Vink 2012), indicating a short phase in the stellar life of  $\sim 25\,000$  yr (Humphreys & Davidson 1994). These stars, also named as S Dor Variables (van Genderen 2001), are mainly characterized by episodes of strong mass loss (eruptions), resulting in irregular photometric and spectroscopic variabilities.

The role of LBVs in the stellar evolution of massive stars still remains an open question. In the temperature and luminosity range in which LBVs are expected, other types of objects are also seen, such as blue supergiants (BSG) and late-type Wolf-Rayet (WNL) stars, rendering it difficult to identify each phase based purely on its physical parameters, even obtained from a deep analysis of the chemical composition derived from the stellar evolution models (Georgy 2012). For the most massive stars, with  $M_{\text{ZAMS}} > 40 M_{\odot}$ , it is believed that the LBV phase is a transition phase from the main sequence – or possibly BSG phase –

to Wolf-Rayet, that is, the star transits from the end of H-core burning to the beginning of He-core burning phase (Maeder 1983; Voors 1999; Ekström et al. 2013; Groh et al. 2014). For lower masses ( $20 \leq M_{\text{ZAMS}} \leq 25 M_{\odot}$ ), Groh et al. (2014) cite that the LBV phase can only occur in advanced stages of evolution, during the burning of He in the core of the star, associated with a post-red supergiant (RSG) phase and a pre-supernova (SN) stage (Groh et al. 2013b). For stars with  $M_{\text{ZAMS}} < 20 M_{\odot}$ , it is not expected that an LBV phase will occur during their evolution.

According to Voors (1999), there are three types of variations that can be detected in LBVs: microvariations, with  $\Delta V < 0.3$  mag on timescales from weeks to months, possibly associated with non-radial pulsations; moderate variations, with  $1 < \Delta V < 2$  mag and periodicity from years to decades, possibly associated with radial pulsations; and eruptions, with  $\Delta V > 2$  mag, without a precise periodicity and associated with the strongest mass-loss episodes, wherein the most extreme cases are also called *great eruptions*. The first two types of variations occur with approximately constant bolometric magnitude, but this is not the case for the third case. It is important to emphasize that these values of  $\Delta V$  were derived for Galactic LBVs and can be lower for low metallicities objects. A star needs to be observed during an eruption, presenting both photometric and spectral variations, to be classified as LBV, otherwise, it can be only classified as an LBV candidate (LBVc).

However, the physical mechanism that triggers the eruptions is still not well known. It could be related to high rotation

<sup>★</sup> Based on observations with the 0.6 m telescope at Pico dos Dias Observatory (Brazil) and MPG/ESO 2.2-m telescope at the European Southern Observatory (La Silla, Chile) under the Prog. IDs: 094.A-9029(D), 096.A-9039(A), and 098.A-9039(C), and under the agreements ESO-Observatório Nacional/MCTIC and MPI-Observatório Nacional/MCTIC, Prog. IDs.: 076.D-0609(A) and 096.A-9030(A).

(Groh et al. 2009a), radiative pressure with a modified Eddington limit (Lamers & Fitzpatrick 1988), turbulent pressure (de Jager 1984), internal dynamic mechanisms (Stothers & Chin 1993; Glatzel & Kiriakidis 1993), binarity, or a combination of some of these mechanisms.

LBVs are characterized by high mass-loss rates ( $10^{-7} \leq \dot{M} \leq 10^{-3} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ ), low or not very high expansion velocities ( $v_{\infty}$  from 50 to a few hundreds of  $\text{km s}^{-1}$ ), high luminosities ( $\log L/L_{\odot} > 5.5$ ) and high effective temperatures ( $8000 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 30\,000 \text{ K}$ ). As noted by Humphreys & Davidson (1994), LBVs are located in two main strips in the HR diagram, related to the quiescent and eruptive stages. The effective temperature in the eruption phase seems to be constant for all LBVs, but during the quiescence it seems to be a function of the stellar luminosity.

In this paper, we present the detection of new eruptions for two LBVs in the Magellanic Clouds R 40 and R 110, based on new spectroscopic and photometric data. In Sect. 2, we describe these two stars. In Sect. 3, we present our observations and the public data used in our work. In Sect. 4, we analyze the data and discuss the results for each star. The conclusions of the paper are presented in Sect. 5.

## 2. Our sample

In this work, we present the detection of new eruptions in two LBVs from the Magellanic Clouds RMC 40 (SMC) and RMC 110 (LMC).

RMC 40 (LHA 115-S 52, HD 6884), hereafter R 40, was the first LBV detected in SMC (Szeifert et al. 1993). Its  $V$  magnitude was reported as 10.73 mag by Feast et al. (1960) and 10.48 mag by Stahl et al. (1985). Szeifert et al. (1993) reported a  $V$  magnitude of 10.25 mag and they showed the spectral change of R 40 from B8Ie (Feast et al. 1960) to A4 in 1993, characterizing a typical LBV eruption. The visual brightness of R 40 reached a maximum of 9.8 mag around 1996 (Sterken et al. 1998) and after that it started to decrease. The physical parameters determined by Szeifert et al. (1993) are  $T_{\text{eff}} = 8700 \text{ K}$ ,  $\log g = 0.75$ ,  $M_{\text{Bol}} = -9.4$ ,  $R = 280 R_{\odot}$ , and a current mass of  $M = 16 M_{\odot}$ . The identification of this LBV in the SMC indicates that low metallicity environments do not prevent massive stars from evolving to this phase.

RMC 110 (LHA 120-S 116, HD 269662), hereafter R 110, was identified as LBV by Stahl et al. (1990). R 110 was the faintest LBV classified at that time and was classified as  $M_{\text{Bol}} = -8.9$ . The first suspicion of its variability was cited by Stahl et al. (1984). A discrepancy in the B9Ieq classification from Feast et al. (1960) was shown by Stahl et al. (1985), in which R 110 was classified as an early A-type star. According to Stahl et al. (1990), the visual magnitude of this star increased from  $V = 10.5$  mag in December 1980 to 9.99 mag in January 1989 and the spectral type changed from B to F0. In contrast to the other LBVs, this star has not shown significant mass-loss rate variation between the quiescent and eruptive states; this value is  $\dot{M} = 10^{-6} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ . The physical parameters derived by Stahl et al. (1990) are  $T_{\text{eff}} = 7600 \text{ K}$ ,  $\log g = 0.45$ ,  $R = 310 R_{\odot}$  and a current mass of  $M = 10 M_{\odot}$ .

## 3. Observations

### 3.1. High-resolution spectroscopy

We observed these two stars with the Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph (FEROS) mounted at 2.2 m ESO-MPI

**Table 1.** High-resolution spectra used in our study.

Star	Inst.	Date	$t_{\text{exp}}$ (s)
RMC 40	UVES	2000-07-09	$1 \times 600$
	UVES	2002-05-06	$1 \times 360$
	FEROS	2005-12-12*	$2 \times 450$
	FEROS	2006-10-11	$2 \times 1000$
	FEROS	2007-10-05*	$2 \times 450$
	FEROS	2008-08-04	$2 \times 1800$
	FEROS	2014-11-28*	$2 \times 700$
	FEROS	2015-12-04*	$2 \times 500$
RMC 110	FEROS	2016-11-02*	$2 \times 500$
	FEROS	2005-12-12*	$2 \times 450$
	FEROS	2007-02-20	$7 \times 200$
	FEROS	2014-12-04*	$2 \times 400$
	FEROS	2016-01-13*	$2 \times 700$

**Notes.** The spectra marked with an asterisk were observed by us and the others were obtained from ESO public data archive. The exposure time is associated with the number of spectra obtained.

telescope at La Silla Observatory (Chile). The instrumental configuration provides a resolution of  $0.03 \text{ \AA/pixel}$  ( $R \sim 48\,000$ ) in a spectral range from 3600 to 9200  $\text{\AA}$ . The spectra taken in 2005 were reduced using MIDAS routines developed by our group, following standard echelle reduction procedures. The data taken between 2007 and 2016 were reduced by the ESO/FEROS pipeline. The signal-to-noise ratio (S/N) is between 60 and 120 around  $H\alpha$ .

We complemented our data with public pipeline reduced spectra from FEROS and the Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph (UVES) obtained from the ESO Archive. The UVES spectra have a resolution from 40 000 to 100 000 in a spectral range from 3000 to 11 000  $\text{\AA}$ , which varies according the observing configuration. Table 1 lists all the spectra.

Normalization, cosmic ray cleaning, and equivalent width measurements were done using standard IRAF tasks<sup>1</sup>.

### 3.2. Photometry

We performed 12 observing campaigns from 2014 to 2017 at Observatório do Pico dos Dias (OPD/LNA, Brazil), using the 0.6 m telescope Boller & Chivens, with 21 nights of effective observation. For these observations we used the CCD Andor IkonL with an E2V CCD42-40 detector ( $2048 \times 2048 \text{ } 13.5 \mu\text{m}$  square pixels). The stars were observed using  $UBVRI$  filters. The observations were reduced via our own routines for point spread function photometry. To convert the instrumental flux to magnitudes, we compared values of field stars taken from the UCAC4 catalog (Zacharias et al. 2013) for  $B$  and  $V$  filters, DENIS catalog (Cioni et al. 2000) for  $I$  filter, and stars taken from other catalogs from the Simbad database<sup>2</sup> for  $R$  and  $U$  filters, using an iterative Monte Carlo comparison method. There, hundreds of groups of randomly chosen stars in the catalogs were compared to R 40 and R 110, obtaining their magnitudes. We assumed the median of these values. The error is estimated as the median

<sup>1</sup> IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which are operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation. See <http://iraf.noao.edu/>

<sup>2</sup> <http://simbad.u-strasbg.fr/>

J. C. N. Campagnolo et al.: Detection of new eruptions in the Magellanic Clouds LBVs R 40 and R 110

**Table 2.** *UBVRI* photometric observations for our sample obtained in the period of 2014–2017 at OPD/LNA.

(a) Observations for R 40.

Date	JD	<i>U</i>	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>
2014-10-23	2 456 953.6	9.98 ± 0.08	9.94 ± 0.02	9.34 ± 0.04	9.36 ± 0.05	8.78 ± 0.02
2014-10-28	2 456 958.5	10.10 ± 0.04	10.08 ± 0.01	9.46 ± 0.03	9.25 ± 0.04	8.89 ± 0.02
2014-10-29	2 456 959.5	10.07 ± 0.04	9.91 ± 0.03	9.36 ± 0.03	9.21 ± 0.05	8.84 ± 0.02
2014-11-11	2 456 972.5	–	–	9.37 ± 0.04	9.28 ± 0.04	–
2014-11-12	2 456 973.5	–	–	9.39 ± 0.04	–	8.86 ± 0.02
2014-11-17	2 456 978.5	–	–	9.42 ± 0.03	–	–
2015-10-05	2 457 300.6	–	9.95 ± 0.02	9.30 ± 0.03	9.11 ± 0.05	–
2015-10-06	2 457 301.5	10.08 ± 0.06	9.95 ± 0.02	–	–	–
2015-10-07	2 457 302.5	10.08 ± 0.05	9.95 ± 0.03	9.32 ± 0.03	9.27 ± 0.04	8.73 ± 0.02
2015-10-08	2 457 303.5	10.06 ± 0.08	9.93 ± 0.03	9.31 ± 0.03	9.19 ± 0.05	8.71 ± 0.01
2015-10-08	2 457 304.4	–	9.93 ± 0.02	9.36 ± 0.03	9.22 ± 0.05	8.74 ± 0.01
2015-12-12	2 457 368.5	–	9.92 ± 0.03	9.30 ± 0.03	9.22 ± 0.05	–
2016-01-25	2 457 413.4	10.02 ± 0.08	9.87 ± 0.03	9.27 ± 0.03	9.09 ± 0.05	8.66 ± 0.02
2016-07-26	2 457 595.8	10.04 ± 0.04	9.90 ± 0.03	9.18 ± 0.03	9.15 ± 0.05	8.61 ± 0.02
2016-07-27	2 457 596.8	–	9.89 ± 0.03	9.20 ± 0.04	8.98 ± 0.05	8.62 ± 0.02
2016-10-29	2 457 691.4	–	–	9.16 ± 0.02	8.97 ± 0.06	–
2016-12-17	2 457 739.5	–	–	9.40 ± 0.02	–	–
2016-12-18	2 457 740.6	–	10.08 ± 0.03	9.37 ± 0.03	–	–
2016-12-22	2 457 744.6	–	10.06 ± 0.03	9.30 ± 0.03	–	–
2017-02-23	2 457 807.5	–	10.21 ± 0.03	9.34 ± 0.03	9.19 ± 0.04	8.63 ± 0.02

(b) Observations for R 110.

Date	JD	<i>U</i>	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>
2014-10-23	2 456 953.7	10.43 ± 0.08	10.70 ± 0.04	10.45 ± 0.05	10.20 ± 0.06	10.26 ± 0.02
2014-10-29	2 456 959.8	–	10.68 ± 0.03	10.46 ± 0.04	10.18 ± 0.06	10.24 ± 0.02
2014-11-11	2 456 972.7	–	–	10.45 ± 0.04	–	–
2014-11-12	2 456 973.6	10.11 ± 0.04	10.64 ± 0.04	10.43 ± 0.05	10.23 ± 0.02	10.18 ± 0.02
2014-11-17	2 456 978.8	–	–	10.41 ± 0.05	–	–
2015-10-05	2 457 300.7	–	10.70 ± 0.03	10.47 ± 0.04	10.23 ± 0.07	10.25 ± 0.01
2015-10-07	2 457 302.6	10.10 ± 0.04	–	10.48 ± 0.03	10.28 ± 0.06	10.22 ± 0.01
2016-12-18	2 457 740.7	–	10.80 ± 0.04	10.57 ± 0.05	–	–
2016-12-23	2 457 745.7	–	–	10.53 ± 0.04	–	–
2017-02-22	2 457 806.5	–	10.80 ± 0.04	10.55 ± 0.04	–	10.38 ± 0.03

absolute deviation from the derived magnitudes. The results of our photometric observations are shown in Table 2a and b.

Photometric data obtained from the literature and public archives were also used to obtain light curves (LC) for these two objects. We collected data from various photometric sources: *American Association of Variable Star Observers*<sup>3</sup> (AAVSO); *All Sky Automated Survey* (ASAS); *Long-Term Photometry Variables at ESO* (LTPV; Manfroid et al. 1991; Sterken et al. 1993; Manfroid et al. 1995; Sterken et al. 1995) and from van Genderen et al. (1982); van Genderen (1998). Other photometric data taken from the literature are described in Table 3.

These data are available in the Johnson photometric system, except the data from the LTPV survey, which uses standard Strömgren filters. Thus, we converted the LTPV data to the Johnson system, via the relations provided by Harmanec & Božić (2001).

<sup>3</sup> For a better analysis of the light curve of R 110, we also included the data from AAVSO Visual band, which is similar to the *V* filter, but is not precise and has to be analyzed carefully.

## 4. Data analysis

### 4.1. R 40

#### 4.1.1. Light curve

In Fig. 1, we show the light curve for R 40. The first reported eruption for R 40, which was identified by Szeifert et al. (1993), is clearly visible. This eruption started in approximately 1987, probably reaching the maximum in 1996 and had a *V* magnitude of approximately 9.8 (Sterken et al. 1998). However, there is a lack of data from 1996 until 2000, hampering the confirmation of this maximum estimate. We identified a new eruption that started in 2005, as can also be seen in Fig. 1; this eruption has not previously been reported in the literature. This is an ongoing eruption, where the maximum brightness was probably reached in the middle of 2016, when R 40 had *V* ~ 9.2 mag. Szeifert et al. (1993) mentioned that R 40 was the brightest star in the SMC during the first eruption, and since it is even brighter now, it most likely continues to be the most luminous star in that galaxy.

**Table 3.** *UBVRI* photometry for R 40 and R 110 obtained from the literature.

Star	Reference	Date	<i>V</i>	<i>B</i> – <i>V</i>	<i>U</i> – <i>B</i>	<i>V</i> – <i>R</i>	<i>V</i> – <i>I</i>
RMC 40	Feast et al. (1960)	1955–1960	10.73	0.08	–	–	–
	Dachs (1970)	September–December, 1968	10.58	0.07	–0.58	–	–
	Butler (1972)	1966	10.61	0.10	–0.56	–	–
	Osmer (1973)	1970–1971	10.51	–	–	–	–
	Ardeberg & Maurice (1977)	1974	10.52	0.10	–0.57	–	–
	Ardeberg (1980)	1971–1978	10.49	0.12	–0.61	–	–
	Stahl et al. (1985)	August 1983	10.48	0.12	–0.59	–	–
	Szeifert et al. (1993)	November 9, 1991	10.25	0.16	–0.45	–	–
RMC 110	Mendoza (1970)	1969	10.41	0.24	–	0.32	0.50
	Walraven & Walraven (1977)	1969–1975	10.57	0.19	–	–	–
	Stahl et al. (1990)	December 1980	10.50	–	–	–	–
	Stahl et al. (1990)	January 1982	10.27	0.24	–0.27	–	–
	Stahl et al. (1990)	August 1983	10.40	0.23	–0.32	–	–
	Stahl et al. (1990)	January 1984	10.34	0.23	–0.35	–	–
	Stahl et al. (1990)	August 1984	10.31	0.25	–0.29	–	–
	Stahl et al. (1990)	December 1984	10.20	0.26	–0.27	0.19	0.40
	Stahl et al. (1990)	January 1989	9.99	0.35	–0.08	0.22	0.46

After this probable maximum, the light curve has a drop off almost 0.1 mag just few months later. This fast decrease is not expected to happen, especially compared to the behavior of other eruptions, and its cause is not known.

As we can also see in Fig. 1, the minimum brightness just before each one of these two eruptions has a different value. Previous to the 1987 eruption, R 40 appears to have had a constant magnitude in the *V* band,  $V \sim 10.6$ , in contrast to  $V \sim 10.2$  seen in 2004–2006 just before the new eruption. This may indicate some contribution from the material ejected during the first eruption.

#### 4.1.2. Spectral characteristics

In total, we analysed nine high-resolution spectra (seven FEROS and two UVES) to study the spectral variations of R 40 during the last 16 yr. We identified two different behaviors: one for the spectra taken from 2000 until 2008, and another for those spectra taken in 2014–2016 (see Figs. 2 and A.1).

*2000–2008 (quiescence).* The spectra taken from 2000 until 2008, which correspond to the period after the first eruption and just before the new eruption, the so-called *quiescence*, do not have significant variations. They are similar to the spectrum of a B-A supergiant (see Fig. A.1), as previously reported by Szeifert et al. (1993).

From the spectrum taken in 2005, we also derived a mean radial velocity of  $169 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$ , obtained from lines of singly ionized metals in pure absorption, especially Fe II, Cr II, Ti II, and Mg II. This value is lower than that derived by Szeifert et al. (1993),  $189 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$ , obtained using lines of the same ions. This fact means that the lines observed by Szeifert et al. (1993) may have been formed in an expanding shell and not in the photosphere of the star. Feast et al. (1960) also reported a radial velocity of  $181 \text{ km s}^{-1}$  obtained from spectra taken before 1960.

In the spectra taken in 2006–2008 (see Figs. 2 and A.1), the lines of neutral and singly ionized metals clearly became more intense, indicating a gradual decrease in temperature and the beginning of the new ongoing eruption. Absorption lines of singly ionized metals, such as Fe II, Cr II, Ti II, and Si II, dominate the blue part of the spectrum.

A few Fe II lines have P Cygni profiles in the spectra taken in 2005–2008, but not earlier. These profiles present one or two variable absorption components. The same is seen for Balmer lines, which present intense P Cygni profiles (Fig. A.2) with variabilities in both emission and absorption components.

Forbidden lines are commonly seen in the quiescent phase of LBVs, but they are not seen in our R 40 spectra. This is probably caused by a remaining effect of the first eruption, causing an increase of density and avoiding the formation of these lines. However, Stahl et al. (1985) also reported the absence of forbidden lines during the previous quiescent stage, i.e., before the first identified eruption.

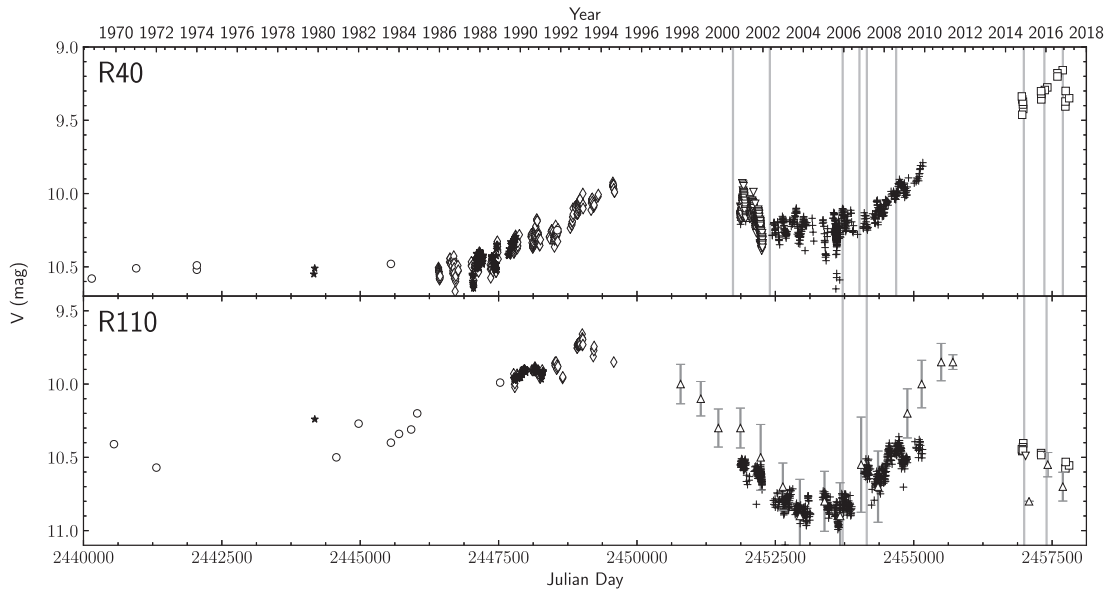
*2014–2016 (ongoing eruption).* The spectra taken from 2014 until 2016 changed from the previous B or A type to a late F-type, corresponding to the probable maximum of the new ongoing eruption and the formation of a pseudo-photosphere. From the visual comparison with spectra from the ESO UVES-POP catalog (Bagnulo et al. 2003), we noted that they are very similar to the F8lab type spectrum of HD 54605<sup>4</sup> (Figs. 2 and A.1). This late F-type spectrum is very uncommon during an LBV eruption, which is normally associated with a late A or early F-type.

Concerning  $H\alpha$  and  $H\beta$ , they both show weak P Cygni profiles with some variability (see Fig. A.2). On the other hand, the other Balmer lines are seen in pure absorption (Fig. A.1). Regarding He I lines, in contrast to what was reported by Szeifert et al. (1993) during the first eruption, these lines have completely disappeared in the spectra taken in 2014–2016.

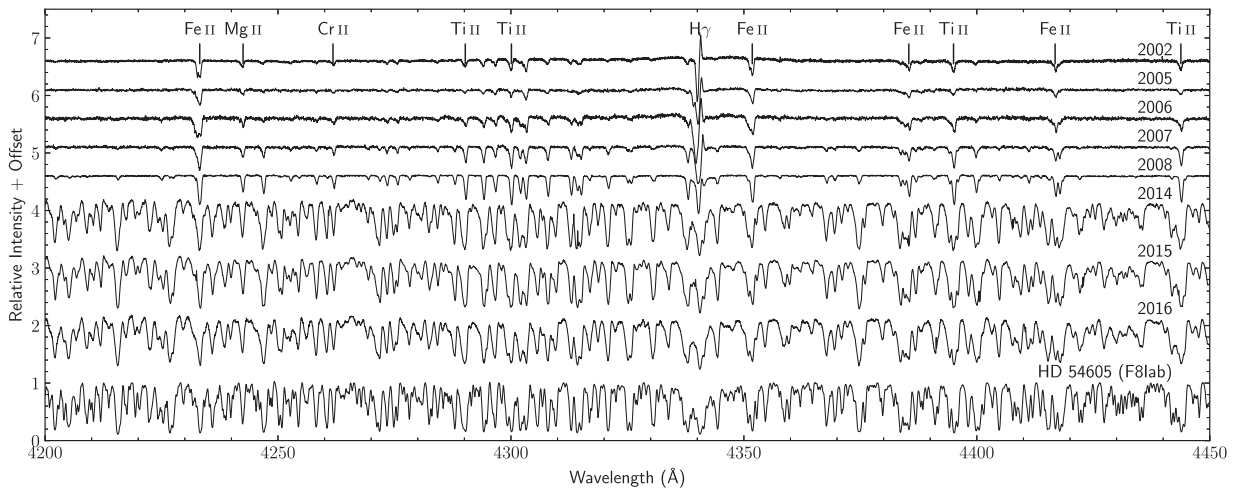
Another dramatic change is related to Ca II H and K lines (Fig. A.1). Until 2008, during the quiescent phase, these lines were narrow and had a clear separation of the interstellar and circumstellar components. This shape completely changes in the 2014–2016 spectra, in which they appear broad and intense and with the different (stellar plus interstellar) components blended, very similar to a F8lab star spectrum. The low excitation potential of these lines indicates their formation within a cool pseudo-photosphere, as seen during the eruption of other LBVs (Mehner et al. 2013).

<sup>4</sup> This star, also named *Wezen*,  $\delta$  Cma, or HR 2693 ( $V = 1.84$  mag,  $T_{\text{eff}} = 6476 \text{ K}$ ,  $\log g = 0.89$ , and  $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.28$ , see Luck 2014), is a bright galactic yellow supergiant.

J. C. N. Campagnolo et al.: Detection of new eruptions in the Magellanic Clouds LBVs R 40 and R 110



**Fig. 1.** Light curves of R 40 and R 110. Squares indicate OPD/LNA (this work); diamonds indicate LTPV; crosses indicate ASAS; downward triangles indicate AAVSO (V); stars indicate van Genderen (1998); circles indicate references cited in Table 3; and upward triangles indicate the median of the AAVSO (Vis.) data of each year with standard deviation error bars. The vertical lines represent the observation dates of the spectra listed in Table 1.



**Fig. 2.** Spectral variation of R 40 seen in the spectra taken from 2002 (top) until 2016 (bottom). We can see the change from a late B/early A-type to a late F-type spectrum, implying a new eruption. The spectrum of HD 54605 (F8Ia) is also shown for comparison.

In addition, in the red part of the spectra ( $>7000 \text{ \AA}$ ), the Paschen lines did not have strong variations in the quiescent and eruptive stages, appearing as single-absorption profiles. Some lines from Ca I, Mn II, Fe I, Fe II, S I, S II, Ti I, Ti II, and some *s*- and *r*-process elements, such as La II, Eu II, and Ba II (and possibly Sr II, Sc II, Nd II, Y I, Gd II, V I, and Yb I), appear only in the 2014–2016 spectra (see Fig. A.1).

A radial velocity of  $172.5 \text{ km s}^{-1}$  was derived using the center of the metal lines present in the spectrum taken in 2016.

#### 4.1.3. Physical parameters of R 40

Deriving the precise spectral type for B-A stars, such as LBVs in the quiescent phase, is not an easy task. Using some empirical spectroscopic criteria, based on equivalent width ratios, we can

estimate the spectral classification for B supergiants in the Magellanic Clouds (Lennon 1997). These criteria were later extended to G-type supergiants by Evans & Howarth (2003) and Evans et al. (2004). However for LBVs, the lines can be largely affected by wind contribution, making this classification very uncertain, especially considering Balmer and Fe II lines, which are mainly formed in the wind. Thus, we preferred to use the calibration based on Mg II 4482  $\text{\AA}$ /He I 4471  $\text{\AA}$  equivalent widths ratio from Lennon (1997), Evans & Howarth (2003), and Kraus et al. (2008, Fig. 3), which are probably less affected by the wind.

For A-type stars in the SMC specifically, the criteria of Evans & Howarth (2003), considering the equivalent widths ratio of Ca II K/(He + Ca II H), can also be applied. However, these lines are dependent on  $\log g$ , which may differ in LBVs and normal supergiants, and He  $\epsilon$  is affected by the wind. In addition, for all

**Table 4.** Effective temperature estimations for R 40 and R 110, based on different spectroscopic and photometric criteria, where >A2 corresponds to spectral types later than A2.

Year	Mg II 4482 Å/He I 4471 Å	Spectral type <sup>1</sup>	Spectral type	$(B - V)_0$	$T_{\text{eff}}$ (K) <sup>1</sup>	$T_{\text{eff}}$ (K) <sup>2</sup>		$T_{\text{eff}}$ (K) <sup>3</sup>
						HM84	EH03	
R 40								
1960			B8Ieq <sup>4</sup>			10 900	12 000	
1960				-0.03 <sup>4</sup>				11 100
1966				-0.01 <sup>5</sup>				10 500
1968				-0.04 <sup>6</sup>				11 400
1974				-0.01 <sup>7</sup>				10 500
1983				0.01 <sup>8</sup>				10 000
1991				0.05 <sup>9</sup>				9 200
1994			A4 <sup>9</sup>			8 800	8 000	
2002	4.70 ± 1.14	A2			8 500			
2005	3.77 ± 0.73	A0–A2			9 000			
2005			A0~A2			9 300	9 000	
2006	5.40 ± 1.38	~A2			8 500			
2007	7.00 ± 2.29	>A2			<8 500			
2008	6.50 ± 0.94	>A2			<8 500			
2014				0.48				6 200
2015				0.51				6 100
2016			F8Iab			6 200	5 750	
June/2016				0.57				5 900
December/2016				0.65				5 800
R 110								
1960			B9Ieq <sup>4</sup>			10 250	10 500	
1969				0.04 <sup>10</sup>				9 400
1982				0.04 <sup>8</sup>				9 400
1984				0.06 <sup>8</sup>				9 000
1989				0.15 <sup>8</sup>				7 800
1989			F0Ia <sup>8</sup>			7 800	6 750	
2005			B9			10 250	10 500	
2005	1.95 ± 0.34	B9			10 500			
2007	2.69 ± 0.63	A0–A2			9 000			
2014	3.54 ± 0.89	A0–A2			9 000			
2014			A0–A2			9 300	9 000	
2014				0.03 <sup>11</sup>				9 600
2016	5.00 ± 1.70	A2			8 500			
2016			A2			9 100	8 500	
2016				0.03				9 600

**Notes.** <sup>(1)</sup> Spectral type and  $T_{\text{eff}}$  were estimated from Mg II 4482 Å/He I 4471 Å ratio; these measurements were only obtained for spectra for which the lines are not blended; <sup>(2)</sup>  $T_{\text{eff}}$  was estimated using the relation for spectral types from [Humphreys & McElroy \(1984, Table 2\)](#) (HM84) and [Evans & Howarth \(2003, Table 5\)](#) (EH03); and <sup>(3)</sup>  $T_{\text{eff}}$  was estimated from  $(B - V)_0$ . Owing to the uncertainty in the reddening, the error is  $\sigma_{T_{\text{eff}}} = 1000$  K for  $T_{\text{eff}} \geq 9000$  K and  $\sigma_{T_{\text{eff}}} = 500$  K for  $T_{\text{eff}} < 9000$  K. The references are <sup>(4)</sup> [Feast et al. \(1960\)](#), <sup>(5)</sup> [Butler \(1972\)](#), <sup>(6)</sup> [Dachs \(1970\)](#), <sup>(7)</sup> [Ardeberg & Maurice \(1977\)](#), <sup>(8)</sup> [Stahl et al. \(1985\)](#), <sup>(9)</sup> [Szeifert et al. \(1993\)](#), <sup>(10)</sup> [Mendoza \(1970\)](#), and <sup>(11)</sup> AAVSO. The other values are from this work.

F-type stars with low  $\log g$ , the Ca II H and K lines become strong and their ratio goes to 1.

Based on the polynomial relation between intrinsic  $(B - V)_0$  colour and  $T_{\text{eff}}$  proposed by [Flower \(1996, Table 5\)](#)<sup>5</sup>, we can also estimate  $T_{\text{eff}}$  for R 40, using  $B - V$  colors from our various observations (the median for each year) and from the literature. In addition, using the relations between the  $T_{\text{eff}}$  and the spectral

types from [Humphreys & McElroy \(1984, Table 2\)](#) and [Evans & Howarth \(2003, Table 5\)](#), we could also estimate  $T_{\text{eff}}$  of this star in different dates.

The results from these spectroscopic and photometric criteria indicate a strong temperature variability for R 40, from approximately 12 000 K in the 1960s, during the quiescence, to 5 750 K in 2016 (see Table 4).

We also used the spectroscopic calibration proposed by [Kovtuykh & Gorlova \(2000\)](#) for F-G supergiants, based on line-depth ratios of some unblended metal lines (see Table 1 in this reference, and the relations number 6, 7 and 22). We obtained  $T_{\text{eff}} = 6100 \pm 200$  K for the spectrum taken in 2014, which is similar to the results from the photometric calibration.

<sup>5</sup> There is a mistake in the caption of that table. In the original caption, the cited polynomial equation is  $(B - V)_0 = a + b \log T_{\text{eff}} + c \log T_{\text{eff}}^2 + \dots$ , but, as we could not reproduce the results using it, we inverted it to  $\log T_{\text{eff}} = a + b(B - V)_0 + c(B - V)_0^2 + \dots$ , thereby reproducing the results correctly.

J. C. N. Campagnolo et al.: Detection of new eruptions in the Magellanic Clouds LBVs R 40 and R 110

Some additional computations were also made using Neugent et al. (2010) polynomial equations, which resulted in an underestimated  $T_{\text{eff}}$ . This conclusion was also obtained by Mehner et al. (2013) for the LMC LBV RMC 71 (R 71). Thus, we discarded these results in our analysis.

Concerning the reddening of R 40, it is not well determined having been derived by different authors, as  $E(B - V) = 0.07 \sim 0.14$  mag (Szeifert et al. 1993) and  $E(B - V) = 0.09 \sim 0.16$  mag (Schlafly & Finkbeiner 2011)<sup>6</sup>. For our work, we assume the mean value from both authors of  $E(B - V) = 0.11 \pm 0.05$ .

*Modelling using MOOG:* We also decided to perform a spectroscopic analysis of R 40 using the LTE code MOOG (Snedden 1973, recent version) and the spectra taken in 2005 and 2014 owing to their high S/N. We chose unblended Fe I lines to derive  $T_{\text{eff}}$ , microturbulent velocity and iron abundance. Table 5 shows the Fe I lines employed in our analysis, their excitation potentials ( $\chi$ ), values of oscillator strengths ( $\log gf$ ), and the measured equivalent widths from the spectra taken in 2014. The  $\chi$  and  $\log gf$  values were taken from Lambert et al. (1996) and Castro et al. (1997). Only the lines with equivalent widths smaller than 180 mÅ were used for the determination of the atmospheric parameters.

Assuming  $\log g = 0.5$ , we estimated  $T_{\text{eff}}$  by the solution of the excitation equilibrium, where  $T_{\text{eff}}$  is derived by the zero slope of the trend between the iron abundances calculated from individual Fe I lines and their excitation potentials. The microturbulence velocity ( $\xi$ ) was derived by forcing the abundance determined from individual iron lines to be independent of the equivalent width (see Fig. 3). Using the local thermodynamic equilibrium (LTE) models of Castelli & Kurucz (2003), the following atmospheric parameters were derived:  $T_{\text{eff}} = 6500$  K,  $\xi = 8.2$  km s<sup>-1</sup>, and  $\log \varepsilon(\text{Fe}) = 6.86$  corresponding to  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.64$ <sup>7</sup>, assuming the solar abundance of  $\log \varepsilon(\text{Fe})_{\odot} = 7.50$  (Asplund et al. 2009).

The effective temperature derived by this method is in agreement with our previous estimates, but it needs to be seen with caution because strong non-LTE effects and the absence of hydrostatic equilibrium may affect the pseudo-photosphere of R 40, which may have an even lower  $\log g$  than those available by Castelli & Kurucz (2003) models. In addition, the lines of Fe II are very strong and cannot be fitted with the same atmospheric model derived by neutral iron lines. Concerning our metallicity, it is in agreement with results from the literature for the SMC, for example,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.65 \pm 0.2$  from Russell & Bessell (1989),  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.68$  from Luck et al. (1998), and  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.73$  from Venn (1999).

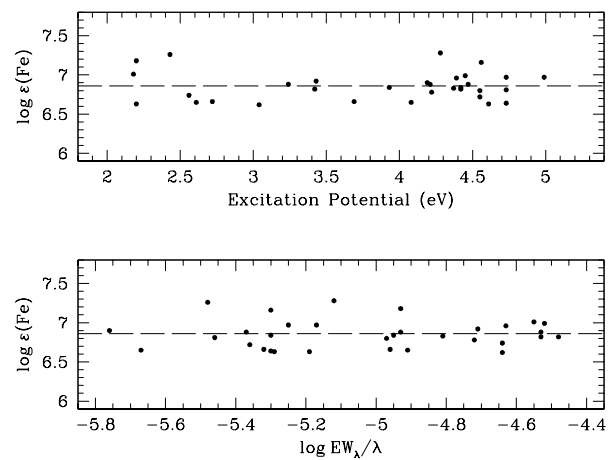
Using MOOG, we also derived the CNO abundances from the observed spectra taken in both the quiescent (2005) and eruptive phases (2014). The nitrogen abundance was determined by modeling N I lines located around 7440–7480 and 8600–8730 Å. In Fig. 4 we can see our best model fit achieved for a nitrogen abundance of  $\log \varepsilon(\text{N}) = 8.55$ , corresponding to  $[\text{N}/\text{Fe}] = +1.25$  for the 2014 spectrum. It is important to cite that the lines in the 2014 spectrum display prominent asymmetric blue wings that are not well fitted. Such asymmetries may originate from the expansion of the pseudo-photosphere.

From the 2005 spectrum, our best fit model provides a nitrogen abundance of  $\log \varepsilon(\text{N}) = 8.65$ , corresponding to  $[\text{N}/\text{Fe}] = +1.35$  (Fig. 4), assuming  $T_{\text{eff}} = 9000$  K,  $\log g = 1.5$ .

**Table 5.** Fe I lines in the spectrum of R 40 observed in 2014, used to derive  $T_{\text{eff}}$  and elemental abundances using the MOOG code.

Wavelength (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Eq. width (m Å)
5125.12	4.22	-0.08	98
5202.34	2.18	-1.84	146
5281.79	3.04	-0.83	120
5364.87	4.45	0.23	162
5367.47	4.42	0.44	176
5373.71	4.47	-0.71	23
5389.48	4.42	-0.25	61
5393.17	3.24	-0.72	161
5400.50	4.37	-0.10	83
5445.04	4.39	0.04	128
5569.62	3.42	-0.49	163
5576.09	3.43	-0.85	109
5633.95	4.99	-0.12	38
5686.53	4.55	-0.45	25
5717.83	4.28	-0.98	43
5762.99	4.21	-0.41	67
5934.65	3.93	-1.02	30
6020.17	4.61	-0.21	31
6024.06	4.55	-0.06	65
6027.05	4.08	-1.09	13
6056.01	4.73	-0.40	34
6065.48	2.61	-1.53	75
6219.28	2.20	-2.43	73
6230.72	2.56	-1.28	143
6335.33	2.20	-2.18	41
6336.82	3.69	-1.05	30
6344.15	2.43	-2.92	21
6380.74	4.19	-1.32	11
6419.95	4.73	-0.09	32
6569.22	4.73	-0.42	23
6592.91	2.72	-1.47	72
6855.16	4.56	-0.74	34

**Notes.** Values for  $\chi$  and  $\log gf$  were obtained from Lambert et al. (1996) and Castro et al. (1997).

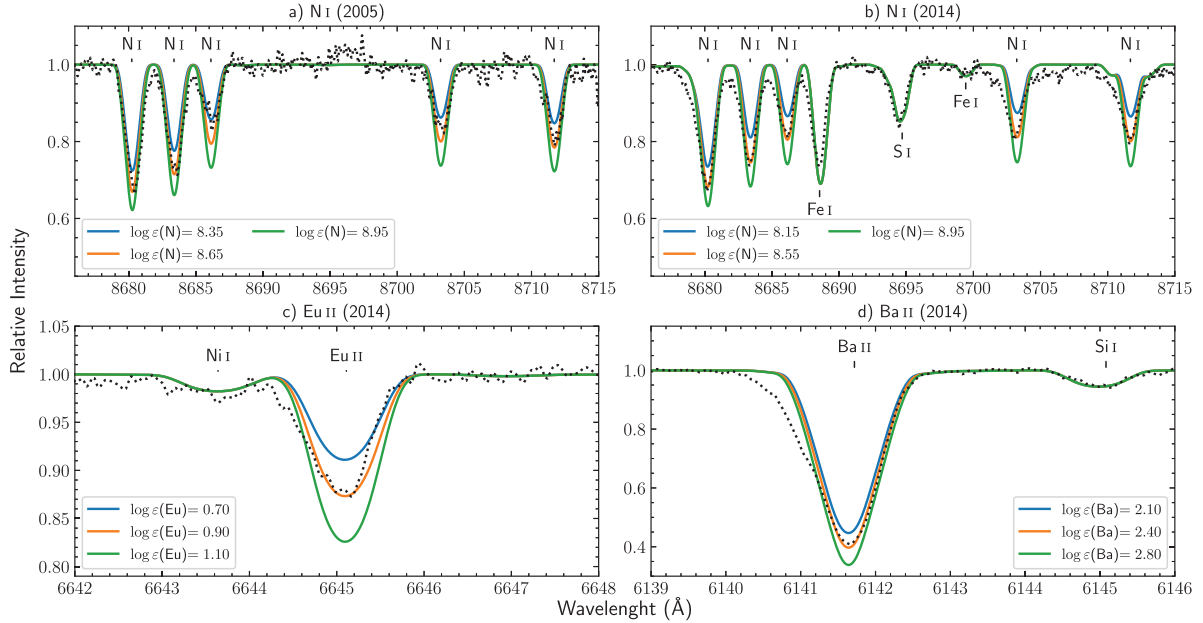


**Fig. 3.** Iron abundance derived from individual Fe I lines,  $\log \varepsilon(\text{Fe})$ , using the spectrum of R 40 taken in 2014, vs. the excitation potential (upper panel) and vs. the reduced equivalent width  $\log(\text{EW}_{\lambda}/\lambda)$  (lower panel).

<sup>6</sup> Values taken from <http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/DUST/>

<sup>7</sup> We used the notation  $[\text{X}/\text{H}] = \log(N_{\text{X}}/N_{\text{H}})_{*} - \log(N_{\text{X}}/N_{\text{H}})_{\odot}$ .





**Fig. 4.** Observed (dotted line) and synthetic (solid lines) spectra of R 40 in the wavelength regions containing the N I (panels a and b), Eu II (panel c), and Ba II (panel d) lines. The observed spectra were obtained in 2005 (panel a) and 2014 (panels b–d).

Concerning the oxygen abundance, we fitted the lines at 6155.97, 6156.95, and 6158.17 Å in the spectrum taken in 2014 and obtained  $\log \varepsilon(\text{O}) = 8.0$ , representing  $[\text{O}/\text{Fe}] = -0.2$ . This abundance is higher than derived by Venn (1997), who estimated  $\log \varepsilon(\text{O}) = 7.7$  from spectra observed close to the maximum of the first (and hotter) eruption.

We also estimated the carbon abundance using the lines at 7465.45, 7470.09, 7473.31, and 7476 Å, resulting in  $\log \varepsilon(\text{C}) \leq 7.4$ , equivalent to  $[\text{C}/\text{Fe}] \leq -0.5$ . The low carbon abundance does not allow us to determine the carbon isotopic ratio of  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ , which is an important tool to identify evolved stars (Kraus 2009).

The spectra of R 40 during the eruption also show lines from *s*- and *r*-process elements, such as Ba II, La II, and Eu II. We calculated the europium abundance fitting the Eu II line at 6645 Å (Fig. 4c), as  $\log \varepsilon(\text{Eu}) = 0.90$ , corresponding to  $[\text{Eu}/\text{Fe}] = +1.0$ . For this modeling, the hyperfine splitting was taken from Mucciarelli et al. (2008). The lanthanum abundance was determined as  $\log \varepsilon(\text{La}) = 1.95$  ( $[\text{La}/\text{Fe}] = +1.4$ ) from the 2014 spectrum using the line at 7483 Å. We performed the same calculation to derive the barium abundance, using the Ba II line at 6142 Å (Fig. 4d), including the hyperfine and isotopic splitting taken from McWilliam (1998). Our best model corresponds to a barium abundance of  $\log \varepsilon(\text{Ba}) = 2.40$  ( $[\text{Ba}/\text{Fe}] = +0.9$ ). This Ba II line is very strong and can be affected by NLTE effects, thus, our result has to be taken with caution. However, even considering the uncertainties of our modeling, the enrichment of *s*- and *r*-process elements seems to be real.

The projected rotational velocity,  $v \sin i$ , of R 40 was also derived from the comparison of observed and synthetic spectra. Analyzing several metal lines that are present when the star is in the eruptive phase, we derived  $v \sin i = 23 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ . On the other hand, during the quiescent phase, the modeling of the Mg II line provides  $v \sin i = 36 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$ . However, it is well known that atmospheres of supergiant stars are affected by strong macroturbulent motion, which was not considered in our synthetic spectra calculations. Thus, the values of 23 and  $36 \text{ km s}^{-1}$

have to be considered as upper limits of the projected rotational velocity during the different phases.

#### 4.1.4. Discussion about R 40

As already mentioned, this new eruption of R 40 that started in 2007 is probably stronger than the previous eruption in 1988, based on its higher maximum brightness. The comparison of our 2014–2016 spectra, which correspond to a F8 supergiant star, with the spectrum reported by Szeifert et al. (1993) as an A4-type, confirms a much cooler temperature during the second eruption. It is important to mention that the spectrum from Szeifert et al. (1993) was not taken during the maximum of the first eruption, but probably not so far from that.

In addition, the estimated effective temperature from our modelling with MOOG of  $T_{\text{eff},2015} = 6500 \text{ K}$  is almost 1300 K lower than the value estimated by Szeifert et al. (1993) for the first eruption. However, the apparent F8Iab type of our spectra indicates an even cooler temperature, around 6200 K for Magellanic Clouds supergiants, based on Humphreys & McElroy (1984) relation, which is also in agreement with our results using photometric and spectroscopic empirical calibrations. Concerning  $\log g$ , the value of 0.5 adopted by our MOOG modeling is the lower limit available in the Kurucz grid of equilibrium stellar models, and it is 0.25 dex lower than the value derived for the first eruption (Szeifert et al. 1993). However, the true value can be even lower, since no hydrostatic and ionization equilibrium is present in a pseudo-photosphere.

Thus, even considering the effective temperature estimated by MOOG, it is clear that R 40 became one of the coolest identified LBVs with a temperature similar to that reported for the ongoing great eruption of R 71 (Mehner et al. 2013). It is also important to cite the similarities among the eruptions of both stars, indicating that R 40 is probably facing its first observed great eruption.

Assuming the color excess of  $E(B - V) = 0.11 \pm 0.05 \text{ mag}$  (Szeifert et al. 1993; Schlafly & Finkbeiner 2011) and the

J. C. N. Campagnolo et al.: Detection of new eruptions in the Magellanic Clouds LBVs R 40 and R 110

**Table 6.** Bolometric magnitude ( $M_{\text{Bol}}$ ), effective radius ( $R/R_{\odot}$ ), and  $\log g$  for R 40 in different epochs, based on the  $V$  magnitude and bolometric corrections ( $BC$ ) from [Humphreys & McElroy \(1984\)](#).

Year	$V$	Sp-type	$BC$	$M_{\text{Bol}}$	$R/R_{\odot}$	$\log g$
1960 ( $Q$ )	10.73	B8Ie	-0.51	$-9.0 \pm 0.1$	160	1.25
1991 ( $E$ )	10.15	A4	-0.1	$-9.2 \pm 0.1$	280	0.78
2005 ( $Q/E$ )	10.3	A0-A2	-0.2	$-9.1 \pm 0.1$	250	0.85
2016 ( $E$ )	9.2	F8Iab	0.08	$-9.8 \pm 0.1$	750	-0.1

**Notes.** We assumed  $A_V = 0.3 \pm 0.1$  mag for R 40 and a distance modulus of  $DM_{SMC} = 18.90$  mag for SMC. In the Year column,  $Q$  means the quiescence and  $E$  the eruption stage.

empirical  $R_V = A_V/E(B - V) = 2.74$  measured by [Gordon et al. \(2003\)](#) for SMC, we could estimate a visual extinction of  $A_V = 0.3 \pm 0.1$  mag. Thus, assuming the SMC distance modulus of  $DM_{SMC} = 18.90$  mag ([Laney & Stobie 1994](#)), the current mass of  $M_{R40} = 16 M_{\odot}$  and the bolometric corrections ( $BC$ ) from [Humphreys & McElroy \(1984\)](#), we estimated the bolometric magnitude ( $M_{\text{Bol}}$ ), the effective radius of the pseudo-photosphere ( $R$ ), and the  $\log g$  for R 40 in different epochs, as can be seen in Table 6.

The effective radius of R 40 has increased by a factor of  $\sim 5$  since the star left its quiescence before 1985. Our results also point to  $\log g = -0.1$  for the pseudo-photosphere, which is much lower than the value used by us in the MOOG modelling. On the other hand, for the true quiescence of this star in 1960, we derived  $\log g_{1960} = 1.25$ , which is compatible with a blue supergiant star. For 1991, we derived  $\log g_{1991} = 0.78$  and for 2005,  $\log g_{2005} = 0.85$ , indicating the star might not be in true quiescent phases because it was probably still affected by the material from previous eruptions.

Considering the temperature variation as the source of R 40 brightening during the ongoing eruption, the expected  $\Delta V$  ( $V$  apparent magnitude variation) should be only the difference of the  $BC$  between the two epochs (quiescence and eruption). In our case, the spectral type changing from B8I to F8I, represents a changing of  $BC$  from  $-0.51$  to  $0.05$ , giving us a  $\Delta V_{(M_{\text{Bol}}=\text{const.})} = \Delta BC = 0.56$ , which cannot be explained just by the observed  $\Delta V = 1.4$ . This means that an increase of bolometric luminosity of about 0.8 mag seems to be necessary. However, this increase needs to be seen with caution owing to the uncertain circumstellar extinction and especially the uncertain brightness of R 40 and a possible UV excess during the quiescence. It is also possible that we are underestimating  $M_{\text{Bol}}$  during the quiescence because the bolometric correction for LBVs may be different from normal supergiants.

Considering the position of R 40 in the HR diagram (Fig. 5, top panel) associated with the evolutionary tracks with SMC metallicity from [Georgy et al. \(2013\)](#), we concluded that R 40 is a star with  $M_{ZAMS} = 25 \sim 32 M_{\odot}$ . Its position on the evolutionary tracks points to a transition phase between BSG and RSG phases. However in these tracks, the LBV phase is not expected. On the other hand, considering tracks with solar metallicity from [Ekström et al. \(2012\)](#), shown in Fig. 5 (bottom panel), there is a blue loop after the RSG phase, allowing stars in this mass range, such as R 40, to reach the LBV phase, owing to the mass loss during the RSG and yellow hypergiant (YHG) phase ([Humphreys & Davidson 1994](#); [Oudmaijer et al. 2009](#); [Groh et al. 2013a](#)). In addition, R 40 has crossed the Humphreys–Davidson limit ([Humphreys & Davidson 1994](#)) during this ongoing eruption, confirming its nature as a strong eruption.

This post-RSG scenario for R 40 would be supported not only by its low mass and luminosity, enrichment of nitrogen, and  $s$ - and  $r$ -process elements, but also by the probable presence of a dust shell, which is expected to be formed in the RSG phase ([Waters et al. 1998](#); [Voors et al. 1999](#); [Voors 1999](#); [Lamers et al. 2001](#)). However, based on *Spitzer* IRS spectra, obtained from the Combined Atlas of Sources with *Spitzer* IRS Spectra (CASSIS) archive<sup>8</sup>, no strong silicate bands were observed. In Fig. 6, we see the *Spitzer* IRS spectrum of R 40 and also, for comparison, the spectrum of R 71, where these bands are present, indicating the existence of a warm dust nebula ([Wolf & Zickgraf 1986](#); [Voors et al. 1999](#)). No PAH feature was identified in the IR spectrum of R 40. Thus, we could not find any evidence of hot or warm dust around R 40. On the other hand, the IR excess after  $13 \mu\text{m}$  points to the possible existence of cold dust emission. This is in agreement with [Oksala et al. \(2013\)](#) who studied the K-band spectrum of R 40, identifying the presence of a double kinked continuum, as seen for YHGs, which may be associated with both a cool stellar photosphere and an infrared excess owing to cool dust. Thus, these authors suggested that R 40 is an LBV in an eruptive stage, as confirmed by us.

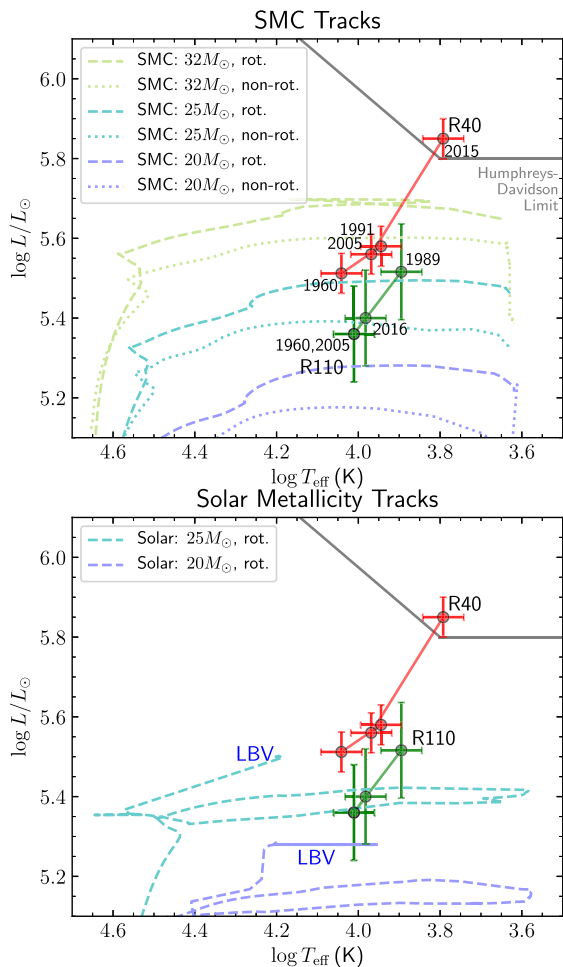
Concerning the mass-loss rate during this current eruption, we used the relation between  $\dot{M}$ ,  $T_{\text{eff}}$ ,  $v_{\text{exp}}$  (expansion velocity), and  $L/L_{\odot}$  from [Davidson \(1987\)](#) (Eq. (4) and Fig. 1 in this reference), obtaining  $\dot{M}_{2016} = 1 \times 10^{-4} \sim 1 \times 10^{-3} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ . For this rough estimate, we considered the same initial expansion velocity of  $v_{\text{exp}} = 10 \text{ km s}^{-1}$ , as assumed by [Mehner et al. \(2013\)](#) for R 71, which is a reasonable value for LBVs. In addition, as carried out by [Wolf et al. \(1980\)](#) for S Dor and by [Mehner et al. \(2013\)](#) for R 71, we also derive the mass-loss rate of R 40 applying the equation  $\dot{M} = 4\pi\mu m_{\text{H}} n_{\text{H}} v_{\text{exp}} R^2$ . Assuming the same density parameters ( $\mu m_{\text{H}} n_{\text{H}}$ ) for the wind of R 71 from [Mehner et al. \(2013\)](#),  $R = 750 R_{\odot}$  and  $v_{\text{exp}} = 10 \text{ km s}^{-1}$ , we obtain  $\dot{M}_{R40} = 5 \times 10^{-4} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ . These two determinations have large uncertainties and we should consider these as just a rough estimation of the mass-loss rate. However, if such high values are really representative, we are observing an increase in the mass-loss rate of about 100 times for this ongoing eruption compared to the value derived by [Szeifert et al. \(1993\)](#) for the quiescence of  $\dot{M}_{1991} = 8 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ .

## 4.2. R 110

### 4.2.1. Light curve

In Fig. 1, we can see the maximum of the first detected eruption of R 110, reported by [Stahl et al. \(1990\)](#), which reached  $V \sim 9.7$  in 1993. We discovered the presence of a second eruption,

<sup>8</sup> <http://cassis.sirtf.com/>



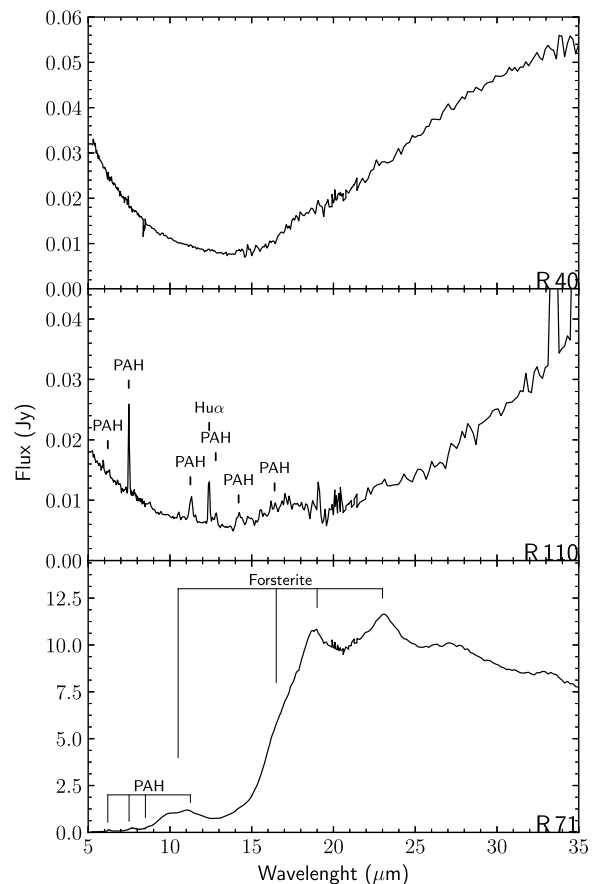
**Fig. 5.** HR diagram showing the position of R 40 and R 110 in different epochs, based on our estimations. The Humphreys–Davidson limit is shown as a gray line. In addition, evolutionary tracks with rotation of  $v_{\text{rot,ZAMS}} = 0.4 v_{\text{crit}}$  (dashed lines) and without rotation (dotted lines) for SMC metallicity (Georgy et al. 2013, top panel) and for solar metallicity (Ekström et al. 2012, bottom panel) are also shown. Bottom panel: we indicate the regions where LBV phase may occur according to Groh et al. (2013a).

starting in 2005, but with uncertain maximum brightness owing to the lack of observations. Using AAVSO Visual band data, which is very similar to  $V$  band, we obtained a maximum brightness of  $V = 9.9 \pm 0.2$  mag around 2011, which seems to be the peak of this second eruption. This maximum is similar to that of the first reported eruption.

From data obtained in 2016, we can see the visual brightness of R 110 is decreasing, probably returning to the quiescent stage. The minimum between these two eruptions seems to have reached  $V \sim 10.9$  in 2005–2006, which was fainter than  $V = 10.5$  of the first measurements in  $\sim 1981$  (Stahl et al. 1990) (see Fig. 1).

#### 4.2.2. Spectral characteristics

The spectral variability of R 110 between 2005 and 2016 is less intense than that observed for R 40 (see Fig. B.1). The spectrum in this period is similar to an LBV in a quiescence, i.e., similar to a late-B or early-A spectral type with strong P Cygni profiles



**Fig. 6.** *Spitzer* IRS spectra of R 40, R 110, and R 71. The spectra were obtained from the CASSIS public archive without any post-processing. The observation dates are 2008-08-04 for R 40, 2004-07-18 for R 110, and 2005-03-21 for R 71. The identification of some spectral lines and dust features are provided.

in the Balmer lines and lines of singly ionized metals, such as Fe II, Cr II, and Ti II. We do not have any spectra for R 110 close to the maximum of this current eruption around 2011 and our analysis may not reflect all the spectral variations due to this new eruption.

The presence of forbidden lines, mainly [Fe II] and [N II], with approximately symmetric line emission profiles, can be used to estimate the radial velocity of R 110,  $v_{\text{rad}} = 265 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$ . These lines are more intense in the spectrum taken in 2005, indicating the star was in a quiescent period with no signal of a previous pseudo-photosphere. After that, these lines became weaker, indicating that a new cool pseudo-photosphere was formed.

Similarly to R 40, the *Spitzer* IRS spectra (Fig. 6) of R 110 shows no silicate bands. There is also an IR excess after  $13 \mu\text{m}$ , which is less intense than that observed in R 40 and may also point to the presence of cool dust. We identified some possible PAH bands in the region from 6 to  $17 \mu\text{m}$ , as shown in Fig. 6. Voors (1999) cited that PAH molecules can be formed in oxygen-rich environments of LBVs owing to either the destruction of CO molecules by the UV radiation from the star or the shock of the current faster wind with the slower wind of a possible previous RSG phase. The possible band at  $16 \mu\text{m}$ , and also the strong peaks at 33 and  $35 \mu\text{m}$  seem to be due to reduction problems.

J. C. N. Campagnolo et al.: Detection of new eruptions in the Magellanic Clouds LBVs R 40 and R 110

**Table 7.** Bolometric magnitude ( $M_{\text{Bol}}$ ), effective radius ( $R/R_{\odot}$ ), and  $\log g$  for R 110 in various epochs based on the  $V$  magnitude and bolometric corrections ( $BC$ ) from [Humphreys & McElroy \(1984\)](#).

Year	$V$	Sp-type	$BC$	$M_{\text{Bol}}$	$R/R_{\odot}$	$\log g$
1960 ( <i>Q</i> )	10.9	B9Ieq	-0.38	$-8.6 \pm 0.3$	150	1.1
1989 ( <i>E</i> )	9.99	F0	-0.1	$-9.0 \pm 0.3$	310	0.45
2005 ( <i>Q</i> )	10.9	B9	-0.2	$-8.6 \pm 0.3$	150	1.1
2016 ( <i>E</i> )	10.5	A2	0.08	$-8.7 \pm 0.1$	200	0.83

**Notes.** We assumed  $A_V = 0.62 \pm 0.3$  mag for the star and a distance modulus of  $DM_{\text{LMC}} = 18.50$  mag for the LMC. In the Year column, *Q* means the quiescence, and *E* the eruption stage.

#### 4.2.3. Stellar parameters of R 110

From the Mg II/He I equivalent widths ratio, we could estimate the spectral type and effective temperature of R 110 (see Table 4). In 2005, the star reached its highest temperature,  $T_{\text{eff}} \sim 10\,500$  K. Then, it dropped to about 9000 K in 2007 and 2014 and to about 8500 K in 2016. This decrease of temperature from 2014 to 2016 is not expected based on the light curve behavior of R 110, and it should be taken with caution owing to the possible wind emission contamination in the He I lines.

We also used the same spectroscopic and photometric criteria as for R 40 to estimate  $T_{\text{eff}}$  for R 110. The results are also shown in Table 4.

[Davies et al. \(2005\)](#) used the equivalent widths of the Si II lines at 6374 and 6371 Å and of the He I line at 6678 Å to determine the spectral type and temperature of LBVs, comparing the equivalent widths to measurements for standard Galactic stars. Using this relation, we found almost the same temperature for R 110 in 2005, 2007, 2014, and 2016, which was on the order of  $T_{\text{eff}} = 10\,000 \pm 1\,000$  K, resulting in a higher temperature during the eruptive phase than derived by other methods.

Since no Fe I line was identified and Fe II lines have P Cygni profiles (see Fig. 7), no modelling with MOOG was possible for R 110.

Considering the extinction of R 110, there are two different values for  $E(B - V)$  reported in literature, that is,  $E(B - V) = 0.44 \sim 0.75$  ([Schlafly & Finkbeiner 2011](#)) and  $0.1 \sim 0.2$  ([Stahl et al. 1990](#)). The colour excess from [Schlafly & Finkbeiner \(2011\)](#) seems to be overestimated because this star is located in a region with inhomogeneous reddening ([Imara & Blitz 2007](#); [Dobashi et al. 2008](#)). Thus, the value from [Stahl et al. \(1990\)](#) was assumed by us to be  $E(B - V) = 0.2 \pm 0.1$  mag.

Assuming the relation from [Humphreys & McElroy \(1984\)](#) as the source of bolometric correction, we estimated the bolometric magnitude ( $BC$ ), effective radius ( $R/R_{\odot}$ ), and  $\log g$  for R 110 in different dates. The results are shown in Table 7, where it is possible to see a variability of these parameters during the second eruption, which is not as strong as seen for R 40. For  $\log g$  estimation, we assumed a current mass of  $M_{\text{R 110}} = 10 M_{\odot}$  ([Stahl et al. 1990](#)).

#### 4.2.4. Discussion about R 110

In contrast to what was seen for R 40, R 110 is nowadays experiencing a weaker eruption than the first eruption reported by [Stahl et al. \(1989\)](#). The analysis of its light curve indicates that the maximum intensity in the  $V$  band of this new eruption is about 0.3 magnitude weaker than in the first eruption, reaching  $V = 9.9 \pm 0.2$  mag around 2011. However, this maximum is

not well determined owing to the lack of data between 2011 and 2015.

Based on the spectral variability, [Stahl et al. \(1989\)](#) reported an F spectral type in 1989 for R 110. On the other hand, based on our analysis, it remains an early A star from 2005 until 2016. None of our estimates point to a temperature lower than  $T_{\text{eff}} = 8500$  K for the current eruption, which is higher than  $T_{\text{eff}} = 7600$  K reported by [Stahl et al. \(1989\)](#) for the first eruption. It is important to note that our analysis is incomplete because we do not have spectroscopic data close to the probable maximum of the eruption in 2011.

Between these two eruptions, the star stayed for a short time in a true quiescence between 2003 and 2004, when it reached its minimum and presented a B9 spectral type (Table 4) and  $V = 10.9$  mag, similar to the values described by [Feast et al. \(1960\)](#) before the first eruption. This spectral type corresponds to  $T_{\text{eff}} \sim 10\,500$  K for stars with LMC metallicity.

Based on the light curve, we can also see that during the first observed eruption, the star showed a brightness increase during more than 10 yr ( $\sim 1982$ – $1993$ ) and a similar time period for its brightness decline ( $\sim 1994$ – $2003$ ). On the other hand, the new eruption showed a much shorter brightness growth, going from the quiescence to the maximum of the eruption in around 5–7 yr. This may indicate a higher mass-loss rate during a shorter period for this new eruption compared to the first eruption.

From our analysis for R 110, we found an almost constant  $M_{\text{Bol}} = -8.8 \pm 0.2$  mag, assuming the reddening from [Stahl et al. \(1990\)](#). This value is in agreement with the literature and it includes R 110 in the group of low luminosity LBVs, which may have previously passed through a RSG phase.

The  $T_{\text{eff}}$  and  $M_{\text{Bol}}$  estimated for R 110 points to a location in the HR diagram in which the evolutionary tracks from [Georgy et al. \(2013\)](#) indicate a transition phase from BSG to RSG for stars with  $20 \leq M_{\text{ZAMS}} \leq 25 M_{\odot}$ . However, as was also cited for R 40, these tracks do not predict the existence of the LBV phase.

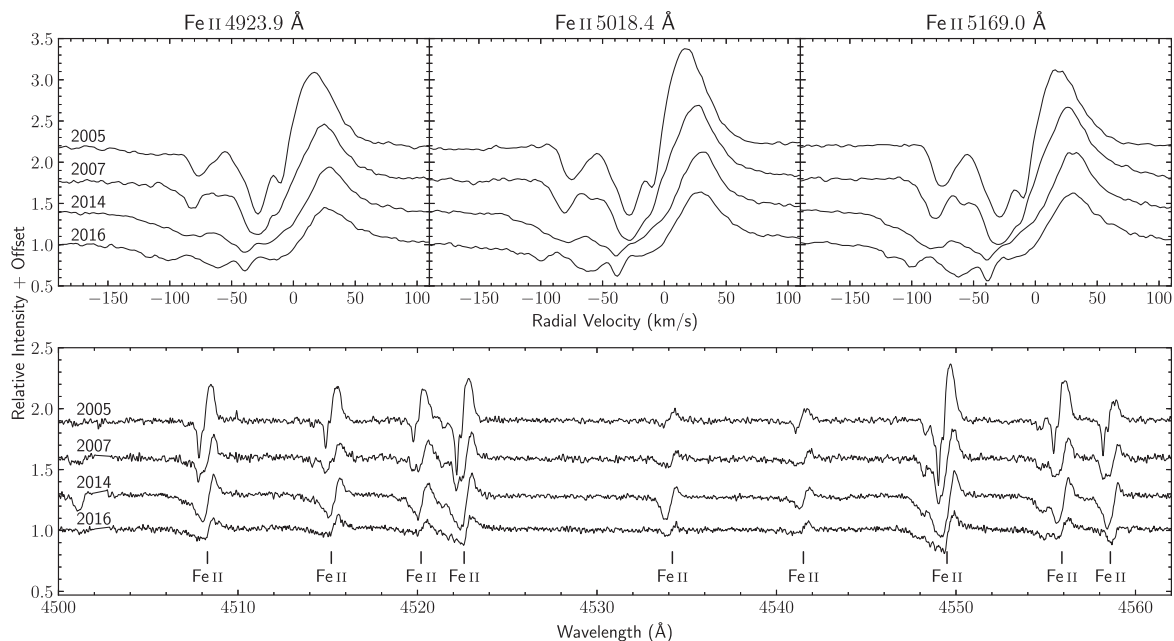
The most remarkable point in the spectral analysis of R 110 is the variability of radial velocity related to P Cygni multiple absorption components seen in Fe II and Balmer lines (see Figs. 7 and B.2, respectively). The appearance of these multiple components is possibly due to different shells in the expanding wind, which are formed by an increase of the mass-loss rate during the eruption or, as in the case of AG Car (a Galactic LBV), by dramatic changes in the terminal velocity and mass-loss rate owing to the bi-stability jump effect ([Groh et al. 2009b](#)).

## 5. Conclusions

We have identified new ongoing eruptions for two LBVs in the Magellanic Clouds, R 40 in SMC and R 110 in LMC. These two new eruptions are occurring in very different scenarios: R 40 is experiencing a strong eruption that is much stronger than the previous eruption observed in 1996; and R 110 is now passing through a weak eruption that is weaker than the previous eruption in 1994. Our results confirm the suggestion made by [Oksala et al. \(2013\)](#), based on K-band spectra, that both stars should be suffering eruptions.

From our study, based on new spectroscopic and photometric data obtained by us, and supplemented by data from the literature, we derived physical parameters for both stars in different phases: quiescence and eruption.

R 40, due to its new eruption, became one of the coolest LBVs already observed with  $T_{\text{eff}} = 5800$ – $6500$  K. During the quiescent period between the last two eruptions, R 40 still



**Fig. 7.** Fe II lines of R 110 observed in 2005, 2007, 2014, and 2016. *Top panel:* Fe II lines in 4923.9, 5018.4, and 5169.0 Å (from the multiplet 42), which are the strongest lines of this ion in the spectrum of R 110 and present P Cygni profiles with multiple variable absorption components. *Bottom panel:* spectral region from 4500 to 4565 Å with other Fe II lines with P Cygni profiles.

showed evidence of the effects from the first eruption: absence of forbidden lines, a lower visual magnitude, and a lower effective temperature than during the quiescent phase previous to the first reported eruption. From the modeling of observed spectra during the ongoing eruption, we identify an enrichment of nitrogen and  $r$ -process elements. These results, associated with the possible presence of a cool dust shell, indicate a post-RSG nature for this object. An enrichment of Ba was also derived, which is not seen in other post-RSG stars (Şahin et al. 2016).

R 110 had, between 2003 and 2004, a true quiescence with the presence of forbidden lines, strong P Cygni profiles, and maximum visual magnitude, keeping the same spectral type compared to the previous quiescence, as reported by Feast et al. (1960). It is most likely that during the quiescence, R 110 had an effective temperature that was not higher than 10 500 K. On the other hand, because of the new eruption, the temperature dropped to not lower than 8500 K. Based on its low luminosity and temperature, we cannot discard a post-RSG nature for R 110 either.

Based on our estimated parameters for both stars in different epochs, we can see in Fig. 5 how R 40 and R 110 are evolving from the quiescence to eruption and vice versa in the HR diagram. As for each star just two eruptions have been recorded, it is not possible to derive a periodicity for these events. Thus, an observational campaign, associated with photometry, spectropolarimetry and high-resolution spectroscopy, covering not only the V band but also other bands is definitely necessary to follow up these eruptions and better derive their characteristics, and also identify new eruptions. A deeper abundance study is also necessary to confirm a previous RSG phase for these low luminosity LBVs.

*Acknowledgements.* We thank the anonymous referee for comments that helped us to improve the paper. J.C.N.C. acknowledges Coordenadoria de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (Capes) for the PhD grant. N.A.D. acknowledges the St. Petersburg State University for the research grant 6.28.335.2015

and FAPERJ, Rio de Janeiro, Brasil, for the visiting researcher grant E-25/200.128/2015. M.K. acknowledges financial support from GAČR (grant number 17-02337S). The Astronomical Institute Ondřejov is supported by the project RVO:67985815. This research was also supported by the European Union European Regional Development Fund, project “Benefits for Estonian Society from Space Research and Application” (KOMEET, 2014-2020.4.01.16-0029) and by the institutional research funding IUT40-1 of the Estonian Ministry of Education and Research. Parts of the observations obtained with the MPG 2.2 m telescope were supported by the Ministry of Education, Youth and Sports project – LG14013 (Tycho Brahe: Supporting Ground-based Astronomical Observations). We would like to thank the observers (S. Ehlerova, P. Kabath, A. Kawka) for obtaining the data. C.A.G. acknowledges financial support through a *Nota 10* fellowship granted by FAPERJ (Fundação Carlos Chagas Filho de Amparo à Pesquisa do Estado do Rio de Janeiro).

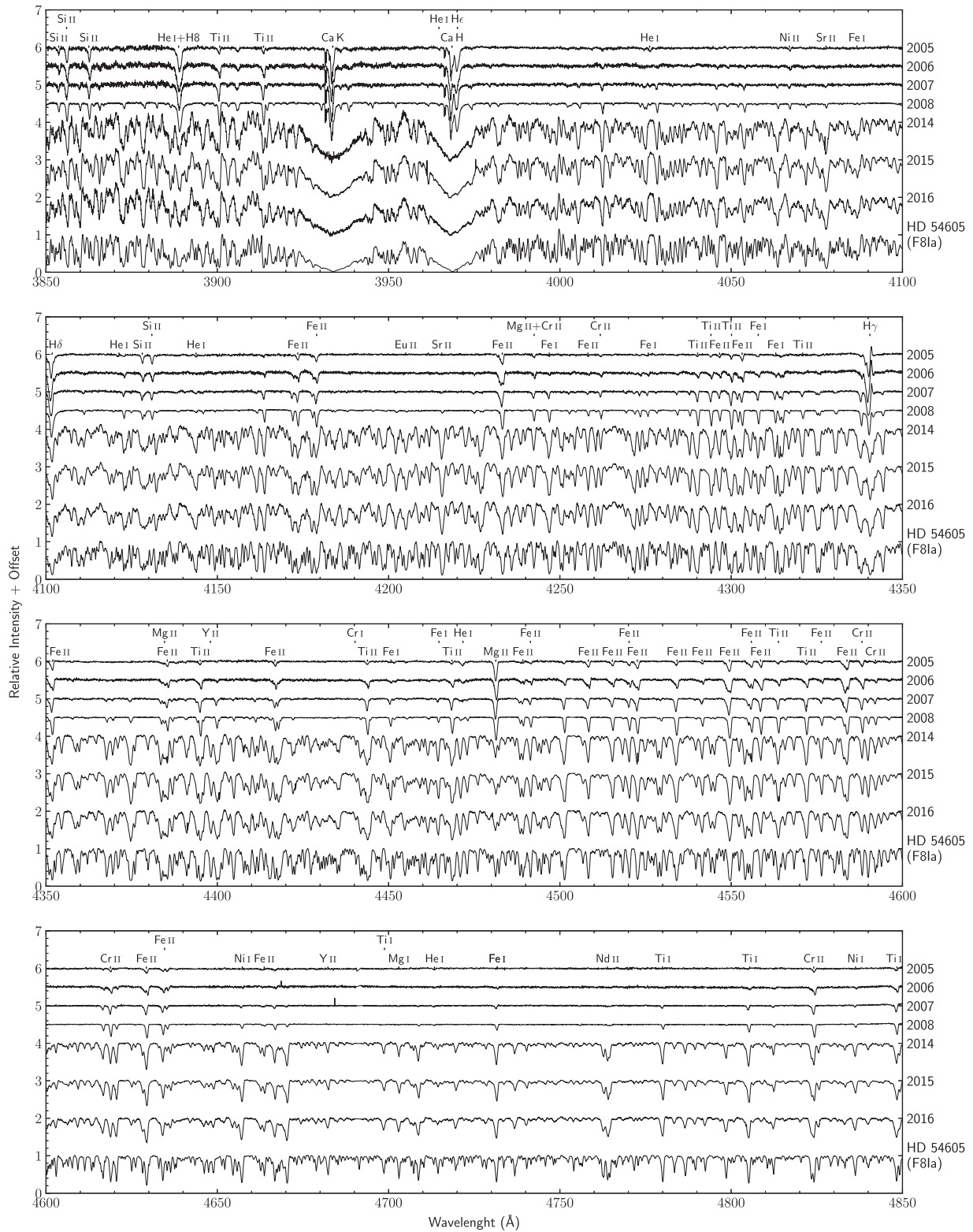
## References

- Ardeberg, A. 1980, *A&AS*, **42**, 1  
 Ardeberg, A., & Maurice, E. 1977, *A&AS*, **30**, 261  
 Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, *ARA&A*, **47**, 481  
 Bagnulo, S., Jehin, E., Ledoux, C., et al. 2003, *The Messenger*, **114**, 10  
 Butler, C. J. 1972, *Dunsink Observatory Publications*, **1**, 133  
 Castelli, F., & Kurucz, R. L. 2003, in *Modelling of Stellar Atmospheres*, eds. N. Piskunov, W. W. Weiss, & D. F. Gray, *IAU Symp.*, **210**, A20  
 Castro, S., Rich, R. M., Grenon, M., Barbuy, B., & McCarthy, J. K. 1997, *AJ*, **114**, 376  
 Cioni, M.-R., Loup, C., Habing, H. J., et al. 2000, *A&AS*, **144**, 235  
 Dachs, J. 1970, *A&A*, **9**, 95  
 Davidson, K. 1987, *ApJ*, **317**, 760  
 Davies, B., Oudmaijer, R. D., & Vink, J. S. 2005, *A&A*, **439**, 1107  
 de Jager, C. 1984, *A&A*, **138**, 246  
 Dobashi, K., Bernard, J.-P., Hughes, A., et al. 2008, *A&A*, **484**, 205  
 Ekström, S., Georgy, C., Eggenberger, P., et al. 2012, *A&A*, **537**, A146  
 Ekström, S., Georgy, C., Meynet, G., Groh, J., & Granada, A. 2013, in *Red Super-giants and Stellar Evolution*, eds. P. Kervella, T. Le Bertre, & G. Perrin, *EAS Pub. Ser.*, **60**, 31  
 Evans, C. J., & Howarth, I. D. 2003, *MNRAS*, **345**, 1223  
 Evans, C. J., Howarth, I. D., Irwin, M. J., Burnley, A. W., & Harries, T. J. 2004, *MNRAS*, **353**, 601  
 Feast, M. W., Thackeray, A. D., & Wesselink, A. J. 1960, *MNRAS*, **121**, 337  
 Flower, P. J. 1996, *ApJ*, **469**, 355

J. C. N. Campagnolo et al.: Detection of new eruptions in the Magellanic Clouds LBVs R 40 and R 110

- Georgy, C. 2012, *A&A*, **538**, L8
- Georgy, C., Ekström, S., Eggenberger, P., et al. 2013, *A&A*, **558**, A103
- 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. H., Damineli, A., Hillier, D. J., et al. 2009a, *ApJ*, **705**, L25
- Groh, J. H., Hillier, D. J., Damineli, A., et al. 2009b, *ApJ*, **698**, 1698
- 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., Meynet, G., Ekström, S., & Georgy, C. 2014, *A&A*, **564**, A30
- Harmanec, P., & Božić, H. 2001, *A&A*, **369**, 1140
- Hill, V., Plez, B., Cayrel, R., et al. 2002, *A&A*, **387**, 560
- Humphreys, R. M., & Davidson, K. 1994, *PASP*, **106**, 1025
- Humphreys, R. M., & McElroy, D. B. 1984, *ApJ*, **284**, 565
- Imara, N., & Blitz, L. 2007, *ApJ*, **662**, 969
- Kovtyukh, V. V., & Gorlova, N. I. 2000, *A&A*, **358**, 587
- Kraus, M. 2009, *A&A*, **494**, 253
- Kraus, M., Borges Fernandes, M., Kubát, J., & de Araújo, F. X. 2008, *A&A*, **487**, 697
- Lambert, D. L., Heath, J. E., Lemke, M., & Drake, J. 1996, *ApJS*, **103**, 183
- Lamers, H. J. G. L. M., & Fitzpatrick, E. L. 1988, *ApJ*, **324**, 279
- Lamers, H. J. G. L. M., Nota, A., Panagia, N., Smith, L. J., & Langer, N. 2001, *ApJ*, **551**, 764
- Laney, C. D., & Stobie, R. S. 1994, *MNRAS*, **266**, 441
- Lennon, D. J. 1997, *A&A*, **317**, 871
- Luck, R. E. 2014, *AJ*, **147**, 137
- Luck, R. E., Moffett, T. J., Barnes, III, T. G., & Gieren, W. P. 1998, *AJ*, **115**, 605
- Maeder, A. 1983, *A&A*, **120**, 113
- 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
- McWilliam, A. 1998, *AJ*, **115**, 1640
- Mehner, A., Baade, D., Rivinius, T., et al. 2013, *A&A*, **555**, A116
- Mendoza, E. E. 1970, *Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, **5**, 269
- Moore, C. E. 1945, *A Multiplet Table of Astrophysical Interest, Part I – Table of Multiplets* (Princeton University Observatory)
- Mucciarelli, A., Caffau, E., Freytag, B., Ludwig, H.-G., & Bonifacio, P. 2008, *A&A*, **484**, 841
- Neugent, K. F., Massey, P., Skiff, B., et al. 2010, *ApJ*, **719**, 1784
- Oksala, M. E., Kraus, M., Cidale, L. S., Muratore, M. F., & Borges Fernandes, M. 2013, *A&A*, **558**, A17
- Osmer, P. S. 1973, *ApJ*, **181**, 327
- Oudmaijer, R. D., Davies, B., de Wit, W.-J., & Patel, M. 2009, in *The Biggest, Baddest, Coolest Stars*, eds. D. G. Luttermoser, B. J. Smith, & R. E. Stencel, *ASP Conf. Ser.*, **412**, 17
- Russell, S. C., & Bessell, M. S. 1989, *ApJS*, **70**, 865
- Şahin, T., Lambert, D. L., Klochkova, V. G., & Panchuk, V. E. 2016, *MNRAS*, **461**, 4071
- Schlafly, E. F., & Finkbeiner, D. P. 2011, *ApJ*, **737**, 103
- Snedden, C. A. 1973, PhD thesis, The University of Texas at Austin, USA
- Stahl, O., Wolf, B., Leitherer, C., et al. 1984, *A&A*, **140**, 459
- Stahl, O., Wolf, B., Leitherer, C., & de Groot, M. 1985, *A&AS*, **61**, 237
- Stahl, O., Wolf, B., Klare, G., Jüttner, A., & Cassatella, A. 1989, *Astronomische Gesellschaft Abstract Series*, **3**, 115
- Stahl, O., Wolf, B., Klare, G., Juettner, A., & Cassatella, A. 1990, *A&A*, **228**, 379
- Sterken, C., Manfroid, J., Anton, K., et al. 1993, *A&AS*, **102**, 79
- Sterken, C., Manfroid, J., Beele, D., et al. 1995, *A&AS*, **113**, 31
- Sterken, C., de Groot, M., & van Genderen, A. M. 1998, *A&A*, **333**, 565
- Stothers, R. B., & Chin, C.-W. 1993, *ApJ*, **408**, L85
- Szeifert, T., Stahl, O., Wolf, B., et al. 1993, *A&A*, **280**, 508
- van Genderen, A. M. 1998, *J. Astron. Data*, **4**, 10
- van Genderen, A. M. 2001, *A&A*, **366**, 508
- van Genderen, A. M., van Leeuwen, F., & Brand, J. 1982, *A&AS*, **47**, 591
- Venn, K. A. 1997, in *Luminous Blue Variables: Massive Stars in Transition*, eds. A. Nota, & H. Lamers, *ASP Conf. Ser.*, **120**, 95
- Venn, K. A. 1999, *ApJ*, **518**, 405
- Vink, J. S. 2012, eds. K. Davidson, & R. M. Humphreys, *Astrophysics and Space Science Library*, **384**, 221
- Voors, R. H. M. 1999, PhD thesis, Universiteit Utrecht, The Netherlands
- Voors, R. H. M., Waters, L. B. F. M., Morris, P. W., et al. 1999, *A&A*, **341**, L67
- Walraven, T., & Walraven, J. H. 1977, *A&AS*, **30**, 245
- 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
- Wolf, B., & Zickgraf, F. J. 1986, *A&A*, **164**, 435
- Wolf, B., Appenzeller, I., & Cassatella, A. 1980, *A&A*, **88**, 15
- Zacharias, N., Finch, C. T., Girard, T. M., et al. 2013, *AJ*, **145**, 44

Appendix A: Spectral variability of R 40



**Fig. A.1.** Complete optical spectra of R 40 taken from 2005 until 2016 with FEROS. The spectra are radial velocity corrected, but without telluric correction. It is possible to see the changing from a late B-type or early A-type to a late-F spectrum owing to the newly identified eruption. The spectrum of HD 54605 (F8Iab) is also shown for comparison. The identification of the lines, based on Moore (1945), Lambert et al. (1996), Castro et al. (1997), and Hill et al. (2002) are also provided.

J. C. N. Campagnolo et al.: Detection of new eruptions in the Magellanic Clouds LBVs R 40 and R 110

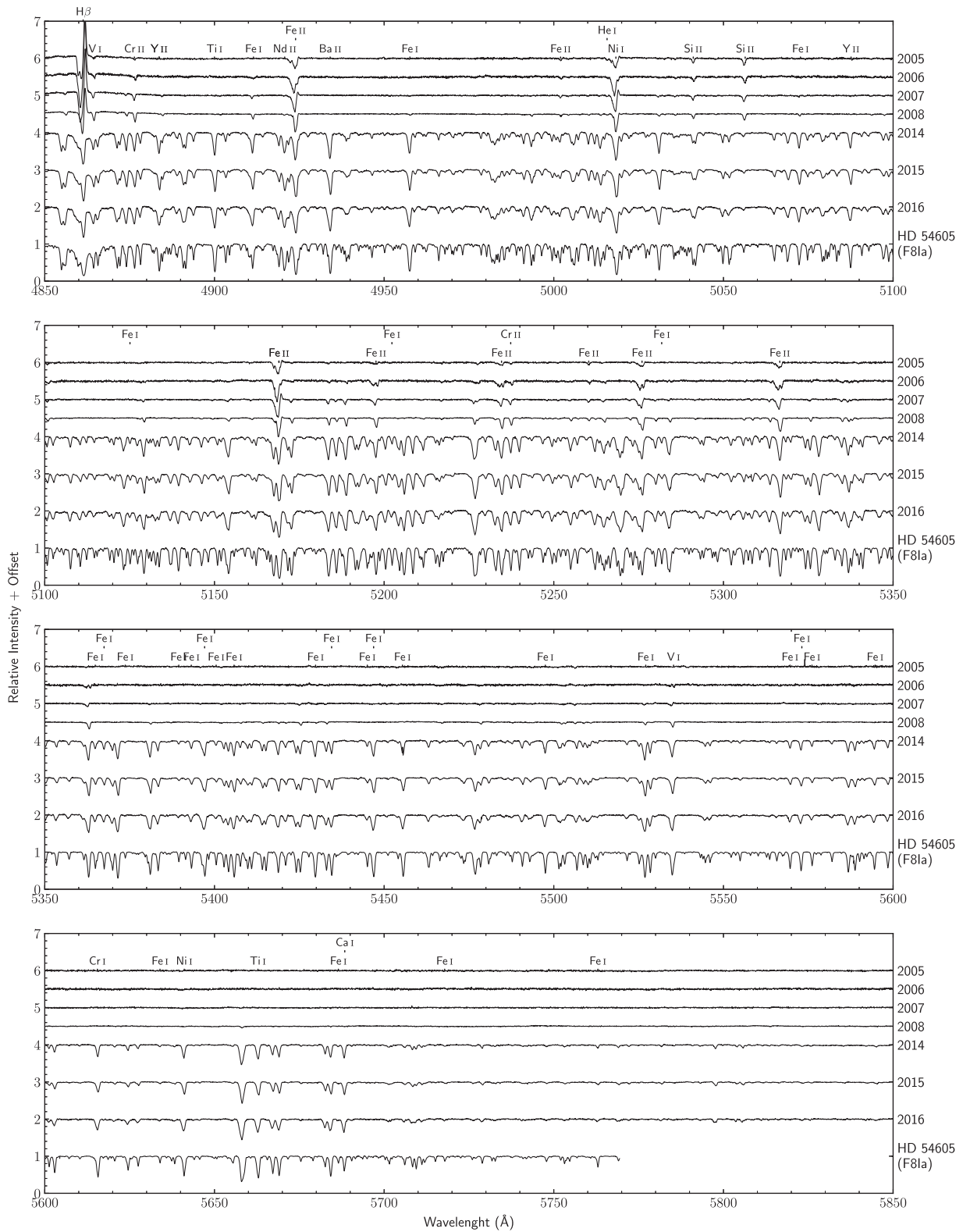


Fig. A.1. continued.





J. C. N. Campagnolo et al.: Detection of new eruptions in the Magellanic Clouds LBVs R 40 and R 110

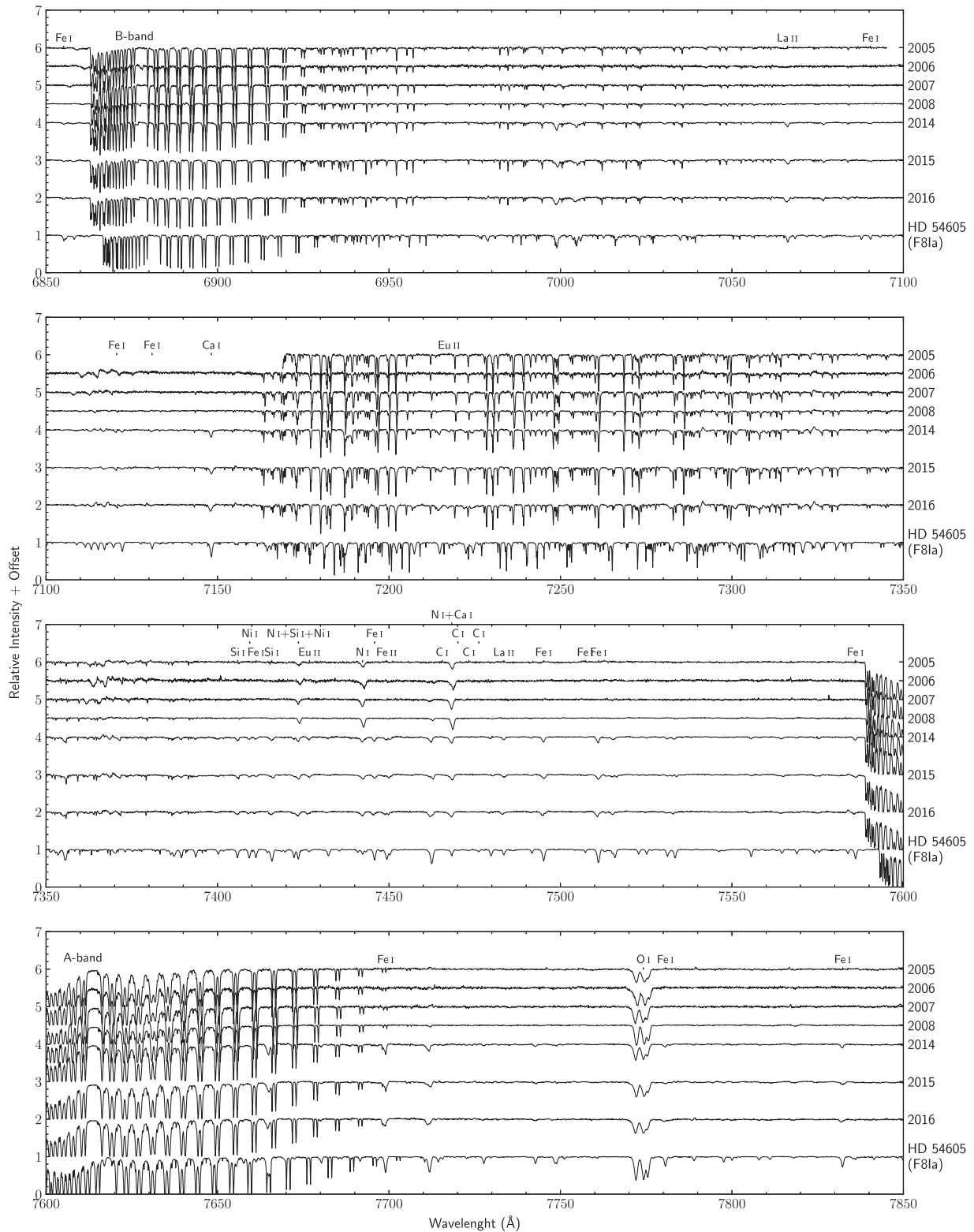


Fig. A.1. continued.

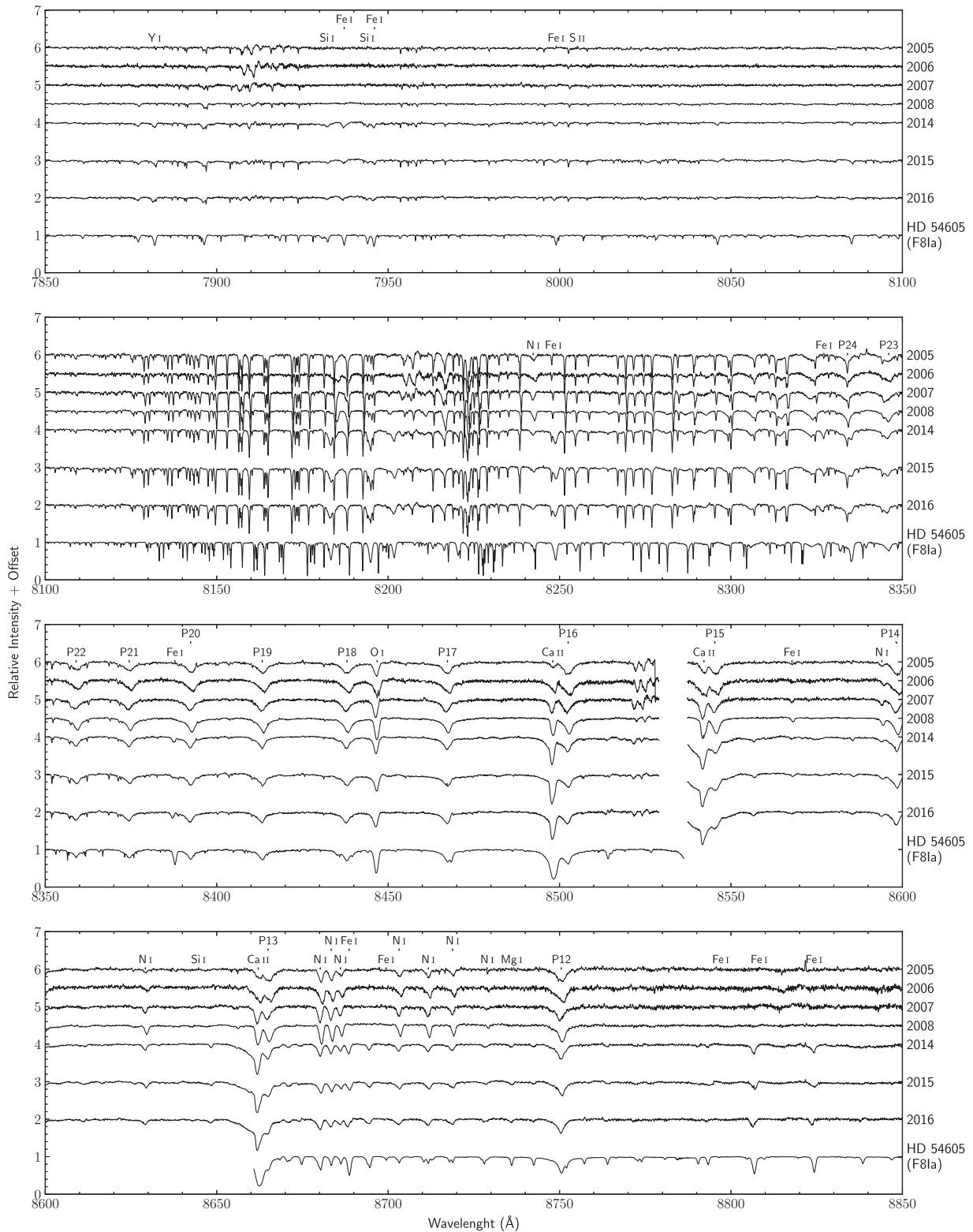
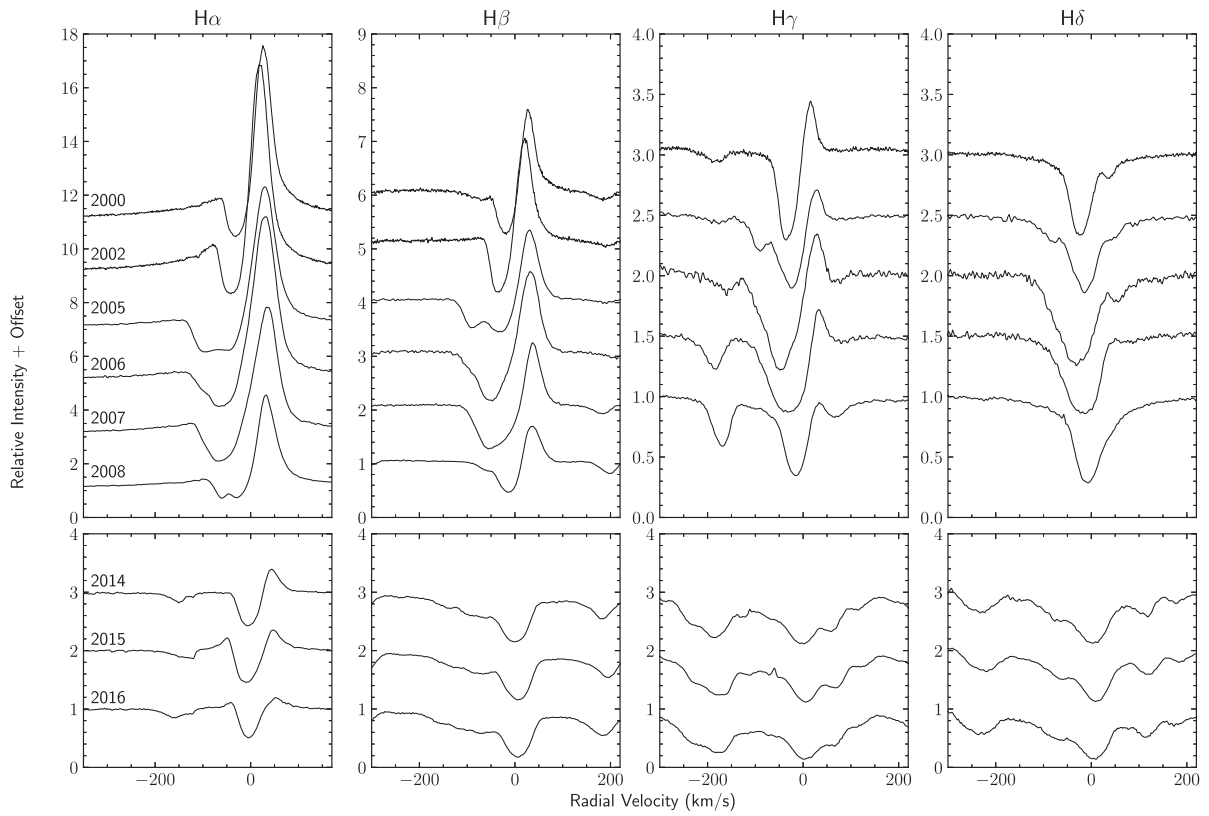


Fig. A.1. continued.

J. C. N. Campagnolo et al.: Detection of new eruptions in the Magellanic Clouds LBVs R 40 and R 110



**Fig. A.2.** Variation of H $\alpha$ , H $\beta$ , H $\gamma$ , and H $\delta$  line profiles of R 40 shown in various dates.



J. C. N. Campagnolo et al.: Detection of new eruptions in the Magellanic Clouds LBVs R 40 and R 110

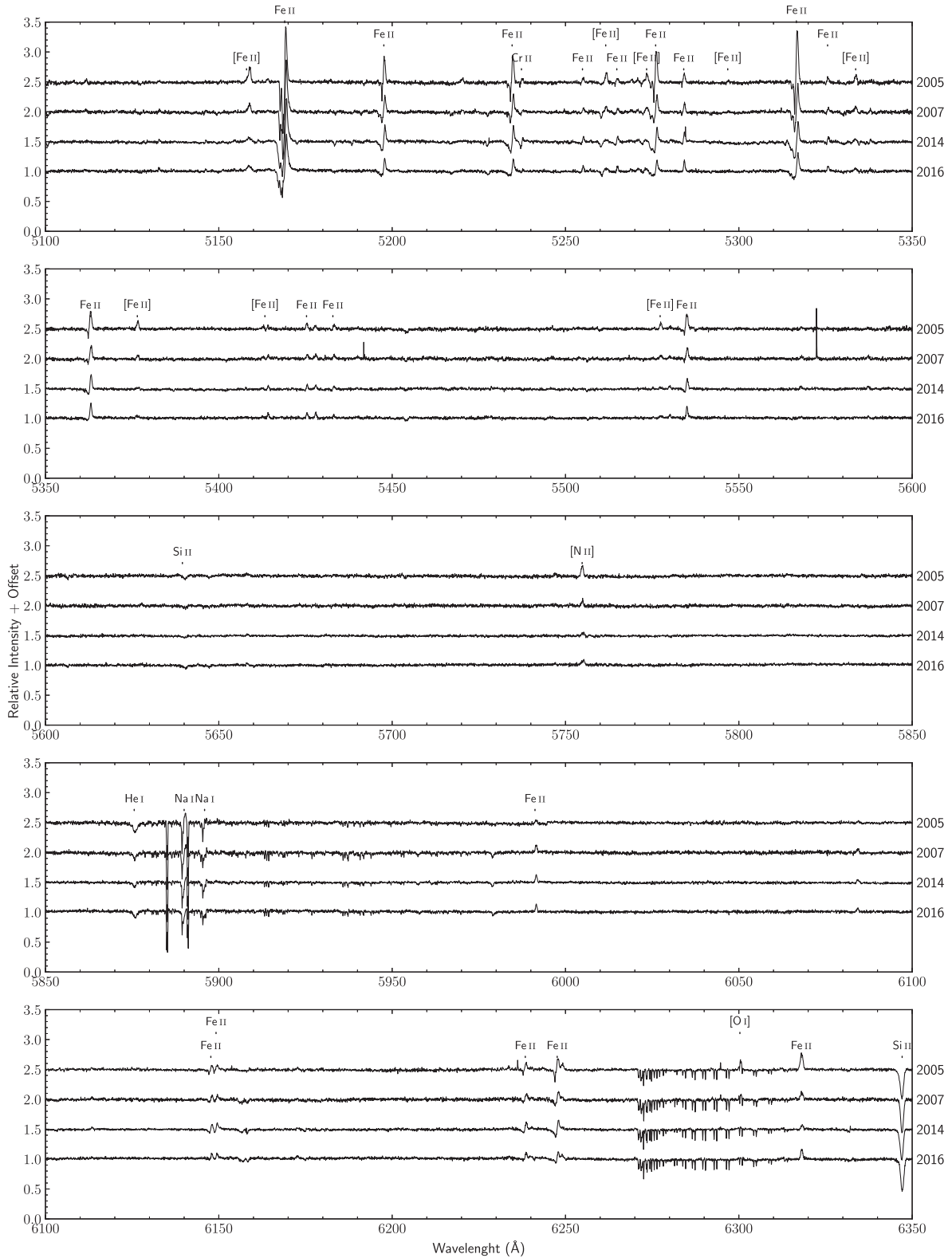


Fig. B.1. continued.

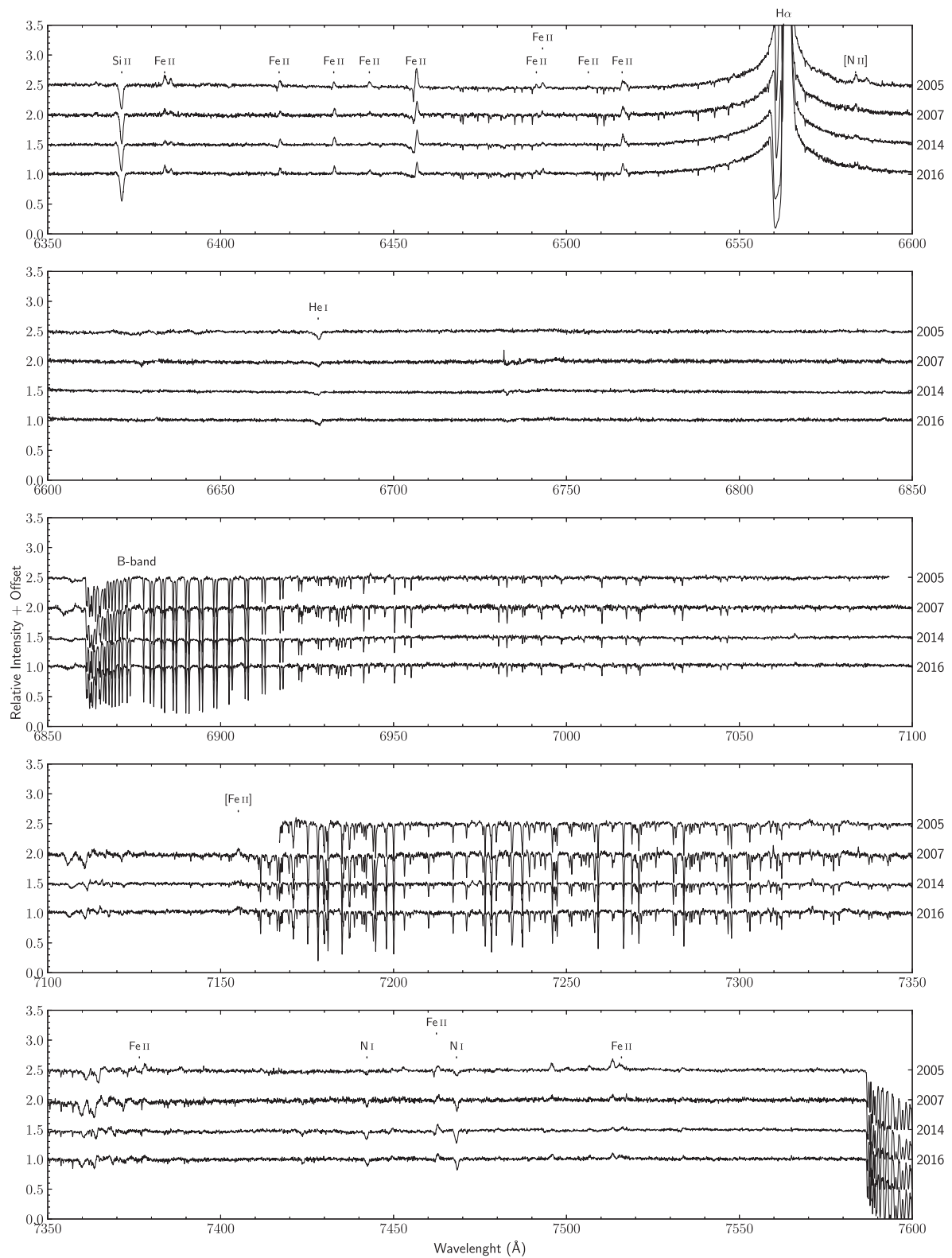


Fig. B.1. continued.

J. C. N. Campagnolo et al.: Detection of new eruptions in the Magellanic Clouds LBVs R 40 and R 110

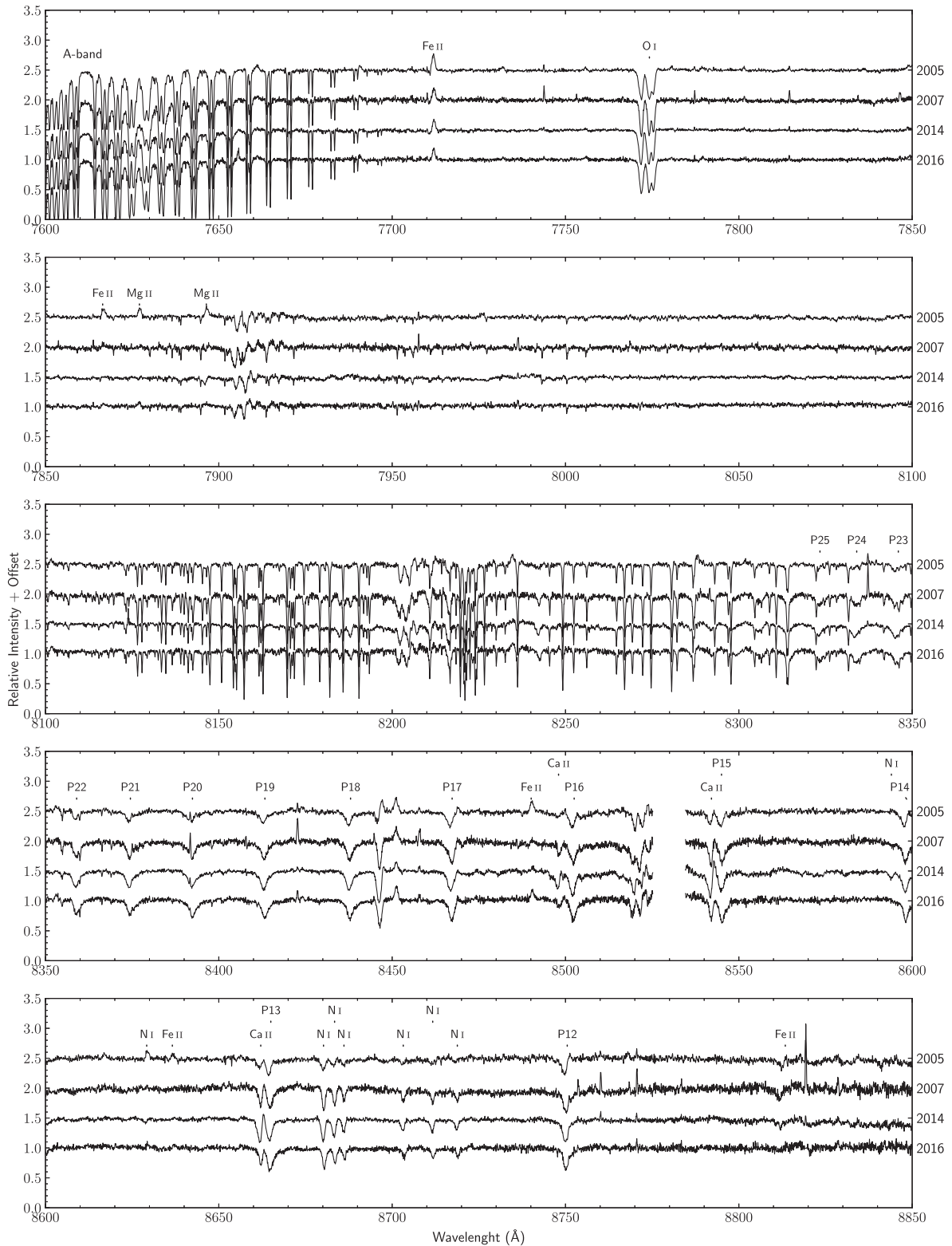
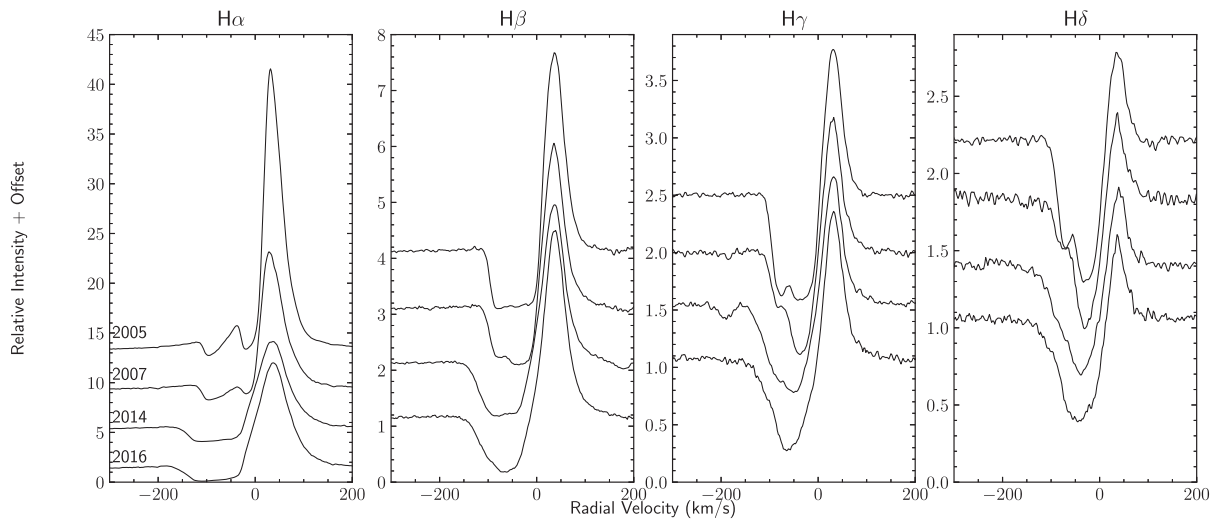


Fig. B.1. continued.





**Fig. B.2.** Balmer lines (H $\alpha$ , H $\beta$ , H $\gamma$ , and H $\delta$ ) of R 110 observed in 2005, 2007, 2014, and 2016.

## 4.3 Outras LBVs da Amostra

Além das estrelas anteriormente analisadas, nosso trabalho incluiu uma análise de todas as outras LBVs confirmadas da amostra.

### 4.3.1 R 71

#### 4.3.1.1 Análise Fotométrica

Esta estrela é, sem qualquer dúvida, o objeto com maior quantidade de dados fotométricos disponível na nossa amostra. A análise da curva de luz deste objeto foi feita a partir de 3 janelas temporais distintas mostradas na figura 5: uma cobrindo o período entre 1890 e o presente momento (gráfico superior), outra analisando os últimos 50 anos da curva de luz da estrela (gráfico do meio) e outra analisando apenas os últimos 10 anos (gráfico de baixo).

A curva de luz histórica do objeto (gráfico superior) revela claramente 4 erupções de características bastante distintas para a R 71. As duas primeiras, com máximos em  $\sim 1915$  e  $\sim 1940$  só foram descobertas recentemente através da análise das curvas de luz do DASCH por Walborn et al. (2014). Nossa análise de dados utilizando a média dos dados em janelas temporais mostra que a amplitude destas erupções chegou a  $\Delta V = 1.5$  mag, similar à terceira erupção notada no gráfico, com máximo na década de 1970, que foi a primeira erupção estudada para esta estrela (Thackeray, 1974). Esta terceira erupção, por outro lado, foi a mais rápida observada, tendo saído da quiescência e retornado em menos de 10 anos.

Após esse período, entre 1980 e 2005, a estrela permaneceu estável na quiescência até que a quarta erupção notada no primeiro gráfico teve início. Durante esse período de quiescência, três claros períodos de variações moderadas, com período aproximado de 8 anos (Campagnolo, 2014) podem ser observados, com amplitude de cerca de 0.3 mag na banda  $V$  (gráfico do meio).

Esta última erupção que teve início em 2005 é uma erupção bastante particular se comparada ao normal para LBVs. Nela, como é possível notar na curva de luz (segundo e terceiro gráficos), a estrela se estabilizou a uma magnitude de cerca de  $V = 8.75$ , no máximo histórico de sua curva de luz. Os dados mais atuais para este objeto (apresentados no gráfico de baixo da figura 5) não indicam qualquer queda no brilho visível da estrela. Além disso, como estudado por Mehner et al. (2017), o envelope da estrela parece pulsar com uma frequência razoavelmente constante, com um período estimado pelos autores de cerca de 425 dias. Os nossos dados do programa de monitoramento no OPD foram obtidos todos durante este período em que a estrela se encontra no máximo visual e todos são totalmente condizentes com as curvas de luz da banda  $V$  da AAVSO e de Walborn et al. (2017).

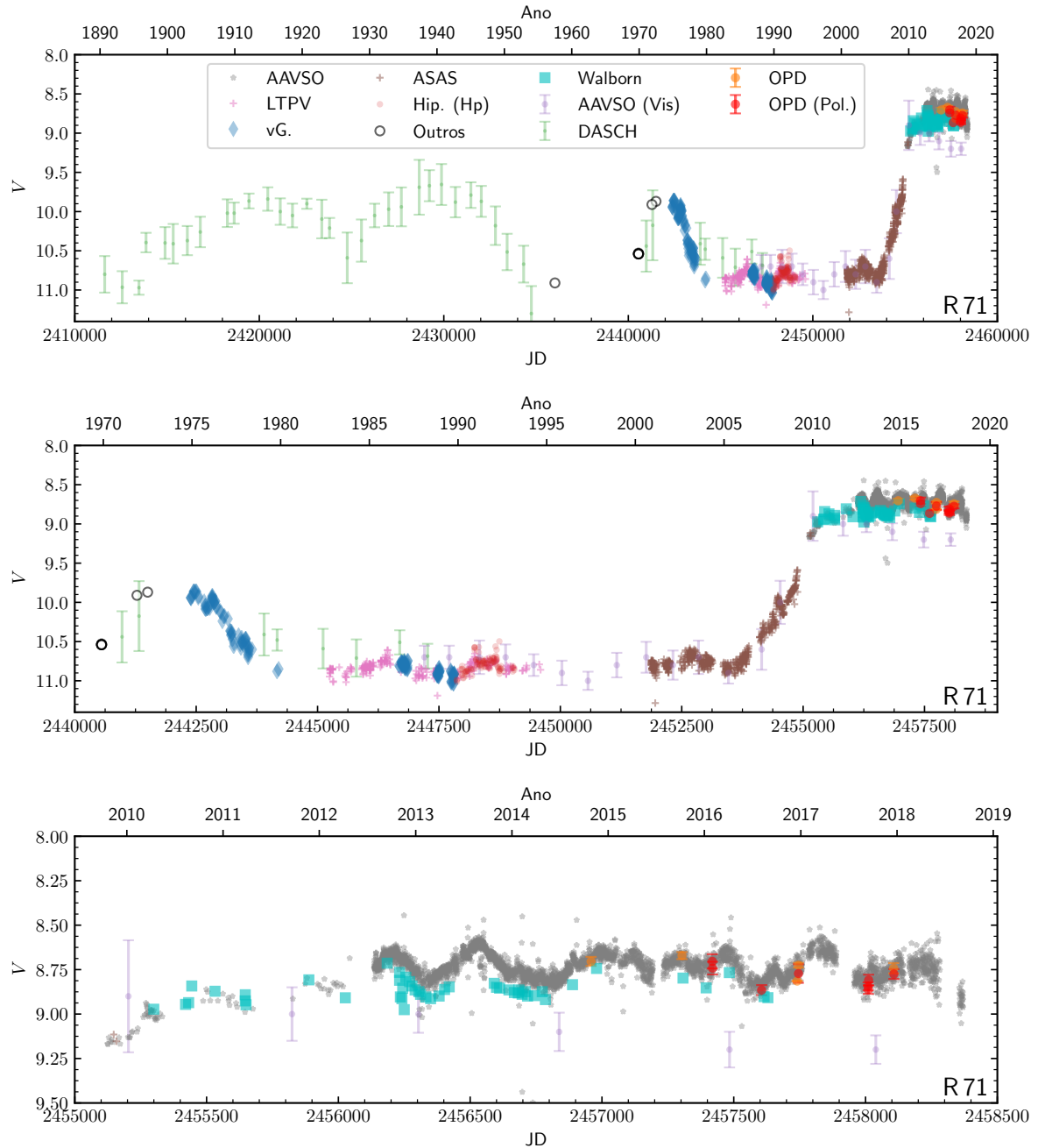


Figura 5 – Curva de luz para a estrela R 71 em três diferentes janelas temporais. O conjunto de dados marcado com vG. se refere aos dados extraídos de van Genderen (1979, 1982) e van Genderen et al. (1982), enquanto os dados listados como Walborn se referem aos dados extraídos de Walborn et al. (2017). Os outros conjuntos de dados remetem diretamente às fontes listadas no capítulo 3.

### 4.3.1.2 Análise Espectroscópica

A atual erupção desta estrela já foi estudada na literatura por Mehner et al. (2013, 2017) e Walborn et al. (2017), desta forma abordaremos aqui apenas aspectos gerais da análise espectroscópica deste objeto e sua comparação direta com a estrela R 40. Os espectros utilizados na análise estão listados no apêndice E.

A figura 6 mostra duas regiões dos espectros tomados em diferentes datas da estrela entre 4850 e 4950 Å e entre 6100 e 6200 Å. Nestas regiões, é possível observar algumas das principais características espectrais desta estrela no visível, bem como as principais variações observadas.

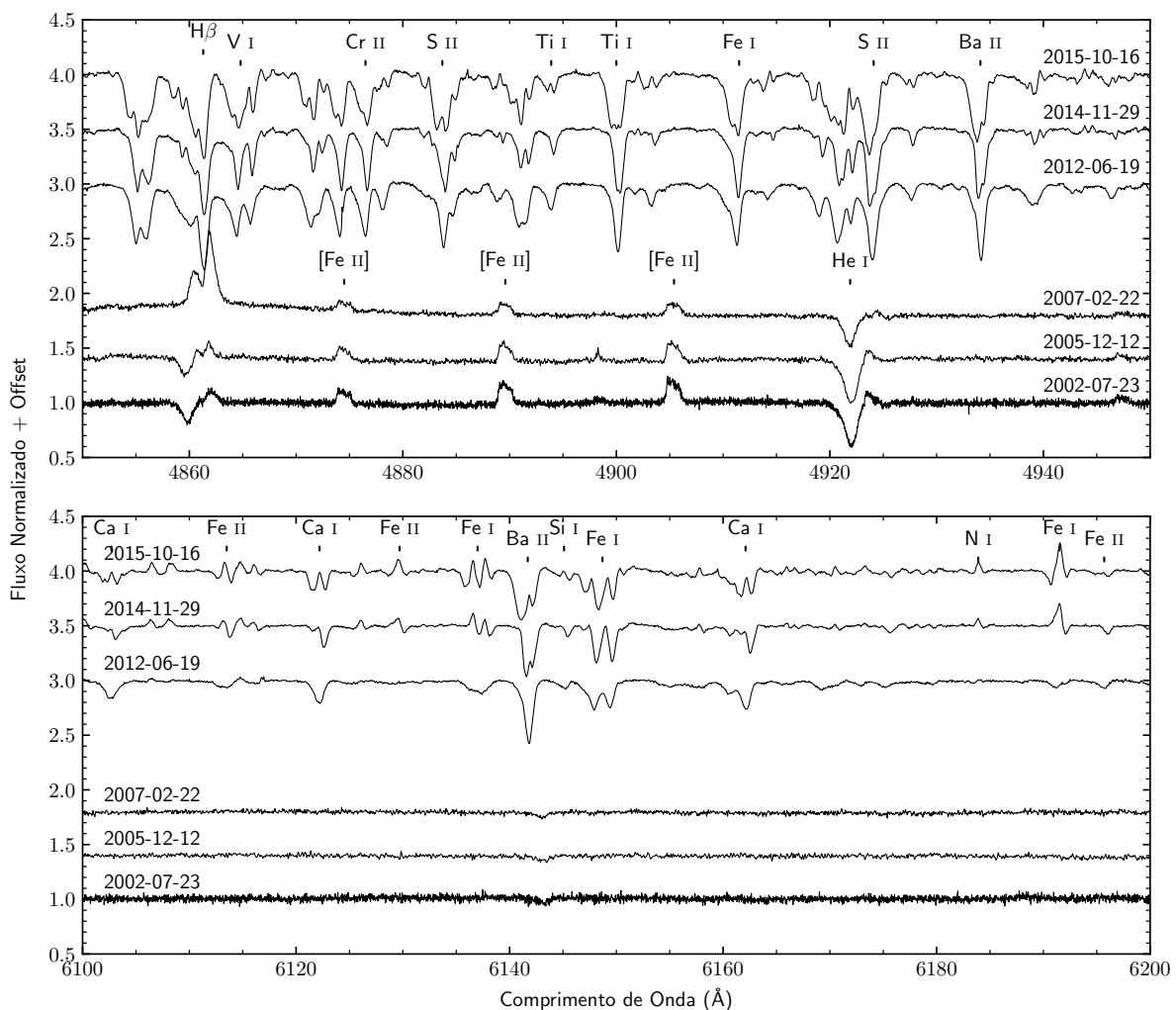


Figura 6 – Evolução do espectro visível da estrela R 71 entre 2002 e 2005 nas regiões espectrais de 4850 a 4950 Å e de 6100 a 6200 Å. O espectro de 2002 foi observado com o espectrógrafo UVES, enquanto o restante foi observado utilizando o espectrógrafo FEROS.

De certa forma, as variações espectrais observadas nesta estrela se assemelham bastante às variações observadas na estrela R 40, conforme apontado anteriormente. Ambas

saíram de tipos espectrais B, comum para LBVs na quiescência, e chegaram a tipos espectrais F-tardio, este observado apenas em alguns casos de erupções mais extremas de LBV. Porém, características bem particulares são observadas na erupção da R 71.

Primeiramente, ao contrário do observado para a maioria das LBVs, a estrela R 71 não apresentou perfis P Cygni tão proeminentes nas linhas de Balmer durante a quiescência (entre 2002 e 2007), apresentando intensidades semelhante ao perfil P Cygni observado na linha do He I em 4921.9 Å, como mostrado na figura 6. Outras linhas do He I aparecem com perfil em absorção assimétrica, com a asa azul alargada, resultado também do efeito de perda de massa. De forma similar, linhas metálicas ionizadas também são observadas em absorção no espectro da estrela, porém, com perfil mais simétrico que as linhas do He. Dentre estas, podemos destacar linhas bem pronunciadas do N II, Mg II, Si II, Si III e Al III, comuns em LBVs na quiescência.

No espectro da quiescência também são observadas muitas linhas em emissão proibidas, sobretudo de metais uma vez ionizados, como [Ni II] e [Fe II], embora apenas uma linha fraca do [N II], muito comum em LBVs na quiescência, tenha sido observada. Algumas destas linhas proibidas são mostradas na figura 7, sendo mais intensas no espectro de 2005. Elas apresentam perfil alargado de pico levemente plano, com inclinação descendente para o lado vermelho, indicando uma origem predominantemente na nebulosa de gás e poeira que circunda a estrela (Weis et al., 2003).

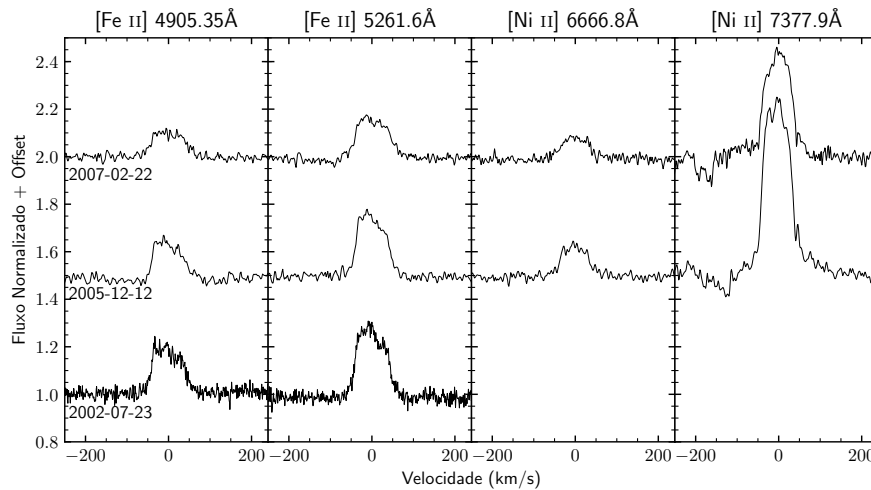


Figura 7 – Linhas proibidas do Fe II e Ni II no espectro da estrela R 71. O espectro de 2002 foi observado com o espectrógrafo UVES, que não cobre a região em que se encontram as linhas do [Ni II], enquanto o restante foi observado com o espectrógrafo FEROS.

Embora o espectro da estrela tenha se mantido como um todo constante entre 2002 e 2007, pequenas variações nas linhas da série de Balmer podem ser observadas, como mostrado na figura 8. Estas linhas, em 2002 e 2005, apresentavam perfis P Cygni com pelo menos duas componentes em absorção. Em  $H\alpha$ , estas componentes estão basicamente

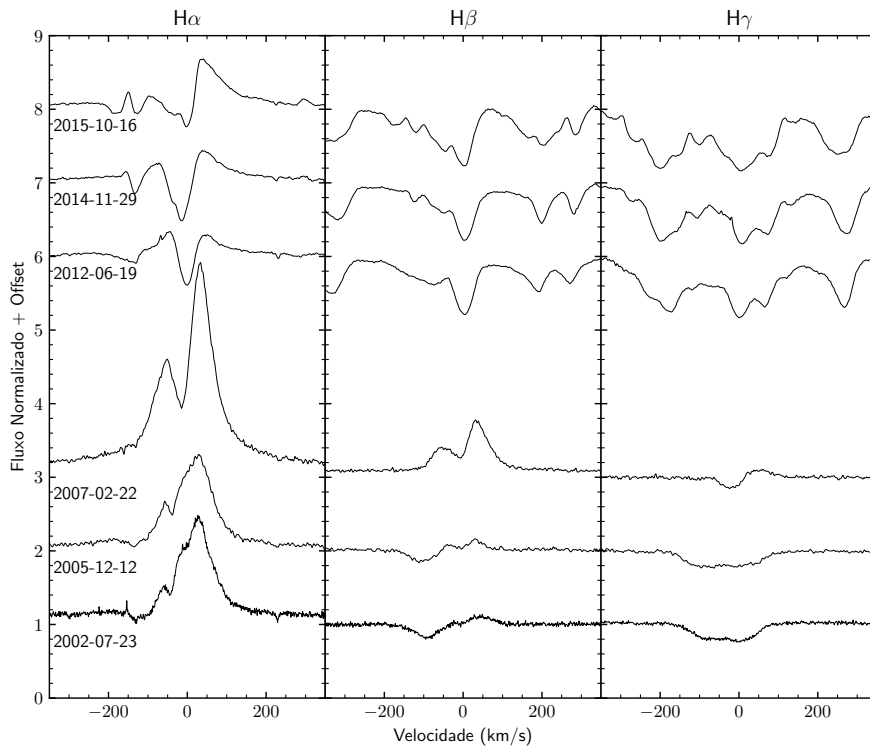


Figura 8 – Linhas da série de Balmer da estrela R 71.

encravadas na proeminente emissão, sendo que em  $H\beta$  o perfil P Cygni é mais definido. De  $H\gamma$  em diante, a emissão do P Cygni some quase completamente, restando um perfil em absorção com suas componentes distintas. Em 2007, um intenso aumento das emissões dos perfis P Cygni é observado, passando as linhas  $H\alpha$  e  $H\beta$  a apresentarem perfis em emissão de pico duplo e de  $H\gamma$  em diante a apresentarem uma fraca emissão, definindo melhor os perfis P Cygni. Uma possível explicação para esta variação é o aumento da perda de massa no início da atual erupção da estrela, em um meio ainda ópticamente fino.

De 2012 em diante, com a erupção já tendo atingido seu máximo, as linhas de Balmer se tornam perfis em absorção com múltiplas componentes, exceto pela linha  $H\alpha$ , que ainda apresenta algumas emissões. A intensidade e o número de componentes das linhas varia constantemente, não só nas linhas de Balmer, mas também em diversas outras linhas do espectro da estrela. Estas outras linhas, principalmente metais neutros ou de baixa ionização (figura 6) são características de espectros de estrelas mais frias e também são observadas na erupção de R 40. Porém, enquanto na R 40 estas linhas se mantiveram aproximadamente estáveis, para a R 71 é possível observar importantes variações nos perfis, com o surgimento de múltiplas componentes em absorção, como pode ser observado nas linhas do Ba II, do Ti II e do Cr II na figura 6, incluindo o surgimento de perfis P Cygni inversos (vide linha do Fe I em  $6191.5 \text{ \AA}$  na figura 6) e pequenas emissões em diversas outras linhas.

Estas variações observadas entre 2012 e 2015 indicam que a região do vento da

estrela em que as linhas se formam está assumindo uma geometria complexa, incluindo regiões com queda de material em direção à estrela. Esta geometria complexa e o retorno de material à estrela é condizente com o previsto para o cenário físico de erupções de LBV de acordo com os modelos de Jiang et al. (2018).

#### 4.3.1.3 Parâmetros Físicos e Discussão dos Resultados

Os parâmetros físicos para a atual erupção da R 71 já foram extensivamente estudados por Mehner et al. (2013, 2017). Estes autores reportam que na atual erupção pela qual a estrela passa, ela atingiu  $T_{\text{eff}} \sim 6650 \text{ K}$  e  $M_{\text{Bol}} \sim -10.3$ , se tornando uma das erupções de LBV ocorrendo sob menor temperatura aparente. Estes autores reportam também que, durante a quiescência, a estrela atingiu uma temperatura de cerca de  $T_{\text{eff}} = 15\,500 \pm 500 \text{ K}$  com  $M_{\text{Bol}} = -9.65 \pm 0.02$  e uma taxa de perda de massa de  $\dot{M} = (4.0 \pm 0.5) \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ .

Embora no artigo publicado na A&A houvésemos citado que a atual erupção da R 71 se assemelha muito com a atual erupção da R 40, os novos dados indicam que, enquanto R 40 já apresenta um declínio no brilho visível, consequência do fim da erupção, R 71 ainda está com o brilho estabilizado em seu máximo, de uma forma bastante incomum para LBVs. Para a R 71 a resolução temporal e a quantidade de dados fotométricos permitiu a identificação de pulsações com período de cerca de 450 dias (Mehner et al., 2017). Estas pulsações, no entanto, são muito mais rápidas que as observadas durante a quiescência da estrela, onde o período característico era da ordem de 8 anos.

A diferença entre R 71 e R 40 também pode ser evidenciada nas variações espectroscópicas. Enquanto que para R 40 os espectros se mantiveram com estruturas simples, para R 71 absorções com múltiplas componentes, perfis P Cygni inversos e emissões surgiram, evidenciando um vento com múltiplas e complexas estruturas, incluindo o retorno de massa em direção à estrela. Mehner et al. (2017), com uma cobertura temporal de espectros muito maior, também apontam que o surgimento destas múltiplas absorções nas linhas pode estar relacionada com as pulsações observadas na fotometria, uma vez que o período característico observado no surgimento das componentes coincide com o dobro do período observado nas pulsações.

### 4.3.2 R 116

#### 4.3.2.1 Análise Fotométrica

Com já é citado pela literatura, a estrela R 116 não tem se apresentado ativa nos últimos 50 anos, porém acredita-se que a estrela tenha tido uma erupção no século XIX (Thackeray, 1974). Nossa curva de luz histórica elaborada a partir dos dados do DASCH, mostrada na figura 9 (painel superior) indicam uma forte tendência de que a estrela

podesse ter apresentado duas variações relevantes entre 1890 e 1960. Mesmo com o alto espalhamento dos pontos do DASCH e as grandes barras de erro, é possível acreditar que a estrela tenha atingido uma magnitude próxima a  $V = 10.0 \sim 10.2$  entre 1940 e 1950, cerca de meia magnitude mais brilhante que  $V = 10.6$  em que a estrela foi observada em 1960. Antes disso, em 1910, os pontos indicam que a estrela pode ter atingido  $V = 10.3 \sim 10.4$ .

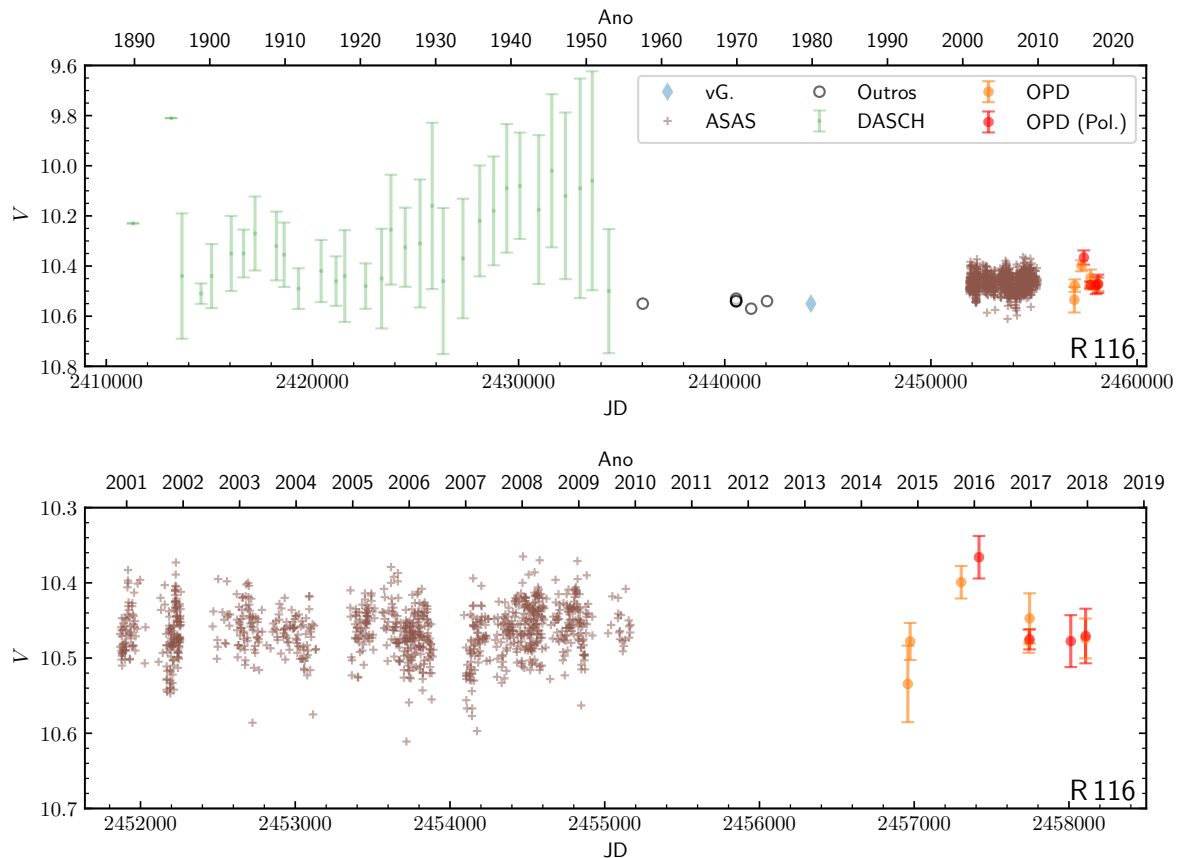


Figura 9 – Curvas de luz histórica e atual da LBV R 116, incluindo dados extraídos de van Genderen (1998), marcados por vG. no gráfico, e das outras fontes citadas no capítulo 3.

Com relação ao histórico atual da estrela, é possível observar tanto nos dados do ASAS quanto nos dados do acompanhamento fotométrico e polarimétrico com o telescópio BC do OPD que a estrela se encontra estável em torno de  $V = 10.45 \pm 0.05$  nos últimos 20 anos, apresentando microvariações sem período bem definido. Este valor é 0.15 mag mais brilhante que os valores em torno de 10.6 observados entre 1960 e 1980 por diferentes observadores. Este valor já é consideravelmente alto para uma simples variável  $\alpha$  Cyg e corrobora para a confirmação da estrela como LBV, mesmo que uma LBV de baixa atividade. Além disso, entre 2015 e 2016, a estrela apresentou uma importante variação além das barras de erro, se tornando pouco mais brilhante que  $V = 10.4$ , tendo voltado a seu valor anterior de 2017 em diante. É pouco provável que esta variação decorra apenas de espalhamento de pontos, podendo ser algum tipo de atividade real da estrela, mesmo



que não dê a se considerar como uma erupção.

Analisando os dados na banda  $V$  do ASAS com a técnica de Lomb-Scargle, nenhum pico proeminente foi identificado no espectro de potência. Desta forma, não foi possível determinar períodos de microvariabilidade para R 116.

#### 4.3.2.2 Análise Espectroscópica

Para a análise deste objeto, não foram feitas observações próprias com o FEROS e não haviam espectros de alta resolução disponíveis em arquivos públicos, portanto, apenas espectros de média resolução provenientes do XSHOOTER para duas datas distintas foram analisados, sendo um espectro do final de 2015 e outro do início de 2016. Os espectros utilizados são citados na tabela 17 no apêndice E.

De forma compatível com o observado nas curvas de luz, a R 116 apresentou um espectro típico de uma LBV na quiescência em ambas as datas estudadas. São observadas linhas metálicas neutras e ionizadas em absorção características de estrelas quentes, como Fe II, Fe III, N I, N II, N III, Si II, Si III, Si IV e O II. Para estas linhas, mostradas na figura 10, de origem provavelmente fotosférica, não foram observadas variações relevantes no período. As linhas da série de Paschen foram observadas sem variações para esta estrela no período e com perfil em absorção pura e simétrica. Através das linhas metálicas, foi obtida uma velocidade radial de  $v_r = 280 \pm 15 \text{ km s}^{-1}$  para a estrela, valor pouco acima dos  $252 \text{ km s}^{-1}$  obtidos por Feast et al. (1960).

Algumas linhas do He I apresentam perfil assimétrico de absorção, enquanto outras, em conjunto com as linhas da série de Balmer são observadas em perfis P Cygni proeminentes (figura 11).

Estas linhas em P Cygni, contudo, apresentam considerável variação entre as datas observadas, embora próximas. Para o espectro obtido em 2015, as emissões de perfis P Cygni são significativamente mais intensas que o observado em 2016, que chega até mesmo a desaparecer, como no caso da linha de He I 6678.2 Å. Além disso, as absorções tendem, também, a se tornarem menos intensas em 2016, praticamente desaparecendo na linha  $H\alpha$ . Não foi notada a presença de múltiplas componentes em absorção nos perfis P Cygni, o que é comum para LBVs. É importante ressaltar que, mesmo quando as linhas destes elementos se tornam absorções puras, elas ainda encontram-se deslocadas da velocidade radial da estrela devido à contaminação da emissão do vento na asa azul da linha.

Não foram observadas linhas proibidas no espectro desta estrela.

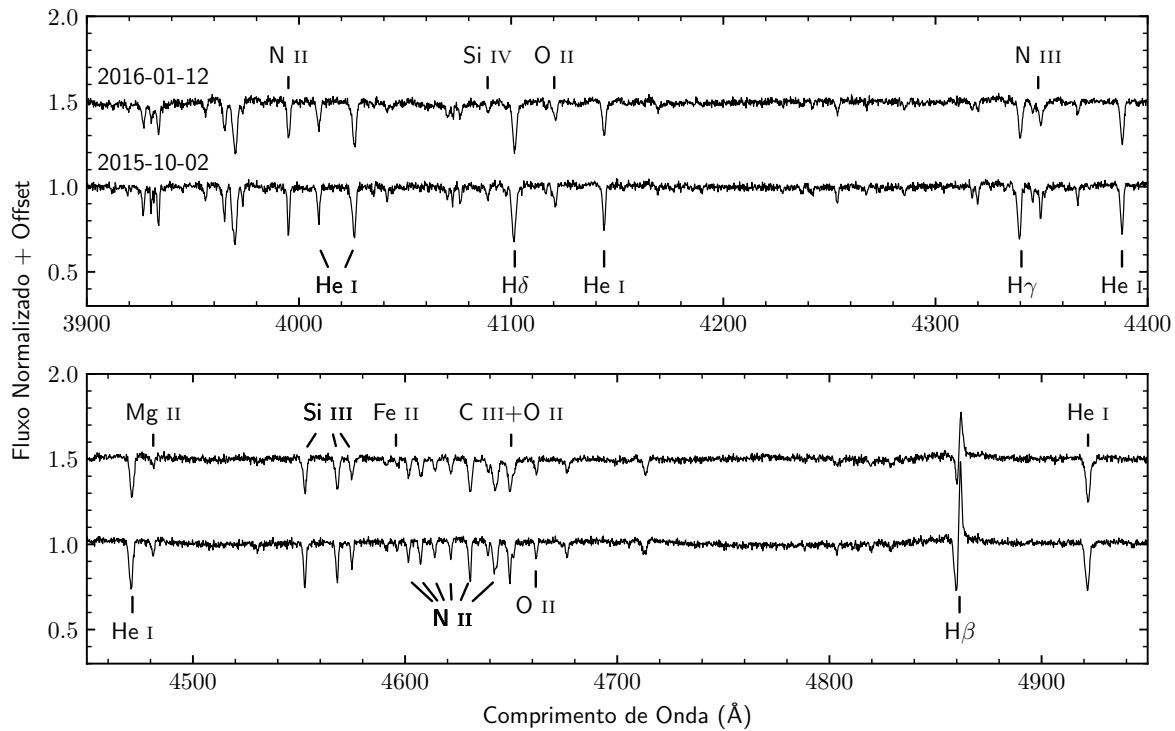


Figura 10 – Região espectral entre 3900 e 4950 Å da estrela R 116. Os espectros utilizados foram obtidos com o espectrógrafo XSHOOTER, tanto para 2015 quanto para 2016.

#### 4.3.2.3 Parâmetros Físicos e Discussão dos Resultados

As variações fotométricas históricas observadas para esta estrela através da curva de luz do DASCH confirmam sua classificação como LBV. Nossos dados recentes também confirmam que a estrela, na última década, vem seguindo um comportamento estável na quiescência que apresenta desde a década de 1960.

Os espectros observados são coincidentes temporalmente com um aparente pequeno aumento do brilho da estrela entre 2015 e 2016. Comparando a linha do He I 5875.6 Å com a mostrada por Ferlet et al. (1985), vemos que em 2015 e 2016 os perfis P Cygni da linha são mais intensos que na década de 1980, indicando um possível aumento da atividade de perda de massa da estrela restrita ao período. Esta atividade, no entanto, parece ter sido curta e fraca de acordo com a curva de luz, não influenciando de forma significativa as características do objeto. Tomando como base o mínimo da absorção do perfil P Cygni da linha H $\alpha$  do espectro de 2015, uma estimativa inferior para a velocidade terminal de cerca de  $v_{\infty} = 160 \text{ km s}^{-1}$  pode ser atribuída ao vento desta estrela.

Embora as linhas He I 4471 Å e Mg II 4482 Å estejam presentes no espectro desta estrela, o uso da razão Mg II/He I não proporcionou qualquer resultado conclusivo, uma vez que seu valor de aproximadamente 0.3 indica apenas que a estrela é mais quente que o tipo espectral B8. O uso das linhas de diagnóstico do Si II 6347 e 6371 Å também não

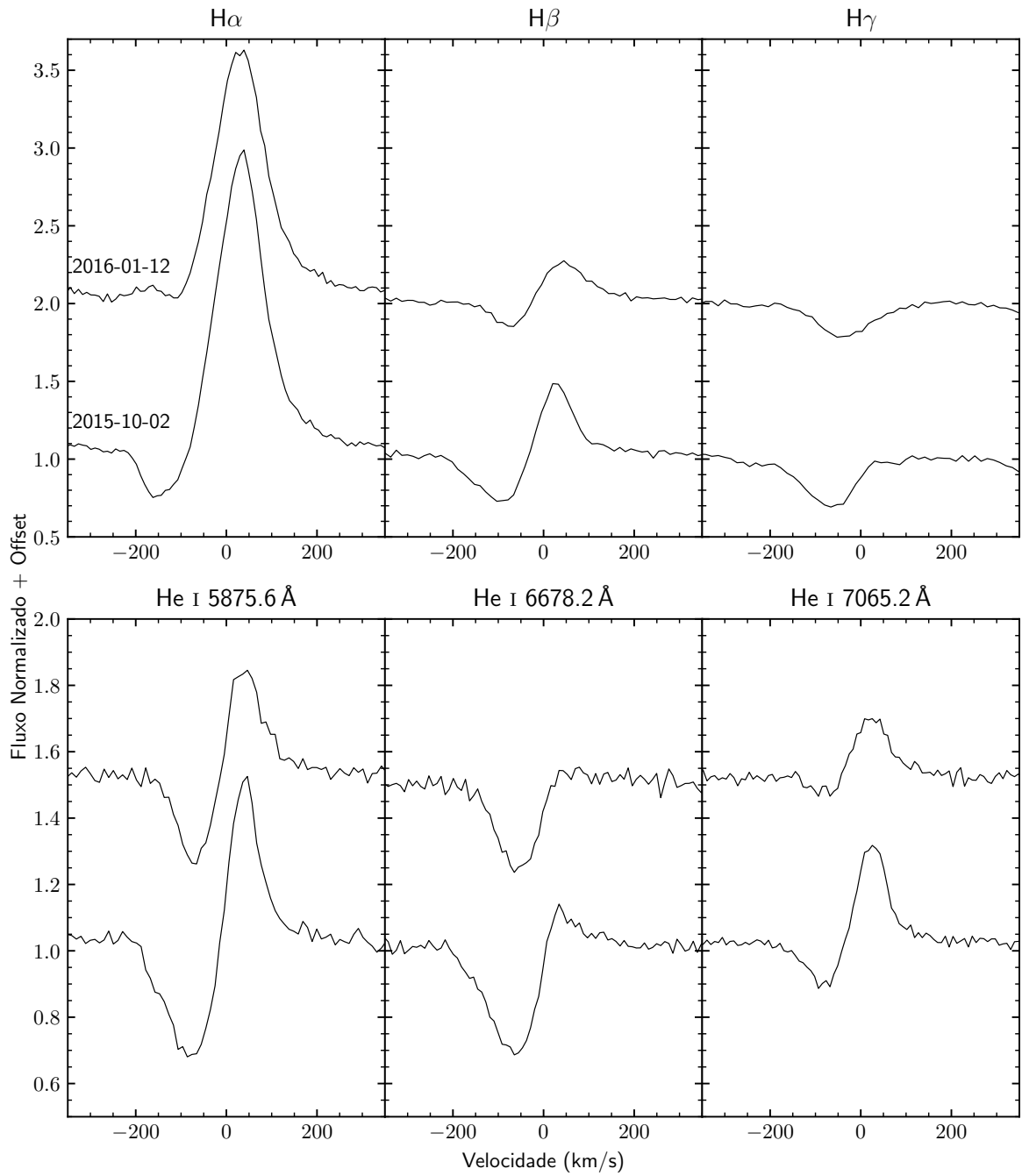


Figura 11 – Linhas da série de Balmer e do He I da estrela R 116. Os espectros utilizados foram obtidos com o espectrógrafo XSHOOTER, tanto para 2015 quanto para 2016.

retornou resultados precisos devido à ausência de ambas as linhas no espectro da estrela, o que, segundo os diagramas de Davies et al. (2005), pode indicar uma temperatura superior a 19 000 K.

Para uma melhor determinação do tipo espectral da estrela, utilizamos então os critérios de classificação espectral para estrelas B de Lennon (1997). A presença da linha de Si IV 4088 Å e a razão Si III 4553/Mg II 4482 Å > 1 indicam que a estrela deve ter de um tipo espectral mais quente que B2, sendo que a presença das linhas de Si IV 4088 e 4116 Å em conjunto com a ausência da linha de He II 4686 Å indicam um provável tipo espectral entre B1 e B1.5 para este objeto. Este tipo espectral, de acordo com Humphreys & McElroy (1984), corresponde a uma  $T_{\text{eff}} \sim 20\,000$  K, valor compatível com medições anteriores. Este valor está muito próximo do tipo espectral B2 classificado para o ano de 1990 para esta estrela por Fitzpatrick (1991) e é compatível com a classificação B1.5 obtida por Feast et al. (1960).

De acordo com a relação entre  $T_{\text{eff}}$  e  $(B - V)_0$  de Flower (1996), é esperado que esta estrela tenha um índice de cor intrínseco da ordem de  $(B - V)_0 \sim -0.19$ . A partir do tipo espectral B1-2, índices de cor intrínsecos de  $(B - V)_0 \sim -0.18$  são também reportados por Johnson (1966) e Brunnet (1975). Nossas observações indicam índices de cor de  $B - V = 0.03 \sim 0.14$ , resultando em um avermelhamento esperado de  $E(B - V) = 0.27 \pm 0.06$ . Estes valores, no entanto, são bastante discrepantes do avermelhamento de  $E(B - V) = 1.70 \pm 0.22$  de Schlafly & Finkbeiner (2011), fato bastante semelhante ao discutido para a estrela R 110 anteriormente (Campagnolo et al., 2018), porém com uma discrepância muito maior. Mendoza (1970), por sua vez, reporta  $B - V = 0.00$  para esta estrela, enquanto van Genderen & Sterken (1999) reporta um índice de cor médio de  $B - V = 0.03$ , ambos similares ao limite inferior das nossas observações, eliminando a possibilidade de erro sistemático em nossas observações. Desta forma, o avermelhamento reportado por Schlafly & Finkbeiner (2011) parece ser irreal, sendo o valor por nós calculado mais confiável. Assumindo uma lei de avermelhamento de  $R_V = A_V/E(B - V) = 3.41$  (Gordon et al., 2003), o que resulta em um  $A_V = 0.9 \pm 0.2$ .

Assumindo uma correção bolométrica de  $BC = -1.55 \pm 0.20$  para tipos espectrais entre B1I e B2I (Humphreys & McElroy, 1984), e um módulo de distância de  $DM_{\text{LMC}} = 18.50$  mag (Alves, 2004), é possível determinar uma  $M_{\text{Bol}} = -10.50 \pm 0.3$ , usando um valor médio de  $V = 10.46 \pm 0.02$  obtido a partir das observações com o OPD.

A partir dos modelos de evolução estelar de Ekström et al. (2012), uma massa inicial de cerca de  $M_{\text{ZAMS}} \sim 85M_{\odot}$  é esperada para este objeto. Em comparação com um detalhado estudo de evolução de uma estrela com  $M_{\text{ZAMS}} = 60M_{\odot}$  feito por Groh et al. (2014), é esperado que ela atinja a fase de LBV com metade a dois terços de sua massa original. Desta forma, estimamos que a massa atual deste objeto seja cerca de  $50M_{\odot}$ . Desta forma, também são esperados valores de  $\log g \sim 2.2$  e  $R \sim 100R_{\odot}$  para o atual estado da

estrela. Além disso, esta alta luminosidade coloca a estrela na classificação das LBVs de alta luminosidade, que apresentam  $\log(L/L_{\odot}) > 5.8$  e  $M_{ZAMS} > 40M_{\odot}$ .

A modelização da distribuição espectral de energia (SED) foi realizada tanto com o CMFGEN quanto com os modelos de Castelli & Kurucz (2004) e os resultados são mostrados na figura 12. Com ambos os métodos, resultados muito similares para a modelização do contínuo foram obtidos, reproduzindo bem a região entre 5 000 e 10 000 Å, porém apresentando problemas na região em torno de 4 000 Å e do UV. Modelos com  $T_{\text{eff}}$  entre 20 000 e 25 000 K obtiveram os melhores resultados, com destaque para os modelos do CMFGEN que, considerando uma taxa de perda de massa de  $\dot{M} = 10^{-5} M_{\odot} \text{ano}^{-1}$  e uma velocidade terminal de  $v_{\infty} = 150 \text{ km s}^{-1}$ , conseguiram reproduzir também a pequena descontinuidade de Balmer observada no espectro da estrela.

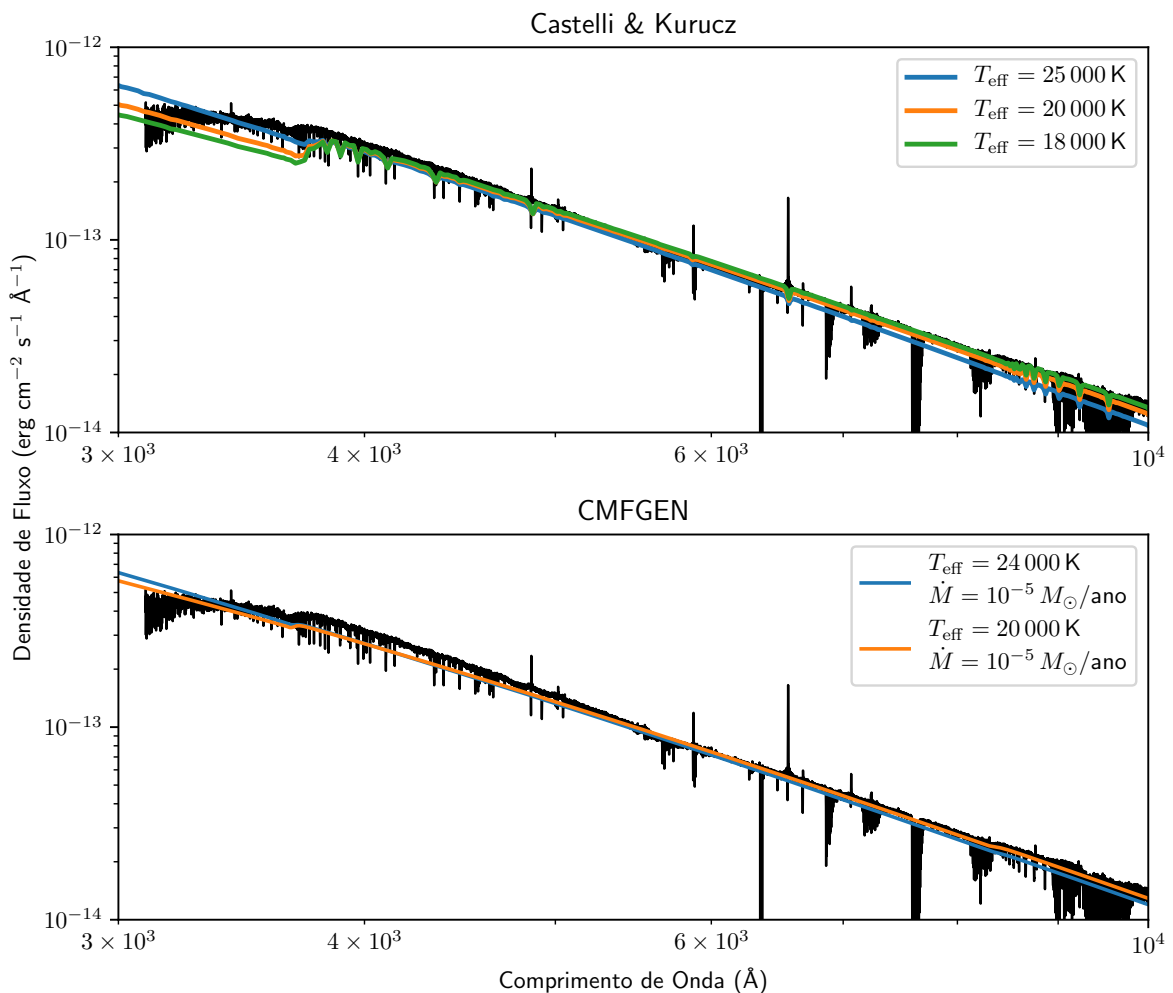


Figura 12 – Ajuste do contínuo da estrela R116 para o espectro XSHOOTER de 2015 utilizando modelos de Castelli & Kurucz (2004), no painel superior, e do CMFGEN, no painel inferior. Os modelos de Castelli & Kurucz variam apenas em  $T_{\text{eff}}$ , mantendo  $\log g = 2.5$  e  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$  constantes. Já os modelos de melhor ajuste do CMFGEN foram computados com uma perda de massa de  $\dot{M} = 10^{-5} M_{\odot} \text{ano}^{-1}$ ,  $\log(L/L_{\odot}) = 6.1$  e  $v_{\infty} = 150 \text{ km s}^{-1}$ .

Como a provável última erupção da estrela ocorreu aproximadamente em 1940, quando ela atingiu  $V \sim 10.1$ , não foram encontrados dados ou informações que nos permitam estimar com melhor precisão os parâmetros da estrela àquela época. Uma estimativa superficial pode ser feita considerando que a erupção ocorreu sob luminosidade constante, e que para a estrela ter apresentado esta variação de  $\Delta V = \Delta BC = 0.5$  mag, é necessário que a estrela tenha atingido uma temperatura de menos de 15 000 K (Humphreys & McElroy, 1984) nesse período, temperatura ainda alta quando comparada a outras erupções de LBV.

Não foi possível confirmar a existência de envoltórias de poeira em torno desta estrela devido ao fato de que não foram obtidos espectros Spitzer, porém, a falta de linhas em emissão proibidas no espectro XSHOOTER é um indicativo de que este tipo de estrutura parece não existir.

### 4.3.3 R 127

#### 4.3.3.1 Análise Fotométrica

De modo similar à R 71, a estrela R 127 é uma LBV bastante conhecida e bem estudada na literatura e, por isso, possui uma grande quantidade de dados fotométricos disponíveis. A curva de luz do objeto é apresentada na figura 13. Nela é possível ver a primeira erupção estudada para a estrela, que atingiu seu máximo em 1990, com  $V \sim 8.8$ , tendo o brilho decaído posteriormente de forma bastante lenta (gráfico do meio). Esta longa erupção é considerada uma das principais características deste objeto.

A curva de luz histórica com dados do DASCH revelou que entre 1900 e 1940 a estrela parece ter se mantido com um brilho visual de cerca de  $V = 10$ , muito mais brilhante que o  $V = 11.5$  registrado por Feast et al. (1960) entre 1955 e 1960. Isso indica que antes da erupção iniciada em 1980, a estrela pode já ter apresentado uma outra erupção de LBV, nunca notada anteriormente na literatura e de características muito similares à erupção da década de 1980.

Sobre esta última erupção, a falta de dados de alta precisão entre 1995 e 2005 não nos permite concluir se nesse período a estrela apresentou variações S Dor menores sobrepostas à erupção ou não, embora uma descontinuidade nos dados da banda  $V_{is}$  da AAVSO indique que ao menos uma variação deste tipo pode ter ocorrido. As observações de Walborn et al. (2017) e do OGLE-III indicam que esta longa erupção chegou ao fim em 2008, quando a estrela atingiu aproximadamente  $V = 11.2$  mag (gráfico inferior). Com a maior densidade e qualidade dos dados observados a partir de 2005 foi também possível notar a alta atividade de variações tipo S Dor de até uma magnitude para a R 127. Ao menos 4 “mini-erupções” foram notadas entre 2005 e 2015, com máximos locais em 2006, 2009, 2012 e 2014. Em 2015 a estrela voltou a atingir sua magnitude de

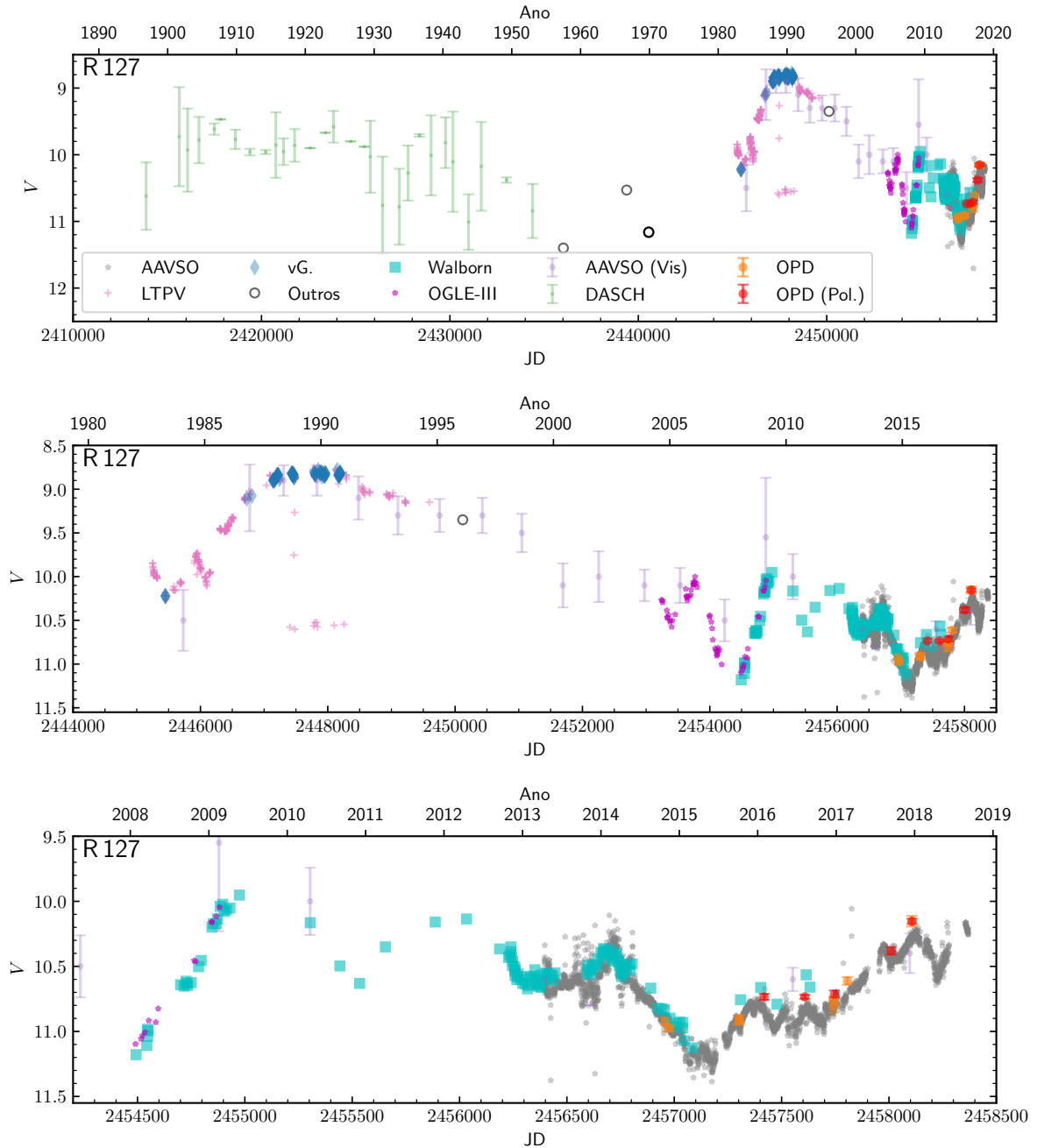


Figura 13 – Curva de luz na banda  $V$  da estrela R 127 analisada em 3 escalas temporais diferentes. Os dados marcados por Walborn na legenda foram extraídos de Walborn et al. (2017), enquanto os dados marcados por vG. foram extraídos de van Genderen (1998). O restante dos dados corresponde aos conjuntos citados no capítulo 3.

$V = 11.2$  e desde então se encontra com um aumento quase constante do brilho (com microvariações sobrepostas), indicando que uma possível nova erupção esteja a caminho. Neste período, os dados da campanha de monitoramento no OPD são também consistentes com as observações de Walborn et al. (2017) e os dados da banda  $V$  da AAVSO, dando confiabilidade aos resultados.

A forte atividade eruptiva da estrela impede o uso do periodograma de Lomb-Scargle para uma determinação precisa dos períodos de microvariabilidade. A análise visual também é incerta, mas microvariações com períodos na ordem de 100 dias ou mais são notadas nos dados recentes da AAVSO.

#### 4.3.3.2 Análise Espectroscópica

Esta estrela é conhecida por apresentar um espectro dominado por perfis P Cygni e linhas em emissão, permitidas e proibidas, além de um espectro misto típico de uma Ofpe/WN9, categoria na qual a estrela foi primeiramente classificada. Ao todo, para analisar as variações espectrais recentes do objeto, utilizamos quatro espectros obtidos de arquivos públicos, tendo sido observados com diferentes instrumentos: UVES observado em 2002, HARPS em 2009 e XSHOOTER em 2015 e 2016. Estes espectros são listados nas tabelas 16 e 17 no apêndice E. Através de linhas proibidas do [Fe II] foi determinada uma velocidade radial heliocêntrica de cerca de  $260 \text{ km s}^{-1}$  para a R 127.

De modo similar à curva de luz, importantes variações espectrais são observadas para esta estrela. Nossa cobertura temporal de espectros abrange estados eruptivos bastante diferentes da estrela: o espectro de 2002 se localiza no declive da maior erupção, o de 2009 se localiza no primeiro máximo local da erupção menor que aconteceu entre 2008 e 2015, e os espectros de 2015 e 2016 se localizam próximos ao mínimo local ocorrido em meados de 2015, já no aparente início de uma nova erupção.

As linhas da série de Balmer são mostradas na figura 14 e apresentam perfis P Cygni. As estruturas observadas nestas são complexas e altamente variáveis com o tempo. No espectro de 2002, ainda durante o declive da erupção da estrela, o perfil P Cygni observado era mais bem comportado e mais parecido com o observado em outras LBVs das Nuvens de Magalhães durante a quiescência, como R 40, R 110 e R 116. A partir de 2009, novas componentes surgem na absorção dos P Cygni e a emissão passa a ser mais alargada, num formato que lembra muito os perfis P Cygni e as linhas em emissão de estrelas WR, sobretudo para os espectros de 2015 e 2016.

Na figura 15 são mostradas três regiões do espectro da estrela R 127 ( $4400 - 4600\text{Å}$ ,  $4600 - 4800\text{Å}$  e  $5800 - 6000\text{Å}$ ). Nestas regiões é possível ver algumas das linhas mais características do espectro da estrela, como Fe II e [Fe II], He I, Si II e N II. Estas linhas apresentam comportamentos bem distintos umas das outras, desta forma as descreveremos individualmente.



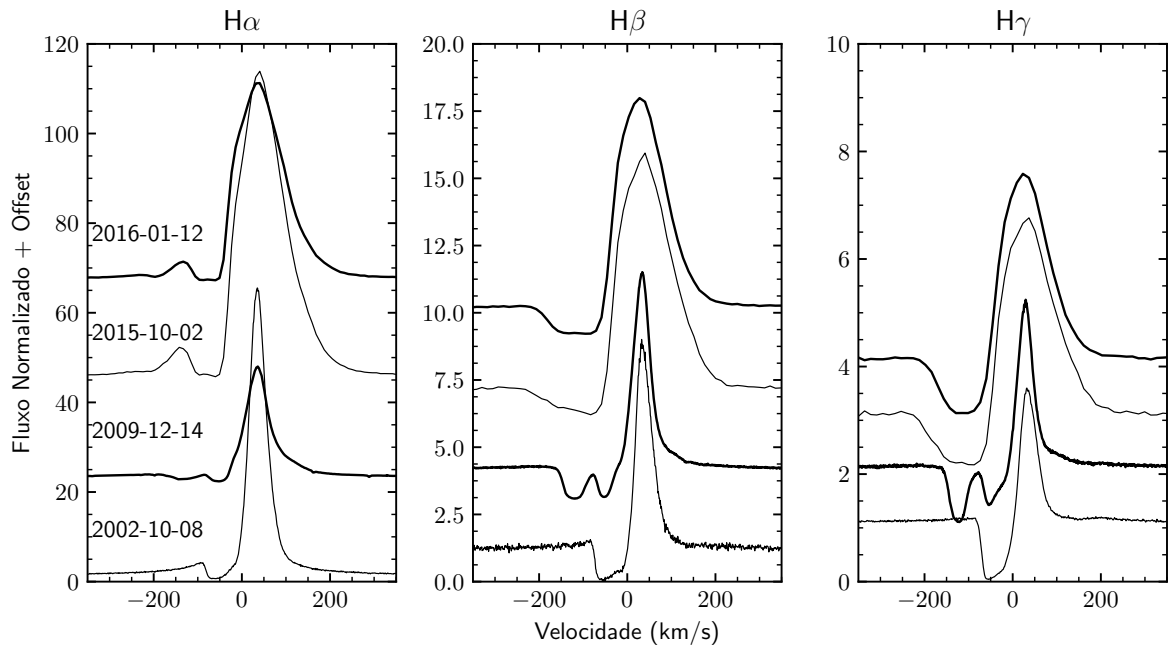


Figura 14 – Linhas da série de Balmer da estrela R 127. O espectro de 2002 foi observado com o espectrógrafo UVES, o de 2009 com o HARPS e os espectros de 2015 e 2016 observados com o XSHOOTER. Todos os espectros preservam sua resolução original.

As linhas de He I, por vezes aparentam perfis fracos em absorção, por outras vezes apresentam intensos perfis P Cygni. A incidência dos perfis P Cygni intensos nestas linhas corresponde às datas de 2015-2016, quando a estrela iniciava uma nova erupção. Comparando com os espectros apresentados por Walborn et al. (2017), o mesmo ocorreu em 2008, também no início de uma erupção. Além destas, as linhas do N II entre 4600 e 4650 Å também apresentaram comportamento semelhante, estando ausentes nos espectros de 2002 e 2009 (durante as erupções) e apresentando perfis P Cygni bem definidos durante a quiescência/início de erupção. Já as linhas do Fe II, cujas linhas mais intensas são mostradas em mais detalhes na figura 16, apresentaram perfis P Cygni em todos os espectros, mas com grande variação de morfologia. Para o espectro de 2002, o perfil é bem definido, com uma componente estreita em absorção centrada em aproximadamente  $-50 \text{ km s}^{-1}$ . O espectro de 2009 apresenta um perfil com duas componentes estreitas e fracas em absorção, centradas em aproximadamente  $-50 \text{ km s}^{-1}$  e  $-120 \text{ km s}^{-1}$ . Em 2015 e 2016, no entanto, estas linhas passam a ser melhor classificadas como perfis P Cygni alargados, com a componente em absorção centrada em  $-240 \text{ km s}^{-1}$ .

Com comportamento similar às linhas do He I, as linhas de Paschen também apresentam perfis P Cygni bem distinguíveis quando a estrela encontra-se entrando em atividade eruptiva, sendo que estas linhas praticamente somem nos períodos de máximo de erupção.

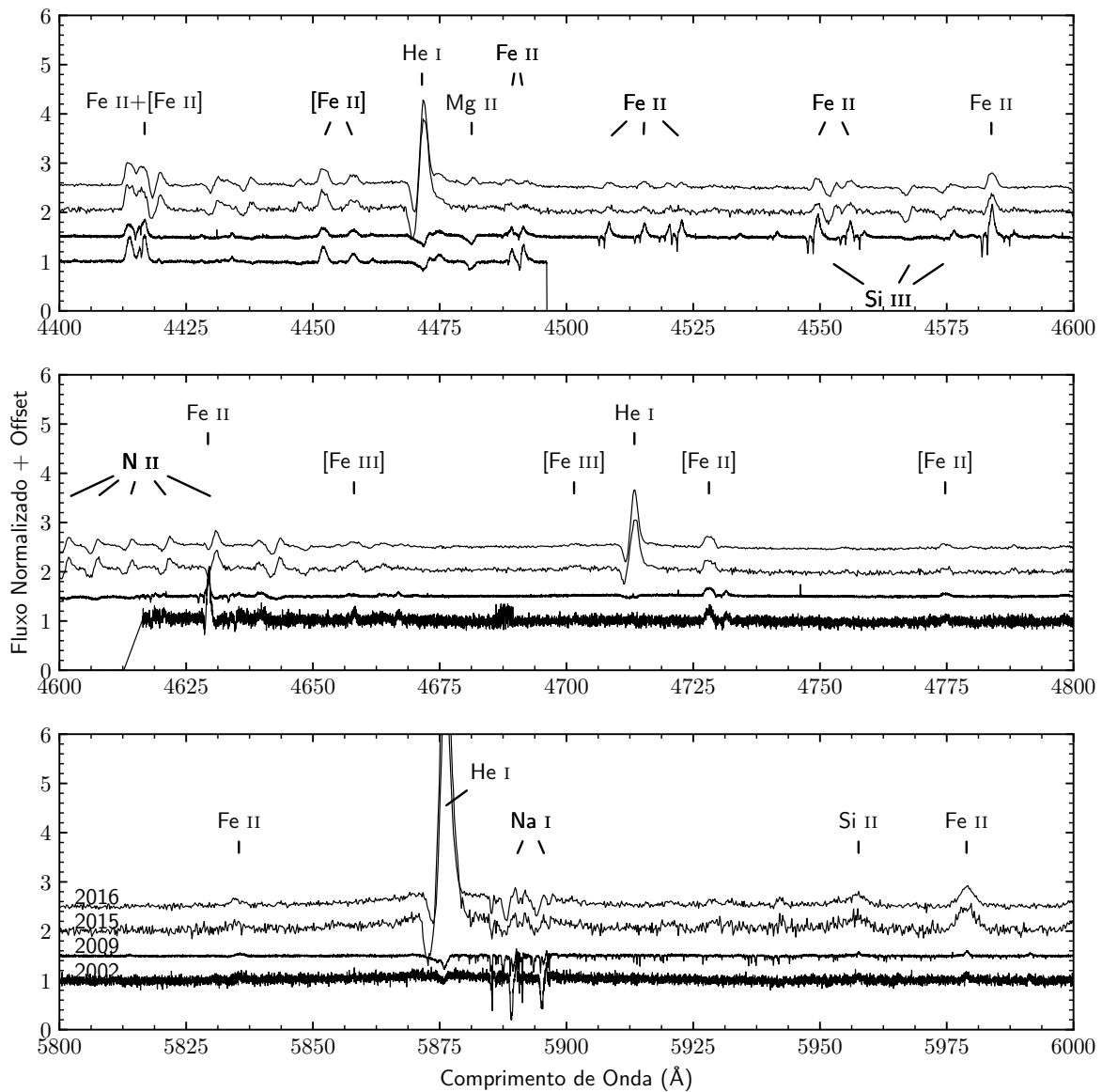


Figura 15 – Regiões do espectro visível da estrela R 127. O espectro de 2002 foi observado com o espectrógrafo UVES, o de 2009 com o HARPS e os espectros de 2015 e 2016 observados com o XSHOOTER.

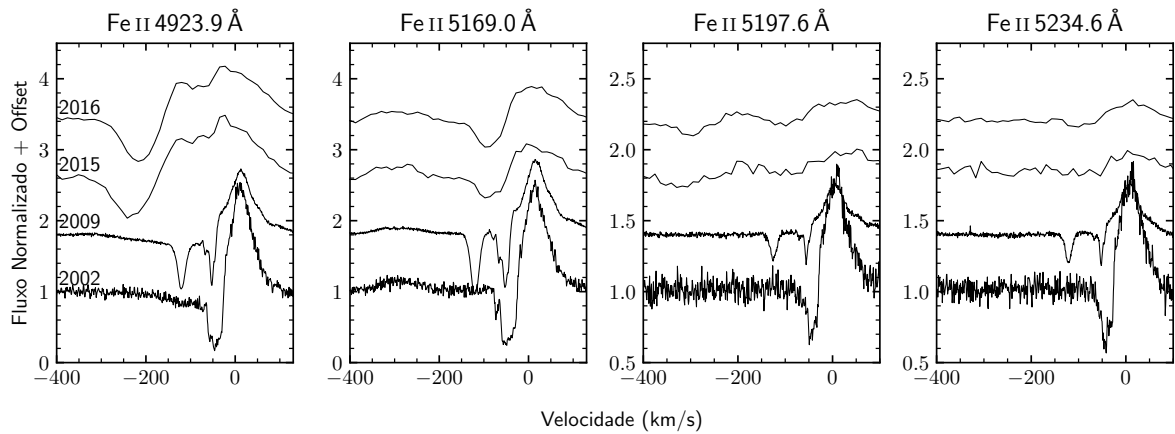


Figura 16 – Linhas do Fe II da estrela R 127. O espectro de 2002 foi observado com o espectrógrafo UVES, o de 2009 com o HARPS e os espectros de 2015 e 2016 observados com o XSHOOTER.

Na figura 17, são apresentadas detalhadamente linhas proibidas do [Fe II] e do [N II]. As variações de intensidade observadas em ambos os íons é relacionada à alteração do valor do contínuo em decorrência das diferentes fases eruptivas da estrela. As linhas do [Fe II] apresentam comportamento aproximadamente simétrico, com pico simples e alargado, centrado na velocidade radial da estrela. Os possíveis picos duplos observados na linha do [Fe II] 5262 Å em 2015 e 2016 parecem não ser reais, sendo possível elemento resultado do ruído dos espectros. Diferentemente, as linhas proibidas do [N II] apresentam proeminente perfil de pico duplo simétrico e não apresentam grande variabilidade de perfis. Sua origem, portanto, parece estar mais relacionada à grande nebulosa que circunda este objeto do que às estruturas na base do vento.

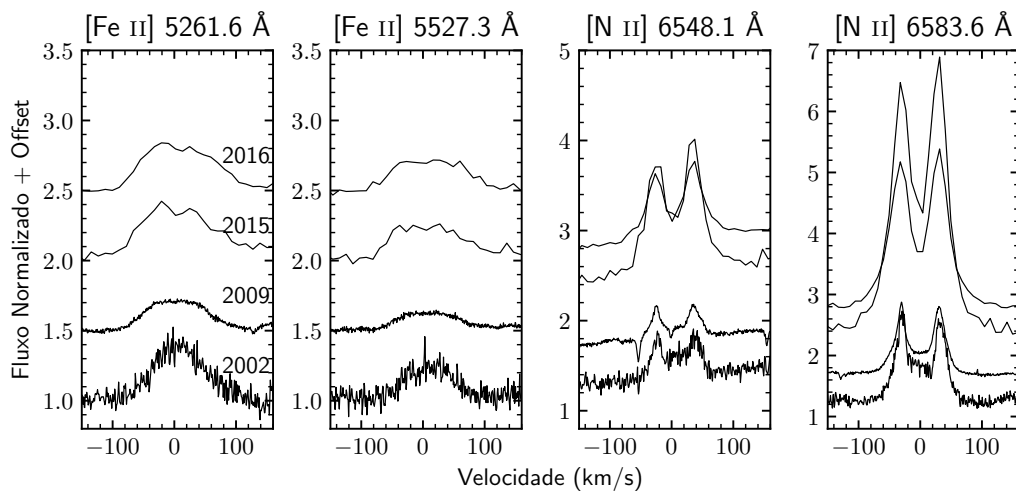


Figura 17 – Linhas proibidas da estrela R 127. O espectro de 2002 foi observado com o espectrógrafo UVES, o de 2009 com o HARPS e os espectros de 2015 e 2016 observados com o XSHOOTER.

### 4.3.3.3 Parâmetros Físicos e Discussão dos Resultados

Determinar o tipo espectral de uma estrela com espectro tão peculiar como das Ofpe/WN9 é uma tarefa complicada. Não existem regras tão explícitas de classificação espectral e apenas classificações genéricas como “tipo B” ou “tipo A” são obtidas. Seguindo as características citadas por Walborn et al. (2008, 2017), os espectros de 2002 e 2009 podem ser classificados como tipo B-tardio ou tipo A, devido à presença de linhas mais bem definidas do Fe II e a semelhança entre as linhas do Mg II 4482 Å e do He I 4471 Å, característicos de erupções de LBVs, enquanto os espectros de 2015-2016 apresentam características mais bem definidas de uma estrela tipo B-recente, com linhas mais intensas do He I, do N II e do Si III. Embora não seja possível a obtenção de estimativas mais precisas de temperatura, os resultados são compatíveis com o esperado pela curva de luz da estrela.

A partir da componente em absorção saturada dos perfis P Cygni das linhas  $H\beta$  e  $H\gamma$  no espectro de 2016, uma velocidade terminal de cerca de  $v_\infty = 160 \text{ km s}^{-1}$  pode ser inferida para o vento da estrela, porém, de acordo com o centro das absorções dos perfis nas linhas do Fe II, velocidades terminais na ordem de  $240 \text{ km s}^{-1}$  podem ser possíveis nesta época. Para 2002, porém, um vento de muito menor velocidade terminal é identificado, atingindo cerca de  $v_\infty = 70 \text{ km s}^{-1}$ .

Utilizando a relação entre índice de cor intrínseco  $(B - V)_0$  e  $T_{\text{eff}}$  de Flower (1996), combinados com nossas medidas fotométricas obtidas com o telescópio BC do OPD e um avermelhamento de  $E(B - V) = 0.18$  (Heydari-Malayeri et al., 2003), obtivemos os seguintes resultados apresentados na tabela 5.

Tabela 5 – Parâmetros físicos determinados para a estrela R 127 através da relação entre  $(B - V)_0$ ,  $T_{\text{eff}}$  e  $BC$  de Flower (1996). A coluna  $B - V$  representa os índices de cor observados, enquanto a coluna  $(B - V)_0$  representa os índices de cor intrínsecos, com  $E(B - V) = 0.18$ . Os calculos de  $T_{\text{eff}}$ ,  $BC$  e  $M_{\text{Bol}}$  foram feitos através do índice de cor intrínseco.

Ano	$V$	$B - V$	$(B - V)_0$	$T_{\text{eff}}$	$BC$	$M_{\text{Bol}}$
2014	10.62	0.12	-0.06	12 000	-0.20	-8.6
2015	10.62	0.05	-0.13	15 500	-0.22	-8.4
2016	10.46	0.09	-0.09	13 500	-0.21	-8.8
2017	10.31	0.07	-0.11	14 500	-0.22	-8.9

Os erros destas medidas não foram precisamente estimados, porém, devido ao erro da fotometria e do avermelhamento, erros na ordem de 2 000 K em  $T_{\text{eff}}$  são esperados. Erros de até 0.5 mag também são esperados para a determinação de  $M_{\text{Bol}}$ .

As menores temperaturas observadas em 2014, 2016 e 2017 corroboram com a conclusão obtida através da curva de luz e da análise espectral de que atualmente a estrela encontra-se entrando em uma nova erupção. Porém, ainda não é possível afirmar

se esta erupção pode atingir a escala de variação de brilho da erupção com máximo em 1990, ou se será apenas mais uma pequena erupção decorrente, provavelmente, do “relaxamento” da estrela após a erupção anterior, que é uma hipótese para explicar erupções menores que ocorrem após erupções mais fortes de LBVs enquanto a estrela se reequilibra hidrostaticamente (Smith et al., 1999).

Embora os resultados em  $T_{\text{eff}}$  estejam compatíveis com a classificação espectral anteriormente obtida e com a curva de luz, os valores calculados de  $M_{\text{Bol}}$  se apresentam sistematicamente abaixo de outras determinações na literatura, como de Walborn et al. (2008, tabela 2). Uma possível fonte para a discrepância dos resultados está no maior valor de avermelhamento usado pelos autores, de  $E(B - V) = 0.20$ . Este valor de  $M_{\text{Bol}}$  encontrado também é incompatível com as características da estrela, que se assemelham mais a características de uma LBV de alta luminosidade.

Outra determinação de parâmetros foi feita através do ajuste de SEDs sintéticas a partir de modelos de Castelli & Kurucz (2004) e gerados pelo código CMFGEN. Os resultados estão disponíveis na figura 18. Para que os modelos de Castelli & Kurucz conseguissem reproduzir corretamente a inclinação do contínuo da estrela,  $T_{\text{eff}} = 7\,500 \sim 8\,000$  K são necessárias, implicando temperaturas abaixo do esperado pela análise anterior. Estes modelos também apresentam grandes descontinuidades de Balmer, porém nos dados observados esta continuidade é praticamente inexistente, sendo marcada unicamente pela redução da intensidade dos perfis P Cygni das linhas de Balmer. Já para os modelos computados pelo CMFGEN, com  $T_{\text{eff}} = 10\,000$  K e  $\dot{M} = 10^{-4} M_{\odot} \text{ano}^{-1}$ , foi obtido um excelente ajuste do contínuo, incluindo bons ajustes da descontinuidade de Balmer, da descontinuidade de Paschen e uma reprodução surpreendentemente boa do contínuo no UV do espectro. Essa temperatura, no entanto, é mais baixa que a calculada anteriormente pelos índices de cor.

Estes resultados podem também ajudar a explicar os problemas relativos à magnitude bolométrica calculada anteriormente: uma vez que a correção bolométrica é estimada para estrelas supergigantes “normais”, ou seja, que sofrem menos efeitos observacionais de perda de massa, além disso, a existência de excessos no IR/UV, como mostrado em nossa modelagem, pode subestimar o valor da correção bolométrica, podendo significar uma luminosidade significativamente maior para a estrela.

A presença de variações de curta escala de tempo (dezenas a centenas de dias) também é marcante na curva de luz desta estrela, que são compatíveis com o modelo de instabilidade de LBVs proposto por Jiang et al. (2018).

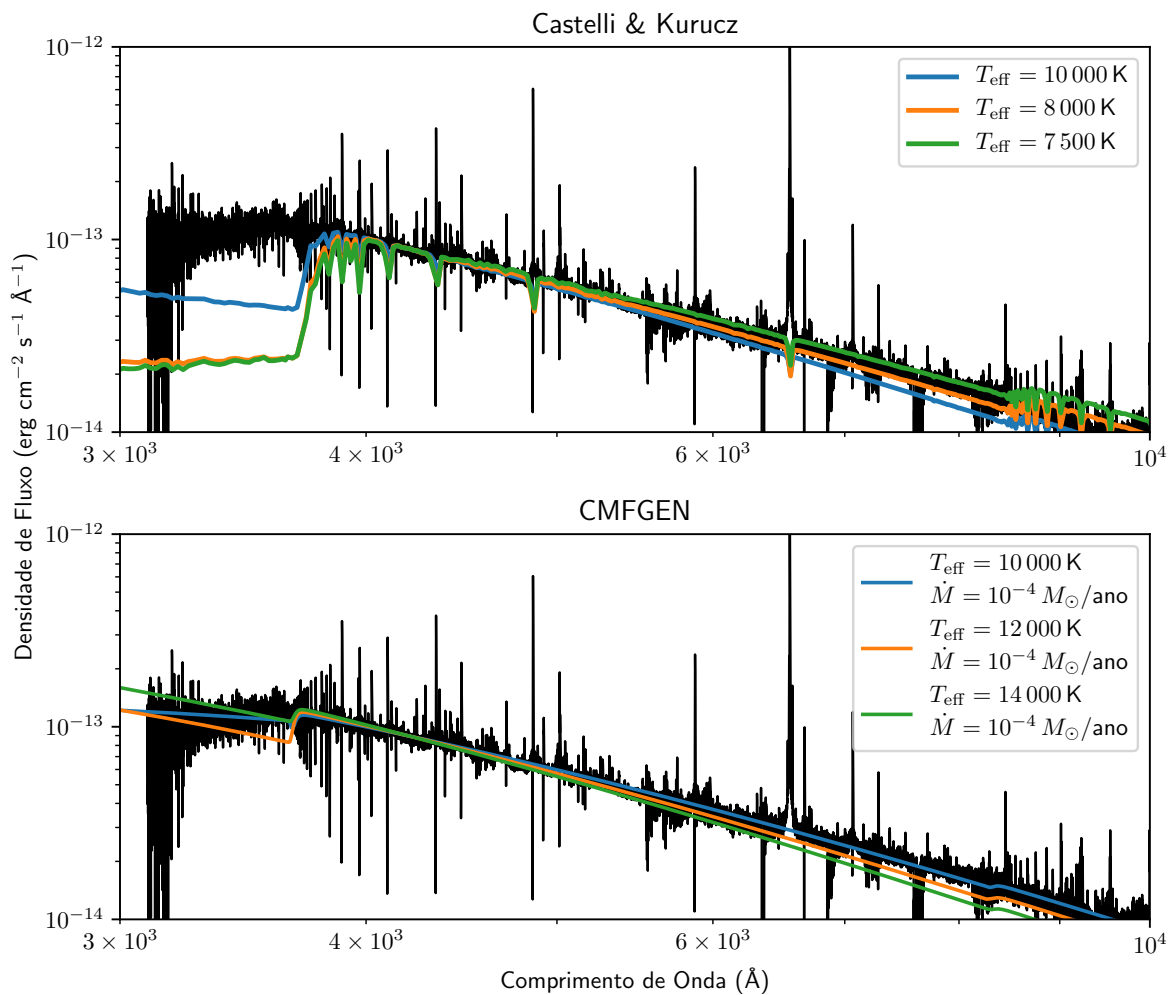


Figura 18 – Ajuste do contínuo da estrela R 127 para o espectro XSHOOTER de 2015 utilizando modelos de Castelli & Kurucz (2004) e do CMFGEN. Os modelos de Castelli & Kurucz variam apenas em  $T_{\text{eff}}$ , mantendo  $\log g = 2.5$  e  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$  constantes. Já os modelos de melhor ajuste do CMFGEN foram computados com uma perda de massa de  $\dot{M} = 10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$ ,  $\log g = 0.5$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$ ,  $\log(L/L_{\odot}) = 6.1$  e  $v_{\infty} = 150 \text{ km s}^{-1}$ .

### 4.3.4 R 143

#### 4.3.4.1 Análise Fotométrica

De todos os bancos de dados analisados por nós em busca de dados fotométricos para este objeto, foram encontradas observações em apenas 2: ASAS e DASCH. Além disso, raras observações da literatura também foram encontradas e incluídas na curva de luz, que é apresentada na figura 19.

Mesmo com um grande espalhamento, os dados reportados pelo DASCH indicam que entre 1890 e 1960 a estrela manteve uma magnitude visual de aproximadamente  $11.0 \pm 0.5 \text{ mag}$ , condizente com  $V = 10.62$  descrito na literatura por Westerlund (1961) para observações entre 1957 e 1960. Após isso, há um longo período em que não existem

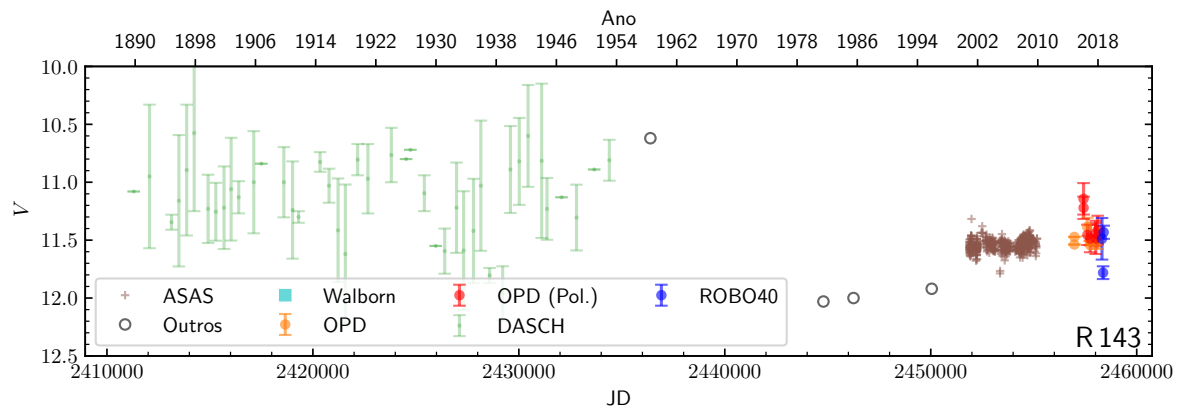


Figura 19 – Curva de luz da estrela R143. Para os dados do ASAS, uma correção de +0.8 mag foi aplicada devido à presença de contaminação de outras estrelas dentro da abertura da fotometria. Além disso, dados da literatura citados na tabela 11 também são apresentados na curva de luz. Os dados do projeto DASCH foram recombinados em médias de janelas de 2 anos.

dados disponíveis sobre esta estrela, que é apenas observada novamente na década de 1980, com uma magnitude de  $V = 12.0$ . A partir disso uma tendência de crescimento do brilho surge.

Os dados do ASAS originalmente apresentavam vários pontos espúrios, que foram descartados. Além disso, os dados apresentavam certa constância em torno de  $V = 10.7$ . De acordo com Walborn et al. (2017), é necessário aplicar uma correção de cerca de +0.8 mag nestes dados para corrigir a contaminação de outros objetos próximos e que caem dentro da abertura utilizada para a fotometria neste levantamento (com raio maior que  $15''$ ). Mesmo assim, um pulo de quase meia magnitude é observado entre 1996 (dados de Smith et al., 1998) e 2000 (dados do ASAS). Desta forma, os dados do ASAS passam a coincidir com observações reportadas por Walborn et al. para os anos de 2010 e 2017. Nossos dados, entre 2014 e 2018, se apresentam condizentes com uma única observação reportada por Walborn et al. para o mesmo período, porém apresentam grande espalhamento.

Embora a abertura utilizada por nós para a fotometria seja pequena (variável, em torno de  $1.5''$ ), ainda assim é possível haver contribuições espúrias, especialmente para os dados obtidos das observações polarimétricas, uma vez que o campo é bastante populoso e na polarimetria o feixe extraordinário da R 143 fica quase sobreposto ao feixe ordinário de outra estrela próxima. Além disso, a alta densidade de estrelas no campo (pertencentes à nebulosa da Tarântula), pode fazer com que as estrelas de comparação do campo também sofram contaminação de objetos vizinhos, o que interfere diretamente na medida para o objeto. Portanto, a tendência de crescimento recente do brilho refletida pelos dados pode não ser totalmente confiável.

Toda essa problemática envolvendo a redução dos dados também levanta suspeitas

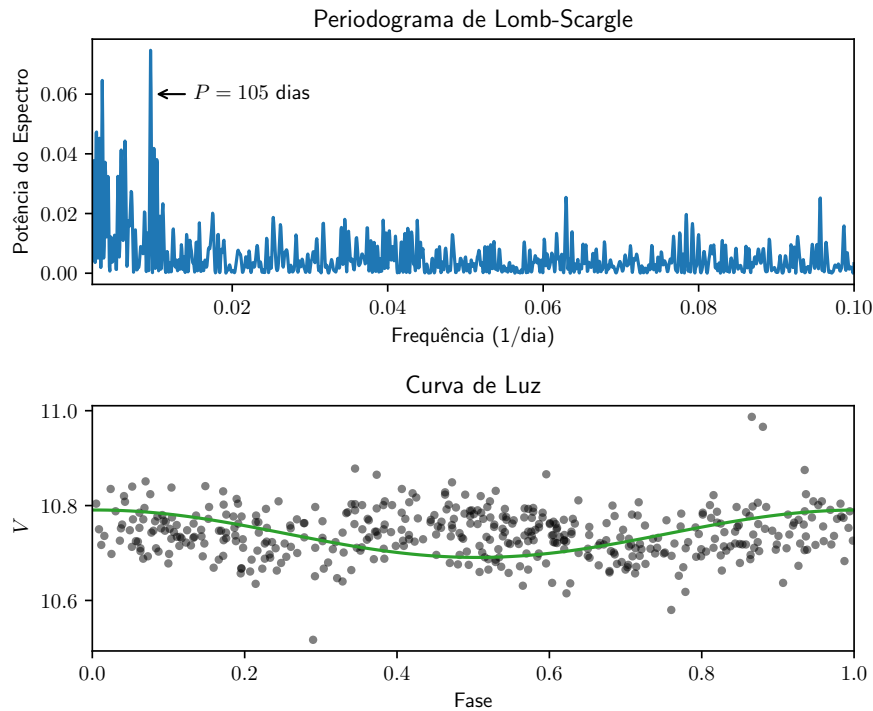


Figura 20 – Análise da curva de luz ASAS da estrela R 143 através de diagrama de Lomb-Scargle. O gráfico superior apresenta o espectro de potência do periodograma, enquanto o gráfico de baixo apresenta a curva de luz (em fase) dos dados do ASAS. Uma curva senoide de melhor ajuste aos pontos também é apresentada no gráfico inferior, porém falha em reproduzir o comportamento dos dados, espalhados de aproximadamente uniforme em torno de  $V = 10.78$ .

sobre a tendência de  $V = 11.0$  dos dados do DASCH e de Westerlund (1961), não tendo sido encontrado o artigo original deste último autor para verificar o procedimento fotométrico. Portanto, baseando-se na curva de luz, é difícil dizer que as variações fotométricas observadas provêm de erupções de LBV, ou se simplesmente são erros no processo de redução.

Os únicos dados com cadência temporal aceitável para a determinação de períodos característicos de microvariabilidade são os obtidos do ASAS. A análise com periodograma de Lomb-Scargle, mostrada na figura 20, revelou a possibilidade de que haja microvariabilidade de período característico de cerca de 105 dias na curva de luz da estrela. No entanto, pela pouca intensidade do pico e pela falha no ajuste da senoide em reproduzir o comportamento da curva de luz, que não aparenta descrever pulsações bem definidas, não é possível confirmar estes resultados.

#### 4.3.4.2 Análise Espectroscópica

A análise espectral deste objeto também é bastante limitada, uma vez que apenas espectros posteriores a 2015 foram encontrados em bancos de dados. No total, foram



encontrados um espectro FEROS, datado de 2015 e dois espectros XSHOOTER, um de 2015 e outro de 2016. Estes espectros são listados nas tabelas 16 e 17 no apêndice E.

De modo geral, estrela apresenta espectro com intensos perfis P Cygni na série de Balmer, intensas linhas proibidas em emissão e algumas linhas de metais neutros ou ionizados. Utilizando as linhas de He I 4471 Å e Mg II 4482 Å, calculamos uma velocidade radial de  $v_r = 295 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$  e através da razão Mg II/He I  $\sim 3.0$  obtivemos um tipo spectral entre A0 e A2 para a estrela.

As linhas da série de Balmer da estrela são mostradas na figura 21. Embora os espectros possuam resoluções diferentes, é possível notar que o perfil destas linhas não se altera de forma significativa entre as datas. Além disso, apenas uma componente em absorção é observada. Uma comparação mais direta com os espectros exibidos por Walborn et al. (2017) indica que os perfis da série de Balmer vêm diminuindo de intensidade desde 2007, sendo diferenças importantes notadas para os espectros de 1998 e 2003 exibidos pelos autores.

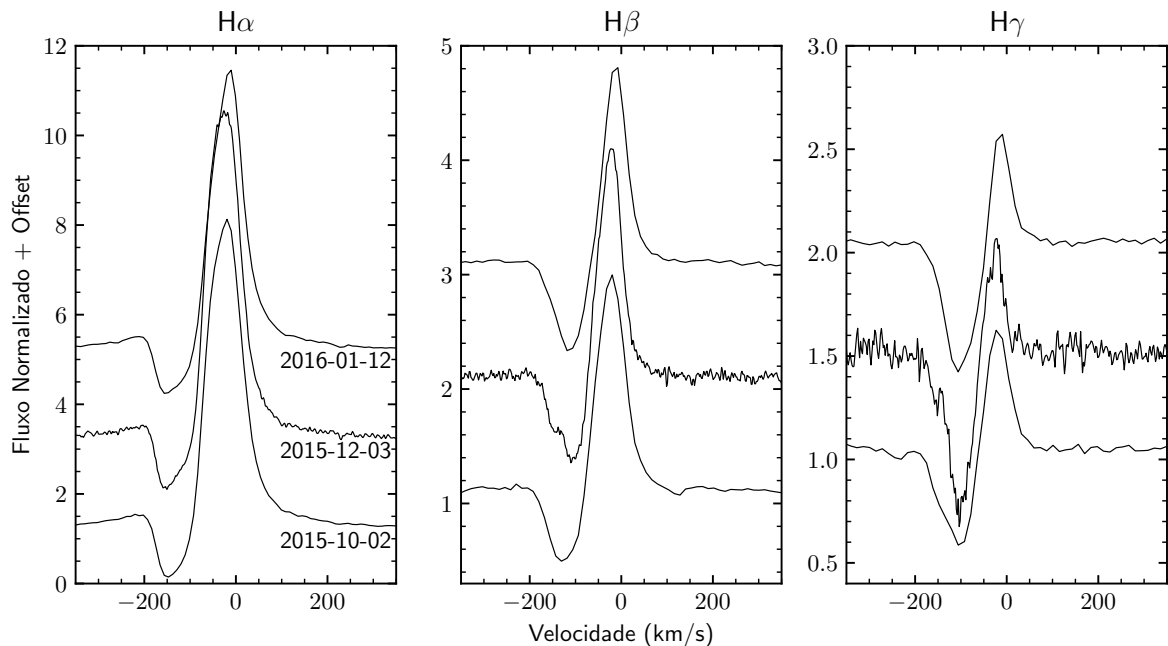


Figura 21 – Linhas da série de Balmer do espectro da estrela R 143. Os espectros superior e inferior são espectros obtidos com o XSHOOTER, de média resolução, e o espectro central obtido com o FEROS, de alta resolução.

Outras linhas com perfil P Cygni bem definido são as linhas do Fe II, mostradas na figura 22. Diferentemente das linhas de Balmer, os perfis observados nas linhas do Fe II são muito mais complexos, apresentando múltiplas componentes em absorção, que variam tanto em número de componentes quanto em velocidade radial. Este mesmo comportamento também é observado em algumas linhas do Cr II presentes no espectro. Este caso se assemelha muito às linhas do Fe II observadas na R 110, indicando pequenas e complexas

variações na geometria do vento. Comparando com os espectros apresentados por Walborn et al. (2017), estas linhas do Fe II apresentavam perfil em absorção entre 1998 e 2008, sendo que apenas a partir de 2008 passou a ser observada a emissão do perfil P Cygni. Uma destas linhas do Fe II, em 4923.9 Å, foi confundida com a linha do He I em 4922 Å por Walborn et al., que inclusive cita o comportamento diferenciado da linha.

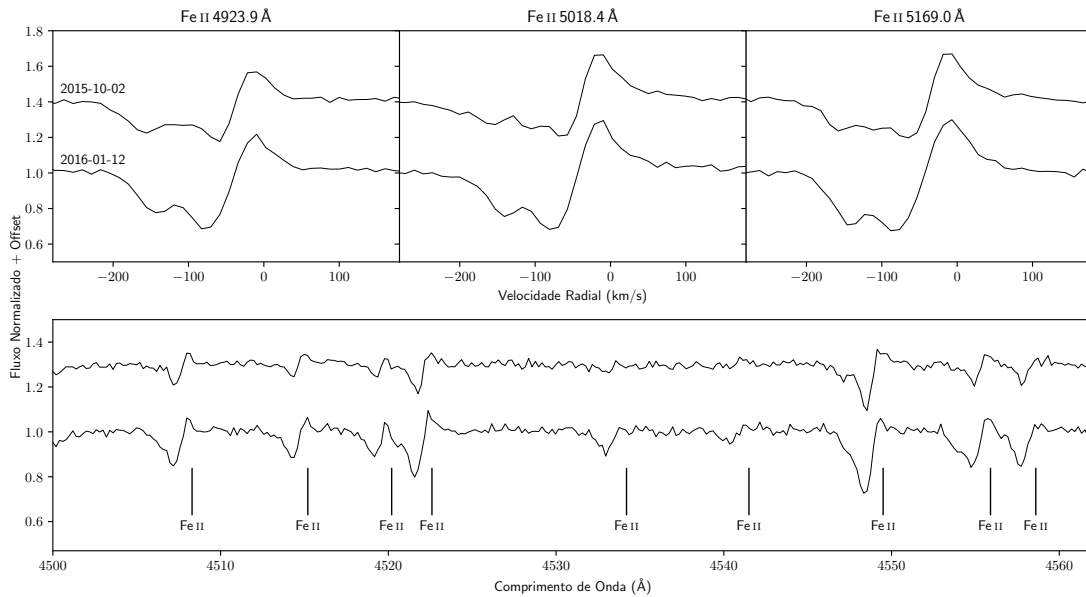


Figura 22 – Linhas do Fe II do espectro da estrela R 143. Ambos os espectros foram obtidos com o XSHOOTER.

Linhas proibidas do [O III] e [N II] foram observadas com intensos perfis em emissão e são mostradas na figura 23. Elas apresentam perfil estreito e com velocidade radial deslocada da velocidade da estrela em cerca de  $-60 \text{ km s}^{-1}$ . Desta forma, estas linhas não devem estar associadas diretamente à estrela, mas devem ser originadas na nebulosa da região de 30 Dor. As variações observadas nestas linhas também tendem a ser mais relacionadas à abertura da extração do espectro durante a redução que variações físicas do meio que gera estas linhas.

No trabalho de Walborn et al. (2017), os autores também citam a existência de perfil P Cygni inverso na linha do He I 5876 Å, porém em nossos espectros esta linha estava ausente, mesmo com dados obtidos em uma época semelhante a um espectro apresentado pelos autores.

Para outros elementos, podemos destacar a presença de intensas linhas em absorção do N I na região vermelha do espectro (especialmente na região entre 8600 e 8700 Å), além de linhas em absorção do Si II e linhas da série de Paschen com perfil em absorção.

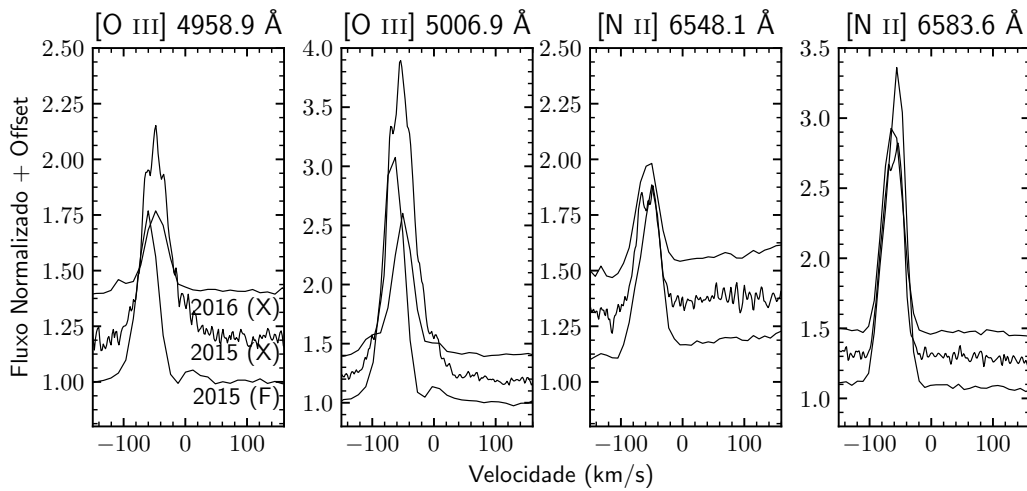


Figura 23 – Linhas proibidas do [O III] e do [N II] do espectro da estrela R 143. Os espectros superior e inferior são espectros obtidos com o XSHOOTER e o espectro central obtido com o FEROS.

#### 4.3.4.3 Parâmetros Físicos e Discussão dos Resultados

Historicamente, a classificação espectral da estrela variou bastante, como citado anteriormente no capítulo 2, variando entre os tipos espectrais F-tardio (Feast et al., 1960) e B-tardio (Parker et al., 1993). Entre estas observações, também houve uma mudança do índice de cor da estrela, entre  $B - V = 0.74$  de Westerlund (1961) e  $B - V = 0.44$  de Parker et al. (1993), indicando que houve um aumento da temperatura da estrela neste período. Ambos os fatos indicam que a queda de brilho de mais de uma magnitude observada entre 1960 e 1980 pode sim ser real e decorrente do final de uma erupção de LBV.

Através da curva de luz do DASCH e da variação espectral da estrela, confirmada neste trabalho, foi possível identificar com mais robustez as erupções antigas que classificaram esta estrela como LBV, mesmo com a possível contaminação de fontes próximas na curva de luz do objeto. Além disso, nossa análise também mostrou que atualmente a estrela está apresentando um aumento constante em seu brilho visível, indicando uma possível nova erupção se iniciando nos últimos anos.

O tipo espectral atual da estrela obtido utilizando a razão de linhas Mg II/He I está entre os tipos A0 e A2, sendo interpolável para um tipo A1. Esta faixa de tipos espectrais pode ser relacionada a uma faixa de  $T_{\text{eff}}$  próxima a 9 000 a 9 500 K. Temperaturas próximas a estas também foram obtidas utilizando as linhas de diagnóstico de temperatura reportadas por Davies et al. (2005), tendo sido medidas larguras equivalentes de  $0.63 \pm 0.02$  e  $0.54 \pm 0.03 \text{ \AA}$  para as linhas do Si II respectivamente em 6347 e 6371  $\text{\AA}$  e  $0.21 \pm 0.03 \text{ \AA}$  para a linha do He I 6678  $\text{\AA}$ , implicando em temperaturas na faixa de 9 000 a 11,000 K. Estas determinações não variaram entre 2015 e 2016, datas que possuímos espectros, mas

de acordo com os espectros exibidos por Walborn et al. (2017), a maior intensidade da linha do He I 4471 Å observada entre 1998 e 2003 indica que àquela época a estrela deveria estar em um estado mais quente que o atual.

A variação de tipo espectral de B-tardio para A-recente estão de acordo com o aumento de brilho que vem sendo observado na curva de luz da estrela, indicando alguma atividade corrente. É também possível especular que, com o aparecimento dos perfis P Cygni nas linhas do Fe II, a perda de massa da estrela deve ter aumentado recentemente e ela pode estar entrando em uma nova erupção, porém com um aumento lento no brilho.

A partir do mínimo da absorção das componentes mais externas em absorção dos perfis P Cygni, tanto das linhas de Fe II (4923.9 e 5169.0 Å) quanto da H $\alpha$ , uma velocidade terminal de cerca de  $v_{\infty} \sim 170 \text{ km s}^{-1}$  pode ser determinada.

A região na qual esta estrela se encontra, região de 30 Doradus, possui vários estudos confiáveis de extinção, sendo adotado na literatura um valor para o avermelhamento de  $E(B - V) = 0.65 \pm 0.2 \text{ mag}$  ( $A_V = 2.0$ ) (Parker et al., 1993). Assumindo um índice de cor intrínseco associado ao tipo espectral A1 de  $(B - V)_0 = 0.03 \text{ mag}$  (Brunnet, 1975) e com um valor medido médio de  $B - V = 0.55 \pm 0.1$  das observações com o telescópio BC do OPD, estimamos um avermelhamento de cerca de  $E(B - V) = 0.52 \pm 0.10 \text{ mag}$ . O valor obtido é, portando, compatível com o reportado por Parker et al. (1993) dentro dos erros estatísticos. Como a determinação da literatura é mais robusta que a nossa, por se basear em várias estrelas da região na qual a estrela se encontra, utilizaremos o valor de  $E(B - V) = 0.65 \pm 0.2 \text{ mag}$  para o avermelhamento desta estrela.

Com este valor de avermelhamento, modelos de Castelli & Kurucz (2004) com  $T_{\text{eff}}$  entre 9 500 e 10 500 K ajustaram de forma satisfatória o contínuo da estrela na região do visível (figura 24). Os modelos foram selecionados com metalicidade  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$  e  $\log g = 2.0$ , o mais baixo disponível na grade para esta temperatura. Estes modelos, no entanto, falharam em reproduzir as regiões mais ao azul/UV, especialmente apresentando uma descontinuidade de Balmer totalmente incompatível com o observado. A explicação para isso pode estar relacionada ao fato de que LBVs apresentam descontinuidade de Balmer mais fraca que o esperado (Guo et al., 2005). Já as SEDs sintéticas geradas pelo CMFGEN conseguiram reproduzir muito bem tanto o contínuo na região do visível, quando a extensão para o IR e reproduziram de maneira muito satisfatória a fraca descontinuidade de Balmer da estrela, considerando uma taxa de perda de massa de  $\dot{M} = 10^{-5} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$  e  $v_{\infty} = 150 \text{ km s}^{-1}$ .

Nossas medidas fotométricas na banda  $V$  utilizando o telescópio BC do OPD resultaram em um valor médio de  $V = 11.4 \pm 0.1 \text{ mag}$  ao longo do período de observações. Através deste valor, determinamos uma magnitude bolométrica absoluta para este objeto de  $M_{\text{Bol}} = -9.4 \pm 0.3$ , assumindo um módulo de distância  $DM_{\text{LMC}} = 18.50$  (Alves, 2004), um avermelhamento  $A_V = 2.0$  e uma correção bolométrica de  $BC = -0.30$  (Humphreys

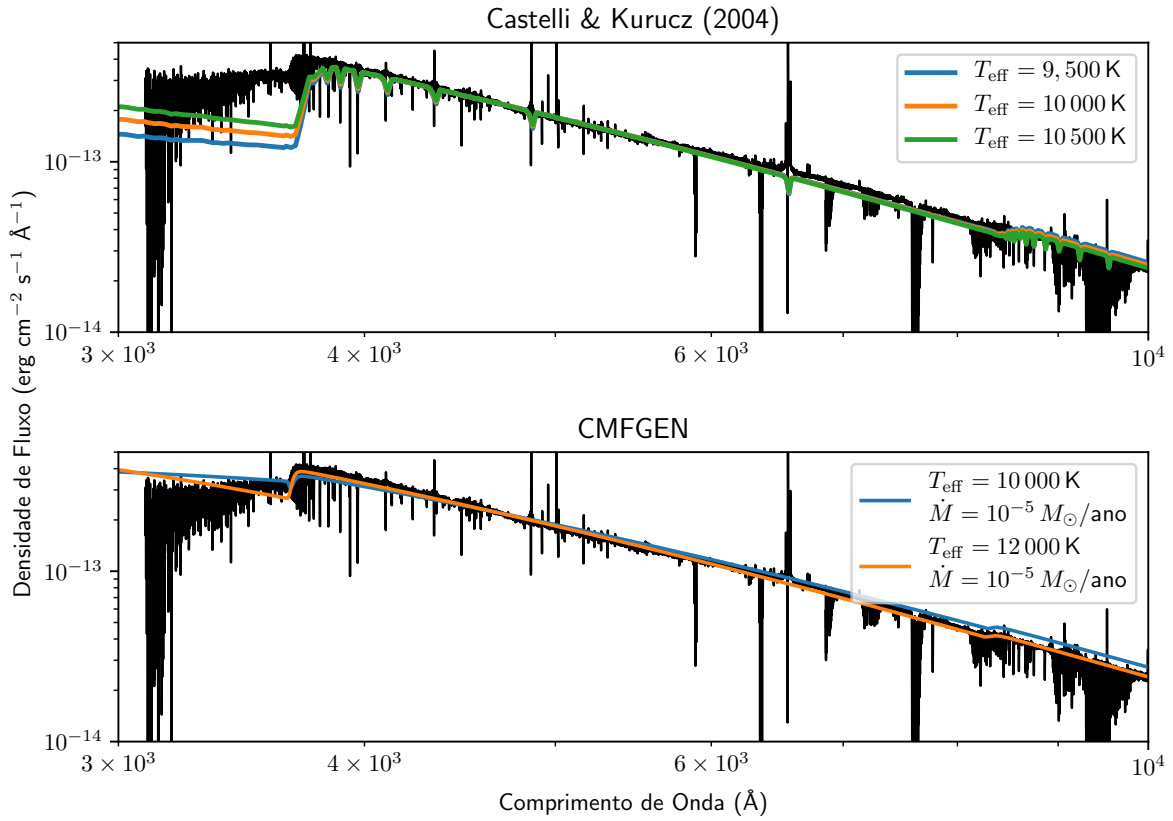


Figura 24 – Ajuste do contínuo da estrela R 143 para o espectro XSHOOTER de 2015 utilizando modelos de Castelli & Kurucz (2004) e do CMFGEN. Os modelos de Castelli & Kurucz variam apenas em  $T_{\text{eff}}$ , mantendo  $\log g = 2.0$  e  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$  constantes. Já os modelos de melhor ajuste do CMFGEN foram computados com uma perda de massa de  $\dot{M} = 10^{-5} M_{\odot} \text{ano}^{-1}$ ,  $\log(L/L_{\odot}) = 5.9$  e  $v_{\infty} = 150 \text{ km s}^{-1}$ .

& McElroy, 1984). Em contrapartida, para a época de 1985, no mínimo da estrela atingiu  $V = 12.01$  e um tipo espectral B9 ( $BC = -0.38$ ), obtivemos  $M_{\text{Bol}1985} = -8.9 \pm 0.3$ , que é compatível apenas marginalmente dentro das barras de erro com o resultado de 2014-2017. Para a erupção, baseando-se nas medidas de Feast et al. (1960) e Westerlund (1961), quando a estrela apresentava um espectro tipo F7Ia ( $T_{\text{eff}} \sim 6500 \text{ K}$  e  $BC = +0.1$ ) e  $V = 10.64$ , obtivemos  $M_{\text{Bol}1960} = -9.8 \pm 0.3$ .

Esta luminosidade coloca esta estrela no grupo das LBVs de baixa luminosidade, que apresentam  $\log(L/L_{\odot}) \leq 5.8$  e  $20 \leq M_{\text{ZAMS}} \leq 40 M_{\odot}$ . De acordo com as trajetórias evolutivas de Ekström et al. (2012), é esperado que esta estrela possua  $M_{\text{ZAMS}} \sim 32 M_{\odot}$  (vide figura 41), sendo esperada uma massa atual de aproximadamente 15-20 massas solares. Partindo desse princípio, estimamos que atualmente a estrela tenha atualmente um raio de  $R = 210 R_{\odot}$  e  $\log g \sim 1.0$ .

### 4.3.5 HD 5980

#### 4.3.5.1 Análise Fotométrica

Embora por um período muito curto de tempo esta estrela tenha apresentado uma grande erupção do tipo  $\eta$  Car em 1994 (Moffat et al., 1998), ela não é considerada uma LBV muito ativa. A figura 25 traz a curva de luz recente para esta estrela, incluindo os dados já citados anteriormente no capítulo 3, juntamente com dados de Foellmi et al. (2008).

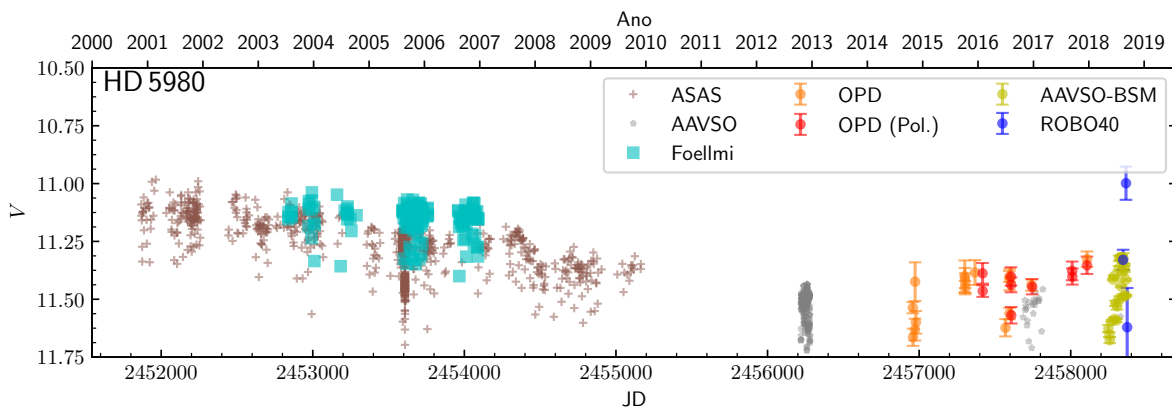


Figura 25 – Curva de luz recente da estrela HD 5980. Os dados marcados por Foellmi na legenda foram extraídos de Foellmi et al. (2008), o restante corresponde aos dados já descritos no capítulo 3.

Por termos apenas dados posteriores ao ano 2000, nossa curva de luz não cobre a erupção do tipo  $\eta$  Car da estrela, quando ela atingiu  $V \sim 7.9$  (Barba et al., 1996).

Para nossa sorte, esta estrela é relativamente próxima da estrela R 40 no céu, de modo que ela cai dentro do campo do monitoramento da R 40 com o programa BSM-AAVSO. Nesta curva de luz entre 2001 e 2019, é observada uma leve queda no brilho da estrela, de cerca de 0.4 magnitudes, tendo sido atingido o mínimo visual de  $V = 11.6$  entre 2010 e 2013. O espalhamento dos dados de diferentes fontes pode também chegar a 0.4 mag, sobretudo pelos eclipses que ocorrem nesse sistema binário. Mesmo com o espalhamento, a estrela aparenta estar estabilizada em  $V = 10.5 \pm 0.1$  mag desde 2013. Se for este o caso, a periodicidade fotométrica de 40 anos proposta por Koenigsberger et al. (2010) pode não estar se confirmando. Porém, uma tendência de aumento muito lento de brilho ainda não pode ser descartada pelos nossos dados.

#### 4.3.5.2 Discussão dos Resultados

Para esta estrela foram encontrados nos bancos de dados públicos citados apenas uma sequência de observações com o espectrógrafo UVES, feita em 2000. Estes dados, porém apresentam sinal ruído baixo demais para qualquer uso, sendo estimado em apenas

4 na região de 6000 Å. Ela também não foi observada pelo grupo com espectrógrafo FEROS e é a única estrela da amostra não observada com o XSHOOTER, impossibilitando o ajuste do contínuo dos espectros. Desta forma, junto com a grande quantidade de estudos sobre o objeto, restringiremos nossa análise ao comportamento da curva de luz e possíveis cenários físicos para a estrela.

Como já mencionado anteriormente, entre 2000 e 2010 o brilho visível da estrela caiu cerca de meia magnitude, ficando aproximadamente estável desde então. Esta redução do brilho visível condiz com o aumento da temperatura efetiva da estrela estimada por Georgiev et al. (2011), sendo  $T_{\text{eff}} = 37\,300$ ,  $40\,000$  e  $43\,000$  K para os anos de 2000, 2002 e 2009, respectivamente, para a componente A do sistema. Além disso, os autores também apontam que, após a erupção, houve uma queda brusca na taxa de perda de massa da estrela para cerca de um quarto do valor anterior (de  $10^{-3}$  para  $2.5 \times 10^{-4} M_{\odot} \text{ano}^{-1}$ ), com aumento da velocidade terminal do vento (de 700 para  $2500 \text{ km s}^{-1}$ ) e redução do fator  $\Gamma$  (vide seção 1.1.5.1).

Estes novos parâmetros, mais compatíveis com uma estrela WR que uma LBV, podem indicar que após a grande erupção da HD 5980, a estrela pode estar se reequilibrando em um novo estado mais estável que o anterior, se distanciando das zonas de instabilidades subfotosféricas, como previsto pelos modelos descritos por Guzik & Lovekin (2012). A confirmação desta hipótese ainda depende do acompanhamento da estrela por vários anos, porém, se confirmada, é um grande indício que os mecanismos de pulsação subfotosféricos desempenham um papel fundamental no fenômeno de erupções de LBVs.

### 4.3.6 HD 269582

#### 4.3.6.1 Análise Fotométrica

A estrela HD 269582 não era uma LBV muito estudada até o trabalho de Walborn et al. (2017). A curva de luz recente deste objeto, incluindo dados observados por estes últimos autores, pode ser vista na figura 26.

A análise destas curvas de luz revelou que o provável máximo histórico da estrela a partir de 1980 ocorreu em 2013, a uma magnitude de cerca de  $V = 9.7$  (figura 26, gráfico superior). Antes disso, nenhum indício conclusivo sobre qualquer erupção da estrela nesse período foi observado. Em 1990, as observações do LTPV possuem vários pontos problemáticos com magnitudes entre 10 e 11, porém a maior quantidade de pontos deste conjunto de dados está estabilizada em  $V \sim 12.0$  e é condizente com observações da banda *Vis.* da AAVSO. Após isso, um lento aumento de brilho ocorreu até o máximo da erupção em 2013, sobreposto a várias variações moderadas com amplitudes entre 0.1 e 0.5 mag (gráfico do meio). Após a erupção em 2013, o brilho da estrela caiu para  $V \sim 10.9$ . Após isso, entre 2015 e 2017, o brilho da estrela voltou a apresentar um lento aumento, de cerca

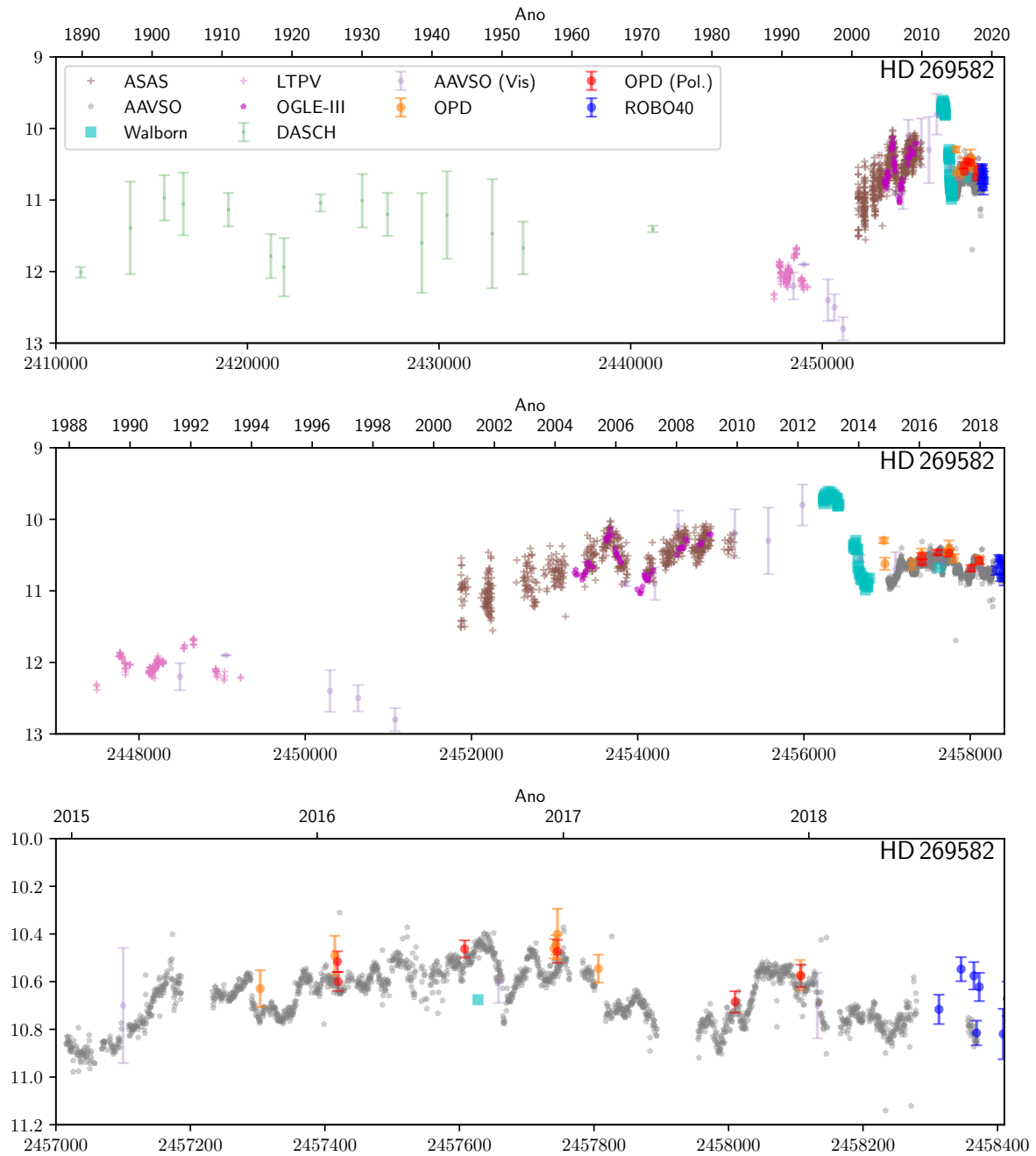


Figura 26 – Curva de luz da estrela HD 269582 analisada em três janelas temporais distintas. Os pontos de Walborn foram extraídos de Walborn et al. (2017), o restante é descrito no 3.



de meia magnitude, atingindo  $V = 10.5$  no final de 2016. Em seguida a estrela começou a apresentar uma nova tendência de queda no brilho, retornando para valores próximos a  $V = 10.8$  atualmente.

A alta variabilidade decorrente da atividade eruptiva e das variações moderadas impediu o uso do periodograma de Lomb-Scargle para uma determinação mais precisa da periodicidade característica da microvariabilidade da estrela, bem visível na curva de luz. Outro fator que dificulta essa análise é a aparente existência de microvariações com diferentes períodos, como é possível observar no gráfico inferior da figura 26. A inspeção visual da curva de luz, porém, indicou microvariações de períodos entre 20 dias e 3 meses, com base nos dados da AAVSO entre 2015 e 2018.

Com relação aos dados do DASCH, os pontos possuem alto espalhamento e não são muito coerentes em alguma tendência definida, porém se mantêm sistematicamente acima dos valores de  $V$  obtidos no mínimo histórico da estrela. Existe a possibilidade de que estes dados estejam superestimados pela contaminação de objetos próximos, porém também existe a possibilidade de que eles sejam causados por uma real atividade eruptiva da estrela no período. A falta de outros dados para confirmação impede uma determinação mais precisa sobre qual das hipóteses seja a verdadeira.

#### 4.3.6.2 Análise Espectroscópica

Para esta estrela, nenhum espectro de alta resolução foi observado por nós ou encontrado em arquivos públicos. Apenas espectros XSHOOTER para 2015 e 2016 foram encontrados e analisados. Estes espectros são listados na tabela 17 no apêndice E.

A região do espectro visível da estrela entre 4000 e 5500 Å é mostrada na figura 27 e representa bem o comportamento geral do espectro da estrela. Como é possível notar, o espectro apresenta uma grande quantidade de linhas de metais ionizados em emissão e em P Cygni, incluindo Fe II e Fe III, Si II, Si III e Si IV, Cr II e Ti II. Além disso, linhas proibidas do [Si II], [N II], [Fe II] e [Fe III] são abundantes ao longo do espectro, apresentando perfis alargados em emissão. Linhas fracas em absorção do N II foram também identificadas. A partir das linhas em emissão determinamos uma velocidade radial de  $v_r = 270 \text{ km s}^{-1}$  para a estrela.

A presença, mesmo que fraca, das linhas de Si IV em 4088 e 4116 Å e a ausência da linha do He II em 4686 Å indicam um tipo espectral B1 para esta estrela. Pequenas variações espectrais são notadas, porém insuficientes para a mudança de classificação de tipo espectral entre uma data e outra. A principal mudança notável se refere à variação na intensidade das emissões dos perfis P Cygni nas linhas do Fe II, sendo aparentemente mais intensas em 2016 que em 2015.

As linhas de Balmer, por sua vez, também apresentam perfis P Cygni bem definidos,

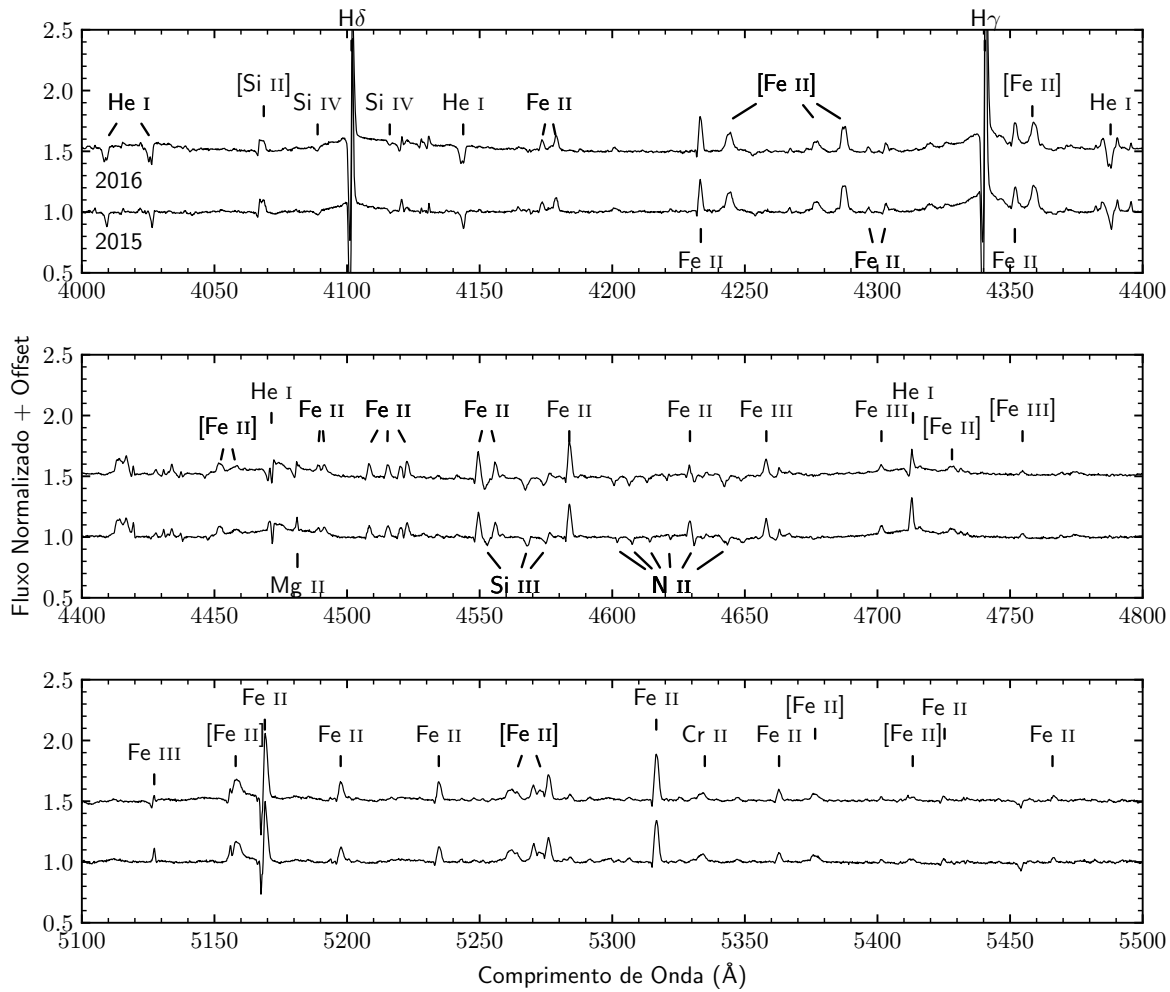


Figura 27 – Regiões do espectro visível da estrela HD 269582 entre 4000 e 5500 Å em espectros XSHOOTER para os anos de 2015 e 2016.

ao longo de toda a série, incluindo as linhas de ordem mais alta. Na figura 28, as primeiras linhas desta série são comparadas entre os espectros de 2015 e 2016.

Ao contrário das linhas do Fe II, a emissão das linhas de Balmer é mais intensa em 2015 que em 2016, com excessão da linha  $H\alpha$ . Para o espectro de 2015, a  $H\alpha$  apresenta um estranho perfil com emissão de pico duplo, não observado em outras linhas do espectro. Observando atentamente a tabela 17, é possível notar que a observação de 2015 foi feita com um tempo de exposição maior que 2016, indicando que os observadores devem ter optado por reduzir este tempo de exposição após a primeira análise, o que não é observado para outras estrelas. Nosso principal palpite é que o tempo de exposição das observações de 2015 foi alto demais, saturando a linha  $H\alpha$  (a mais intensa do espectro) e criando este falso pico duplo. Em ambos os espectros é observada apenas uma componente na absorção nos perfis P Cygni, indicando um vento possivelmente mais homogêneo, sem a presença de múltiplas camadas.

Já as linhas da série de Paschen, mostradas na figura 29, apresentaram uma variação

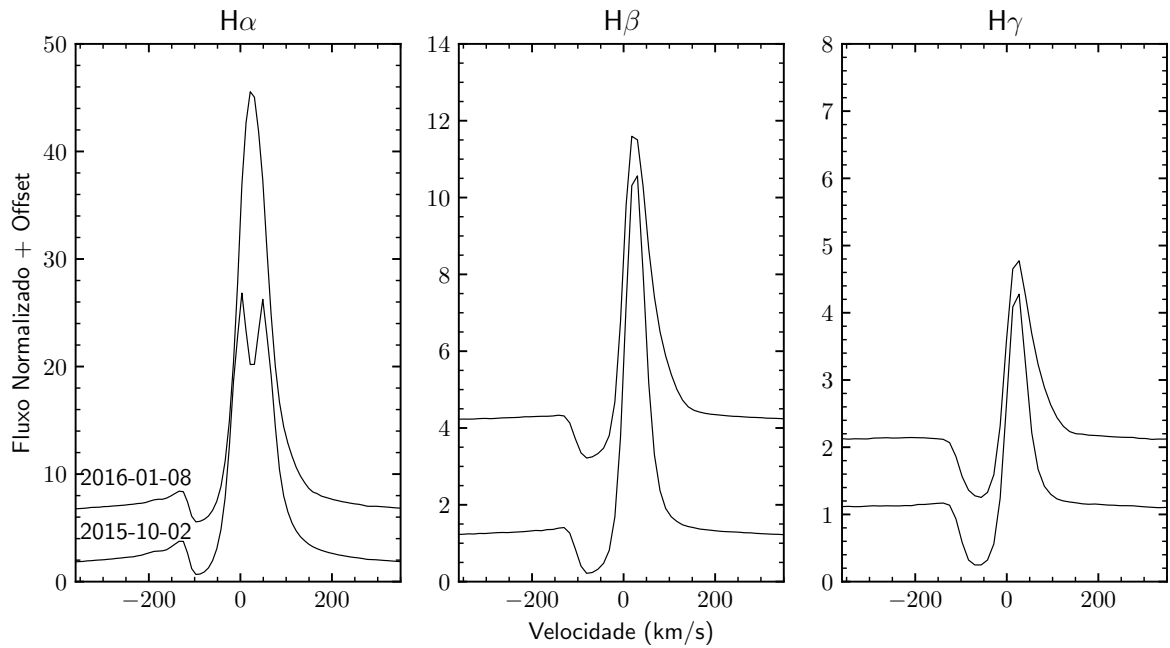


Figura 28 – Linhas da série de Balmer do espectro da estrela HD 269582 observadas com o XSHOOTER em 2015 e 2016.

mais significativa no formato dos perfis. Para o espectro de 2015, estas linhas apresentavam perfis em emissão fina e aproximadamente simétrica, mas que se tornam mais alargadas e assimétricas em 2016. Analisando as linhas 19 a 21 da série, que são mais isoladas, no espectro de 2016, os perfis observados aparentam ser P Cygni com absorção muito tênue. Também na parte vermelha do espectro, muitas linhas fracas em emissão do N I são observadas após 8500 Å.

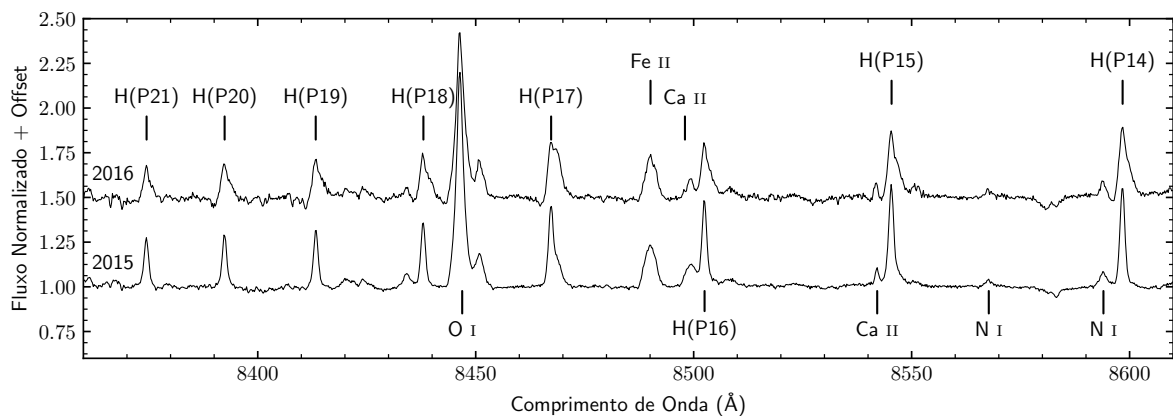


Figura 29 – Espectro da estrela HD 269582 entre 8360 e 8610 Å, vista em espectros XSHOOTER para os anos de 2015 e 2016.

### 4.3.6.3 Parâmetros Físicos e Discussão dos Resultados

A curva de luz por nós analisada indica que atualmente a estrela aparenta encontrar-se em estado eruptivo, estando mais de uma magnitude mais brilhante na banda  $V$  que durante seu mínimo histórico no início da década de 1990. O máximo histórico da estrela foi atingido aproximadamente em 2013, quando a estrela atingiu uma magnitude de aproximadamente  $V = 9.7$ . Walborn et al. (2017), que observaram a estrela em seu máximo, já haviam notado a presença deste pico na erupção, seguida de uma íngreme queda de brilho entre metade de 2013 e início de 2015, quando a estrela atingiu um mínimo local. Eles também reportam o leve aumento de brilho entre 2015 e 2016, apontando isso como indício de que a estrela poderia estar se dirigindo para uma nova erupção. Entretanto, nossos dados revelam que a estrela parece estar estabilizada em torno de  $V = 10.7$ , com uma leve tendência de queda de brilho após o final de 2016, sendo mais provável que a partir de agora a estrela comece a se dirigir novamente para sua quiescência.

De acordo com Walborn et al. (2017), no máximo da erupção, a estrela atingiu um tipo espectral A, porém sem determinar uma classificação mais precisa. Uma análise visual nos espectros de baixa resolução reportados pelos autores, para os anos de 2012 e 2013, é possível observar a presença simultânea das linhas de He I 4471 Å e Mg II 4482 Å, sendo o Mg II mais intenso que o He I. Desta forma, estimamos que no pico da erupção a estrela tenha atingido um tipo espectral A-recente, entre A0 e A2, ou não muito distante disso. Os intensos perfis P Cygni nas linhas do Fe II observados nestes espectros também são característicos de LBVs com um tipo espectral B9 ou A-recente (Walborn et al., 2017). Desta forma, é de se esperar que a temperatura da estrela tenha caído para algo em torno de 9 000 a 9 500 K no auge da curva de luz.

Para o mínimo histórico, Walborn et al. (2017) reportam um espectro com características mais quentes que nosso espectro de 2015, incluindo a presença intensa da linha de He II 4686 Å. Desta forma, estimamos que no mínimo histórico a estrela possa ter atingido um tipo espectral O-tardio, com temperatura na ordem de 30 000 K.

Nossa análise espectral indicou um tipo espectral B1 para a estrela em torno de 2015-2016, implicando que atualmente a estrela tem uma temperatura na ordem de 20 000 K. Para este tipo espectral, também, um índice de cor intrínseco de  $(B - V)_0 = -0.21$  é esperado (Brunnet, 1975). Nosso monitoramento fotométrico com o telescópio BC só conta com índices de cor  $B - V$  para esta estrela a partir de 2016, apresentando valores entre  $B - V = 0.14$  e  $0.21$ . Já o monitoramento em 2018, com o telescópio ROBO40, apresenta valores de  $B - V$  bem mais próximos de 0, porém com alta oscilação. Desta forma, seria condizente estimar um valor de avermelhamento próximo a  $E(B - V) = 0.3 \pm 0.1$ . Não foi encontrado qualquer valor de  $B - V$  para o máximo da erupção. Para a quiescência, van Genderen & Sterken (1996) encontraram um valor de  $B - V = -0.04$  para a época de 1990, o que indica  $(B - V)_0 \sim -0.3$  durante a quiescência.

Para melhor verificar os valores de avermelhamento para a estrela, ajustamos modelos do CMFGEN para o espectro calibrado em fluxo de 2015 do XSHOOTER, o desvermelhando com  $E(B - V) = 0.3$  e  $E(B - V) = 0.4$ . Os resultados são mostrados na figura 30. Os modelos com os quais foram obtidos os melhores ajustes para o contínuo da região do espectro visível têm  $T_{\text{eff}} = 16\,000$  e  $18\,000$  K, sendo que a região entre  $4000$  e  $5000$  Å foi melhor ajustada pelos modelos utilizando um avermelhamento de  $0.3$ , enquanto um avermelhamento de  $0.4$  permitiu um melhor ajuste da SED como um todo.

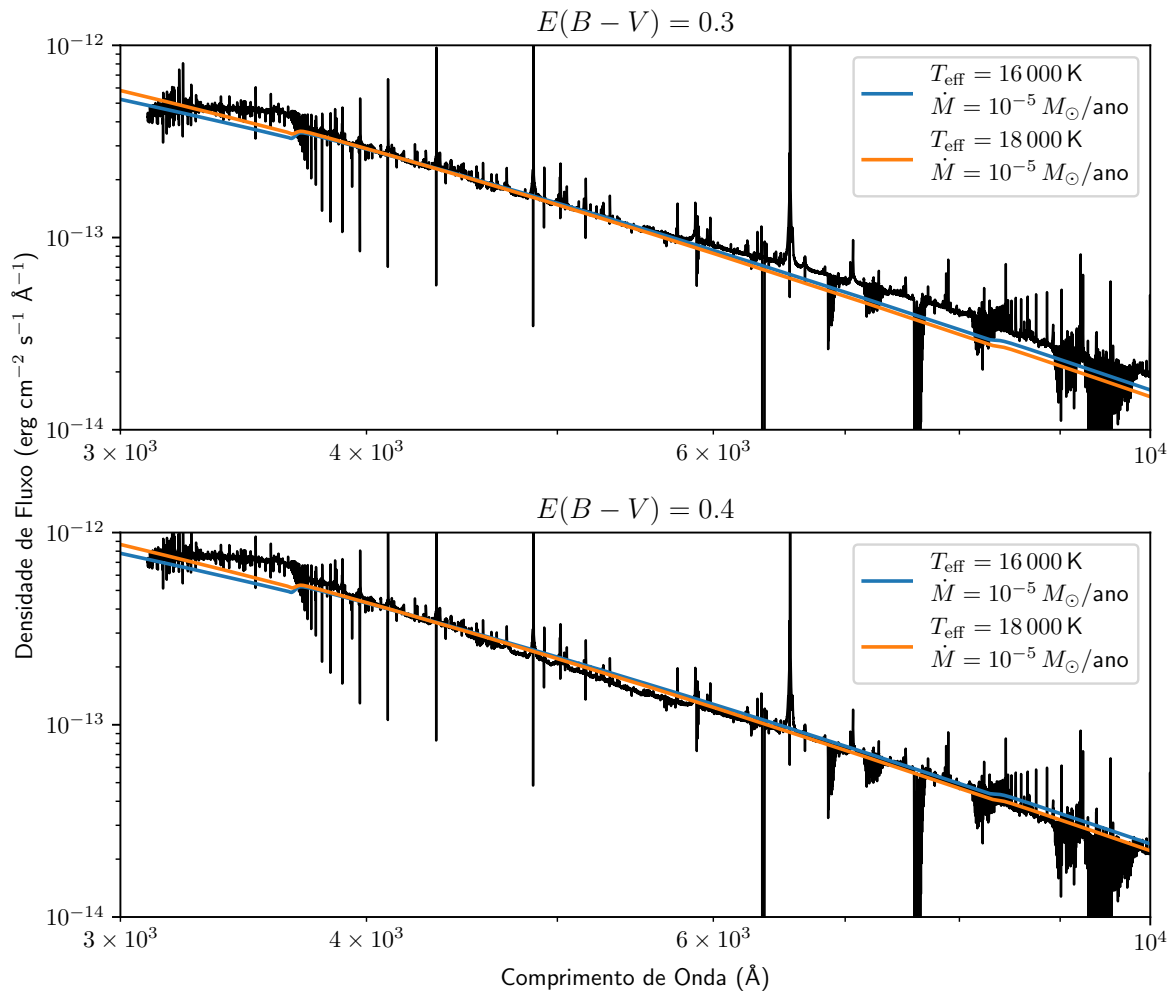


Figura 30 – Ajuste do contínuo da estrela HD 269582 para o espectro XSHOOTER de 2015 utilizando modelos gerados pelo código CMFGEN, a partir de uma velocidade terminal de  $v_{\infty} = 100 \text{ km s}^{-1}$ ,  $\dot{M} = 10^{-5} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$  e  $\log(L/L_{\odot}) = 6.1$ .

Porém, é importante notar uma grande peculiaridade na SED desta estrela: o fluxo do contínuo é maior no lado UV da descontinuidade de Balmer que no lado visível, indicando uma “descontinuidade de Balmer invertida”. O fenômeno pode, possivelmente, ser explicado pelos mesmos mecanismos que Guo et al. (2005) apontam como os causadores das fracas descontinuidades de Balmer observadas nas LBVs: redução da quantidade de H neutro em decorrência de ionização colisional em vento denso, inhomogeneidades na

envoltória que permitem um “vazamento” de fótons UV originários do objeto central, ou um excesso de emissão devido à recombinação do H. Guo & Li (2007) também apontam que o contínuo na região da descontinuidade de Balmer é sensível à lei de velocidades do vento, sendo possível a formação desta descontinuidade de Balmer inversa quando os modelos levam em conta uma lei de velocidades mais plana, ou com  $\beta \geq 1.5$ .

É importante notar também que, caso o avermelhamento real seja melhor reproduzido por  $E(B - V) = 0.4$ , teremos que para o mínimo histórico da estrela um índice de cor irreal de  $(B - V)_0 = -0.4$  seria esperado, indicando uma temperatura alta demais. Desta forma, para a obtenção dos parâmetros do objeto, utilizaremos  $E(B - V) = 0.3$ . A tabela 6 traz alguns dos parâmetros físicos fundamentais determinados para a estrela. Para o cálculo de  $M_{\text{Bol}}$  utilizamos correções bolométricas estimadas a partir do tipo espectral de acordo com os valores tabulados por Humphreys & McElroy (1984), sendo a  $T_{\text{eff}}$  também estimada a partir do tipo espectral, exceto para o ano de 2015, onde o valor obtido do ajuste de modelos CMFGEN foi utilizado.

Tabela 6 – Parâmetros físicos fundamentais determinados para a estrela HD 269582 em diferentes épocas.

Ano	Tipo	$V$	$BC$	$M_{\text{Bol}}$	$T_{\text{eff}}(\text{K})$
1990	O9	12.0	-3.1	-10.5	$\sim 30\,000$
2012	A2	9.7	-0.2	-10.0	$\sim 9\,500$
2015	B1	10.7	-1.7	-10.4	$\sim 18\,000$

Embora alguns classifiquem esta estrela como uma LBV de baixa luminosidade, nossas determinações de  $M_{\text{Bol}} = -10.0 \sim -10.5$  colocam a estrela no grupo das LBVs de alta luminosidade. Isso também indica, de acordo com as trajetórias evolutivas de Ekström et al. (2012) a massa inicial da estrela deveria ser próxima a  $M_{\text{ZAMS}} = 85M_{\odot}$ , sendo a massa atual de pouco mais da metade deste valor, ou cerca de  $50M_{\odot}$ . O comportamento espectroscópico da estrela, bem como a erupção com variação de  $\Delta V > 2$  mag também são indícios que corroboram para a classificação desta estrela como uma LBV de alta luminosidade.

### 4.3.7 S Dor

#### 4.3.7.1 Análise Fotométrica

De todas as estrelas da amostra, S Dor é obviamente a mais bem estudada e cuja variabilidade é conhecida desde o século XVIII. Por causa disso, não alongaremos nossa análise com o histórico eruptivo da estrela, que é bastante extenso, e focaremos aqui apenas no atual estado eruptivo da estrela. A figura 31 mostra a curva de luz do objeto nos últimos anos.

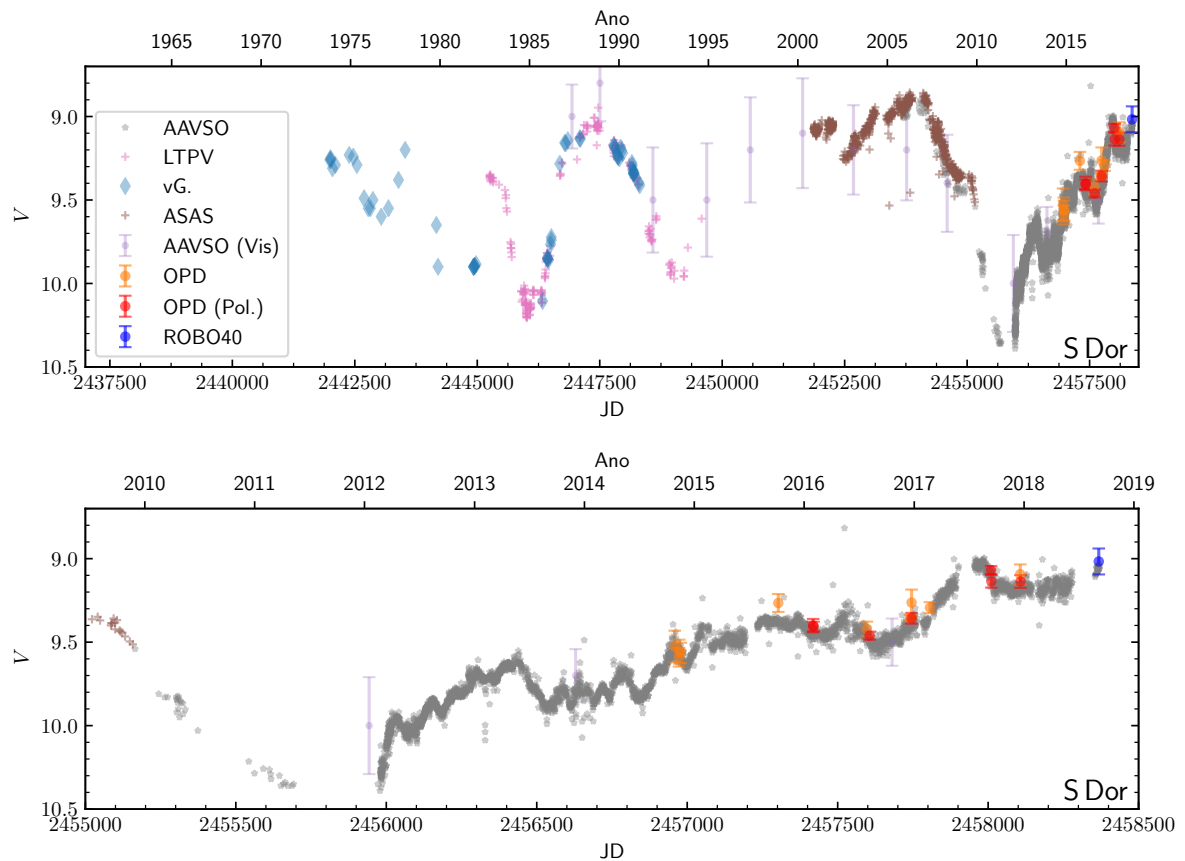


Figura 31 – Curva de luz na banda  $V$  para a estrela S Dor.

No gráfico superior é possível ver a grande atividade do objeto que permanece mais tempo na erupção que na quiescência. Também é possível notar que, ao menos nos últimos 40 anos, o mínimo brilho visual da estrela foi atingido no final de 2011 (com  $V \sim 10.4$ ), como mostrado no gráfico inferior, e a partir de então a estrela voltou a entrar em erupção, estando atualmente com  $V \sim 9.0$ . Microvariações com periodicidade irregular também são bem destacadas na curva de luz deste objeto, a exemplo do que ocorre com as estrelas R 127 e HD 269582. Pelo fato de não ser possível o uso do periodograma de Lomb-Scargle devido à intensa atividade eruptiva, períodos de microvariabilidade entre 1 e 4 meses foram detectados através de inspeção visual na curva de luz do objeto.

#### 4.3.7.2 Análise Espectroscópica

Para estudar as variações espectrais recentes desta estrela foram usados ao todo 6 espectros de alta resolução provenientes do UVES (datado de 2002) e FEROS (datados de 2005, 2007, 2008, 2014 e 2015). Estes espectros são listados na tabela 16 no apêndice E.

Todos os espectros obtidos foram obtidos durante erupções da estrela, sendo quatro deles (2002-2008) durante uma antiga erupção da estrela e dois (2014 e 2015) obtidos durante o aumento de brilho da atual erupção da estrela. Os espectros foram corrigidos

por uma velocidade radial de  $270 \text{ km s}^{-1}$ , porém a determinação precisa da velocidade radial da estrela é incerta devido à alta complexidade dos perfis de linha observados.

Na figura 32, são mostradas as regiões espectrais entre 4390 e 4490 Å e 5220 e 5320 Å, que refletem bem o comportamento geral do espectro visível da estrela. Como é possível notar, todas as linhas apresentam perfis complexos, com a presença de componentes em absorção e em emissão, que variam fortemente no tempo. Isso torna difícil uma identificação precisa de linhas, sendo as identificações mais prováveis de algumas linhas indicadas na figura.

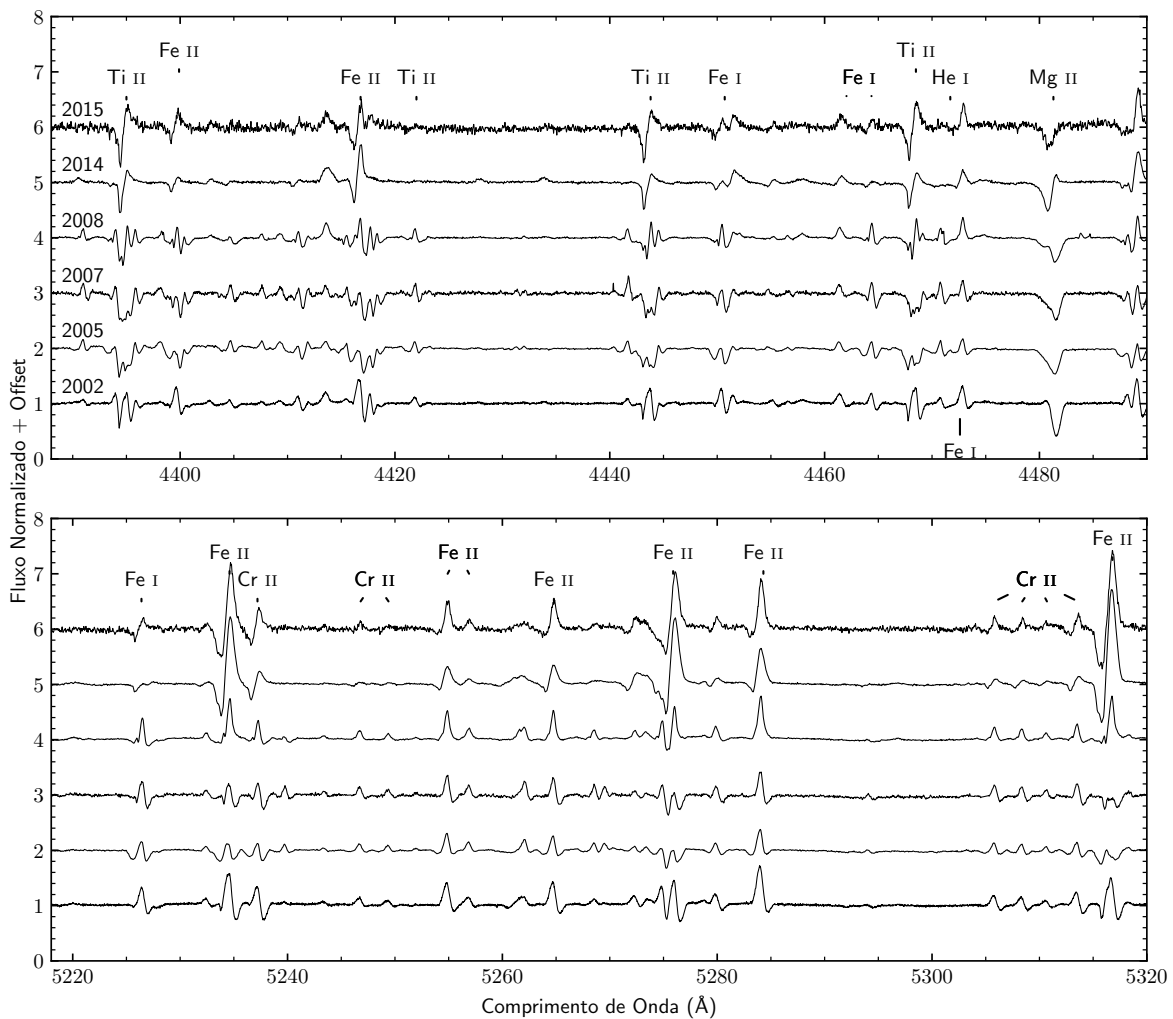


Figura 32 – Regiões do espectro visível da estrela S Dor entre 4390 e 4490 Å e 5220 e 5320 Å. O espectro de 2002 foi obtido com o espectrógrafo UVES. Já os espectros de 2005 a 2015 foram obtidos com o espectrógrafo FEROS.

O espectro é dominado por linhas de metais neutros e pouco ionizados, incluindo a presença de Fe I e Fe II, Cr II, Ti II e uma intensa linha do Mg II 4482 Å. Os espectros entre 2002 e 2008 também apresentam uma fraca linha do He I 4471 Å em perfil P Cygni inverso, porém de identificação bastante incerta, indicando que todos os espectros devem apresentar um tipo espectral A, provavelmente mais frio que A2. Contudo, a classificação exata a



partir dos critérios de Evans & Howarth (2003) e Evans et al. (2004) não é possível devido à presença de proeminentes perfis P Cygni sobrepostos a largas absorções nas linhas H e K do Ca II. Um limite inferior de tipo espectral F4 também pode ser estimado pela ausência da banda G da molécula de CH em 4300 Å, exceto para os espectros de 2005 e 2007 onde parece haver sinal desta banda, indicando um tipo espectral F5. Uma linha identificada de comportamento destoante do restante do espectro é a linha do He I em 5875.6 Å, mostrada na figura 33, que apresentou um perfil em absorção alargado e aproximadamente centrado na velocidade radial estimada para a estrela em quase todos os espectros. Pequenas variações de perfis podem ser observadas, especialmente para o espectro de 2014, que apresenta uma forte assimetria na asa vermelha da linha, provavelmente derivada de contaminação do vento.

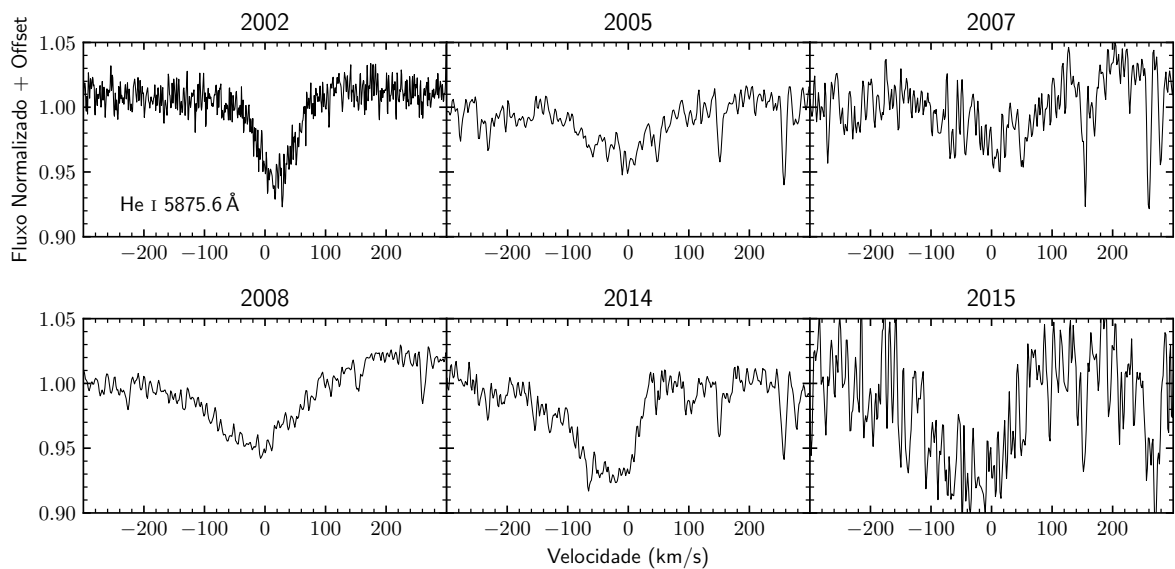


Figura 33 – Linha do He I 5875.6 Å nos espectros da estrela S Dor. O espectro de 2002 foi observado com o espectrógrafo UVES, enquanto os outros foram observados com o espectrógrafo FEROS.

A evolução temporal das linhas de Balmer no espectro da estrela são mostradas na figura 34. De forma similar às outras LBVs, a intensidade relativa da emissão das linhas de Balmer é dependente do estado eruptivo da estrela, uma vez que o contínuo na região destas linhas se torna mais intenso durante a erupção. Desta forma, as emissões mais fracas são vistas em 2005 e 2007, no máximo da erupção e as mais intensas em 2014 e 2015, no início de uma nova erupção. Porém, para 2014 e 2015, as absorções saturadas nas linhas  $H\beta$  e  $H\gamma$  indicam um provável aumento da taxa de perda de massa do objeto, o que pode produzir também um aumento da intensidade da emissão dos perfis. Já nos espectros de 2002 a 2008, uma componente em emissão na asa azul das linhas e o deslocamento da absorção para mais perto da velocidade radial da estrela indicam a possibilidade de re-acresção de matéria, sobretudo nos espectros de 2005 e 2007 onde existe a clara presença

de perfis P Cygni na linha  $H\gamma$ .

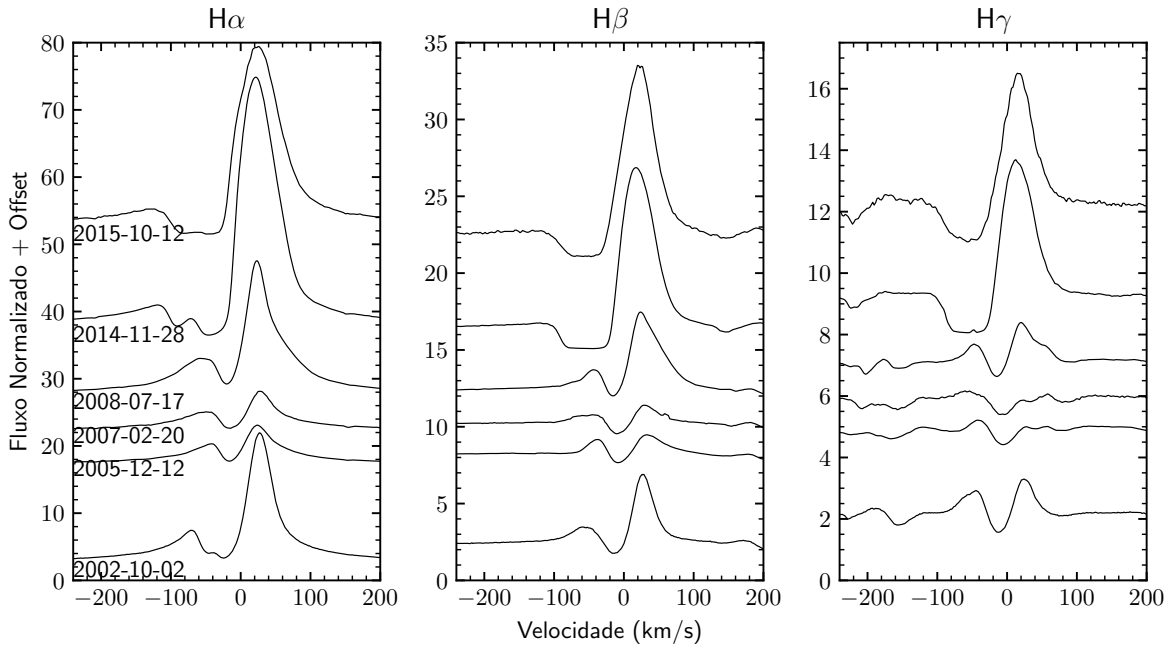


Figura 34 – Linhas da série de Balmer do espectro da estrela S Dor observada em 2002 com o espectrógrafo UVES e de 2005 a 2015 com o espectrógrafos FEROS.

Na parte mais vermelha dos espectros FEROS, após a descontinuidade de Paschen, variações espectrais importantes também são notadas. Na figura 35, é mostrada a região entre 8360 e 8610 Å. Para a maioria das LBVs estudadas, a série de Paschen se mantém praticamente invariável no tempo, apresentando comumente perfis em absorção pura e simétrica. No caso da S Dor, para os espectros de 2005 e 2007, o perfil em absorção apresenta uma pequena componente em emissão deslocada para o azul em cerca de  $-30 \text{ km s}^{-1}$ . Para o espectro de 2008 esta componente em emissão ganha intensidade, se tornando dominante e evidenciando a formação de perfis P Cygni inversos, sobrepostos a absorções alargadas. Já para os espectros de 2014 e 2015, as linhas de Paschen passam a apresentar perfis P Cygni normais, com componente única em absorção deslocada para o azul e emissão centrada na velocidade radial da estrela. Já o espectro de 2002 não cobre esta região analisada. Este mesmo comportamento parece ser seguido pelas linhas do O I 8446.9 Å e Ca II 8498.0 e 8542.1 Å. As linhas de N I em 8567.7 e 8594.0 Å foram também observadas, mas são muito pouco intensas e sem exibir explicitamente o comportamento de P Cygni inverso.

A única linha proibida identificada proeminente no espectro da estrela foi a linha do [N II] 6583.6 Å, comumente associada a envoltórias de poeira. Esta linha apresenta, em todos os espectros, perfil em emissão com pico duplo, com picos centrados em  $-35$  e  $11 \text{ km s}^{-1}$ . Também foram encontrados sinais da linha do [N II] 6548.1 Å, porém muito fraca e encoberta pelas intensas e extensas asas da linha de  $H\alpha$ .

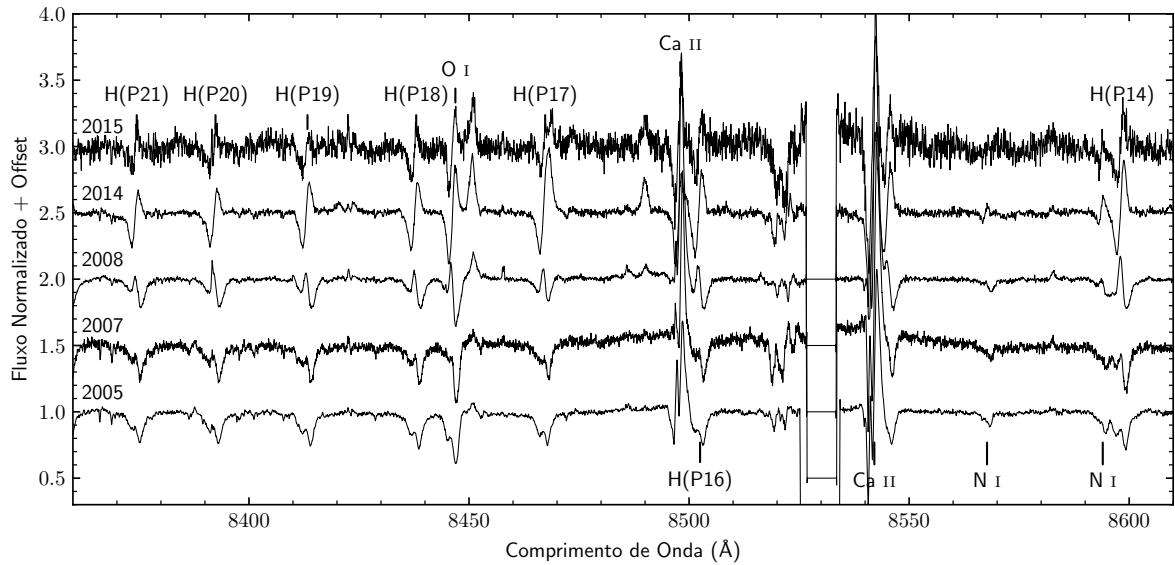


Figura 35 – Espectro da estrela S Dor entre 8360 e 8610 Å observado com o espectrógrafo FEROS em todas as datas.

#### 4.3.7.3 Parâmetros Físicos e Discussão dos Resultados

De acordo com a análise anterior, para as datas dos espectros, o tipo espectral da estrela deve ter variado entre A2 e F5, o que determina uma faixa de  $T_{\text{eff}}$  entre 7000 e 9000 K (Humphreys & McElroy, 1984). A alta complexidade dos espectros, contudo, impede determinações mais precisas do tipo espectral.

Para a erupção entre 2000 e 2005, Campagnolo (2014) determinou uma temperatura de aproximadamente 9000 K para a estrela a partir de ajuste da SED com modelos do CMFGEN. Nesta faixa de temperaturas, no entanto, os modelos do CMFGEN não produzem resultados confiáveis. A tentativa de re-obtenção desta medida com modelos de Castelli & Kurucz (2004) também não é confiável, pelo fato de que os dados disponíveis para a época são principalmente para o IR, que é intensamente afetado pelo vento.

Para a época de 2015, espectros calibrados em fluxo do XSHOOTER foram ajustados com modelos de Castelli & Kurucz (2004) utilizando um avermelhamento de  $E(B - V) = 0.12 \pm 0.05$  (Massey, 2000). Novamente, pela faixa de temperaturas esperada (abaixo de 9000 K) os modelos do CMFGEN podem não produzir resultados confiáveis e por isso foram descartados. O ajuste dos melhores modelos de Castelli & Kurucz é mostrado na figura 36.

Semelhante às outras LBVs estudadas, a SED da estrela apresenta uma descontinuidade de Balmer extremamente fraca, quase imperceptível, que não consegue ser modelada pelos modelos de Castelli & Kurucz. Para o ajuste do contínuo na região visível, modelos entre 6500 e 7000 K foram os que melhor se ajustaram aos dados observados. Esta temperatura está um pouco abaixo do esperado para o (incerto) tipo espectral F5 que define o limite inferior da temperatura esperada. Empiricamente, variando o  $E(B - V)$

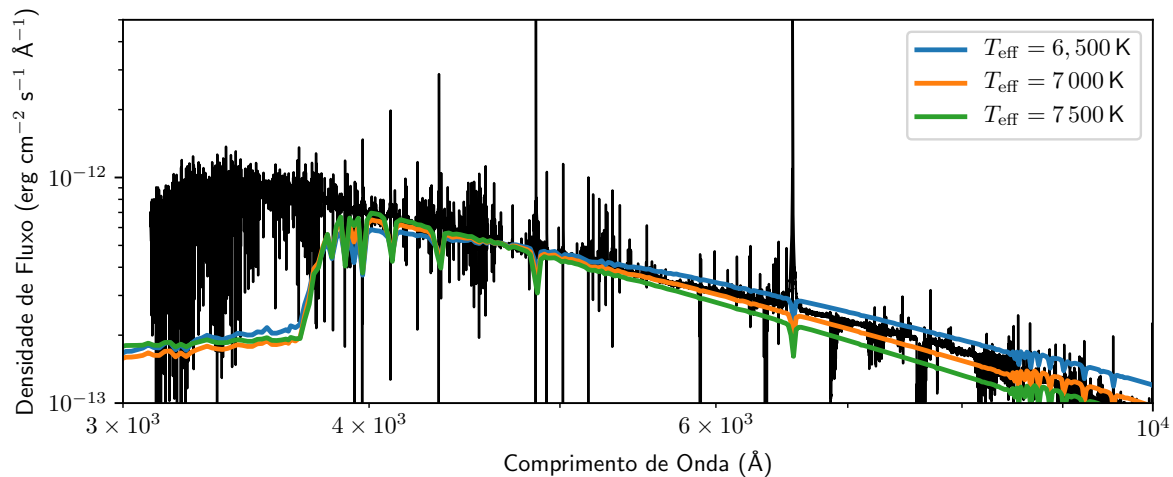


Figura 36 – Ajuste do contínuo da estrela S Dor para o espectro XSHOOTER de 2015 utilizando modelos de Castelli & Kurucz (2004). Os modelos variam apenas em  $T_{\text{eff}}$ , mantendo  $\log g = 2.0$  e  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$  constantes.

dentro da faixa de incerteza, o avermelhamento pode introduzir erros de até 500 K na determinação de  $T_{\text{eff}}$  (neste caso). Além dela, incertezas referentes às limitações do próprio modelo ETL podem ainda ser fontes de maiores discrepâncias.

Esta determinação, contudo, ainda pode ser considerada compatível com a curva de luz para o fim de 2015, época dos dados usados na determinação, quando a estrela se encontrava com  $V \sim 9.4$ , já se aproximando de seu máximo eruptivo, quando é esperado que a estrela atinja temperaturas em torno de 7 500 K Massey (2000), no limite de nossa margem de erro. Devido aos vários problemas encontrados para a obtenção dos parâmetros físicos por nós e pelo fato de que este objeto já é muito bem estudado na literatura, qualquer determinação de outros parâmetros vai ser igualmente afetada, por isso parâmetros comumente utilizados na literatura serão adotados aqui em nossa análise posterior.

Sobre as incríveis características espectrais do objeto, é possível estabelecer alguns cenários físicos que expliquem tal complexidade.

Para os espectros entre 2002 e 2007, a estrela estava em meio a uma forte erupção, com variações moderadas sobrepostas à erupção. Isso indica que a estrela passou por intensos processos de ejeção de massa, que, segundo Jiang et al. (2018) ocorre de forma assimétrica e aleatória na superfície da estrela. Isso pode criar regiões em que a massa está sendo ejetada e regiões onde a massa ejetada previamente retorna à superfície da estrela, formando os perfis com múltiplas componentes variáveis.

Para o espectro de 2008, obtido no início de um íngreme declínio no brilho da estrela, houve possivelmente uma pausa abrupta na intensa atividade de perda de massa da estrela, permitindo que uma grande quantidade de material ejetado re-acretasse de

forma mais uniforme, gerando os mais bem definidos perfis P Cygni inversos.

Após esse episódio de re-acrissão de massa, a estrela entrou em um novo episódio eruptivo, com um considerável aumento da atividade de perda de massa.

## 4.4 Resultados Gerais para as LBVs

A tabela 7 traz os principais parâmetros físicos para as estrelas confirmadas como LBV da amostra.

Tabela 7 – Parâmetros físicos determinados ao longo deste doutorado para as LBVs da amostra e extraídos da literatura. No caso de parâmetros extraídos da literatura, as referências indicadas são as seguintes: <sup>1</sup>Georgiev et al. (2011); <sup>2</sup>Koenigsberger et al. (1998); <sup>3</sup>Mehner et al. (2017); <sup>4</sup>Mehner et al. (2013); <sup>5</sup>Stahl et al. (1990); <sup>6</sup>van Genderen (2001).

Estrela	Quiescência				Erupção			
	Ano	$V$	$T_{\text{eff}}$ (K)	$M_{\text{Bol}}$	Ano	$V$	$T_{\text{eff}}$ (K)	$M_{\text{Bol}}$
HD 5980	2009	10.5	40 000 <sup>1</sup>	-11.2 <sup>1</sup>	1994	11.1	23 000 <sup>1</sup>	-11.4 <sup>1</sup>
HD 269582	1990	12.0	30 000	-10.4	2012	9.7	9 500	-10.0
R 40	1960	10.9	11 000	-9.0	2016	9.2	6 500	-9.8
R 71	2002	11.0	15 500 <sup>3</sup>	-9.65 <sup>3</sup>	2012	8.7	6 650 <sup>4</sup>	-10.3 <sup>4</sup>
R 110	1960	10.9	10 000	-8.6	1989	9.99	7 600 <sup>5</sup>	-9.0
R 116	2016	10.45	20 000	-10.5	1940	10.1	15 000	-10.5
R 127	1960	11.2	30 000 <sup>6</sup>	-10.2 <sup>6</sup>	1989	8.8	7 500 <sup>6</sup>	-10.2 <sup>6</sup>
R 143	1980	12.0	11 000	-8.9	1960	10.6	6 500	-9.8
S Dor	1965	—	35 000 <sup>6</sup>	-11.0 <sup>6</sup>	1989	8.6	8 500 <sup>6</sup>	-10.1

## 4.5 Candidatas a LBV

Além de analisar as estrelas já confirmadas como LBV, também buscamos indícios de erupções recentes ou antigas para todas as estrelas candidatas da amostra principal. Este trabalho se deu principalmente através da análise das curvas de luz históricas dos objetos. Porém, determinações simples de tipo espectral,  $T_{\text{eff}}$ ,  $E(B - V)$  e  $M_{\text{Bol}}$  também foram feitas para estes objetos, sendo apresentadas a seguir.

### 4.5.1 Curvas de Luz

Os dados fotométricos colhidos das diferentes fontes também nos permitiram analisar o comportamento histórico das curvas de luz das candidatas a LBV, que são mostradas conjuntamente na figura 37.

As curvas de luz do DASCH, em conjunto com os outros dados públicos e observados por nós, permitem concluir que, para a grande maioria dos objetos, nenhuma variação

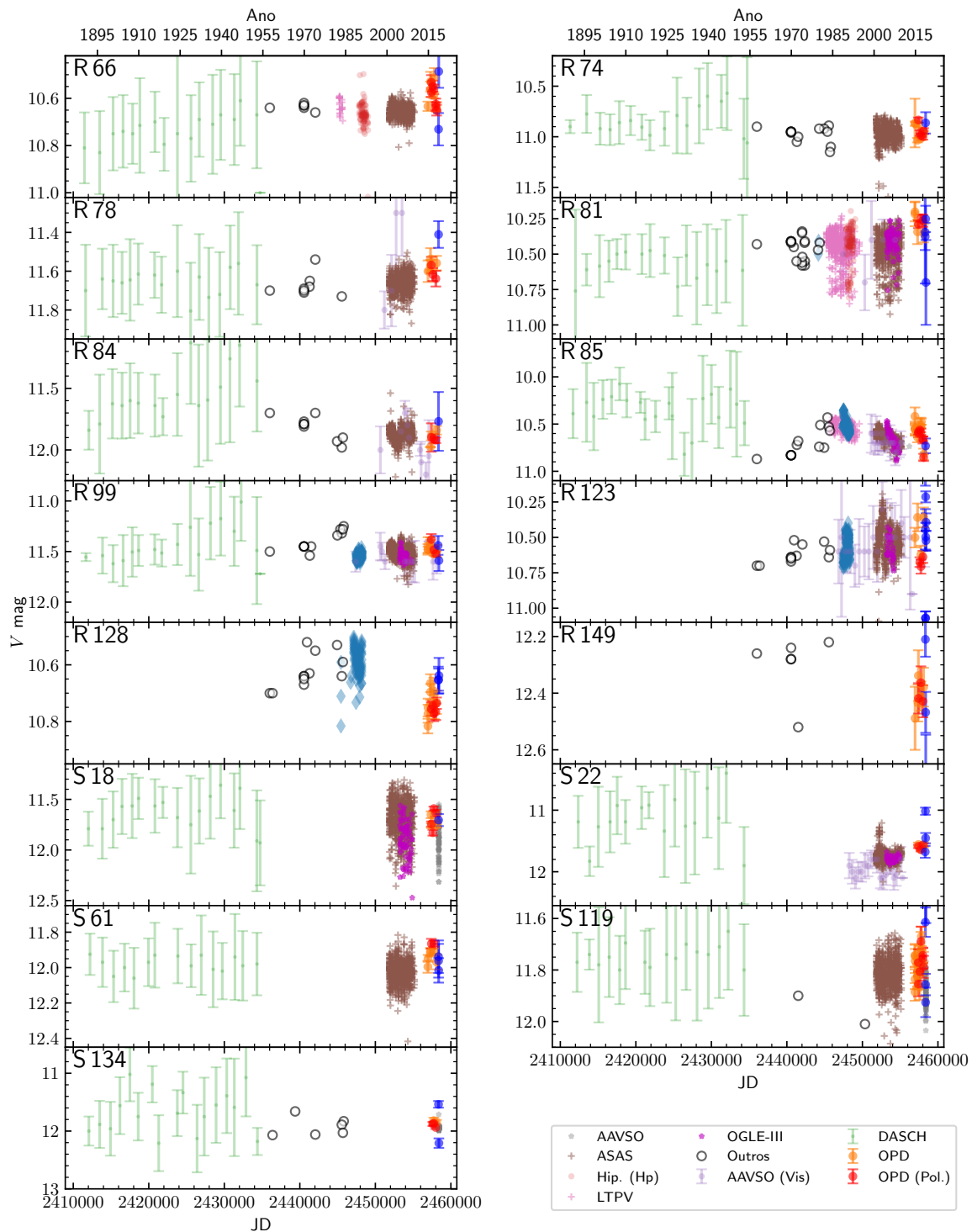


Figura 37 – Curvas de luz de todas as estrelas da amostra classificadas como candidatas a LBV. Todos os gráficos seguem a mesma simbologia, descrita na legenda no canto direito inferior da figura.

fotométrica relevante maior que alguns décimos de magnitude foi observada nos últimos 130 anos. Os objetos que podemos afirmar que não variaram mais do que 0.3 magnitudes nesse período são: R 66, R 74, R 78, R 81, R 99, S 18, S 61 e S 119. Para as estrelas R 123, R 128 e R 149, a falta de dados do DASCH impede que afirmemos que as estrelas estão totalmente estáveis por todo esse período. Entretanto, para os três objetos, nenhuma variação fotométrica maior que 0.2 magnitude foi observada nos últimos 60 anos.

Para a estrela S 22, o brilho das curvas de luz do DASCH se manteve aproximadamente 1 magnitude mais brilhante que as atuais medidas para o objeto, embora haja alto espalhamento nos pontos. Neste caso, é difícil tirar alguma conclusão, pois a possibilidade de que isto seja devido a um erro sistemático na fotometria não pode ser descartada. Caso estes resultados sejam reais, estamos realmente observando uma variação fotométrica classificável como erupção de LBV. Recentemente, a curva de luz do objeto, exibida na figura 38, indica um lento aumento de 0.4 mag no brilho visível da estrela deste a década de 1990 até os dias atuais, superposto a uma aparente pulsação de mais de 10 anos de período, confirmando os resultados de Sterken (2011). A falta de dados confiáveis anteriores a 1990, porém impedem que seja confirmado o aumento de brilho de 1 magnitude reportado por Shore (1992).

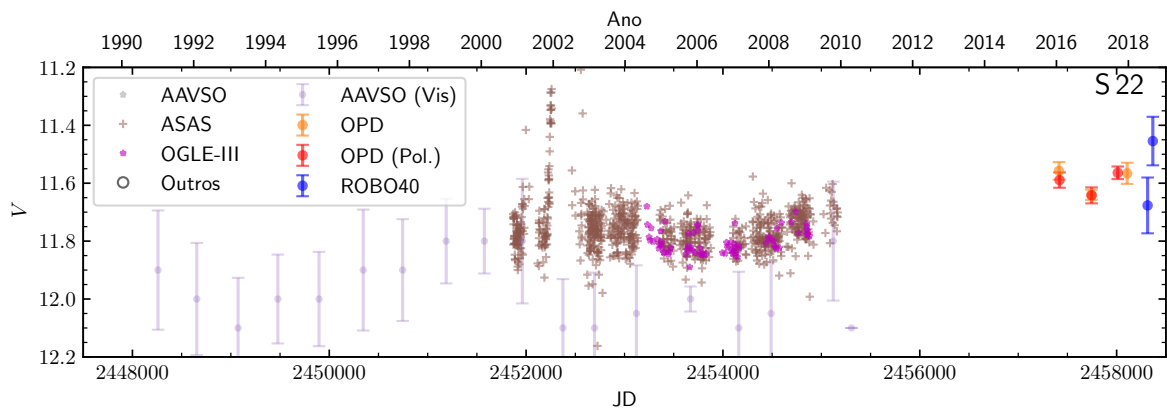


Figura 38 – Curva de luz na banda  $V$  para a estrela S 22.

Para as estrelas R 84 e R 85, cujas curvas de luz são mostradas em mais detalhes na figura 39, existe uma possibilidade de variações de até meia magnitude possam ter ocorrido. No caso da R 84 (figura 39, painel superior), o brilho atual da estrela é de  $V \sim 11.9$ , sendo que uma clara tendência de queda do brilho de  $V = 11.7$  para  $V = 12.0$  ocorreu entre 1955 e 1990. Entre 1940 e 1950, o nível médio dos pontos da curva de luz do DASCH indica que a estrela possa ter atingido  $V = 11.4$ , embora o alto espalhamento dos pontos impeça conclusões mais robustas. Mesmo assim, é impossível descartar grandes variabilidades no período como foi feito para os outros objetos anteriormente.

Já a estrela R 85 (figura 39, painel inferior) apresenta fortes indícios de que pode ter atingido  $V \sim 10.0$  entre 1900 e 1910, tendo posteriormente decaído de brilho. Durante

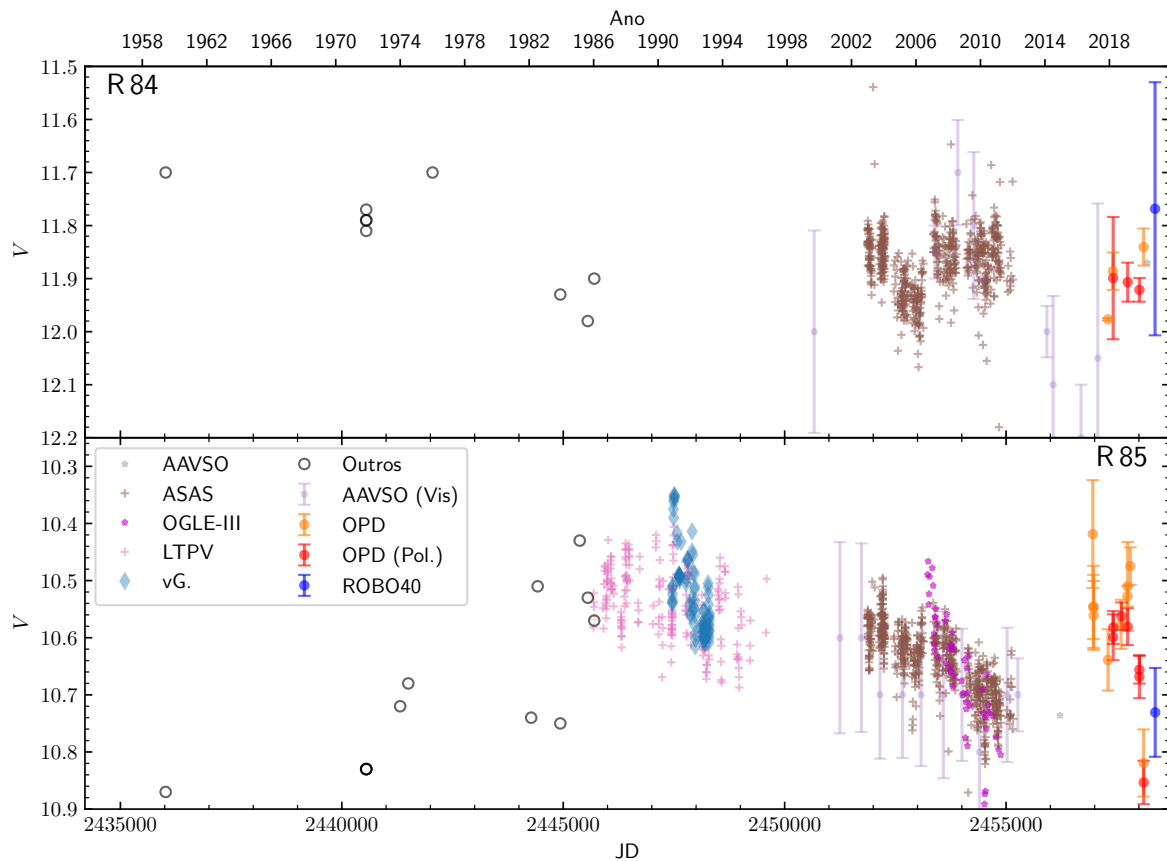


Figura 39 – Curvas de luz na banda  $V$  para as estrelas R84 e R85.

a década de 1960, o brilho da estrela atingiu um mínimo de  $V = 10.8$ . Após isso, o brilho da estrela voltou a subir, atingindo  $V = 10.5$  no início da década de 1990, e diminuindo posteriormente para 10.7 em 2010. Os dados atuais indicam um brilho levemente maior, entre 10.7 e 10.5. Isso indica que a estrela pode apresentar variações fotométricas relevantes, existindo a possibilidade de que ela seja uma LBV ativa, porém de atividade fraca, similar à R116.

Também foi analisada uma possível mudança do índice de cor  $B - V$  de todas as estrelas com dados disponíveis. Essa análise foi feita a partir da comparação entre os dados fotométricos colhidos de diferentes artigos, exibidos na tabela 11 com os índices de cor calculados a partir das observações do monitoramento fotométrico com o telescópio BC do OPD.

Para as estrelas R66, R74, R78, R81, R84, R99, R123, R149 e S134, nenhuma aumento ou redução sistemáticos do índice de cor foi notado além dos erros esperados na análise. Porém, as estrelas R128 e S119 apresentaram variações acima das barras de erro.

A estrela R128 apresentou, em nossos resultados, valores padrões entre  $B - V = -0.04$  e  $-0.07$ , enquanto os dados mais antigos da literatura reportam valores padrões entre 0.00 e  $-0.04$ . Embora as barras de erro englobem esses valores, a diferença sistemática



de diversas medidas é um indicativo de variações na temperatura da estrela. Comparando com a curva de luz, percebemos que entre os dados da literatura e os nossos, uma diferença sistemática de  $\Delta V \sim 0.2$  mag pode ser observada. Esta variação é pequena para uma erupção de LBV, porém o fato da estrela aparentar estar mais quente quando com menor magnitude é um indício da existência de variações moderadas do tipo S Dor nesta estrela.

Já a estrela S 119 apresenta discrepâncias ainda maiores entre nossos dados e a literatura. Enquanto na literatura são encontrados valores entre  $B - V = -0.07$  e  $-0.10$ , em nossos resultados valores entre  $-0.04$  e  $0.04$  foram observados, novamente sendo os maiores valores associados à fase em que a estrela se encontrava entre 0.1 e 0.2 magnitudes mais brilhante na banda  $V$ , indicando também a possibilidade de variações do tipo S Dor estarem acontecendo.

A estrela R 85 apresentava valores de  $B - V$  entre 0.08 e 0.10 na década de 1960. Esses valores crescem até 0.19 na década de 1980, quando a estrela apresentou um aumento de cerca de 0.3 mag no brilho da banda  $V$  e apresentou valores de até 0.20 em nossos dados. Essa variação, embora ainda dentro das barras de erro, é suficiente alta e sistemática no tempo para determinar que a estrela de fato, apresentou mudança na temperatura nos últimos anos.

#### 4.5.1.1 Parâmetros Físicos e Caracterização Espectral

Utilizando os critérios de identificação espectral de Evans & Howarth (2003), todas as LBVs estudadas nesta seção foram classificadas e tiveram  $T_{\text{eff}}$  e  $BC$  estimados a partir da relação entre estes parâmetros e o tipo espectral extraída de Humphreys & McElroy (1984). Para a maioria dos objetos, o avermelhamento  $E(B - V)$  foi estimado a partir da cor  $B - V$  e da cor intrínseca relacionada ao tipo espectral extraída de Brunnet (1975). Com isso, foi determinada também a  $M_{\text{Bol}}$  dos objetos. Os resultados são apresentados na tabela 8.

Os valores calculados de  $E(B - V)$  se mantiveram abaixo de 0.51, sendo que a maioria dos valores está abaixo de 0.3, o que é compatível com valores médios para supergigantes da LMC (Brunnet, 1975). Também, os valores de  $M_{\text{Bol}}$  e  $T_{\text{eff}}$  são compatíveis com determinações anteriores, sobretudo as listadas por van Genderen (2001).

#### 4.5.1.2 Discussão dos Resultados

De todas as candidatas aqui analisadas, a R 85 é, sem dúvida, a estrela que mais se adéqua à classificação de LBV. Sua curva de luz indica que ela pode ter estado cerca de 0.8 magnitudes mais brilhante na banda  $V$  aproximadamente em 1910, sendo um valor que já pode ser considerado como uma típica erupção de LBV, descoberta pela primeira vez neste trabalho e classificando a estrela como uma LBV confirmada.

Tabela 8 – Parâmetros físicos fundamentais determinados a partir da classificação espectral das candidatas a LBV da amostra. Alguns valores de  $E(B - V)$  foram retirados da literatura, sendo listados de acordo com as seguintes referências: <sup>1</sup>Heydari-Malayeri et al. (1997a); <sup>2</sup>Stahl et al. (1984); <sup>3</sup>Heydari-Malayeri et al. (2003).

Estrela	Tipo	$V$	$BC$	$E(B - V)$	$T_{\text{eff}}(\text{K})$	$M_{\text{Bol}}$
R 66	A0	10.6	-0.3	0.15	9 500	-8.7
R 74	A0	11	-0.3	0.07	9 500	-8.0
R 78	B5	11.6	-0.82	0.04	14 000	-7.8
R 81	B8	10.3	-0.51	0.11	20 000	-9.1
R 84	B0	11.9	-2.7	<sup>1</sup> 0.23	29 000	-10.0
R 85	B3-B5	10.6	-1	0.25	15 000	-9.7
R 99	B0	11.5	-2.7	<sup>2</sup> 0.45	29 000	-11.1
R 123	?B0	10.6	-2.7	0.13	29 000	-11.0
R 128	B1	10.7	-1.7	<sup>3</sup> 0.18	20 000	-10.1
R 149	O9	12.4	-3.1	0.24	33 000	-9.9
S 18	B1	11.7	-1.7	0.31	20 000	-9.5
S 22	B8	11.6	-0.51	0.25	11 000	-8.2
S 61	O7	11.9	-3.3	0.29	35 000	-10.8
S 119	B0	11.8	-2.7	0.25	29 000	-10.2
S 134	<B0	11.9	-2.7	0.51	29 000	-10.9

Outra estrela que apresentou algum indício de variabilidade foi a estrela S 22, tanto nas curvas de luz do DASCH quanto em curvas de luz recentes. A variação no brilho da estrela já se aproxima de 0.5 mag em um período de 30 anos, que é similar à variação que levou a estrela R 40 a ser classificada como LBV. Esta variabilidade sendo observada, portanto, é um forte indício de que a estrela possa realmente ser uma LBV e estar entrando em uma erupção nos últimos anos.

Em contrapartida, R 81 que é classificada como LBV por alguns autores, enquanto é classificada apenas como candidata por outros, não apresentou qualquer indício de erupção nos últimos 150 anos, indicando que, de fato, não deve se tratar de uma LBV, como apontado por Humphreys et al. (2016).

## 4.6 LBVs nas Nuvens de Magalhães: Um Cenário Unificado

Agora que já analisamos as estrelas da amostra de forma individualizada, elaboraremos aqui um cenário mais coerente para as LBVs e candidatas das Nuvens de Magalhães, de forma a tentar estabelecer melhor conexões com cenários evolutivos e modelos físicos. Para isso, utilizaremos os parâmetros estimados para as LBVs resumidos na tabela 7 e para as candidatas mostrados na tabela 8. Elaborando os diagramas HR com os dados mencionados acima e, classificando as LBVs entre estrelas de alta e baixa luminosidades, obtemos as figuras 40 e 41.

A partir das luminosidades determinadas para as das LBVs, é possível classificá-las entre estrelas de alta luminosidade ( $M_{\text{Bol}} \leq 9.7$ ) e de baixa luminosidade ( $M_{\text{Bol}} > 9.7$ ). Desta forma, são incluídas no grupo das estrelas de baixa luminosidade R 40, R 71, R 110 e R 143. Já o grupo das estrelas de alta luminosidade contém HD 5980, HD 269582, R 116, R 127 e S Dor.

Os parâmetros por nós determinados e os colhidos da literatura se adequam muito bem às conhecidas faixas no diagrama HR na qual as LBVs se encontram durante a quiescência e a erupção, sendo que muitas das candidatas se encaixam dentro da faixa correspondente à quiescência. Nos casos da R 116 e da HD 5980, no entanto, durante a erupção, as estrelas não atingiram temperaturas tão baixas quanto as esperadas. Para a R 116 este comportamento pode ser devido à falta de dados e parâmetros determinados durante a erupção da estrela, porém para a HD 5980 os parâmetros são muito bem determinados, indicando um real comportamento anômalo para esta estrela.

Unicamente pelos parâmetros físicos, já é possível notar uma diferença de comportamentos de ambas as classes: as LBVs de alta luminosidade tendem a atingir temperaturas maiores durante a erupção que as menos luminosas. As LBVs de alta luminosidade também tendem a manter sua magnitude bolométrica constante ao longo do processo eruptivo, enquanto as LBVs de baixa luminosidade tendem a apresentar magnitudes bolométricas menores durante a erupção. Esta variação de magnitude bolométrica, contudo, não é totalmente certa, uma vez que a correção bolométrica utilizada pode desprezar importantes excessos no IR/UV, comumente vistos nas SEDs de LBVs.

Espectralmente falando, também são notadas diferenças entre os diferentes grupos. Para as LBVs de alta luminosidade, é comum observar espectros dominados por linhas em emissão e perfis P Cygni pouco definidos durante a quiescência dos objetos, que normalmente apresentam tipos espectrais B-recente neste período. Durante a erupção, os espectros destes objetos passam, em geral, a ser dominados por perfis P Cygni mais bem definidos e tipos espectrais característicos B-tardio ou A. As LBVs de baixa luminosidade, por sua vez, tendem a apresentar perfis P Cygni melhor definidos durante a quiescência, quando apresentam tipo espectral B-tardio, e durante a erupção apresentam tipos espectrais F, com o predomínio de linhas em absorção ou perfis P Cygni.

Levando em conta as luminosidades dos objetos durante a quiescência e os modelos de evolução estelar de Ekström et al. (2012) e Georgy et al. (2013b), cada um destes dois grupos se origina de faixas de massas ZAMS diferentes e que seguem trajetórias evolutivas distintas. Mais detalhes sobre a evolução de estrelas de alta massa e as trajetórias evolutivas são descritos no apêndice A.

A luminosidade das LBVs menos luminosas corresponde à luminosidade das trajetórias evolutivas pós-SP de estrelas com  $20 \leq M_{\text{ZAMS}} \leq 30M_{\odot}$ , onde, após a estrela deixar a sequência principal, ela segue para a região das RSGs e, após perder uma grande

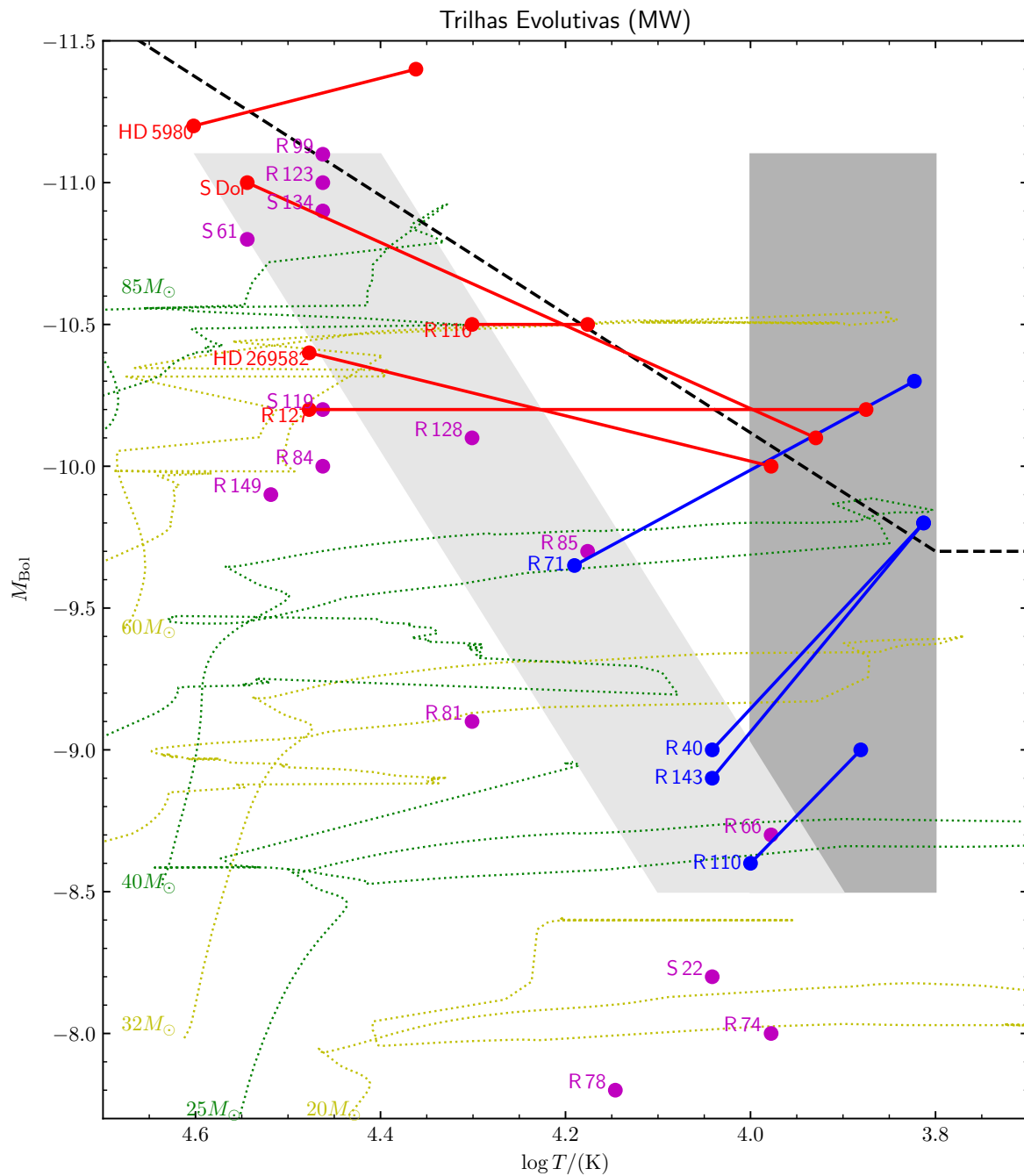


Figura 40 – Diagrama HR onde estão presentes as estrelas da nossa amostra, juntamente com trajetórias evolutivas (incluindo rotação) para metalicidade solar retiradas de Ekström et al. (2012), exibidas intercaladamente em amarelo e verde para mais fácil distinção dos modelos. Ao fundo, as zonas de erupção e quiescência das LBVs são mostradas em cinza e o Limite de Humphreys-Davidson aparece como a linha preta tracejada. As LBVs de baixa luminosidade são apresentadas em azul, onde as linhas cheias ligam os pontos referentes aos parâmetros determinados na erupção e na quiescência de cada estrela. De forma semelhante, as LBVs de alta luminosidade são mostradas em vermelho. Em magenta, são indicados os pontos referentes aos parâmetros das candidatas a LBV.

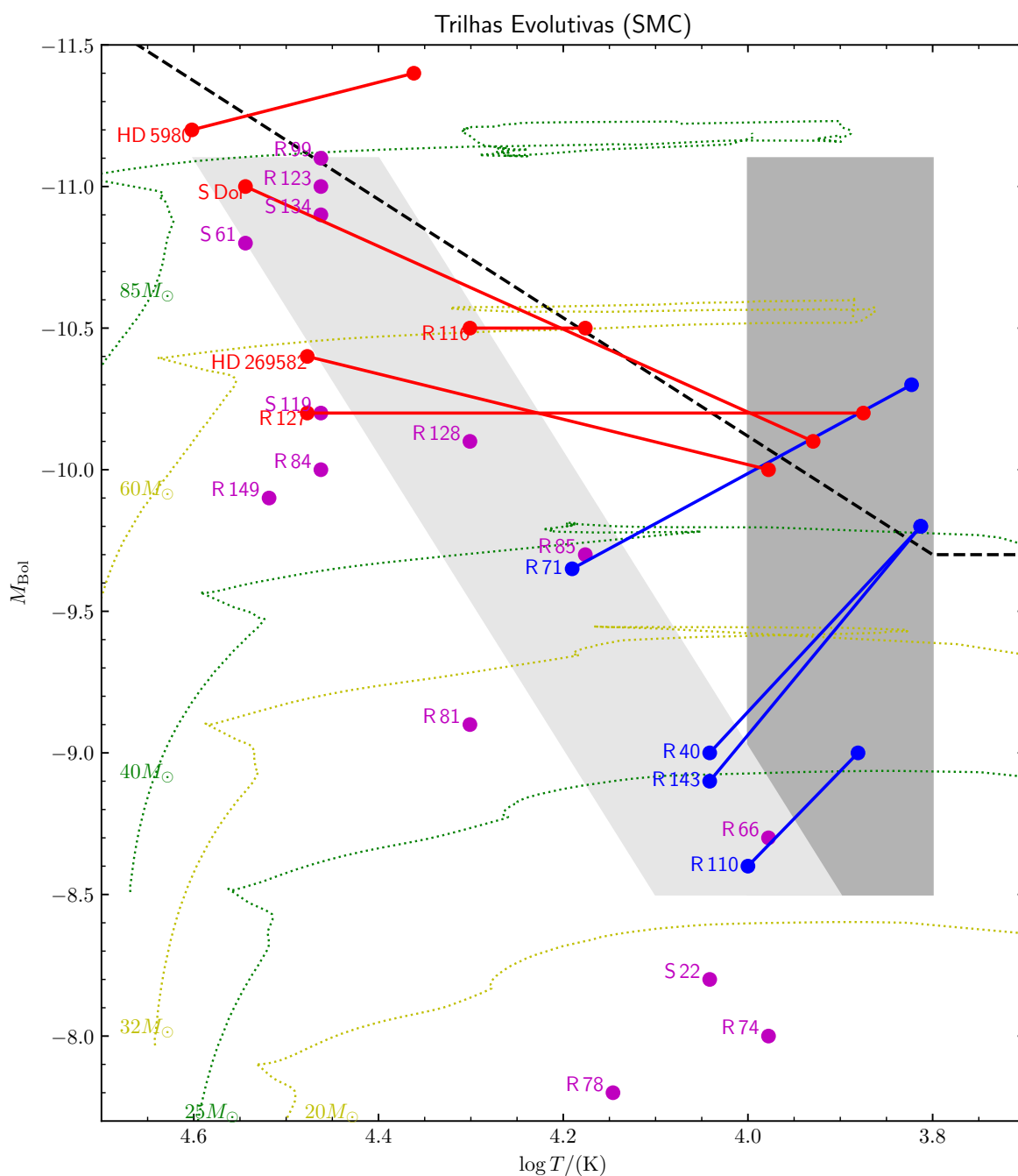


Figura 41 – Diagrama HR onde estão presentes as estrelas da nossa amostra, juntamente com trajetórias evolutivas (incluindo rotação) para metalicidade da SMC retiradas de Georgy et al. (2013b), exibidas intercaladamente em amarelo e verde para mais fácil distinção dos modelos. Ao fundo, as zonas de erupção e quiescência das LBVs são mostradas em cinza e o Limite de Humphreys-Davidson aparece como a linha preta tracejada. As LBVs de baixa luminosidade são apresentadas em azul, onde as linhas cheias ligam os pontos referentes aos parâmetros determinados na erupção e na quiescência de cada estrela. De forma semelhante, as LBVs de alta luminosidade são mostradas em vermelho. Em magenta, são indicados os pontos referentes aos parâmetros das candidatas a LBV.

quantidade de massa, retorna para a parte azul do diagrama HR, onde se torna uma LBV para depois explodir como SN (Groh et al., 2013a). Já para as LBVs de alta luminosidade, massas ZAMS típicas maiores que  $40M_{\odot}$  são estimadas a partir das trajetórias evolutivas. Neste caso, a estrela se torna LBV após a SP, ejetando suas camadas externas ricas em H durante esta fase e se tornando em seguida uma WR.

Porém, como apontado por Groh et al. (2013a), a fase de LBV para a faixa de 20 a  $25M_{\odot}$  só é prevista por modelos com metalicidade solar. Nestes modelos, exibidos na figura 40, para as massas de 20 e  $25M_{\odot}$ , a estrela encerra sua trajetória evolutiva muito próximo à faixa onde as LBVs se encontram durante a quiescência, após uma volta na parte vermelha do diagrama HR. Para as massas de 32 e  $40M_{\odot}$  algo semelhante acontece, porém, quando a estrela retorna para o azul, ela se aproxima apenas temporariamente da faixa de quiescência de LBVs, partindo em direção à região onde se encontram as estrelas WRs.

No caso das trajetórias para a metalicidade da SMC de Georgy et al. (2013b), os modelos não apresentam qualquer retorno para a parte azul do diagrama, indicando que nestes casos a estrela pode encerrar sua vida como RSG. Outro problema destes modelos de baixa metalicidade é que, em toda esta faixa de massa, em nenhum momento as trajetórias evolutivas indicam a existência da fase de WR, uma vez que todas as trajetórias terminam em uma região de temperatura incompatível com esta classe de objetos, sendo uma consequência direta da menor taxa de perda de massa em modelos de mais baixa metalicidade (Georgy et al., 2015). Contudo, é possível notar que, para massas iniciais acima de  $32M_{\odot}$ , as trajetórias descrevem “laçadas” entre as regiões de erupção e quiescência no diagrama HR, sendo que para as massas acima de  $60M_{\odot}$ , é nessa região que a trajetória evolutiva termina.

Devido à alta discrepância dos modelos, a determinação dos possíveis cenários evolutivos para cada faixa de massa de LBVs é bastante incerta. Desta forma adotaremos os cenários mais comumente discutidos na literatura, descritos no apêndice A.

A questão dos cenários evolutivos pode também estar diretamente relacionada com o mecanismo de erupção de LBV baseado nas zonas de ionização parcial do Fe e do He, como proposto por Guzik & Lovekin (2012) e discutido anteriormente. Nestes modelos, estrelas com  $M_{ZAMS} > 50M_{\odot}$  se desestabilizam com a expansão do seu raio após a SP, iniciando sucessivas erupções, até que uma certa abundância de He na superfície re-estabilize a estrela, já como WR. Para as estrelas de menor massa, a instabilidade ocorre devido à redução da massa da estrela devido à forte perda de massa na fase de RSG e à violação do limite de Eddington.

Simulações físicas feitas recentemente por Jiang et al. (2018), com o objetivo de tentar entender melhor o mecanismo de erupção de LBVs, tomaram como base exatamente este mecanismo descrito acima, simulando LBVs de alta luminosidade. Como resultados

primários, os autores obtiveram períodos de microvariabilidade da ordem de dias, condizentes com os observados por nós em algumas LBVs de alta luminosidade bastante ativas, como S Dor e HD 269582, mas também em LBVs de baixa luminosidade, como R 110. Outra importante característica observacional obtida pelos autores é a ejeção de massa de forma heterogênea ao longo da superfície da estrela, podendo ocorrer ao mesmo tempo perda e re-acresção de massa em diferentes pontos da estrela. Esta outra característica observacional também foi constatada em algumas estrelas da nossa amostra, sobretudo R 71 e S Dor, que em seu máximo eruptivo, apresentaram perfis de múltiplas componentes, incluindo perfis P Cygni e P Cygni inversos misturados em uma mesma linha ao mesmo tempo.

Outra previsão feita pelos autores apontou que, em alguns casos, intensos perfis P Cygni inversos se formam quando a maior parte da fotosfera volta a se contrair, “caindo” novamente sobre a superfície da estrela. Este caso parece se adequar perfeitamente à S Dor entre 2008 e 2012, quando este tipo de perfil se formou e rapidamente a estrela foi do máximo de uma erupção para a quiescência.

No caso das LBVs de baixa luminosidade, como o modelo de Guzik & Lovekin (2012) sugere, pulsações são observadas em duas das principais estrelas da nossa amostra: R 40 e R 71.

Embora mais modelagens ainda sejam necessárias para encerrar essa discussão, nossas evidências observacionais apontam que, mesmo nos casos de baixa metalicidade, os modelos de Guzik & Lovekin (2012) e Jiang et al. (2018) parecem explicar bem a instabilidade observada em LBVs.





## 5 Levantamento Polarimétrico de LBVs

Como abordamos na seção 1.1.3, a geometria dos ventos das estrelas LBV não é bem definida, compondo ainda um campo muito pouco explorado pela ciência. Enquanto para alguns casos acredita-se que o vento tenha uma geometria axial bem definida, ocorrendo uma perda de massa de forma mais intensa pelos pólos ou pelo equador da estrela, outros casos apresentam indícios de uma perda de massa na forma de “*clumps*” com comportamento aleatório ou indícios de perda de massa de forma mais homogênea (Davies et al., 2005).

Uma boa técnica para estudar simetrias axiais ou assimetrias no vento de LBVs é através da técnica da polarimetria, porém a técnica ainda foi muito pouco explorada para LBVs, sendo a maioria dos estudos existentes focada em objetos individuais, como já mencionado na seção 1.1.3. Desta forma, no decorrer deste trabalho de doutorado, realizamos um amplo levantamento polarimétrico em LBVs do hemisfério sul celeste, incluindo tanto as estrelas da amostra principal, quanto da amostra secundária, descritas no capítulo 2. Neste capítulo apresentaremos um pouco sobre a polarimetria em estrelas como LBVs, a técnica polarimétrica e os resultados do levantamento feito.

### 5.1 Polarização Estelar e Interestelar

#### 5.1.1 Polarização da Luz

Diz-se que a luz é polarizada quando os vetores de campo elétrico e magnético de um feixe luminoso não estão dispostos de forma aleatória e, pelo contrário, apresentam um comportamento bem definido. De acordo com o comportamento dos campos elétrico e magnético, são descritos três tipos de polarização da luz:

- Polarização linear: ocorre quando os vetores de campo elétrico de um feixe vibram alinhados a uma mesma direção;
- Polarização circular: ocorre quando os vetores de campo elétrico rotacionam descrevendo um círculo no plano perpendicular à direção de propagação da onda;
- Polarização elíptica: é a generalização da polarização da luz, em que os vetores de campo elétrico descrevem elipses no plano perpendicular à propagação da luz, podendo ser considerada a sobreposição de um feixe polarizado linearmente com um feixe polarizado circularmente.

Estes casos citados se referem à polarização total da luz, quando toda a luz do feixe está polarizada. Porém, num caso mais geral, definimos a polarização parcial da luz, quando parte do feixe encontra-se polarizada, e parte não polarizada. A descrição matemática de um feixe de luz parcialmente polarizado elipticamente é um tanto quanto extensa, mas pode ser simplificada através da adoção de quatro parâmetros independentes chamados de *parâmetros de Stokes*, identificados pelas letras  $I$ ,  $Q$ ,  $U$  e  $V$ . O parâmetro  $I$  é relacionado à intensidade total do feixe luminoso, já o parâmetro  $V$  está relacionado com o grau de polarização circular do feixe e os parâmetros  $Q$  e  $U$  são relacionados à polarização linear do feixe relativa a um certo eixo de coordenadas. A figura 42 mostra de forma simplificada o significado físico dos parâmetros de Stokes.

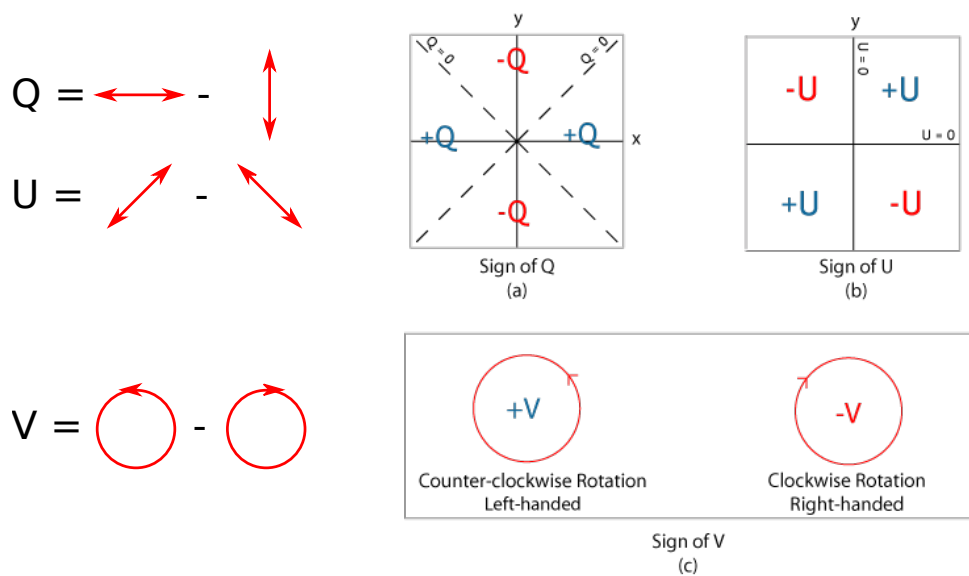


Figura 42 – Exemplificação gráfica do significado físico dos parâmetros de Stokes. Os parâmetros  $Q$  e  $U$  medem a diferença entre as intensidades das componentes do feixe linearmente polarizada em duas direções perpendiculares entre si, sendo o parâmetro  $Q$  alinhado ao sistema adotado de coordenadas e o parâmetro  $U$  rotacionado em  $45^\circ$ . O parâmetro  $V$  mede a diferença entre as intensidades das componentes de um feixe circularmente polarizadas no sentido anti-horário e no sentido horário. As linhas vermelhas representam o caminho de vibração do vetor de campo magnético da luz. Os gráficos à direita representam os valores dos parâmetros em determinados quadrantes/direções. Fonte: Wikipedia (com modificações nossas). Os painéis (a) e (b) mostram os sinais dos parâmetros  $Q$  e  $U$  em cada quadrante do plano cartesiano e o painel (c) mostra o sinal do parâmetro  $V$  para cada direção de polarização circular.

Estes parâmetros devem sempre obedecer à seguinte inequação:

$$I^2 \geq Q^2 + U^2 + V^2 \quad (5.1)$$

No caso de luz 100% polarizada, temos que  $I^2 = Q^2 + U^2 + V^2$ , porém para os casos de luz parcialmente polarizada, o lado direito da equação se torna menor que o

esquerdo. Desta forma, podemos determinar o grau de polarização  $P$  de um feixe através da seguinte equação:

$$P = \frac{\sqrt{Q^2 + U^2 + V^2}}{I} \leq 1 \quad (5.2)$$

Além disso, nos casos em que a luz é polarizada apenas circularmente, temos  $V \neq 0$  e  $Q = U = 0$ . Já no caso de luz polarizada apenas linearmente, temos que  $V = 0$  e  $Q$  ou  $U$  diferentes de 0. No caso de luz não polarizada, temos  $Q = U = V = 0$ .

Para a luz linearmente polarizada, além do grau de polarização  $P$ , também podemos definir o ângulo de posição  $\Theta$  entre a direção de vibração do vetor de campo elétrico e o eixo  $x$  de coordenadas assumido, através das seguintes relações:

$$P = \frac{\sqrt{Q^2 + U^2}}{I} \quad (5.3)$$

$$\Theta = \frac{1}{2} \tan^{-1} \frac{U}{Q}$$

A luz pode ser polarizada por diversos mecanismos físicos, como por exemplo por espalhamento, refração ou reflexão da luz, por absorção dicróica (quando um material apresenta diferentes coeficientes de absorção para eixos perpendiculares de acordo com a estrutura do material) ou por birrefringência (quando o material apresenta diferentes índices de refração para eixos perpendiculares de acordo com a estrutura do material). No caso da birrefringência, normalmente dois feixes de luz são formados pelo material, sendo um chamado de “ordinário”, totalmente polarizado em um eixo e que segue a ótica geométrica normal, e um chamado de “extraordinário”, totalmente polarizado no eixo perpendicular ao feixe ordinário e que segue um caminho ótico diferente.

#### 5.1.1.1 Polarização nas LBVs

A polarização da luz proveniente de objetos astronômicos foi primeiramente observada por Arago & Barral (1858), através da polarização da luz solar refletida na Lua. O principal problema histórico no estudo da observação de objetos astronômicos se deve ao fato de que a própria atmosfera da Terra polariza a luz que chega até nós. Além disso, dependendo do design do instrumento de observação, algum grau de polarização dos dados pode ser introduzida pelo próprio instrumento. Atualmente, esses problemas são sanados por técnicas diferenciais, como a descrita para o polarímetro IAGPOL no apêndice B, com instrumentos montados no foco Cassegrain dos telescópios.

Basicamente, 3 fenômenos principais podem causar a polarização linear da luz em objetos astronômicos:

- A reflexão da luz incidente na superfície de corpos celestes, como luas, planetas, corpos menores, nebulosas e estrelas;
- A absorção dicróica por grãos de poeira assimétricos alinhados em uma direção preferencial (normalmente relacionada a campos magnéticos);
- O espalhamento da luz em um gás inhomogêneo. Este gás inhomogêneo pode ser tanto nuvens de gás com certas distribuições de densidade, quanto ventos assimétricos de estrelas ou pela interação de ventos de estrelas múltiplas.

De acordo com Davies et al. (2005), para as LBVs, a polarização da luz do contínuo da estrela se dá pelo espalhamento eletrônico na base de um vento assimétrico ou axissimétrico da estrela, espalhamento da luz em gás e poeira nas envoltórias circunstelares e a absorção dicróica em poeira interestelar. Os dois primeiros fatores podem ser considerados polarização intrínseca do objeto e podem produzir certa variabilidade na polarização do objeto ao longo do tempo, enquanto o terceiro é chamado de polarização interestelar (ISP, do inglês *Interstellar Polarization*) e não possui qualquer ligação com o objeto em si, sendo considerado constante no tempo. Além disso, estes autores também citam que é comum, em estrelas, observar sinais peculiares de despolarização de linhas intensas em emissão, sobretudo na linha  $H\alpha$ . Os fótons que formam estas linhas são espalhados e re-espalhados tantas vezes que qualquer sinal de polarização relacionado à geometria do vento desaparece.

Para as LBVs, Davies et al. (2005) realizaram o primeiro levantamento mais coerente sobre a polarização destas estrelas com um número considerável de objetos, com um total de 14 LBVs Galácticas e das Nuvens de Magalhães. Analisando as variações observadas no ângulo de posição (PA) da polarização dos objetos, eles concluem que existem principalmente dois comportamentos de ventos:

- um em que os PAs são constantes ao longo do tempo, ou variam entre direções perpendiculares, indicando um vento com geometria axial bem definida, podendo variar entre vento polar e equatorial, ou equatorial com densidade variável (como no caso da R127). Estes dois casos produzem resultados semelhantes devido ao fato de que a direção da polarização depende tanto da geometria quanto da profundidade ótica e, por exemplo, um vento equatorial em forma de disco óticamente fino terá polarização perpendicular ao disco, enquanto um vento em forma de disco óticamente espesso terá polarização paralela ao disco;
- outro em que o PA varia aleatoriamente com o tempo, indicando um vento dominado por “clumps” e cuja direção do PA está relacionada ao ângulo entre a estrela e o aglomerado de alta densidade dominante (como para HR Car, AG Car e P Cyg).

Ainda é possível que estrelas apresentem sinal de polarização relacionado à presença de companheiras, como no caso muito bem estudado de HD 5980 (Moffat et al., 1998; Villar-Sbaffi et al., 2003), ou também LBVs sem aparente sinal de polarização intrínseca, como observado para R 116, R 71 e R 110 por Davies et al. (2005).

## 5.2 Metodologia da Análise

Para este trabalho utilizamos os dados polarimétricos de imageamento descritos na seção 3.1. Detalhes sobre o funcionamento do instrumento e a redução dos dados podem ser encontrados no apêndice B. Isto permitiu o acompanhamento de uma grande quantidade de objetos com um telescópio pequeno, como o de 0.6 m do OPD, e com relativamente pouco tempo de observação. Porém, como o objetivo deste trabalho está focado em analisar o comportamento da polarização intrínseca dos objetos, sobretudo o causado pelo vento próximo à estrela, é necessário remover o sinal de polarização interestelar dos dados. Para dados de espectropolarimetria, como os utilizados por Davies et al. (2005), isto pode ser feito através do efeito de despolarização de linha da  $H\alpha$ , porém, para dados de polarimetria por imageamento, como os nossos, a estimativa da polarização do campo depende de algumas considerações importantes e algum trabalho adicional.

Para os objetos das Nuvens de Magalhães, consideramos que todos os objetos de cada campo são afetados da forma igual pela polarização interestelar, pelo fato de estarem todos a distâncias aproximadamente iguais de nós, com a exceção de uma esperada minoria de estrelas Galácticas que encontram-se na linha de visada. Então, considerando também que a maioria dos objetos do campo não devem possuir polarização intrínseca (estrelas da SP, sem forte atividade de perda de massa), utilizaremos uma medida média do valor da polarização das estrelas do campo como sendo o valor da ISP para aquele campo. Outro ponto que consideramos para os objetos das Nuvens é que, para campos em que existem muitos objetos bem amostrados e apenas alguns apresentam sinal de polarização, então a ISP daquele campo deve ser menor que nosso limite de detectabilidade, portanto, desprezível na análise.

Para os objetos Galácticos, as distâncias para cada objeto do campo variam de forma considerável, o que pode gerar importantes variações da ISP de objeto para objeto. Desta forma, o uso da média do campo para o valor da ISP requer muito cuidado, dependendo de análises individuais para cada objeto estudado. Além disso, como LBVs são alguns dos objetos mais brilhantes da Galáxia, é esperado que estas estrelas sejam as mais distantes na imagem, normalmente muito mais distantes que o restante das estrelas observadas. Com isso, é provável que nem toda a ISP seja medida pela determinação da média do campo, uma vez que o meio interestelar entre as estrelas do campo e a LBV possa inserir um sinal de polarização interestelar adicional. Para as estrelas Galácticas que contam com

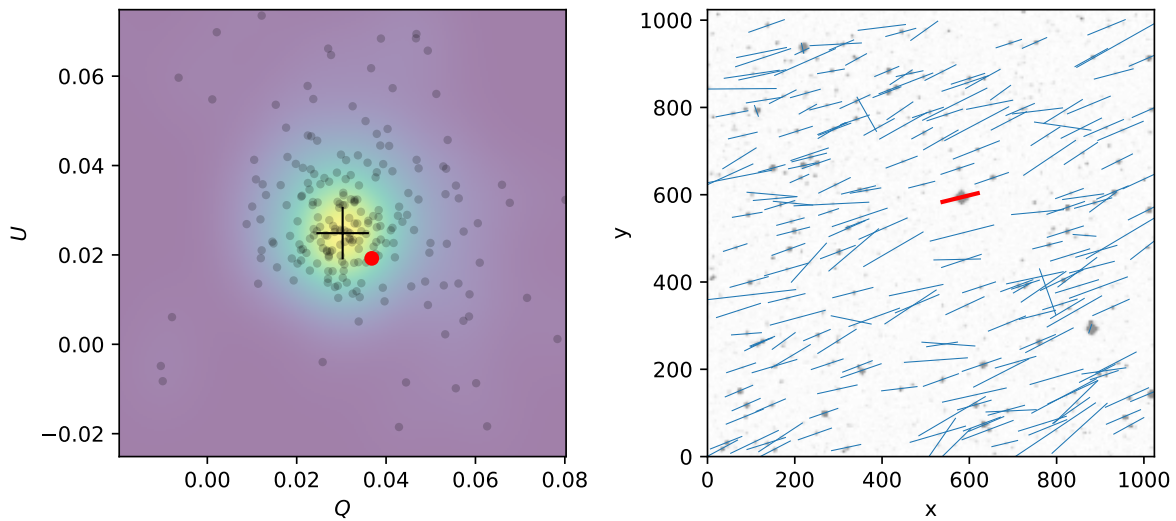


Figura 43 – Diagrama  $Q \times U$  e vetores de polarização do campo da AS 314. No gráfico da esquerda é exibido o diagrama  $Q \times U$  da estrela de ciência (ponto marcado em vermelho) e das estrelas de campo (pontos pretos), juntamente com o modelo de densidade de pontos do diagrama (fundo colorido) e o ponto de maior densidade do modelo (cruz preta no centro do campo). No gráfico da direita é exibida uma imagem do campo da estrela, com os vetores de polarização da estrela de ciência (em vermelho) e das estrelas de campo (em azul).

valores de avermelhamento  $E(B - V)$  conhecido, uma estimativa superior da ISP pode ser feita através da razão  $P_{\max}/E(B - V) \leq 9.0$  (Serkowski et al., 1975).

Para determinar o valor médio da ISP do campo, utilizamos uma técnica de determinação do local de máxima densidade de pontos (estrelas) no diagrama  $Q \times U$  através de um Núcleo Estimador de Densidade (KDE, do inglês *Kernel Density Estimator*) gaussiano. Mais detalhes matemáticos sobre esse método podem ser encontrados no trabalho de Scott (2015). Nesta técnica todas as estrelas do campo (exceto a de ciência) são incluídas num diagrama  $Q \times U$  e a densidade de pontos ao longo do diagrama é estimada pela distância entre cada ponto e os pontos próximos. Por fim, cria-se um modelo matemático que descreve a densidade de pontos ao longo de todo o diagrama, onde no ponto de maior densidade é considerado o valor médio do campo. Na figura 43 mostramos o diagrama  $Q \times U$  para o campo da LBV AS 314, incluindo o modelo de densidade e o ponto considerado o valor médio da ISP para o campo.

O valor determinado para a ISP, por sua vez, deve ser subtraído vetorialmente do valor da estrela de ciência, ou seja, devem ser descontados individualmente dos parâmetros de Stokes, ou seja:  $Q = Q_{\text{medido}} - Q_{\text{ISP}}$  e  $U = U_{\text{medido}} - U_{\text{ISP}}$ .

Essa subtração da polarização do campo, bem como o monitoramento das variações em PA, dependem que todos os dados tenham a mesma origem para o sistema de coord-

nadas. Para isso, estrelas padrões da literatura foram observadas para a determinação do fator de correção que é a simples diferença entre o PA reportado na literatura, baseado no sistema equatorial de coordenadas, e o medido, para cada noite. Esta correção é então somada às medidas dos outros objetos para padronizar todos os valores relativos ao sistema equatorial.

## 5.3 Resultados do Levantamento

A tabela 15 no apêndice D traz os resultados obtidos no levantamento, com o PA já corrigido e ISP determinada, quando disponível. De forma resumida, as conclusões sobre a presença ou não de polarização variável e/ou intrínseca em cada um dos objetos é apresentada na tabela 9. Estes resultados são melhor discutidos individualmente na seção 5.3.1. É importante ressaltar que os resultados ainda são preliminares e exigem ainda algum trabalho antes de sua confirmação.

### 5.3.1 Análises Individuais

Como a amostra apresenta características muito variadas, analisaremos aqui as estrelas em grupos ou individualmente, de forma a concluir sobre cada uma a existência ou não de polarização intrínseca e sua possível variabilidade para cada objeto da amostra.

#### 5.3.1.1 Estrelas Galácticas

Para algumas das LBVs da amostra de estrelas Galácticas, Davies et al. (2005) estudaram a existência de polarização intrínseca e variabilidade, tendo encontrado indícios deste em AG Car, HR Car e Hen 3-519. Para a estrela HD 160529, porém, nenhum sinal de polarização foi encontrado por estes autores.

Em nossa amostra, pudemos confirmar a variabilidade da polarização para a estrela AG Car, com polarização variável tanto em  $P$  quanto em  $\Theta$  também na banda  $V$ . O baixo número de estrelas de campo (atingindo um máximo de 8), no entanto, impossibilitou uma boa determinação da ISP, e conseqüentemente da polarização intrínseca. Já para a estrela HR Car, apenas duas medidas foram obtidas, em dias consecutivos. Desta maneira, não foi possível identificar variabilidade na polarização unicamente pelos nossos dados. Porém, comparando com os dados de Parthasarathy et al. (2000), vemos que ocorre uma intensa variabilidade na polarização da estrela, com  $P$  variando entre 1.12 e 4.11%, juntamente com variações de  $\theta$  entre 122 e 140°, indicando, sem qualquer dúvida, a existência de polarização intrínseca para este objeto.

Em nossos dados, a estrela Hen 3-519 também apresentou variações em  $P$  e  $\Theta$  acima do valor esperado pelas barras de erro, confirmando a detecção de polarização intrínseca de Davies et al. (2005). No entanto, a utilização do método do campo para a

Tabela 9 – Presença de polarização intrínseca nas estrelas da amostra. As colunas “ $P$  variável” e “ $\Theta$  variável” indicam se foi detectada variabilidade em  $P$  ou  $\Theta$  para a estrela. A coluna “Tem PI” indica se os dados apresentam sinais de polarização intrínseca para o objeto ou não. A coluna “Método” refere-se aos métodos utilizados para a detecção da PI, sendo “Campo” para a diferença entre a polarização da estrela e de um campo bem definido, “ $\sim P$ ” para a detecção através de variações na polarização do objeto e “ $H\alpha$ ” se baseando em detecções de efeito de linha da literatura. Os valores marcados com interrogação indicam identificação incerta, principalmente devido à baixa qualidade dos dados.

Estrela	$P$ variável	$\Theta$ variável	Tem PI	Método
AG Car	Sim	Sim	Sim	$H\alpha + \sim P$
AS 314	Não	Não	Não	
HD 5980	Sim	Sim	Sim	Campo + $\sim P$
HD 80077	Sim	Não	Sim	Campo + $\sim P$
HD 160529	Sim	Sim	Sim	$\sim P$
HD 168607	Não	Não	Não	Campo
HD 168625	Sim	?Não	Sim	Campo + $\sim P$
HD 316285	Sim	Sim	Sim	Campo + $\sim P$
HD 326823	Sim	Sim	Sim	Campo + $\sim P$
Hen 3-519	Sim	Sim	Sim	$\sim P$
HR Car	Sim	Sim	Sim	$H\alpha + \sim P$
IRC+10420	Sim	Sim	Sim	$H\alpha + \sim P$
MWC 314	Sim	Não	Sim	$\sim P$
MWC 930	Sim	?	Sim	$\sim P$
R 40	Sim	?	Sim	Campo + $\sim P$
R 66	Sim	?	Sim	Campo + $\sim P$
R 71	Sim	?	Sim	Campo + $\sim P$
R 74	Sim	?	Sim	Campo + $\sim P$
R 78	Não	?	?	
R 81	Sim	Sim	Sim	Campo + $\sim P$
R 84	?	?	Sim	$H\alpha$
R 85	Sim	Sim	Sim	Campo + $\sim P$
R 99	Não	Não	Sim	$H\alpha$
R 110	Sim	Sim	Sim	Campo + $\sim P + H\alpha$
R 116	Sim	Sim	Sim	Campo + $\sim P$
R 123	?	?	?	
R 127	Sim	Sim	Sim	Campo + $\sim P$
R 128	Não	Não	Não	
R 143	Sim	Sim	Sim	Campo + $\sim P + H\alpha$
R 149	Não	?	Sim	Campo
S 18	Sim	Sim	Sim	Campo + $\sim P$
S 22	Não	?	Sim	Campo + $\sim P$
S 61	Não	Não	?	Campo + $\sim P$
S 119	?	?	?	
S 134	?	?	?	
S Dor	Sim	Sim	Sim	Campo + $\sim P$
VRMF 55	?	?	?	
W1-243	?	?	?	
Wray 16-137	Sim	?	?Sim	$\sim P$
Wray 17-96	?	?	?	
WS1	?	?	?	
$\xi$ Sco	Não	?	Não	
$\zeta^1$ Sco	?	Sim	Sim	Campo



determinação da ISP é pouco confiável pela grande distância à estrela, como mencionado anteriormente. A estrela HD 160529, que é considerada na literatura como uma padrão polarimétrica, foi observada durante 5 noites, apresentando um alto grau de polarização ( $P_V \sim 7\%$ ) e mostrando variações acima dos erros estatísticos em  $P$  e  $\Theta$ . Desta forma, é possível afirmar que a estrela possui polarização intrínseca variável. Poucas estrelas de campo foram identificadas na análise, não permitindo estimativas robustas da ISP e conseqüentemente, do valor preciso da polarização intrínseca deste objeto.

Outras duas estrelas importantes na amostra Galáctica são as estrelas HD 168607 e HD 168625. Estas duas estrelas são muito próximas visualmente e acredita-se que também sejam muito próximas espacialmente, dessa forma foram observadas no mesmo campo e, em nossos dados, apresentaram valores muito distintos de polarização. Enquanto a HD 168607 apresentou valores de  $P_V \sim 2.5\%$  em 3 das 4 noites observadas, exceto em uma cujos resultados apresentaram altos erros, a HD 168625 apresentou  $P_V = 4.4 \sim 4.8\%$  nas mesmas noites. Desta forma é esperado que ao menos uma destas estrelas apresente polarização intrínseca. A HD 168607 apresentou variabilidade em  $P$  apenas dentro das barras de erro, enquanto HD 168625 apresentou variabilidade mais intensa, embora mantendo  $\Theta$  aproximadamente constante. Desta forma, julgamos que HD 168625 é intrinsecamente polarizada e HD 168607 não.

Da amostra Galáctica, algumas estrelas, por serem mais fracas, foram observadas com campo bem definido, em especial as estrelas AS 314, HD 80077, HD 316285, HD 326823, MWC 314, MWC 930, VRMF 55, W1-243, Wray 16-137, Wray 17-96 e WS 1. De acordo com nossa análise, a estrela AS 314 não apresentou variações relevantes nem discrepância acima do esperado pelos erros com relação à média do campo, desta forma julgamos que a estrela pode não apresentar polarização intrínseca. Já as estrelas HD 80077, HD 316285, HD 326823, MWC 314 e MWC 930 apresentaram variações na polarização e diferenças consideráveis com relação à polarização do campo, sendo portanto consideradas aqui intrinsecamente polarizadas.

Já as estrelas VRMF 55, W1-243, Wray 16-137, Wray 17-96 e WS1 formam um grupo especial na amostra, de estrelas bastante fracas (com  $V = 15 \sim 16$ ), alta extinção, com  $E(B - V) = 2.0 \sim 5.0$  e alto grau de polarização medido, com valores típicos entre  $P_V = 5$  e  $13\%$ . Este alto grau de polarização certamente está relacionado à ISP destes objetos, que são muito distantes e avermelhados pelo meio interestelar. De acordo com a regra de  $P_{\max}/E(B - V) \leq 9.0$  de Serkowski et al. (1975), valores extremamente altos de ISP podem ser esperados para esta estrela. Pelos suas baixas razões sinal-ruído e altos valores de polarização, grandes barras de erro também são esperadas (Vaillancourt, 2006), dificultando a identificação de variações na polarização destes objetos. Desta forma, consideramos que estes casos são indefinidos.

Da amostra das LBVs Galácticas, restam ainda duas candidatas muito brilhantes e

próximas,  $\xi$  Sco e  $\zeta^1$  Sco. Estas estrelas, porém, não foram observadas com qualquer estrela de campo que permitisse a identificação da ISP, porém, pela sua proximidade, espera-se que a influência do meio interestelar na polarização destes objetos seja baixa. A  $\xi$  Sco apresentou sinais de polarização muito fracos, próximos aos erros das medidas, indicando que provavelmente não apresenta nenhum sinal de polarização intrínseca. Já a  $\zeta^1$  Sco apresentou sinais consistentes e variáveis de polarização em todas as bandas observadas, tendo  $P > 2\%$  na banda  $V$ . Pequenas variações em  $P$  e  $\Theta$  também foram observadas. Desta forma, esta estrela também será classificada como intrinsecamente polarizada.

### 5.3.1.2 Estrelas das Nuvens de Magalhães

Da SMC, duas estrelas foram observadas em nossa amostra: HD 5980 e R 40. A HD 5980 já é conhecida por apresentar polarização variável, relacionada ao choque de ventos entre a estrela principal e uma secundária no sistema (Moffat et al., 1998). Em nossos dados, a estrela oscilou entre observações com sinal de polarização indetectável e sinais fracos de polarização  $P < 0.5\%$ , o que era esperado pela literatura, portanto confirmando a polarização intrínseca para este objeto. Já a estrela R 40 está localizada em um campo com várias outras estrelas bem amostradas, mesmo assim poucas estrelas no campo apresentaram algum sinal de polarização, indicando que a ISP da região deve ser bastante baixa. Sinais variáveis de  $P_V < 0.5\%$  também foram observados para esta estrela, indicando a possibilidade de polarização intrínseca para este objeto, diferente do estimado por Davies et al. (2005), que estimaram que esta estrela poderia não ser intrinsecamente polarizada. Os valores de polarização, no entanto, são muito próximos à polarização de fundo Galáctica na direção da SMC, estimados também na ordem de  $0.5\%$  por Rodrigues et al. (1997), tornando incerta a conclusão a respeito deste objeto.

Situação semelhante à de R 40 se repete para várias estrelas da LMC: R 66, R 71, R 74, R 78, R 81, R 84, R 85, R 110, R 116, R 123, R 127, R 128, S Dor, S 61, S 119 e S 134. Estas estrelas são as únicas (ou uma das poucas) estrelas de seus campos a apresentar polarização medida, mesmo estando em campos com várias estrelas bem amostradas. Dentre estas estrelas, podemos destacar a R 127 que possui polarização intrínseca bem conhecida e estudada (Schulte-Ladbeck et al., 1993b), juntamente com outras estrelas com indícios de polarização intrínseca medidos na literatura, como R 66 e S 134 (Magalhães, 1992), R 84 (Vink, 2007), R 110 (Davies et al., 2005). Desta forma, não é possível descartar a polarização intrínseca para estes objetos. Uma análise mais detalhada dos ajustes das medidas dos dados revelou que, para alguns objetos, houve problema de baixa qualidade das observações. Estes objetos foram marcados com interrogações na tabela 9. Os outros, por sua vez, foram considerados como estrelas intrinsecamente polarizadas.

As estrelas S 18, S 22, R 99, R 143 e R 149, por sua vez, apresentaram consideráveis discrepâncias entre os valores medidos para as estrelas de ciência e para o campo,

representando, portanto, que possuem polarização intrínseca. A polarização de algumas destas estrelas já era conhecida da literatura, como para S 22 (Magalhães, 1992), R 99 (Visvanathan, 1966) e R 143 (Schulte-Ladbeck et al., 1993a). Porém, para as estrelas S 18 e R 149, esta é a primeira medida de polarização para os objetos. Para as estrelas S 18 e R 143, variações em  $P$  e  $\Theta$  foram notadas entre diferentes datas de observação, já para as outras estrelas, os valores parecem se manter constantes dentro das barras de erro.

## 5.4 Discussão dos Resultados

Das 43 estrelas estudadas em polarimetria, 30 foram detectadas com algum sinal de polarização intrínseca, representando, portanto, cerca de 70% do total de objetos da amostra. Considerando apenas a amostra de LBVs confirmadas, foi detectado sinal de polarização intrínseca em 13 de um total de 18 estrelas, mantendo razão similar à da amostra completa. Porém 4 das LBVs confirmadas possuem identificação incerta de polarização intrínseca, portanto não é possível descartar que quase a totalidade da amostra de LBVs é intrinsecamente polarizada. A alta quantidade de objetos polarizados e com polarização variável pode representar uma alta incidência de ventos inomogêneos ou assimétricos nas LBVs, ou ainda uma alta incidência de binaridade na amostra. Contudo, esta razão de objetos polarizados é maior que a apresentada por Davies et al. (2005), que estimaram que cerca de 15% das LBVs apresentam algum sinal de polarização intrínseca.

Uma possível origem para esta discrepância pode estar ligada à diferença dos métodos utilizados. No nosso caso, a detecção de variabilidades na polarização além do esperado pelos erros foi o principal fator de determinação para a identificação de polarização intrínseca. Esta técnica, contudo, pode estar sujeita a problemas relativos aos dados observados e, pelo fato de que estrelas com baixo sinal-ruído na polarização apresentam também alta incerteza no ângulo de polarização, podendo se aproximar da ordem da variabilidade e, com isso, pode atuar inflando o número de estrelas polarizadas. Desta forma, uma melhor filtragem e análise dos dados ainda é necessária para uma maior certeza a respeito destes números.

Outro ponto importante da análise é que, quando comparamos as estrelas das Nuvens de Magalhães com as Galácticas, as estrelas das Nuvens apresentaram sinal de polarização medido mais fraco que as da Galáxia. A provável explicação para isso pode estar relacionada à maior ISP no disco Galáctico. Se compararmos os sinais da polarização intrínseca observada nas estrelas da Galáxia (medidos por nós e por Davies et al.) com a polarização medida nas estrelas das Nuvens de Magalhães, vemos que os valores possuem ordem de grandeza semelhante. Outra possibilidade, ainda a ser melhor investigada, é que de fato exista um comportamento sistematicamente diferente da polarização intrínseca dos objetos, o que pode evidenciar, observacionalmente, diferenças

sistemáticas no comportamento da perda de massa e da geometria das envoltórias dos objetos entre as duas galáxias.

Uma análise mais detalhada dos dados está sendo feita, com a inclusão de novas observações e novos objetos na amostra, com um artigo apresentando os resultados em preparação.

## 6 Conclusões e Perspectivas

Durante este doutoramento nós analisamos uma classe especial e pouco estudada de estrelas: as LBVs. Mais especificamente, focamos nosso trabalho no estudo das LBVs e candidatas a LBV das Nuvens de Magalhães. Estes objetos são altamente variáveis no tempo e apresentam episódios eruptivos, o que demanda constante acompanhamento fotométrico e espectroscópico. Além do pouco estudo observacional, os cenários evolutivos e os mecanismos físicos responsáveis pelos episódios eruptivos ainda são motivo de grande debate para a ciência.

Em nosso trabalho, realizamos um extenso estudo observacional de uma grande quantidade de objetos das Nuvens de Magalhães, ambientes com metalicidade mais baixa que a Galática, de forma a obter parâmetros atualizados para os objetos, mapear características observacionais que contribuam para a definição de melhores modelos físicos acerca desse objetos, e tentar identificar dados e observações que confirmem o status de LBV para estrelas candidatas. Para isso utilizamos dados fotométricos e espectroscópicos de arquivos públicos, dados da literatura e observações próprias.

O principal conjunto de dados de observações próprias provém de um acompanhamento fotométrico e polarimétrico realizado no telescópio BC do OPD. Pela falta de códigos públicos que processem, de maneira coerente, todos os passos das reduções fotométrica e polarimétrica, desenvolvemos neste doutoramento também um pacote Python, chamado ASTROPOP que inclui todas as principais tarefas de redução de imagens, juntamente com pipelines automáticas implementadas no próprio pacote para a redução de dados fotométricos ou polarimétricos de diferentes telescópios aqui utilizados. A pipeline apresentou resultados muito satisfatórios, validados em artigo já aceito para publicação, e possui potencial para uso em larga escala para a redução de dados. Além destes, dados espectroscópicos de alta e média resolução também foram utilizados na análise dos objetos. A análise foi feita de forma quantitativa e qualitativa, em busca de explorar diferentes aspectos das estrelas.

Dentre os principais resultados deste trabalho está a identificação de novas erupções em diversas LBVs da amostra, em especial na estrela R 40. Esta estrela iniciou sua atividade eruptiva na década de 1980, atingindo seu máximo eruptivo em 2017, quando apresentou  $V = 9.2$  e um tipo espectral F8Ia, que é considerado um tipo espectral extremo observado em apenas algumas poucas LBVs. Utilizando diversos métodos independentes, mapeamos os parâmetros físicos desta estrela, confirmando que esta foi uma das erupções de LBV a ter a menor temperatura já registrada. Durante a análise, foram detectados, pela primeira vez, sinais de enriquecimento de elementos dos processos de captura de nêutrons lento e

rápido, os quais podem estar relacionados a uma passagem anterior pela fase de RSG. Após o início de 2017, a estrela já apresentava sinais de fim da atividade eruptiva. Os resultados desta estrela foram publicados em um artigo (Campagnolo et al., 2018), juntamente com resultados para a estrela R 110.

As estrelas R 143 e R 110, em nossa análise, apresentaram perfis P Cygni com múltiplas absorções nas linhas do Fe II de forma muito similar entre uma estrela e outra, indicando múltiplos episódios recentes de perda de massa, mesmo não havendo uma atividade eruptiva intensa recente para a R 143. Para R 143, a análise da curva de luz histórica confirmou a possível existência de atividade eruptiva anterior a 1960, tendo sido obtidos parâmetros físicos tanto para a erupção quanto para a quiescência desta estrela. Já a R 110 apresentou intensa atividade eruptiva recentemente, com máximo estimado entre 2011 e 2012, porém não haviam dados suficientes durante o máximo da erupção para determinação precisa dos parâmetros.

A estrela R 71, também analisada por nós, mas analisada mais a fundo por Mehner et al. (2013, 2017), também apresentou tipo espectral F-tardio durante a sua erupção, apresentando uma temperatura muito similar à observada em R 40. Nossa análise fotométrica indicou que a estrela encontra-se, desde 2012, aproximadamente estabilizada em seu máximo eruptivo, exibindo microvariações regulares, que podem ser relacionadas a pulsações. Também identificamos a formação de perfis P Cygni inversos e perfis com múltiplas componentes em diversas linhas metálicas da estrela após alguns anos do início da erupção, indicando re-acrescimento de material na superfície da estrela.

Outra estrela em que detectamos a presença de perfis P Cygni inversos foi na estrela S Dor. Estes perfis foram observados principalmente em 2008, quando, de forma abrupta, a estrela encerrava um longo período eruptivo, atingindo seu mínimo histórico desde a década de 1970 no início de 2012. Após isso, rapidamente a estrela entrou em nova atividade eruptiva, ainda não tendo atingido o máximo da atual erupção até a presente data. Nesta nova erupção, a estrela também apresenta sinais de intensificação de sua atividade de perda de massa, evidenciados pela presença de proeminentes perfis P Cygni em diversas linhas características do seu espectro.

Além disso, duas LBVs de alta luminosidade da amostra, a R 127 e a HD 269582, encontram-se em atividade eruptiva e também foram estudadas neste trabalho. Além das erupções recentes, já mapeadas e caracterizadas por Walborn et al. (2017), os dados do DASCH mostraram intensa atividade eruptiva para a R 127 no século passado, sendo que nossas curvas de luz atuais indicam que neste momento a estrela está entrando em uma nova erupção, apresentando intensa atividade de microvariabilidade enquanto seu brilho visível aumenta. Já a HD 269582 mantinha baixa atividade no último século, tendo entrado em erupção apenas na década de 1990. Nossos dados de curva de luz indicam que a erupção atual da estrela começa a terminar, havendo uma leve queda de brilho detectada

nos últimos anos.

A estrela R 116, que encontra-se quiescente, teve confirmada uma importante atividade eruptiva, com pico próximo a 1950. Antes deste trabalho com as curvas de luz do DASCH, a suspeita desta erupção constava em alguns relatos da literatura, porém sem uma confirmação precisa de sua existência, como foi feito aqui. Nossa análise espectral também mostrou que próximo a 2016, a estrela apresentou um pequeno aumento da atividade de perda de massa, acompanhada de um pequeno e rápido aumento do brilho visível. Seria este um indício de que ela pode estar se preparando para uma nova erupção? Só o monitoramento da estrela nos próximos anos pode revelar.

Para a muito bem estudada HD 5980, nossa análise fotométrica indica que a atividade eruptiva da estrela parece ter chegado ao fim, estando ela aparentemente estabilizada na quiescência (ou de fato como uma estrela WR).

Com relação às candidatas, a análise de curvas de luz históricas revelaram que duas destas estrelas que se supunha que haviam apresentado erupção, de fato apresentam fortes indícios de atividade eruptiva antiga: a R 85 e a S 22. Para a R 85 os dados da curva de luz histórica do DASCH indicam que a estrela pode ter apresentado uma erupção no início dos anos 1900, enquanto os dados mais novos revelam uma pequena atividade do tipo S Dor próximo aos anos 1990. Após isso, a estrela voltou para seu mínimo histórico. Para a S 22, os dados atuais indicam um aumento constante no brilho da estrela nas últimas décadas, sobreposto a variações do tipo de pulsações de período maior que 10 anos. Desta forma, estas duas estrelas podem ser julgadas como, de fato, LBVs ativas.

A partir dos parâmetros físicos determinados, analisamos os cenários físicos e evolutivos para estas LBVs. Os modelos evolutivos para diferentes metalicidades (Ekström et al., 2012; Georgy et al., 2013b) apresentam grandes incompatibilidades quanto à existência ou não da fase de LBVs em certas faixas de massa. Em especial, para baixa metalicidade (SMC) os modelos de baixa luminosidade ( $M_{\text{Bol}} < 9$ ) não apresentam qualquer indício da presença de uma fase de LBV após a fase de RSG, o que é previsto para os modelos Galácticos e onde algumas importantes LBVs são observadas. Em contrapartida, “loops” são observadas nos modelos de maior luminosidade para a SMC na região em que aparecem várias LBVs. Estaríamos subestimando a luminosidade destes objetos por algum motivo? Ou os modelos de baixa metalicidade falham na previsão da existência da fase de LBV para as estrelas de mais baixa massa?

A presença de pulsações e microvariabilidades evidenciadas nas curvas de luz e a existência de perfis de múltiplas componentes e P Cygni inversos para alguns objetos são compatíveis com os resultados observacionais esperados pelas modelos de erupção de LBVs propostos calculados por Jiang et al. (2018), que se baseiam nos mecanismos de zona de ionização parcial do He e do Fe para provocar as erupções das LBVs. Este mesmo mecanismo, descrito por Guzik & Lovekin (2012), apresenta trajetórias distintas

para diferentes faixas de massa, de forma compatível com o esperado para a evolução das estrelas. De acordo com esses modelos, as LBVs de baixa luminosidade se desestabilizam após uma fase de RSG, sendo possível que a estrela continue desestabilizada e se torne diretamente uma supernova, como previsto por Groh et al. (2013a). Já as LBVs de alta luminosidade se desestabilizariam após a SP e estariam mais diretamente associadas à fase de WR, como indica a similaridade de muitos espectros.

Do levantamento polarimétrico realizado, ainda com resultados preliminares, determinamos que até 70% da amostra de estrelas estudadas pode ter polarização intrínseca. Esta razão é consideravelmente mais alta que a observada por Davies et al. (2005), de cerca de 50% das LBVs observadas. Devido a vários problemas de observações com dados ruins, uma nova análise e filtragem da amostra deve ser executada, obtendo de forma mais concreta os valores de polarização intrínseca dos objetos. A alta incidência de objetos intrinsecamente polarizados, contudo, indica observacionalmente que ventos assimétricos ou inomogêneos ou a presença de companheiras binárias seja algo bastante comum no universo das LBVs.

As perspectivas futuras para este trabalho incluem continuar o acompanhamento das estrelas, especialmente das que estão em erupção ou que apresentam indícios de novas erupções. Pretendemos incluir também modelagens mais detalhadas, com modelização de linhas espectrais, para estrelas na quiescência ou início de erupção, através do código CMFGEN, de modo a obter parâmetros físicos mais confiáveis, sobretudo do incremento da perda de massa nos momentos pré-eruptivos. Também esperamos realizar um novo estudo sobre a presença de elementos dos processos r e s em outras LBVs em erupção a baixas temperaturas, sobretudo para a estrela R 71, que apresenta um espectro na erupção muito similar ao da R 40. Além disso, como continuação do trabalho do levantamento polarimétrico, pretendemos nos próximos meses publicar os resultados finais em um novo artigo.



# APÊNDICE A – Evolução de Estrelas de Alta Massa

Várias questões em aberto ainda povoam o conhecimento científico a cerca da evolução das estrelas de alta massa. Isso porque diferentes ingredientes, tais como rotação, perda de massa, metalicidade e campos magnéticos, afetam de forma importante as trajetórias evolutivas destes objetos, juntamente com o baixo número de objetos bem estudados.

Os efeitos da perda de massa na evolução das estrelas de alta massa já são conhecidos a bastante tempo e segundo Chiosi & Maeder (1986) são eles:

- Alterações na composição química superficial da estrela com a remoção das camadas externas ricas em H;
- Com a progressiva redução da massa da estrela, a temperatura do núcleo cresce mais lentamente e o núcleo se contrai mais rapidamente, fazendo com que a estrela fique menos brilhante que em outros modelos e tenha a sua vida prolongada na sequência principal;
- Como consequência do item anterior, idades menores passam a ser associadas a uma mesma luminosidade do *turn-off point* de um aglomerado (Chiosi et al., 1978).
- A velocidade de rotação da estrela diminui como consequência da perda de momento angular junto com o vento (Packet et al., 1980; Langer & Heger, 1998).

A metalicidade age em duas frentes principais: contribuindo com a perda de massa do objeto e alterando sua estrutura interna. Na perda de massa, a metalicidade atua modificando as opacidades do gás fotosférico e em camadas internas da estrela, de forma que metalicidades menores implicam em menores taxas de perdas de massa (Hirschi et al., 2010), devido à menor intensidade das linhas metálicas, responsáveis por dirigirem o vento. Em termos matemáticos, a relação entre a taxa de perda de massa  $\dot{M}$  de uma estrela e sua metalicidade  $Z$  pode ser descrita pela equação  $\dot{M} \propto Z^\alpha$ , onde o expoente  $\alpha$  varia de acordo com o tipo de estrela, estando normalmente entre 0,5 e 0,6 para estrelas OB (Kudritzki & Puls, 2000; Kudritzki, 2002) e entre 0,7 e 0,86 para estrelas Wolf-Rayet (Vink et al., 2001; Vink & de Koter, 2005). Além disso, é esperado que ventos de estrelas com metalicidade menor tenham também menor velocidade terminal.

Em termos de estrutura interna, estrelas com menor metalicidade também tendem a ser menores e mais quentes em todas as suas fases evolutivas, na SP e na fase de

queima de metais no núcleo (Chiosi & Maeder, 1986). A menor perda de massa e o menor raio somados acabam implicando em tempos de vida maiores para estrelas com menores metalicidades.

Já a rotação foi incluída apenas nas duas últimas décadas nos modelos de evolução estelar, por ser um parâmetro mais complicado de se tratar. Neste quesito e para estrelas de alta massa, podemos destacar principalmente os trabalhos do grupo de evolução estelar de Genebra, principalmente Meynet (1996), Meynet & Maeder (1997), Maeder & Meynet (2000, 2010), Ekström (2008), Ekström et al. (2012) e Georgy et al. (2013b). De acordo com Maeder & Meynet (2010) e Ekström et al. (2011), os principais efeitos da rotação na evolução das estrelas são:

- A alta rotação tende a auxiliar a mistura de elementos dentro da estrela, modificando a química, a estrutura de opacidades e a perda de massa da estrela;
- O achatamento dos pólos da estrela em decorrência da baixa gravidade efetiva no equador. Como consequência adicional, há uma alteração da taxa de perda de massa e da temperatura em função da gravidade efetiva (latitude) de cada ponto na superfície estelar através do teorema de von Zeipel (1924). Um consequência observacional deste fato é que o tipo espectral da estrela depende de sua inclinação com respeito à linha de visada;
- Com o vento não isotrópico gerado pela alta rotação, surge também uma dependência para a quantidade de momento angular perdido pela estrela. Se a perda de massa ocorrer principalmente pelo equador, o vento acaba carregando consigo uma grande quantidade de momento angular da estrela. Em contrapartida, se a perda de massa ocorre principalmente pelos pólos, não há grande perda de momento angular.

Observações em interferometria já provaram a existência do achatamento dos pólos e escurecimento gravitacional em várias estrelas próximas (Domiciano de Souza et al., 2003; Kervella & Domiciano de Souza, 2006; Monnier et al., 2007; Rieutord & Espinosa Lara, 2013). Além disso, sabe-se que estrelas OB tendem a ser rápidas rotadoras (Daflon et al., 2001; Abt et al., 2002; Daflon et al., 2007; Bragança et al., 2012), indicando a necessidade da inclusão da rotação para a melhoria dos modelos de evolução de estrelas de alta massa.

Os efeitos da rotação no cálculo de trajetórias evolutivas é perceptível principalmente para as fases pós-SP das estrelas de alta massa, onde a alta rotação ou não da estrela pode fazer com que a estrela passe ou não por determinadas fases, sendo a fase de LBV uma das mais sensíveis a este parâmetro (Ekström et al., 2012; Georgy et al., 2013b; Groh et al., 2013b; Georgy et al., 2013a).

## A.1 Formação Estelar

Nas primeiras populações estelares, a baixa metalicidade favorecia a formação de estrelas de alta massa, fazendo com que estes objetos dominassem a Função de Massa Inicial (Abel et al., 2002; Clark et al., 2011; Dopcke et al., 2013). Porém, no Universo atual, com metalicidade mais alta, a física de formação estelar prejudica a formação destes objetos, fazendo com que eles sejam muito mais raros do que as estrelas de mais baixa massa (Salpeter, 1955; Miller & Scalo, 1979; Chabrier, 2003).

Sabe-se que a formação das estrelas de alta massa é um evento rápido (da ordem de centenas de milhares de anos), ocorrendo enquanto a estrela ainda se encontra dentro da nuvem molecular. Como qualquer outra estrela, esta formação começa com a fragmentação e o colapso da nuvem molecular, formando os núcleos proto-estelares, que e seguida começam a acretar mais massa, na chamada *trilha de Hayashi* no diagrama HR.

Porém, o processo em que esta acreção ocorre ainda é objeto de grande discussão no meio científico e existem três modelos concorrentes atualmente para tentar explicar o surgimento de estrelas de alta massa (Zinnecker & Yorke, 2007, e referências citadas): a acreção monolítica em núcleo simples, onde uma alta taxa de acreção do disco em um único núcleo proto-estelar seria capaz de formar a estrela (Beech & Mitalas, 1994; Behrend & Maeder, 2001); a acreção competitiva no aglomerado proto-estelar, onde os núcleos competem entre si para acretar o material e os núcleos com mais potencial de acretar matéria crescem mais (Bonnell et al., 1997, 2001); e fusão de proto-estrelas em sistemas densos em um único objeto (Bonnell & Bate, 2005).

O processo de contração pára quando a estrela inicia a queima de H em seu núcleo, e entra na Idade Zero da Sequência Principal (ZAMS, do inglês *Zero Age Main Sequence*). No caso de estrelas massivas, o processo de acreção perdura por algum tempo, mesmo após o fim do processo de contração.

## A.2 Sequência Principal

As estrelas de alta massa passam a maior parte de suas vidas na SP. Durante esta fase, a única fonte de energia que sustenta a estrela é a queima do H no seu núcleo. Estas estrelas, nesta fase, são caracterizadas por altas temperaturas, acima de 10 000 K e apresentam tipos espectrais O e B, com taxas de perda de massa entre  $10^{-7}$  e  $10^{-6} M_{\odot}$  ano $^{-1}$ .

As estrelas mais quentes deste grupo, as estrelas O, apresentam temperaturas entre 30 000 e 50 000 K e espectros com linhas em absorção de de H, He I, He II e metais múltiplas vezes ionizados, como N III, C III, O III, Si III e Si IV. Já as estrelas B são mais frias, ocupando a faixa entre 15 000 e 30 000 K, apresentando espectros em absorção com predomínio de elementos menos ionizados, como H, He I, C II, N II, O II e Si III. Algumas

estrelas destes tipos espectrais apresentam linhas em emissão, e são classificadas em dois grupos separados: as estrelas Of e as estrelas Be. Acredita-se que ambos os grupos ocorram no fim da sequência principal das estrelas de alta massa (Ekström et al., 2012).

- **Of:** é um subgrupo de estrelas O e que apresentam linhas do N III (4630 e 4634 Å) e do He II (4686 Å) em emissão, além de emissões fracas nas linhas da série de Balmer (Borges Fernandes, 2004, e referências citadas). Estas emissões indicam a presença de fortes ventos e uma atmosfera estendida e são os objetos mais brilhantes e quentes de todos os tipos espectrais.
- **Be:** é um subgrupo de estrelas B que não são supergigantes e que apresentam em algum momento linhas em emissão e excesso no infravermelho (Collins, 1987; Rivinius et al., 2013). Também são objetos mais brilhantes que as outras estrelas do tipo B e acredita-se que suas peculiaridades sejam relacionadas à formação de um disco devido à alta perda de massa pelo equador da estrela provocada pela alta velocidade de rotação destes objetos (Domiciano de Souza et al., 2003; Porter & Rivinius, 2003; Georgy et al., 2011).

Embora a taxa de perda de massa na SP seja menor que nas fases subsequentes, é nela que a estrela perde o maior montante de massa, em decorrência do maior período de tempo que a estrela passa nessa fase.

Por apresentarem também alta temperatura e pressão no núcleo, a queima do H nesta fase ocorre através do ciclo CNO, que resulta em uma sobreabundância de  $^{14}\text{N}$  e uma alteração da razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  na região da queima. Por conta da alta produção de energia no processo e da pequena área do núcleo, o transporte de energia ocorre de forma convectiva que, somado aos processos de mistura que ocorrem no interior destes objetos, traz os elementos processados para a superfície da estrela ainda durante a SP.

Acredita-se que a rotação nesta fase coopere tanto para tirar elementos processados do núcleo e levá-los para a superfície quanto para injetar material rico em H novamente no núcleo, tendo impacto tanto no tempo de vida da estrela quanto em suas características físicas, tais como luminosidade e temperatura efetiva (Przybilla et al., 2010; Meynet et al., 2013).

Conforme o H se esgota no núcleo e um núcleo de He se forma, levando a queima do H para uma camada mais externa em volta do núcleo de He, resultando em uma expansão do raio da estrela e aumento de sua luminosidade.

## A.3 Pós-Sequência Principal: Principais Objetos

Várias classes de objetos com características peculiares, além das LBVs, são associadas à evolução pós-SP das estrelas de alta massa. Para melhor compreendermos os cenários evolutivos a seguir, discutiremos alguns dos objetos mais importantes do zoológico que compõe a parte superior do diagrama HR. Como principais objetos, podemos destacar as Supergigantes, Hipergigantes e as Wolf-Rayet.

### A.3.1 Supergigantes e Hipergigantes

Estes objetos são uma classe muito heterogênea que ocorre em diferentes circunstâncias da evolução das estrelas de alta massa. Classificamos como supergigantes as estrelas que ocupam o topo do diagrama HR e apresentam classes luminosas I, Ia, Ib e Iab, com  $-11 \leq M_{\text{Bol}} \leq -5$ . Já as hipergigantes são os objetos ainda mais luminosos, com classe espectral Ia<sup>+</sup>. É comum que todos estes objetos do topo do diagrama HR apresentem algum tipo de variabilidade fotométrica em pequena escala, de décimos de magnitude ou menos (van Genderen, 2001).

Estas estrelas são subdivididas em grupos, de acordo com seus tipos espectrais, sendo chamadas de supergigantes azuis (BSG), com tipo espectral B, as supergigantes amarelas (YSG) definidas como os tipos espectrais A, F e G e as supergigantes vermelhas (RSG) as estrelas com tipos espectrais M e K. Já para a classe de Hipergigantes, apenas hipergigantes azuis (BHG) e amarelas (YHG) existem, devido ao fato de que não existem estrelas nessa classe com tipos espectrais mais frios que G, como apontado pelo limite de Humphreys-Davidson (Humphreys & Davidson, 1979). Todos estes grupos fazem parte da evolução pós-SP das estrelas de alta massa. Dentre estas classes, as mais importantes no contexto da evolução estelar são as RSG, BSG e YHG.

As estrelas RSG, como Betelgeuse e Antares, ocorrem na evolução pós-SP de estrelas com  $8 \leq M_{\text{ZAMS}} \leq 40 M_{\odot}$ . Estes objetos apresentam temperaturas inferiores a 4100 K e suas taxas de perda de massa são da ordem de  $10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ , com ventos com baixa velocidade terminal, na ordem de 10 a 50 km s<sup>-1</sup>. Pelas baixas temperaturas e ventos bastante densos, em torno destes objetos ocorre condensação de poeira e a pressão de radiação sobre os grãos é considerada o mecanismo de aceleração do vento nestes objetos, juntamente com efeitos decorrentes de pulsações (Lamers & Cassinelli, 1999). Os espectros destas estrelas são semelhantes aos espectros de outras estrelas frias, dominados por um grande número de linhas de absorção de elementos neutros e bandas moleculares, como TiO e CO (Meynet et al., 2013).

Já do outro lado da classificação espectral, as BSG apresentam alta temperatura, na ordem de 10 000 a 50 000 K. Apresentam luminosidades parecidas com as RSG porém raios muito menores devido sua alta temperatura. Em termos espectrais estas estrelas se

assemelham muito às estrelas O e B da sequência principal. Dentro do contexto evolutivo, esta fase pode estar ligada à fase de RSG, ocorrendo comumente *loops* do vermelho para o azul e de volta para o vermelho, ou podendo se formar a partir da sequência principal diretamente. A fração RSG/BSG é comumente usada como indicador de testes em modelos de evolução estelar (Langer & Maeder, 1995).

As estrelas YHG, como Canopus e Polaris, são mais brilhantes que as supergigantes e apresentam temperaturas entre 4800 e 7500 K. Seus ventos são lentos e densos, similares aos ventos das RSG e também ocorre a condensação de poeira em torno destes objetos, sendo que em alguns casos são observadas nebulosas circunstelares (de Jager, 1998).

### A.3.2 Estrelas Ofpe/WN9

As estrelas Ofpe/WN9 (Walborn, 1977; Bohannan & Walborn, 1989), ou “*slash stars*”, compõe um grupo de estrelas com um espectro que mistura características de estrelas Of com emissões peculiares (Ofpe) e Wolf-Rayet tardias nitrogenadas (WN9). Ele foi primeiramente identificado por Walborn (1982) nas Nuvens de Magalhães. Do mesmo modo que as Of, estas estrelas apresentam emissões do H, He I e He II, juntamente com emissões proibidas do [N II] e [S II], consideradas emissões nebulares do gás circunstelar, que são característicos das WN9. A presença das fortes linhas do [N II] indicam enriquecimento deste elemento e confirmam a natureza evoluída destes objetos (Nota et al., 1996).

### A.3.3 Wolf-Rayet

As estrelas Wolf-Rayet (WR) são objetos da evolução pós-SP das estrelas de alta massa que apresentam muito pouco ou nenhum H em seus espectros. Foram primeiramente observadas em 1867 por Charles Wolf e George Rayet no Observatório de Paris (Wolf & Rayet, 1867; Huggins & Huggins, 1891), com outras observações visuais independentes posteriores por diversos pesquisadores (Pickering, 1881; Beals, 1929), e são classificadas como uma classe especial de objetos desde o fim do século XIX (Campbell, 1894). Atualmente algumas centenas destes objetos são conhecidos na Via Láctea e nas galáxias próximas, mas é estimado por modelos que existam 6000-6500 estrelas desta classe na Galáxia (Shara et al., 2009).

Sua principal característica, a ausência de H nos espectros, se deve principalmente à ejeção das camadas externas e ricas deste elemento em fases anteriores da vida da estrela (Rublev, 1965). É comum também a presença de envoltórias circunstelares aproximadamente esféricas em torno destes objetos, resultante da ejeção das camadas externas da estrela.

Apresentam tempos de vida bastante curtos, da ordem de  $10^5$  anos e acredita-se que estas estrelas compõe os últimos estágios da vida de estrelas em certos intervalos de massa, sobretudo as mais massivas. São propostas temperaturas extremas para estes

objetos com valores entre 25 000 e 100 000 K e apresentam ventos com alta taxa de perda de massa ( $\dot{M} \sim 10^{-5} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ ) e alta velocidade terminal, com valores típicos entre 1000 e 2000  $\text{km s}^{-1}$  e casos extremos de até 5500  $\text{km s}^{-1}$  (Kingsburgh et al., 1995).

Seus espectros são caracterizados pelo forte predomínio de linhas de emissão de elementos ionizados e com pouca ou nenhuma presença de linhas do H. As linhas de emissão nestes objetos são normalmente bastante alargadas e extremamente intensas, com a presença de perfis P Cygni em alguns casos (Crowther, 2007). Uma primeira classificação espectral para estes objetos foi proposta por Beals (1940) na qual os objetos foram divididos de acordo com o material processado exposto e duas subclasses foram criadas: as WR nitrogenadas (WN) e as WR carbonadas (WC). Atualmente esta classificação continua válida e uma terceira classe, a das WR oxigenadas (WO) foi incluída. As definições básicas da classificação das estrelas WR são:

- **WR nitrogenadas (WN):** Apresentam linhas em emissão de He e íons de N, porém com pouca abundância de C. São as estrelas WR menos luminosas que se conhece. Elas se dividem em dois subgrupos:
  - **WN tardias (late, WNL=WN6-9):** Que apresentam uma fração, mesmo que pequena, de H em seus espectros;
  - **WN recentes (early, WNE=WN2-6):** Não apresentam mais H superficial.
- **WR carbonadas (WC):** Não apresentam mais H e apresentam alta razão C/N. São consideradas menos luminosas que as WN;
- **WR oxigenadas (WO):** São as WR mais extremas e similares às WC, porém com alta abundância de O. São consideradas as WR menos luminosas.

## A.4 Pós-Sequência Principal: Trilhas Evolutivas

Após sair da sequência principal, a evolução do núcleo das estrelas de alta massa segue um mesmo padrão bem definido. Porém, em termos de características espectrais e parâmetros físicos, diferentes faixas de massa resultam em diferentes trajetórias evolutivas, mesmo com processos semelhantes acontecendo no núcleo.

### A.4.1 Evolução do Núcleo

Internamente, conforme a estrela esgota o H em seu núcleo, a queima de H migra para uma camada superior enquanto o núcleo de He que se forma com o processo começa a se contrair, de modo muito semelhante às estrelas de baixa massa. Porém, a queima de He no núcleo das estrelas de alta massa ocorre de forma não degenerada, ou seja, a

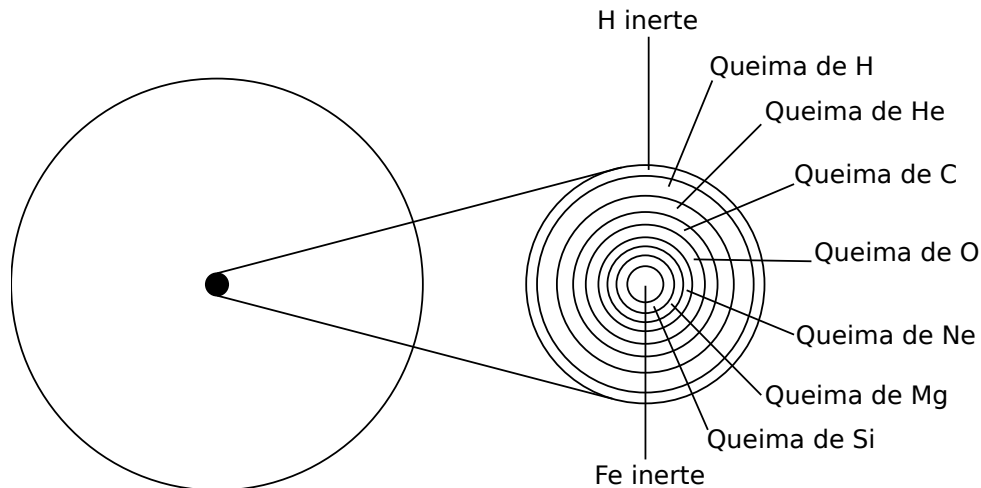


Figura 44 – Desenho esquemático do núcleo de uma estrela de alta massa em seu estágio pré-supernova, mostrando todas as sucessivas camadas de queima de diferentes elementos e o núcleo inerte de Fe que se forma.

estrela alcança a temperatura necessária para o início das reações triplo- $\alpha$  antes do núcleo se tornar degenerado.

Isso cria um efeito em cascata que, enquanto a estrela queima H em uma camada superior e He no núcleo, um núcleo de C se forma após algum tempo a estrela passará a queimar C em seu núcleo, e He e H em camadas superiores, formando um núcleo de O. Este O posteriormente entrará em fusão também, com C, He e H queimando em camadas superiores. Este processo vai se repetindo até que um núcleo inerte de Fe se forma na estrela, que estará com várias camadas acima do núcleo de queima de diferentes elementos, com uma estrutura semelhante a uma cebola, como mostrado na figura 44.

É importante citar que o tempo que a estrela passa queimando cada elemento no seu núcleo é bem menor que o tempo dispendido para o elemento anterior.

A partir do momento em que o núcleo inerte de Fe se forma, atinge-se a máxima energia de ligação por núcleon e a partir deste momento nenhum processo exotérmico de queima é mais possível. Desta forma, o núcleo da estrela não tem mais sustentação contra a força gravitacional e o núcleo da estrela colapsa, dando início ao processo de explosão de supernova, que resultará na formação de uma estrela de nêutrons ou um buraco negro. Explosões de SN são alguns dos eventos mais energéticos do Universo, onde grandes quantidades de material são ejetadas com alta energia cinética e liberam quantidades de luz comparáveis a luminosidades de galáxias inteiras. Neste processo, o grande fluxo de nêutrons livres resultantes da explosão permite a formação de outros elementos químicos através de processo de captura de nêutrons, principalmente através do processo rápido (Horowitz, 2002).

A classificação de SN é baseada na morfologia da curva de luz e nos espectros da explosão. As principais classificações são (Turatto, 2003):



- **SN I:** As supernovas tipo I não apresentam linhas do H em seus espectros. Estas SN possuem duas origens distintas: pode ser resultado de um sistema binário com transferência de massa formado por uma anã branca e uma gigante vermelha, onde a anã branca acreta massa até passar o limite de Chandrasekhar, cerca de  $1.4 M_{\odot}$ ; ou de explosões de estrelas de alta massa que ejetaram suas camadas ricas em H, como Wolf-Rayets (Groh et al., 2013b). São subdivididas em:
  - **SN Ia:** Apresentam linhas do Si II (resultado da violação do limite de Chandrasekhar em uma anã branca, baixa massa);
  - **SN Ib:** Apresentam linhas do He I e não apresenta Si II;
  - **SN Ic:** Não apresentam linhas do He I ou Si II.
- **SN II:** Estas supernovas apresentam linhas do H em seus espectros, sendo originadas de estrelas que ainda apresentam H em suas camadas externas, como WN, RSG e LBV. São subdivididas em:
  - **SN II-L (II-Linear):** As curvas de luz destes objetos apresentam declínio linear de brilho após o máximo da erupção.
  - **SN II-P (II-Platô):** As curvas de luz destas supernovas apresentam um platô de brilho após o máximo.
  - **SN IIb:** Apresentam inicialmente um espectro de supernovas tipo II, com linhas de H, que somem e o espectro passa a se parecer com um espectro tipo SN Ib.
  - **SN IIIn:** Apresentam um espectro composto por emissões alargadas com a sobreposição de emissões estreitas no topo.

Groh et al. (2013b) associam estes diferentes tipos de supernova a diferentes progenitores, analisando apenas os casos de supernova de colapso de núcleo. As SN II-P são associadas a estrelas RSG como progenitores. Já as SN II-L são associadas a estrelas LBV ou YHG. Estrelas WR são associadas às supernovas sem a presença de H, ou seja, SN Ib e Ic.

#### A.4.2 Trajetórias Evolutivas

Mesmo com processos similares acontecendo no núcleo durante a evolução pós-SP das estrelas de alta massa, diferentes massas implicam diferentes características físicas e observacionais e diferentes trajetórias evolutivas. A figura 45 mostra as trajetórias evolutivas no diagrama HR para estrelas de alta massa com e sem rotação calculadas por Ekström et al. (2012). Como pode-se perceber, existe uma grande variedade de caminhos seguidos pelas estrelas de alta massa de acordo com sua massa inicial e rotação, porém é

importante notar que após a SP as estrelas de alta massa seguem trajetórias evolutivas praticamente horizontais, com variações de luminosidade bem menores que as observadas para estrelas de baixa massa.

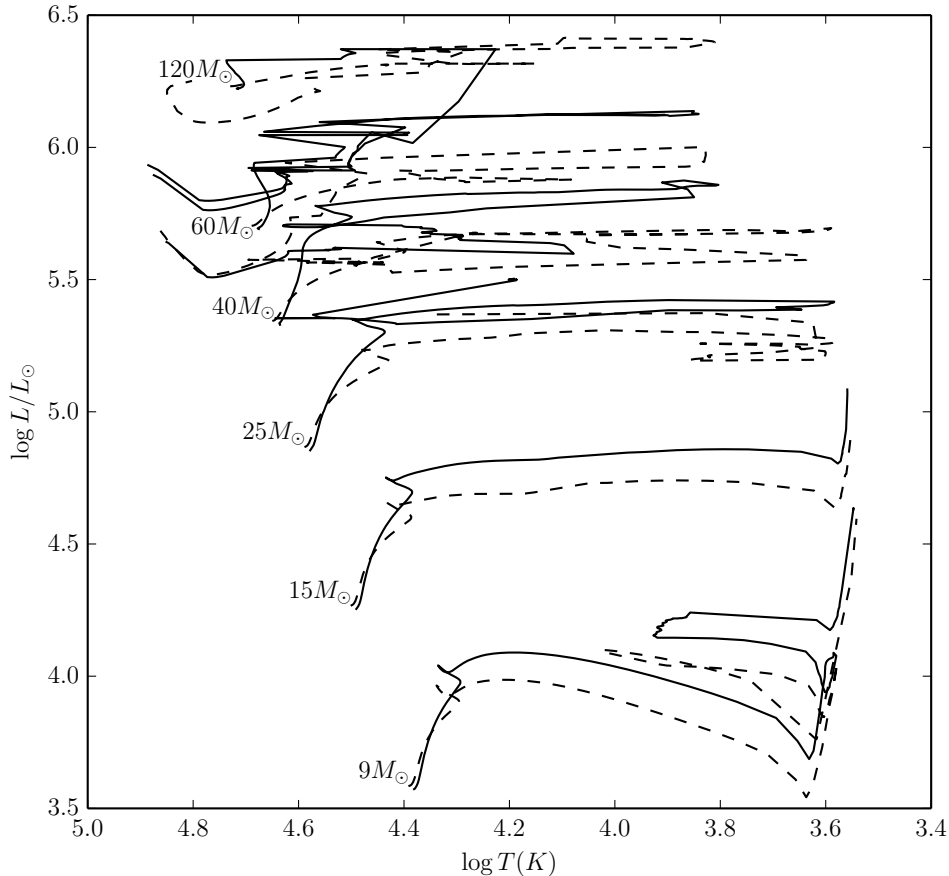


Figura 45 – Trajetórias evolutivas para estrelas de alta massa calculadas pelo código GENEC (Ekström et al., 2012). As linhas cheias são modelos com rotação ( $v_{rot}(0)/v_{crit}(0) = 0.4$ ) e as linhas tracejadas são modelos sem rotação.

Para melhor organizar o estudo das trajetórias evolutivas, é comum se organizar as fases evolutivas pelas quais as estrelas passam em faixas de massa inicial. Este tipo de organização é chamada de “cenários de Conti” (Conti, 1975). Na tabela 10 são apresentados os cenários de Conti para estrelas de alta massa elaborados por Ekström et al. (2013) para modelos sem rotação e atualizados por Groh et al. (2013a,b, 2014).

#### A.4.2.1 $M_{ZAMS} < 20M_{\odot}$

Para esta faixa de massa, após a sequência principal, a estrela cruza o diagrama HR e passa para a fase de RSG, sendo possível que o início da queima de He se dê tanto com a estrela já na fase de RSG quanto com a estrela ainda na parte azul do diagrama HR

$M > 60M_{\odot}$ :	O → Of → LBV → WNL → WNE → WC → WO	→ SN Ibc
$M = 40 - 60M_{\odot}$ :	O → BSG → LBV → WNL → (WNE) → WC	→ SN Ibc
$M = 25 - 40M_{\odot}$ :	O → BSG → RSG → WNE → WC	→ SN Ibc
$M = 20 - 25M_{\odot}$ :	O → BSG → RSG → BSG/WNL → LBV	→ SN II-L/b
$M = 10 - 20M_{\odot}$ :	O → RSG → Cefeida ( $M < 15M_{\odot}$ ) → RSG	→ SN II-P

Tabela 10 – Cenário de Conti modificado por Ekström et al. (2013), para modelos com metalicidade solar, e atualizados de acordo com Groh et al. (2013a,b, 2014).

(Meynet et al., 2013). Nesta fase são esperadas significativas mudanças nas abundâncias superficiais da estrela devido à forte atividade convectiva na superfície da estrela.

A estrela pode permanecer nesta fase de RSG até explodir, como SN II-P Groh et al. (2013b), ou desenvolver um ciclo pela parte azul do diagrama HR, tornando-se possivelmente uma Cefeida, antes de voltar para a fase de RSG e explodir como SN.

#### A.4.2.2 20 – 25 $M_{\odot}$

As estrelas com massa inicial na faixa de 20 a 25  $M_{\odot}$  evoluem para uma fase de BSG (ou OSG) transitória após saírem da SP e antes de se tornarem RSG (Groh et al., 2013a). Após a fase de RSG, a estrela volta para a região azul do diagrama HR, tornando-se uma BSG, antes de uma curta fase de LBV, estimada em cerca de 5 000 anos, para então explodir como SN II-L/b.

Nesta faixa de massas, a estrela perde a maior parte de sua massa na fase de RSG, correspondendo a cerca da metade de sua massa inicial (Groh et al., 2013a). A queima de He no núcleo deve ocorrer quando a estrela deixa a fase de RSG e deve perdurar até a fase de LBV.

#### A.4.2.3 25 – 60 $M_{\odot}$

Para a faixa de massas entre 25 e 60  $M_{\odot}$ , o cenário evolutivo pós-SP não é tão bem determinado através dos modelos de evolução estelar de Ekström et al. (2012) e Georgy et al. (2013b), pois nenhum trabalho ainda analisou a fundo estas fases.

Um dos poucos padrões que podem ser definidos para esta faixa de massas, de acordo com Ekström et al. (2013) e Groh et al. (2013b), é que as estrelas terminam suas vidas como WRs, antes de explodirem como SN-Ibc. Isto significa que estas estrelas apresentam taxas de perda de massa capazes de ejetar as camadas ricas em H e assim poderem passar pelas fases de WR. Também é sabido que, após a SP, estas estrelas passam por uma fase de BSG.

Para as estrelas com  $M_{ZAMS} \leq 40M_{\odot}$ , com uma luminosidade abaixo do limite de Humphreys-Davidson, a estrela deve passar por uma fase de RSG após a fase de BSG, onde perde suas camadas ricas em H, antes de se tornar uma WN. Já para estrelas acima

deste limite, sua luminosidade impede a estrela de passar pela fase de RSG, que deve ser substituída pelas fases de LBV e WNL.

Segundo Groh et al. (2013b), a última fase que estas estrelas passarão antes da explosão como SN será a fase de WO. Já Ekström et al. (2013) aponta que estas estrelas podem explodir a partir da fase de WC.

#### A.4.2.4 $\geq 60M_{\odot}$

De acordo com Groh et al. (2014), após a SP a estrela passa diretamente para a fase de LBV, que ocorre entre o fim da queima de H e o início da queima de He no núcleo da estrela. Segundo estes autores, durante a fase de LBV a estrela passa por estados de “LBV quente” (fim da queima de H no núcleo) e “LBV fria” (início da queima de He no núcleo). É possível também que haja ciclos entre as fases quente e fria de LBV. Nesta fase a estrela começa a perder suas envoltórias ricas em H para então entrar na fase de WNL e prosseguir pelas fases de WNE, WC e WO, para então explodir como SN Ibc.

# APÊNDICE B – O código ASTROPOP: ASTRONomical POLarimetry and Photometry pipeline

Durante o trabalho realizado neste doutorado, desenvolvemos um novo código de redução fotométrica e polarimétrica para lidar de forma semi-automática com os dados obtidos no programa de monitoramento polarimétrico e fotométrico realizado no telescópio BC do OPD. Este código é fruto de pequenas rotinas que foram sistematizadas no pacote, ao qual demos o nome de ASTROPOP (*ASTRONomical POLarimetry and Photometry pipeline*). Este pacote está disponibilizado gratuitamente e com código fonte totalmente aberto, distribuído sob a licença BSD-3. O código fonte do código pode ser acessado no Github (<https://github.com/juliotux/astropop>) e sua documentação pode ser acessada através da plataforma RadTheDocs (<https://astropop.readthedocs.io/>).

Este pacote é escrito totalmente em Python, que vem se tornando a linguagem mais utilizada no tratamento e análise de dados em diversas áreas, dentro e fora da astronomia. A portabilidade do código e sua facilidade de uso foram tidos como pontos centrais durante o processo de desenvolvimento, de forma a possibilitar que ele possa facilmente ser utilizado para dados semelhantes de qualquer instrumento de diversos observatórios.

Um artigo foi publicado na revista *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* (Campagnolo, 2019), com o intuito de apresentar o código para a comunidade científica e de validar seu processo de redução e sua viabilidade para produzir dados com qualidade científica. Para isso, testamos o código através da redução de dados sintéticos e reais, comparando os resultados com o esperado (pela simulação ou pela literatura) e com o código *pcdpack*, que é tido como o padrão para a redução de dados polarimétricos no OPD. O artigo completo está anexado mais adiante neste apêndice.

O código foi estruturado de forma que suas capacidades são divididas entre vários módulos, cada um apresentando soluções específicas para problemas comuns da redução de dados astronômicos e que podem ser usados de forma totalmente independente, mas também pensados para atuarem de forma conjunta e harmônica.

O ASTROPOP é capaz de realizar desde as tarefas básicas de calibração de imagens, por correção de *bias*, *flat* e *dark*, bem como remover raios cósmicos, cortar, alinhar e combinar imagens de forma simples. Além disso, o código permite realizar tarefas de cálculo e subtração do valor de fundo de imagens, detectar fontes por diferentes métodos, extrair fotometria de abertura e PSF, calibrar a astrometria e a fotometria das imagens

através de catálogos e reduzir a polarimetria das fontes detectadas. Funções e classes especiais para a gestão e classificação de grandes quantidades de imagens em diretórios também foram criadas, de forma a facilitar a criação de pipelines de forma simples. Mais detalhes sobre o código e sobre a redução polarimétrica podem ser encontrados a seguir no artigo anexado.

Atualmente, existem pipelines criadas para lidar com dados fotométricos e polarimétricos obtidos no OPD com câmera direta ou com o instrumento IAGPOL, para os dados observados com o telescópio ROBO40, para reduzir dados do programa BSM da AAVSO, reduzir fotometria estelar com o telescópio do Observatório Astronômico do Sertão de Itaparica (OASI, do projeto IMPACTON) e dados polarimétricos do polarímetro POLIMA2 do Observatorio Astronómico Nacional (OAN) pertencente à Universidad Nacional Autónoma de México (UNAM).

DRAFT VERSION NOVEMBER 23, 2018  
Typeset using L<sup>A</sup>T<sub>E</sub>X **preprint2** style in AASTeX62

ASTROPOP: the ASTROnomical POLarimetry and Photometry pipeline

JULIO CESAR NEVES CAMPAGNOLO<sup>1</sup>

<sup>1</sup>*Observatório Nacional, 20921-400, Rio de Janeiro, Brazil*

(Received June 5, 2018; Revised September 5, 2018; Accepted October 27, 2018)

Submitted to PASP

### ABSTRACT

We developed a new pure-python pipeline to reduce photometric and polarimetric data: ASTROPOP. It has been designed and optimized to work fully automated with the IAGPOL polarimeter of Pico dos Dias observatory (OPD, Brazil) and can reduce photometry and polarimetry data from other instruments, especially from SPARC4, a multi-channel polarimeter that has been developed for OPD. We present the results produced by this new code, and compare them with those obtained from PCCDPACK, a traditionally used IRAF package developed for IAGPOL. We also propose to use this code for automatic photometric reduction for the new ROBO40 telescope, also installed at OPD. ASTROPOP is fully open source and distributed under the BSD-3 clause license.

*Keywords:* techniques: photometric – techniques: polarimetric – techniques: image processing – methods: observational – instrumentation: polarimeters

### 1. INTRODUCTION

In the last decade, the optimization of astronomical instrumentation and the advent of fast CCD cameras have generated a large increase in the amount of data that can be produced by just one telescope, even a small one. The reduction of all this data can be a bottleneck that slows down the science production and can consume a large fraction of an astronomer’s productive time.

Automatic pipelines to reduce data are common for big observatories, but small observatories generally lack this type of support or, if it exists, the reduction codes strongly need hu-

man interaction. For example, one of the most used instruments at Observatório Pico dos Dias (OPD, Brazil) is the IAGPOL polarimeter (Magalhães et al. 1996), which is portable and can be used in the three main telescopes of the observatory. This instrument already has a reduction pipeline, called PCCDPACK (Pereyra 2000). This reduction software is well-tested and highly reliable, being the standard reduction code for this instrument. However, this software needs significant user interaction and becomes impractical for surveys and other large datasets.

This will be even more critical for the new polarimeter, Simultaneous PolArimeter and Rapid Camera in 4 bands (SPARC4, Rodrigues et al. 2012), which is being developed and will replace the IAGPOL at OPD’s 1.6 m telescope. SPARC4 will be equipped with 4 rapid EMCCD

Corresponding author: Julio Cesar Neves Campagnolo  
juliocampagnolo@on.br

cameras (instead of just one like in IAGPOL), producing a greater amount of data.

Recently, a new pipeline called SOLVEPOL, was developed by Ramírez et al. (2017) to replace PCCDPACK. This new package is written in INTERACTIVE DATA LANGUAGE (IDL), and it was created to work in an automated way for the SOUTH POL survey (Magalhães et al. 2012). However, IDL is a paid license software, making portability to and usability in other projects a possible problem.

Another new critical instrument installed in OPD is the ROBO40 telescope. A small robotic telescope with 40cm of diameter with photometric proposes, still in commissioning phase. This instrument will perform automatic observations and will produce a large amount of data every night, but at this time, lacks an automatic reduction script ready at now.

I have developed a new code ASTROPOP: the ASTRONomical POLarimetry and Photometry pipeline (Campagnolo 2018), which is modular, automatic and easily used to reduce IAGPOL and ROBO40 data. This code is designed to be used for photometric or polarimetric data reduction, without user interaction or user programming. It is written in Python, an open source language largely used by the astronomical community for data reduction and analysis. Having only dependencies of python packages, ASTROPOP can be installed under Python environment with version newer than 3.5. It can be installed automatically by PyPi<sup>1</sup> or Anaconda<sup>2</sup>. The code can be accessed at <https://github.com/juliotux/astropop> and its documentation is available in the ReadTheDocs<sup>3</sup> platform. For distribution, I choose the BSD-3 clause license<sup>4</sup>, which is very permissive and

allow any modification, replication and use (including commercial).

In this work we will describe the reduction algorithms of ASTROPOP and compare its results with those ones from PCCDPACK and form the literature. In Sect. 2, we discuss the code and the process made in each reduction step. In Sect. 3, we describe the observations used for tests, which are showed and discussed in Sect. 4.

## 2. CODE ALGORITHMS AND DESCRIPTION

ASTROPOP is a data reduction pipeline written in Python 3 language and designed to perform the standard reduction process for polarimetry or photometry. The pipeline is divided in different modules, each one with a specific function, but working in an homogeneous and integrated way. Fig. 1 summarizes every step of the IAGPOL and ROBO40 reduction recipes using the ASTROPOP modules, described in this section.

As internal image storage format, the code uses the standard Astropy<sup>5</sup> FITS Image HDU class, which makes any module of the code easy to integrate with another Python code based in Astropy.

### 2.1. Image Pre-processing

The image pre-processing step performs the basic image reduction, including bias or dark subtraction, flat-field correction, image trimming and binning, cosmic ray extraction, and gain correction. Image alignment, trimming to the target shape and image coaddition with sigma and extrema data clippings and image normalization tasks are also available. The code can also create master calibration frames (like master bias, master flat, and bad pixel mask), based on raw images when needed.

<sup>1</sup> <https://pypi.org/>

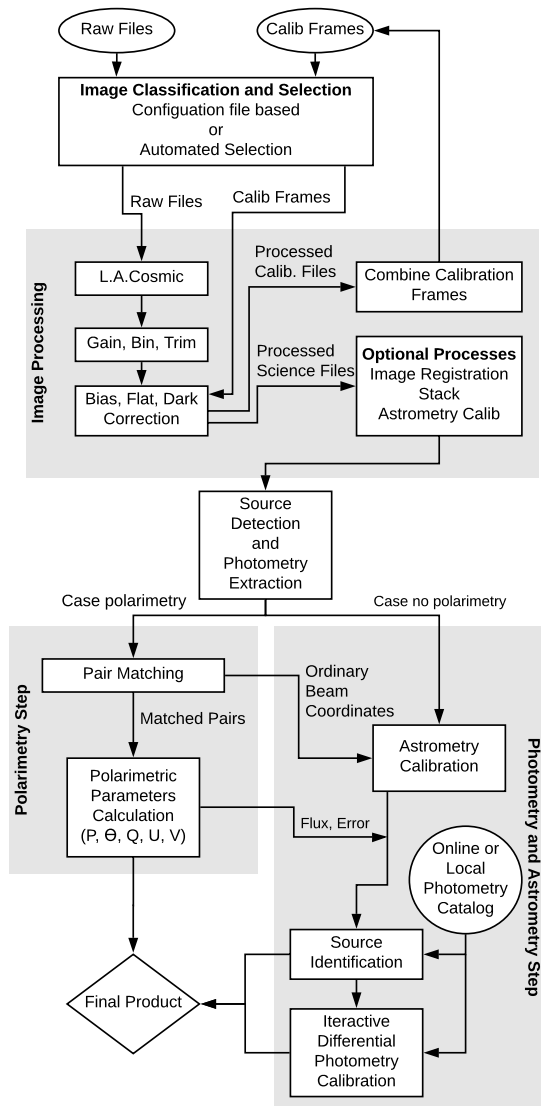
<sup>2</sup> <https://www.anaconda.com/>

<sup>3</sup> <https://astropop.readthedocs.io>

<sup>4</sup> <https://opensource.org/licenses/BSD-3-Clause>

<sup>5</sup> <https://astropy.org>





**Figure 1.** Schematic recipe for IAGPOL and ROBO40 reductions, implemented in ASTROPOP.

The first reduction step is the cosmic ray extraction, with the *ASTROCRAPPY*<sup>6</sup> package, based on Laplacian edge detection through the *L.A.Cosmic* algorithm (van Dokkum 2001).

After that, bias, flat, dark, trimming, binning and coaddition task are performed using built-

in functions, based on our Python implementation of the IRAF tasks *imarith* and *imcombine*. These tasks are all optional and will only be executed if the user set the correct parameters. The program can also check header keywords to determine if the correct images have been used in the process.

Another important feature of the code is the astrometric alignment and combination of datasets. When the data to be reduced is composed by several images that have to be combined, it is common that small shifts, produced by the bad tracking of the telescope during the observation, interfere in the results. To fix this problem, ASTROPOP can align the images by two different ways: (i) by registering the Fourier transform correlation of the images, or (ii) by asterism matching of detected sources.

The Fourier transform correlation is performed by the *SCIKIT-IMAGE*<sup>7</sup> function `REGISTER_TRANSLATION`, which uses the optimized algorithm described by Guizar-Sicairos et al. (2008), based on the cross-correlation of the images in the Fourier space. This code is only applicable for images with the same scale and rotation, because it has the limitation of only finding shifts due to image translation. The alignment precision is of the order of a half pixel, since the shifts are calculated in integer pixel values.

For images where sources can be detected, the user can also choose the alignment of the images by asterism matching, using the *ASTROALIGN*<sup>8</sup> package. It forms groups of three stars (asterisms) from a source-list and finds the best matching of the asterism in a target list, finding the necessary transformation to align the images. This process allows astrometric alignment with subpixel precision, limited by the centroid detection precision and the image quality.

<sup>7</sup> <http://scikit-image.org/>

<sup>8</sup> <https://github.com/toros-astro/astroalign>

<sup>6</sup> <https://github.com/astropy/astrocrappy>

## 2.2. Source detection and photometry

There are several open source Python packages that perform reliable CCD photometry. ASTROPOP uses the *Source Extraction and Photometry* (SEP, Barbary 2016), which is an implementation of the SEXTRACTOR algorithm (Bertin & Arnouts 1996) in Python and DAOPHOT (Stetson 1987) based code from the IDL-ASTROLIB<sup>9</sup> (Varosi & Landsman 1993).

ASTROPOP source detection consists of two main algorithms: image segmentation detection directly from SEP; and the source finding algorithm from DAOPHOT ported to ASTROPOP. For an optimal automated extraction of point sources, I also developed a function that uses both codes: first it detects all the possible sources using SEP, then calculates the FWHM of the PSF from Moffat or Gaussian fitting and use this parameter to better extract sources using the DAOPHOT algorithm.

The aperture photometry is also from SEP, except that the local background subtraction is implemented directly in ASTROPOP. SEP performs this subtraction based on the average of the pixels inside the background annulus, without any cleaning or source masking. ASTROPOP performs a sigma clipping in the background annulus, in order to mask the contribution of other sources, and obtains the sky value by calculating the median of the annulus pixels or by the MMM mode estimator from DAOPHOT ( $3 \times \text{median} - 2 \times \text{mean}$ ).

PSF photometry is planned for the next version of the code.

## 2.3. Polarimetry reduction

The ASTROPOP code is primarily developed to deal with dual-beam polarimeters, which are useful for point sources. This kind of instrument, as described in Magalhães et al. (1996),

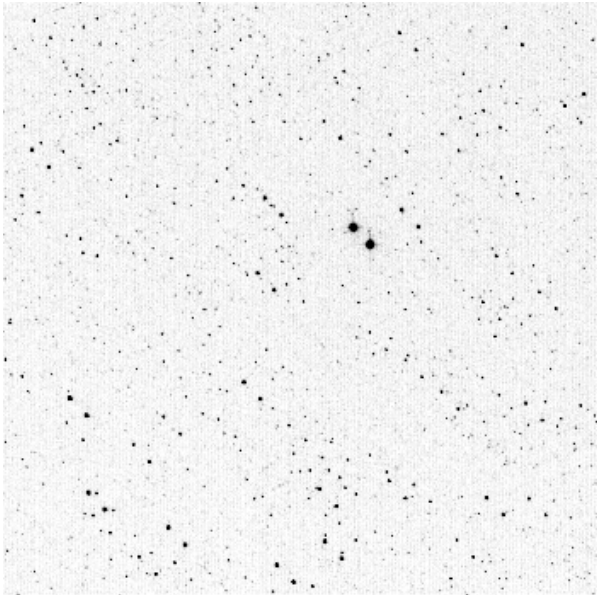
consists of a retarder plate which modulates the incoming polarization, an analyzer that splits the incoming light into two beams with orthogonal polarization; and the detector. Currently, the code requires additional modification to handle single-beam polarimetry, where the analyzer is a polaroid sheet that filter the light and allows just one polarized beam to reach the detector. This mode is used for extended sources and is also available on IAGPOL. A proper handling for this polarimeters is planned to future versions. Here we will focus just on the reduction of the dual-beam mode.

As mentioned, a dual-beam polarimeter splits the light from the telescope in two beams, which form two superposed images shifted by some fixed distance in the detector. Fig. 2 shows an example image obtained from the IAGPOL polarimeter with the two orthogonal polarized images superposed. The first step of the polarimetry reduction is to identify this shift and match the pair of sources that corresponds to each star.

To compute the shift between the images formed by the ordinary and extraordinary beams, we calculate the distance in  $x$  and  $y$  image coordinates between all the sources in the image – i.e. the distance between the stars in all possible pair-combinations in the image – and then we find the most common distance in each coordinate using the peak of the histogram of the distances. To improve the precision of the distance determination, the code iteratively clips the histogram around the found peak, improving the definition of the bins in that region and finding the a more precise peak value. When the shift is identified, the sources are grouped in the ordinary/extraordinary pairs. As convention, the source with lower  $y$  coordinate in the pair is considered the ordinary one.

Polarimetry reduction is possible only for sets of images in the same field, with different ro-

<sup>9</sup> Translation originally done by Jones et al. (2015) for the PYTHONPHOT code and updated for ASTROPOP.



**Figure 2.** Example image obtained from a dual beam polarimeter. The figure shows the field of the HD 172252 star from IAGPOL, where all stars appear doubled, as result of from the superposition of the images formed by the ordinary and extraordinary polarized beams.

tation positions of the retarder plate. In the case of linear polarimetry, a half-wave retarder plate is used and it is necessary at least 4 images rotated by  $22.5^\circ$  degrees each one to have a reliable value.

The reduction process consists of the measurement of the flux of the ordinary and extraordinary beams in all images of each star. We then proceed to compute the relative difference between these fluxes, using equation using:

$$z(i) = \frac{F_i^o - F_i^e \cdot k}{F_i^o + F_i^e \cdot k}, \quad (1)$$

where  $z(i)$  is the difference between the ordinary ( $F_i^o$ ) and extraordinary ( $F_i^e$ ) fluxes in an image  $i$ , and  $k = \frac{\sum_i F_i^o}{\sum_i F_i^e}$  is a normalization constant to correct for a possible different response of the instrument to the ordinary and extraordinary polarizations. The  $z(i)$  factor is related to the Stokes  $Q$  and  $U$  parameters of polarization,

according to equation 2, which is fitted to the data by the code using the least squares minimization and the Levenberg–Marquardt optimization, in order to obtain  $Q$  and  $U$  values. This method will be called here as Stokes Least Squares (SLS).

$$z(i) = Q \cos(4\Psi(i)) + U \sin(4\Psi(i)), \quad (2)$$

where  $\Psi(i)$  is the rotation of the retarder plate in each position. In addition,  $Q$  and  $U$  are related to the physical polarization level  $P$  and the position angle of the polarization  $\Theta$  by the relations in the equations 3 and 4:

$$P = \sqrt{Q^2 + U^2}, \quad (3)$$

$$\Theta = \frac{1}{2} \arctan\left(\frac{U}{Q}\right). \quad (4)$$

The errors estimated for the  $Q$  and  $U$  are obtained from the diagonal of the covariance matrix of the fitting, and are related to the errors of  $P$  and  $\Theta$  according to:

$$\sigma_P = \frac{1}{P} \sqrt{(\sigma_Q Q)^2 + (\sigma_U U)^2}, \quad (5)$$

$$\sigma_\Theta = 28.65^\circ \cdot \frac{\sigma_P}{P}. \quad (6)$$

Alternatively, to compute  $Q$  and  $U$ , ASTROPOP also has the algorithm described by Magalhaes et al. (1984), which will be called here ‘MBR84’ and is the same used by PCCD-PACK and SOLVEPOL. With this algorithm,  $Q$  and  $U$  are obtained from the following equations:

$$Q = \frac{2}{n} \sum_{i=1}^n z(i) \cos 4\Psi(i), \quad (7)$$

$$U = \frac{2}{n} \sum_{i=1}^n z(i) \sin 4\Psi(i), \quad (8)$$

where  $n$  is the total number of retarder positions observed,  $\sigma_P$  is computed as:

$$\sigma_P = \sqrt{\frac{1}{n-2} \left( \frac{2}{n} \sum_{i=1}^n z(i)^2 - P^2 \right)}. \quad (9)$$

The polarization level is intrinsically positive (there is no negative polarization) and has a Rice error distribution (Vaillancourt 2006). This produces an effect of Ricean bias in the polarimetric measurements that affects mainly the values with  $P/\sigma_P < 3$  (Clarke & Stewart 1986). ASTROPOP do not perform any kind of correction of the Ricean bias. If the users want to use data with low signal quality, they have to perform the correction by themselves.

#### 2.4. Astrometric and photometric calibration

Astrometric calibration is performed with the source coordinates taken from the source-detection process. It can be calculated by two different methods: (i) by resolving the field with the ASTROMETRY.NET software (Lang et al. 2010), or (ii) by manual setting of the brightest star coordinates and field orientation. The coordinates used are those from the ordinary beams in the image.

For the ASTROMETRY.NET calibration, the code creates a list of stars sorted by brightness, which is provided to the program that will search in specific index files for the best solution of matching asterisms formed by 4 stars. This process can be time consuming, but the ASTROPOP can optimize the processing time to just a few seconds by looking in the image header for the approximate field center coordinates and plate scale.

The second astrometric calibration method can be used to calibrate the images when the ASTROMETRY.NET calibration fails or is impossible due to the low number of detected stars. In this method, the user provides the coordinates of the brightest star, the plate scale and

the field orientation to the code, which makes the astrometry calibration based on the coordinates of this star.

Through the astrometry calibration, the stars can be identified in on-line catalogs. With this information, the code collects their available magnitudes, enabling the calibration of the extracted photometry. To do this, the code converts the measured flux into instrumental magnitudes and computes a correction factor (zero point), that will be used to convert the instrumental magnitudes to the calibrated standard magnitudes.

The zero point is computed based on the difference of the catalog and the instrumental magnitudes for all the stars in the field. The final value for the field can be obtained by the median of the individual stars zero point, or by an iterative median from a Monte-Carlo algorithm.

This Monte-Carlo algorithm makes several iterations where a random group of stars is chosen in field and a partial zero point is computed for that iteration from the median of the individual chosen stars. The zero point is computed as the median of all the partial values from each iteration.

This final correction factor is then added to the instrumental magnitudes for each star in order to obtain the final calibrated magnitude value. The final errors are estimated as the sum of the standard Poisson photon noise and the standard deviation ( $1\sigma$ ) of the zero points calculated for each star (in the case of median zero point) or for each iteration (in the case of Monte-Carlo algorithm). Calibration errors, as determined by differences bright star magnitudes, typically range between 0.03 and 0.1 magnitudes, although errors as low as 0.01 magnitudes for fields with many well-exposed stars.

Currently, there are six standard on-line photometric catalogs that can be used for the star identification and zero point calibration. One of these catalogs is the direct access to the

stellar informations from the Simbad database (Wenger et al. 2000). The other five are accessed via VizieR platform: UCAC4 (Zacharias et al. 2012, 2013), 2MASS (Cutri et al. 2003), DENIS (Cioni et al. 2000; DENIS Consortium 2005), APASS DR9 (Henden et al. 2015, 2016) and GSC2.3 (Lasker et al. 2008). In addition, custom ASCII local catalogs can be used. The filter matching is configured in the catalog declaration and is based on column names. None of these catalogs have color corrections enabled at the moment, however, the ASTROPOP API allow it to be set for custom catalogs. For the ROBO40 and IAGPOL recipes, we use the APASS DR9 catalog for the  $B$  and  $V$  filters calibration, the GSC2.3 for the  $R$  filter and DENIS catalog for the  $I$ , which are the main filters available for these instruments.

### 3. OBSERVATIONS

In this work I used different datasets of standard polarized stars, obtained during six observing runs using the 0.6 m Boller & Chivens telescope at OPD between 2016 and 2017. In addition, older observations with the same instrument and telescope available at OPD databank<sup>10</sup> were used to expand the sample. The telescope was mounted with the IAGPOL polarimeter (Magalhães et al. 1996), which consists of a retarder plate, followed by a Sarvat prism, a filter wheel and a Andor IkonL CCD detector with  $2048 \times 2048$  of  $13.5 \mu\text{m}$  square pixels. The detector was configured in  $2 \times 2$  pixels binning, giving a plate scale of  $0.64''/\text{bin}$ , or  $\sim 11' \times 11'$  of field of view. The observations from the databank taken in 1998 used the OPD's CCD 101, with  $1050 \times 1050$  square pixel and a plate scale of  $0.57''/\text{pixel}$ . For these observations, no binning was used.

The instrumental setup of the polarimeter splits the incoming light in two beams with or-

thogonal polarization (ordinary and extraordinary) and forms two images in the detector that are shifted from each other by some pixels. To cover a large range of magnitudes, two different Sarvat analyzers were used: the “A2” calcite, with a neutral density filter of 1.2 mag, that produces beam shifts of  $\Delta(x, y) = (4, 33)$  bins, that corresponds to a separation of  $21''$ ; and the “A0” calcite, with no density filter, which produces image shifts of  $\Delta(x, y) = (28, 28)$  bins or  $25''$ .

In our observations, we used the IAGPOL equipped with the half-wave retarder plate and, for each dataset, 16 acquisitions of the field were done, each one with the retarder plate rotated  $22.5^\circ$  in relation to the previous one, totaling a full  $360^\circ$  rotation.

For the reduction with ASTROPOP, we used a fixed aperture of 4 bins. The sky subtraction annulus was defined with an inner radius of 10 bins and a width of 10 bins, to ensure the source pairs are not included. The same aperture and sky annulus were used with PCCDPACK for the comparison of our results. Both codes are capable of automatically selecting the aperture where the best polarimetric SNR was found for each star for the main output catalogs, however, I opted for a fixed value for a more direct comparison.

### 4. RESULTS AND DISCUSSIONS

To check the reliability of the results produced by ASTROPOP, I compared the obtained and simulated data with the literature and with the PCCDPACK results.

#### 4.1. Standard stars from literature

We used the code to reproduce results from polarimetric standard stars from the literature, which are listed in Table 1.

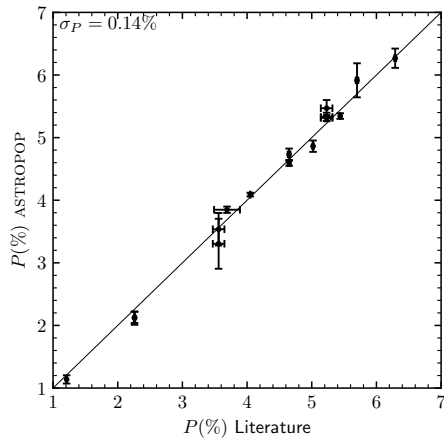
Figure 3 compares the polarization level for these stars measured with ASTROPOP (SLS method) and the values from the literature, both shown in Tab. 1. These values are in good

<sup>10</sup> <http://lnapadrao.lna.br/OPD/databank/databank>

**Table 1.** Catalog of literature values and observations of standard-polarized stars used in this work. For the observations, the results presented were reduced by ASTROPOP using SLS algorithm. The  $I$  polarization reference value for HD 111579 star was extrapolated from  $V$  value using Serkowski et al. (1975) relation.

Name	RA	Dec	Ref/Obs. Date	Filter	$P_V$	$\Theta_V$
...	HH:MM:SS	DD:MM:SS	YYYY-MM-DD	...	%	°
HD 14069	02 : 16 : 45.2	07 : 41 : 10.7	<i>a</i>	$V$	$0.022 \pm 0.019$	$156 \pm 24$
			1998-11-25	$V$	$0.16 \pm 0.08$	...
HD 23512	03 : 46 : 34.2	23 : 37 : 26.5	<i>b</i>	$V$	$2.26 \pm 0.01$	$29.9 \pm 0.1$
			1998-11-24	$V$	$2.13 \pm 0.09$	...
			1998-11-25	$V$	$2.1 \pm 0.1$	...
HD 110984	12 : 46 : 44.8	-61 : 11 : 11.6	<i>b</i>	$V$	$5.70 \pm 0.02$	$91.6 \pm 0.1$
			2015-06-21	$V$	$5.9 \pm 0.3$	...
HD 111579	12 : 51 : 03.6	-61 : 14 : 37.7	<i>c</i>	$V$	6.290	101.7
			$V$ extra.	$I$	5.44	...
			2015-05-21	$V$	$6.02 \pm 0.2$	...
			2010-06-01	$I$	$5.34 \pm 0.04$	...
HD 126593	14 : 28 : 50.9	-60 : 32 : 25.1	<i>b</i>	$V$	$5.02 \pm 0.01$	$75.2 \pm 0.05$
			2015-05-21	$V$	$4.86 \pm 0.09$	...
HD 145502	16 : 11 : 59.7	-19 : 27 : 38.6	<i>c</i>	$V$	1.21	140.4
			2017-09-14	$V$	$1.18 \pm 0.01$	...
HD 147084	16 : 20 : 38.2	-24 : 10 : 09.5	<i>b</i>	$V$	$4.18 \pm 0.02$	$32.0 \pm 0.1$
			2017-09-14	$V$	$4.09 \pm 0.03$	...
HD 147889	16 : 25 : 24.3	-24 : 27 : 56.6	<i>e</i>	$V$	$3.56 \pm 0.09$	$177 \pm 0.7$
			2015-05-19	$V$	$3.5 \pm 0.2$	...
HD 170938	18 : 32 : 37.8	-15 : 42 : 05.9	<i>f</i>	$V$	$3.7 \pm 0.2$	$119.0 \pm 1.6$
			2016-08-06	$V$	$3.83 \pm 0.02$	...
HD 172252	18 : 39 : 39.9	-11 : 52 : 43.0	<i>f</i>	$V$	$4.6 \pm 0.2$	$148.0 \pm 1.2$
			2016-08-05	$V$	$4.59 \pm 0.02$	...
			2016-08-06	$V$	$4.69 \pm 0.02$	...
HD 298383	09 : 22 : 29.8	-52 : 28 : 57.3	<i>b</i>	$V$	$5.23 \pm 0.01$	$148.6 \pm 0.05$
			2016-01-30	$V$	$5.31 \pm 0.04$	...
			2016-01-31	$V$	$5.34 \pm 0.02$	...
			2016-12-22	$V$	$5.40 \pm 0.04$	...

**References**—*a* Schmidt et al. (1992); *b* Turnshek et al. (1990); *c* Serkowski et al. (1975); *d*) Hsu & Breger (1982); *e*) Bailey & Hough (1982); *f*) Heiles (2000).



**Figure 3.** Comparison of the polarization level ( $P$ ) obtained from ASTROPOP and from the literature (see Table 1).

agreement, giving a dispersion of  $\text{rms} = 0.16\%$ . For most of the analyzed stars, the measurements agree with the literature within  $1\sigma$  errors, and the other agree in  $2\sigma$  errors. Using the equality as a fit, a reduced chi-squared of  $\chi_\nu = 2.6$  is found, implying systematic differences of similar scale to the statistical error bars.

#### 4.2. Comparison with PCCDPACK

PCCDPACK is, at this moment, the main polarimetry reduction package used by IAGPOL users. To verify how the results produced by the two codes behave, synthetic datasets of images – like those produced by IAGPOL – by were generated and reduced using both PCCDPACK and ASTROPOP.<sup>11</sup>

In total, 5 datasets with 400 simulated Moffat-like stars each were generated. The coordinates of the stars were randomly distributed inside the images, with random flux values produced using an exponential distribution, with a flux

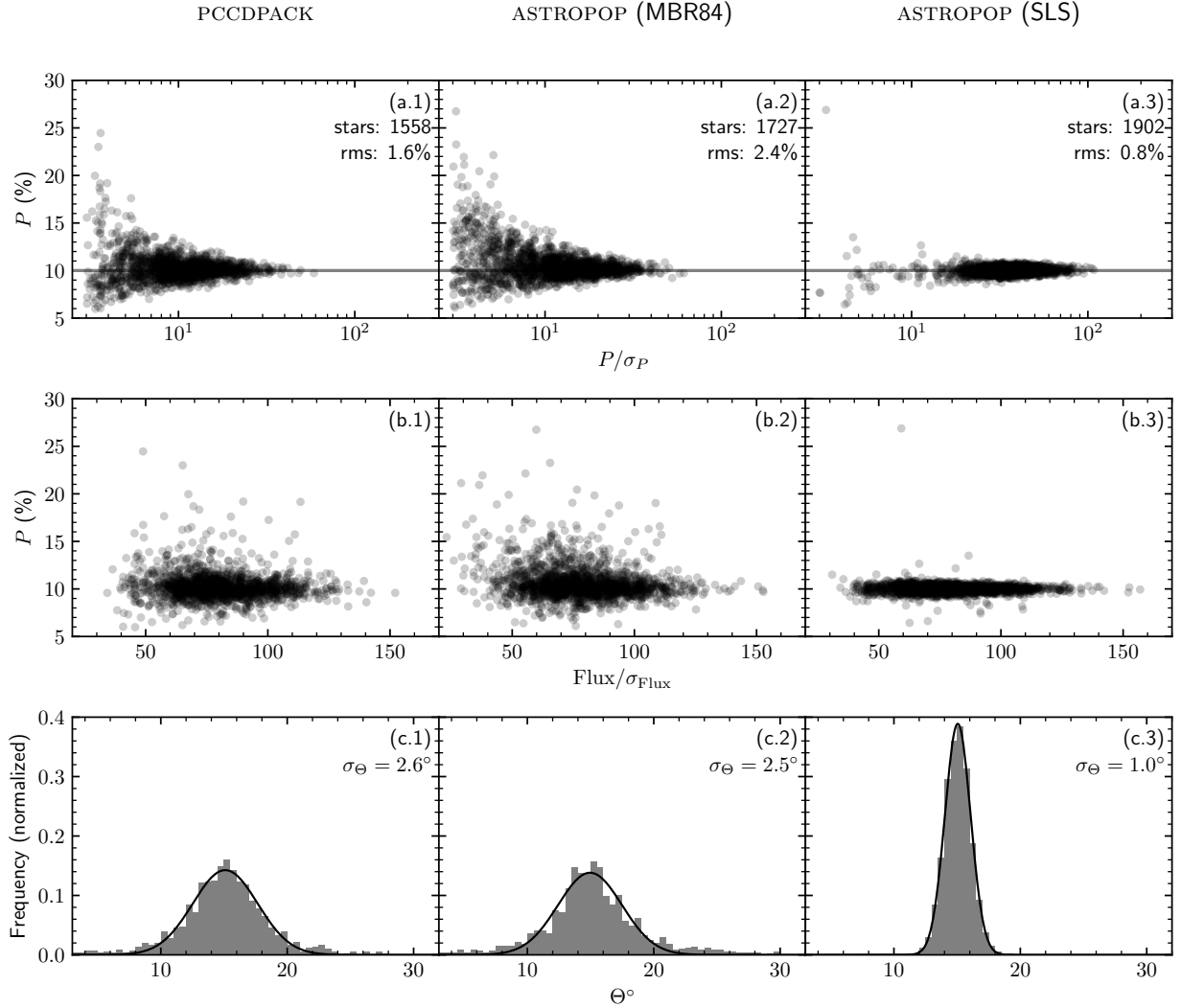
<sup>11</sup> The code used to generate the synthetic images is on-line available as a Jupyter notebook at [https://github.com/juliotux/astropop/blob/master/docs/tutorials/astropop-polarization\\_models.ipynb](https://github.com/juliotux/astropop/blob/master/docs/tutorials/astropop-polarization_models.ipynb).

range from 0 to 500 000 counts. All the stars had the same value of polarization ( $P = 10\%$ ) and the same PA ( $\Theta = 15^\circ$ ). Each dataset was generated with 16 retarder positions with  $22.5^\circ$  step, just like IAGPOL. The image parameters were chosen to mimic the characteristics of the IAGPOL mounted at BC telescope, with a  $2048 \times 2048$  pixels detector and 5 pixels FWHM seeing.

Both codes showed high detection rates in images, with PCCDPACK detecting 1699/2000 pairs and ASTROPOP detecting and matching 1923/2000 pairs of stars with no human interaction. The results obtained by both codes are analyzed in Fig. 4. ASTROPOP with MBR84 algorithm and PCCDPACK showed very similar results both in polarization versus SNR (Fig. 4, (a) and (b) panels) and  $\Theta$  distributions (Fig. 4, (c) panels), with ASTROPOP showing a somewhat larger dispersion than PCCDPACK ( $\sigma_{\text{MBR84}} = 2.4\%$  versus  $\sigma_{\text{PCCDPACK}} = 1.6\%$ ). The probable origin of this difference, since the polarization method is the same, is that ASTROPOP calculated more stars with  $P/\sigma_P > 3$  than PCCDPACK (1727 in ASTROPOP versus 1558 in PCCDPACK), resulted in a more populated region of high dispersion ( $3 \leq P/\sigma_P \leq 10$ ).

However, it is very clear that the best results were obtained with ASTROPOP with the SLS algorithm. The SLS algorithm achieved the smallest dispersion in  $P$  ( $\sigma_{\text{SLS}} = 0.80\%$ ), the biggest number of stars with  $\text{SNR} > 3$  (1902 pairs in total) and the most concise calculations of  $\Theta$ , with half of the standard deviation from the other methods. Only one star was fit with  $P > 15\%$  by SLS, as opposed to 25 by PCCDPACK and 55 by MBR84 algorithm (see Fig. 4 a.3).

The origin of high dispersion points with  $P/\sigma_P < 10$  in PCCDPACK and MBR84 methods is not directly related to faint stars. When we compare the value of  $P$  with the flux SNR



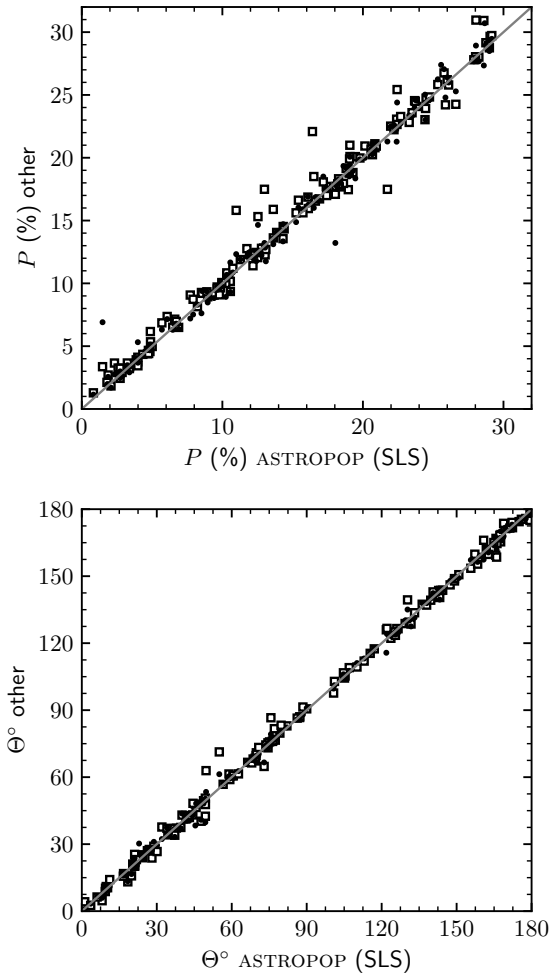
**Figure 4.** Comparison between PCCDPACK and the two polarimetry calculation modes from ASTROPOP, using simulated data. All the points were simulated at different SNR, but with the same polarization level ( $P = 10\%$ ) and PA ( $\Theta = 15^\circ$ ). The first column shows the results obtained with PCCDPACK, the second and the third the results from ASTROPOP, using the two different polarization algorithms: MBR84 algorithm in second column and by SLS in the third. In the a.1, a.2 and a.3 panels it is remarked the number of stars with  $P/\sigma_P > 3$  and the RMS between the obtained and the simulated values and in the c.1, c.2 and c.3 panels it is annotated the  $\sigma$  of the Gaussian fit showed as the black line.

( $\text{Flux}/\sigma_{\text{Flux}}$ , Fig. Fig. 4 b panels), we see that the high dispersion points are spread almost all across the SNR range.

To check the compatibility between the codes across a wide range of  $P$  and  $\Theta$  values, I generated and reduced a new dataset with ran-

dom  $P$  and  $\Theta$  values. Fig. 5 shows the comparison between ASTROPOP results obtained by the SLS algorithm and those from PCCDPACK and ASTROPOP with MBR84 algorithm. No super/underestimation trends were observed at all between the methods. I obtain low reduced chi-





**Figure 5.** Comparison of the values obtained from the ASTROPOP SLS method to the ASTROPOP MBR84 and PCCDPACK using simulated data. White squares represent ASTROPOP with MBR84 algorithm and black dots represent PCCDPACK results. Error bars were not plotted due to its randomness according to the star flux. The gray line represents the equality between the values.

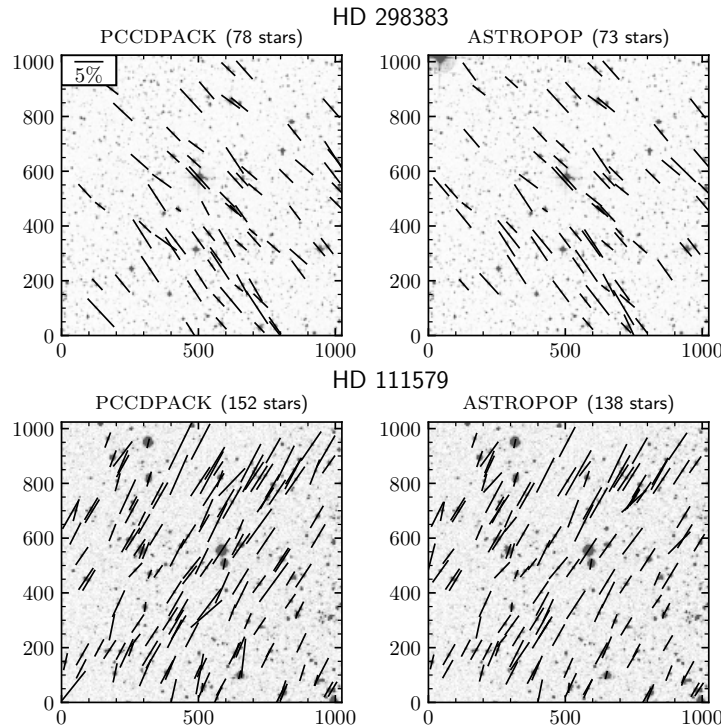
squares for all combinations, being around 1.5 for the  $P$  comparison between PCCDPACK and the two methods of the ASTROPOP and around 1.0 when comparing the  $P$  obtained by SLS and MBR84 method.

For real data conditions, we analyzed the fields of the standard stars HD 111579 (observed

in  $I$  filter in 2010-06-01) and HD 298383 (observed in  $V$  filter in 2016-01-30). Both fields are shown in Fig. 6. ASTROPOP reduced each field using SLS algorithm in approximately one minute, including image preprocessing, alignment, polarimetry and photometry reduction. PCCDPACK took around 2 minutes each field due to the interaction between the user and the program, with no image preprocessing (using the images previously processed by ASTROPOP). ASTROPOP detected more stars and grouped more pairs of stars than PCCDPACK, identifying 268 pairs in total in the HD 298383 field and 589 in the HD 11579 field, versus 197 and 409, respectively, from PCCDPACK.

For the sources measured with both methods, I investigated if there is any systematic trending or error between the methods. Fig. 7 show the direct comparison between PCCDPACK and ASTROPOP for both  $P$  and  $\Theta$  values. In total, 192 stars from both fields matched in the two reductions. The presence of the two distinct fields of stars around HD 298383 and HD 111579 is clear in the bimodal distribution of  $\Theta$  values in Fig. 7. The two fields show similar values of  $P$ .

Linear fits between the points were made using a linear least-squares fit, which fitted parameters (slope and interception) are presented in Table 2. Two fits were made for each parameter comparison, one weighting the fit by the points SNR, and another not considering the errors in the fit. As we can see, both on the Fig. 7 and in Table 2, the fitted slopes are consistent with one and the fitted interceptions are consistent with zero, meaning that there are no systematic error or trend between the parameters obtained by the two reductions. For both  $P$  and  $\Theta$ , the estimated errors associated with ASTROPOP are around 10 to 15% larger than the estimated by PCCDPACK. This difference, however, does not affects the number of filtered stars in a relevant way. Lowering the SNR filter of ASTROPOP by this value do not changed the number of filtered



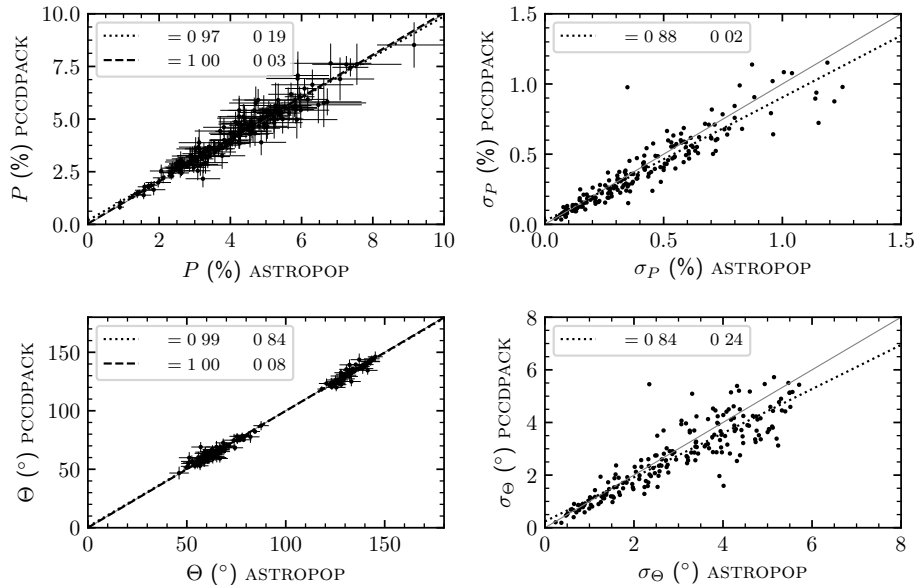
**Figure 6.** Field of HD 298383 (top) and HD 111579 (bottom) stars reduced by PCCDPACK (left) and ASTROPOP with SLS method (right). The plotted vectors represent the polarization vectors calculated by both methods and the background images were obtained from DSS2 Red survey from the SkyView service (McGlynn et al. 1998). Only stars with  $P/\sigma_P > 5$  are shown and the number of stars present is shown in the panels titles.

stars. The origin of this systematic difference is uncertain. If we compare SLS error calculation method with MBR84, which is theoretically the same as PCCDPACK, we find no systematic trend. ASTROPOP error estimations are more compatible with the high dispersion measure in Fig. 4 and my suggestion is that PCCDPACK may be underestimating the errors.

Calculating the reduced chi-squared for  $P$  and  $\Theta$  correlations, we got  $\chi_{\nu,P}^2 = 0.68$  and  $\chi_{\nu,\Theta}^2 = 0.52$ . This means that the dispersion of the points is smaller than statistical errors and the two analyzed codes are in good agreement. Using the two samples Kolmogorov–Smirnov statistical test (KS test) in order to compare the two distributions, I obtain very high  $p$ -values – of  $p_P = 0.90$  and  $p_\Theta = 0.99$  – and very low KS-statistics – with values of 0.06 and 0.04, re-

spectively. So, the KS test indicates that the null hypothesis (i.e. the distributions are the same) cannot be discarded.

The distributions of the values for the individual fields are shown in Fig. 8, in which I included all filtered stars from both codes and not just the stars matched in both codes. As we can see, either in histogram analysis and cumulative distribution, even with different number of stars both codes can produce very similar results. The only perceptible difference is the  $P$  distribution of the HD 111579 field, where PCCDPACK show some more stars with higher level of polarization. The Student’s T-test, however, returns a  $p$ -value of 0.66 for the polarization distribution, implying that the statistical relevance of the difference is small.



**Figure 7.** Direct comparison between ASTROPOP (SLS method) and PCCDPACK for the HD 298383 and HD 111579 fields. In the left panels I show the comparison between the obtained value for  $P$  (top) and  $\Theta$  (bottom) and the right panels show the errors calculated by the codes. The solid gray lines represent the equality between the values, the dashed lines represent a linear fit with the SNR weighting (only left panels) and the dotted lines the simple linear fit (not weighted).

**Table 2.** Parameters of linear fits between ASTROPOP and PCCDPACK reductions shown in Fig. 7.

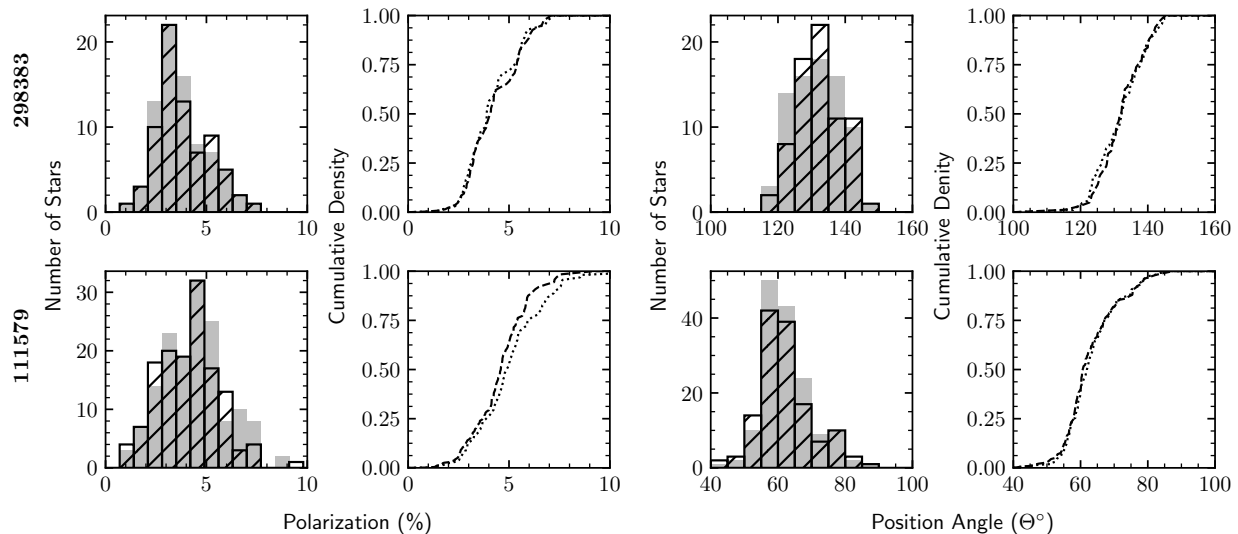
Parameter	Slope	Interception	Slope	Interception
	Weighted Fit		Non-weighted Fit	
$P$	$1.00 \pm 0.01$	$0.03 \pm 0.04$	$0.97 \pm 0.02$	$0.19 \pm 0.08$
$\Theta$	$0.998 \pm 0.002$	$0.1 \pm 0.3$	$0.991 \pm 0.005$	$0.8 \pm 0.5$
$\sigma_P$	...	...	$0.88 \pm 0.03$	$0.02 \pm 0.01$
$\sigma_\Theta$	...	...	$0.83 \pm 0.03$	$0.2 \pm 0.1$

With all the different analysis made here, we can conclude that, for polarimetry, ASTROPOP can produce results reliable for science, which are compatible with the ones obtained by PCCDPACK.

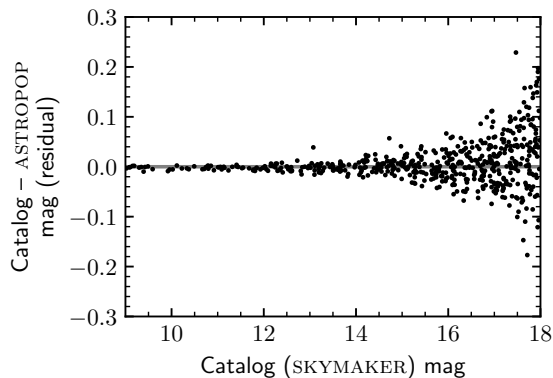
#### 4.3. Photometric calibration

The photometric calibration of the code was tested with simulated data, based on a synthetic

sky image generated with the Astromatic’s SKYMAKER software (Bertin 2009; Bertin & Fouqué 2010) with the associated catalog of stellar magnitudes. The configurations used in the software was chosen to match the ROBO40 telescope and OPD standard observation conditions (see Appendix A). A detailed comparison between the reduced magnitudes and the magnitudes generated by SKYMAKER is shown in Fig. 9.



**Figure 8.** Comparative distributions of values obtained from PCCDPACK and ASTROPOP (SLS). All the stars with  $P/\sigma_P > 5$  are presented. For the histograms, gray bars represent the PCCDPACK values and hashed bars represent ASTROPOP results. For the cumulative distributions, dotted lines represent PCCDPACK and dashed lines represent ASTROPOP.

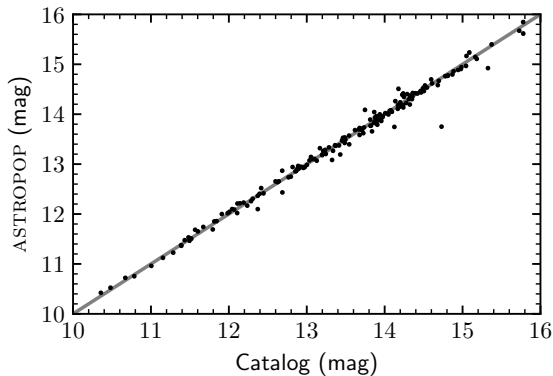


**Figure 9.** Comparison between the reduced and the catalog magnitudes, as a function of the catalog magnitude, of the star-field created with SKYMAKER.

With this analysis we can see that ASTROPOP can reduce the data and determine the magnitudes very precisely having a very low dispersion and residual magnitudes (Fig. 9). The rms errors I found are  $\sigma = 0.002$  mag for stars between 9 and 10 mag,  $\sigma = 0.006$  mag for stars between 12 and 13 mag and  $\sigma = 0.08$  mag for stars between 17 and 18 mag. No problems with bad

sky subtraction were found in the data. Saturated stars were also discarded automatically by the sharpness in the source detection, with all the dispersion being compatible with theoretical errors.

For a real data testing, Fig. 10 shows a comparison between the magnitudes obtained with the ASTROPOP reduction for the fields analyzed of HD 298383 and HD 111579 and the catalog magnitudes. The field around HD 298383 was observed in  $V$ -band, while the field of HD 111579 was observed using the  $I$  band. So, we used two different catalogs for magnitude calibration: APASS DR9 (Henden et al. 2015, 2016) for  $V$  and DENIS (Cioni et al. 2000; DENIS Consortium 2005) for  $I$ . A small dispersion is observed between the values, with  $\text{rms}=0.13$  mag, which is very close to the expected by the catalogs errors and the sources' signal. The systematic errors in this dataset, from the dispersion of the stars in the magnitude range of 10-12, are estimated in 0.05 mag. Only few stars deviated from the expected value



**Figure 10.** Comparison between the catalog and calculated magnitudes with ASTROPOP. For the catalog magnitudes, I used the APASS DR9  $V$  mag catalog for the field of HD 298383 (observed in the  $V$  filter) field and DENIS  $I$  mag for HD 111579 (observed in  $I$ ). The gray line represents the equality between the two values.

which can be variable stars, since no filter of this type of stars was made in the sources.

ASTROPOP could produce very reliable values for photometric calibration. As the magnitude calibration depends on source identification in the catalogs, the method of identification of ASTROPOP is also tested to produce good results.

## 5. CONCLUSION

In this work, I demonstrated that the ASTROPOP reduction package can reproduce polarimetric measurements compared to the literature and to those obtained by the PCCDPACK code. This means that the code is suitable to perform data reduction with science quality and precision, even for large amounts of data. At this time, the polarimetric results of this code are being used for science production in a paper in preparation (Campagnolo et al., 2019, in preparation). In addition, this pipeline is being tested with the ROBO40 telescope and it has the potential to be used in situ to automatically reduce the data produced each night.

The great advantages of ASTROPOP over other available codes are:

- **Portability:** the code is written in pure Python, with no need of IRAF or any other specific software that has a difficult installation process for the users. It can be installed even under Anaconda environments, with the automatic installation of dependencies;
- **Versatility:** ASTROPOP is suitable to be used with many instruments from different telescopes without changes in the code, just providing the proper entry parameters;
- **Modularity:** the code is modular and any user can easily write its own reduction recipe using the ASTROPOP functions;
- **Automatic Reduction:** ASTROPOP has its own built-in recipes for some cameras (with or without polarization), that can be used for similar instruments without modification of the code.

The next steps of ASTROPOP development include: (i) the implementation of new methods of astrometric solution, (ii) the solution of circular polarimetry from quarter-wave retarder polarimeters, (iii) the treatment for data from single-beam polarimeters, (iv) the solution for extended objects. In the future, I also intend to include user interfaces (in a initial stage of development) and also quick-look tasks (for quick check the data just after the observation), together with better and more standardized output catalogs.

J.C.N.C acknowledges CAPES for the PhD grant. I special thank for Dr. Claudia Vilega Rodrigues for all the theoretical support about polarimetry and data reduction, essential to the development of the code. I thank Dr. Carlos Guerrero Peña for the paper revision and my PhD advisor Dr. Marcelo Borges Fernandes for the useful comments about the paper. I also thank the anonymous referee for the comments

that improved the paper during the revision. I also thank the Observatório Pico dos Dias staff for the support during observations nights. This research has made use of the VizieR catalogue access tool (CDS, Strasbourg, France). The original description of the VizieR service was published in A&AS 143, 23. This work use images from the NASA Skyview service. I also thank for all the open source developers, especially scientific softwares, which work is essential for the science building today. Knowledge has to be free.

*Facility:* LNA:BC0.6m

*Software:* Astropy (<https://astropy.org>, Astropy Collaboration et al. 2013; The Astropy Collaboration et al. 2018), SkyMaker (Bertin & Fouqué 2010), Astrometry.net (<https://astrometry.net>, Lang et al. 2010), Astro-SCRAPPY (<https://github.com/astropy/astrocrappy>, McCully et al. 2018), pccdpack (Magalhães et al. 1996), SciPy stack (<https://https://scipy.org/>)

## REFERENCES

- Astropy Collaboration, Robitaille, T. P., Tollerud, E. J., et al. 2013, A&A, 558, A33
- Bailey, J., & Hough, J. H. 1982, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 94, 618
- Barbary, K. 2016, The Journal of Open Source Software, 1, 58
- Bertin, E. 2009, Memorie della Societa Astronomica Italiana, 80, 422
- Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, Astronomy and Astrophysics Supplement Series, 117, 393
- Bertin, E., & Fouqué, P. 2010, SkyMaker: Astronomical Image Simulations Made Easy, Astrophysics Source Code Library, , , ascl:1010.066
- Campagnolo, J. C. N. 2018, ASTROPOP: ASTRONOMICAL Polarimetry and Photometry pipeline, Astrophysics Source Code Library, , , ascl:1805.024
- Cioni, M. R., Loup, C., Habing, H. J., et al. 2000, Astronomy and Astrophysics Supplement Series, 144, 235
- Clarke, D., & Stewart, B. G. 1986, Vistas in Astronomy, 29, 27
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, VizieR Online Data Catalog, II/246
- DENIS Consortium. 2005, VizieR Online Data Catalog, B/denis
- Guizar-Sicairos, M., Thurman, S. T., & Fienup, J. R. 2008, Optics Letters, 33, 156
- Heiles, C. 2000, AJ, 119, 923
- Henden, A. A., Levine, S., Terrell, D., & Welch, D. L. 2015, in American Astronomical Society, AAS Meeting 225, id.336.16
- Henden, A. A., Templeton, M., Terrell, D., et al. 2016, VizieR Online Data Catalog, II/336
- Hsu, J. C., & Breger, M. 1982, ApJ, 262, 732
- Jones, D. O., Scolnic, D. M., & Rodney, S. A. 2015, PythonPhot: Simple DAOPHOT-type photometry in Python, Astrophysics Source Code Library, , , ascl:1501.010
- Lang, D., Hogg, D. W., Mierle, K., Blanton, M., & Roweis, S. 2010, AJ, 139, 1782
- Lasker, B. M., Lattanzi, M. G., McLean, B. J., et al. 2008, AJ, 136, 735
- Magalhães, A. M., Rodrigues, C. V., Margoniner, V. E., Pereyra, A., & Heathcote, S. 1996, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 97, Polarimetry of the Interstellar Medium, ed. W. G. Roberge & D. C. B. Whittet, 118
- Magalhães, A. M., de Oliveira, C. M., Carciofi, A., et al. 2012, in American Institute of Physics Conference Series, Vol. 1429, American Institute of Physics Conference Series, ed. J. L. Hoffman, J. Bjorkman, & B. Whitney, 244–247
- Magalhaes, A. M., Benedetti, E., & Roland, E. H. 1984, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 96, 383
- McCully, C., Crawford, S., Kovacs, G., et al. 2018, astropy/astrocrappy: v1.0.5 Zenodo Release, , , doi:10.5281/zenodo.1482019. <https://doi.org/10.5281/zenodo.1482019>
- McGlynn, T., Scollick, K., & White, N. 1998, in New Horizons from Multi-Wavelength Sky Surveys, ed. B. J. McLean, D. A. Golombek, J. J. E. Hayes, & H. E. Payne, Vol. 179, 465

- Pereyra, A. 2000, PhD thesis, Depto. de Astronomia, Instituto Astronômico e Geofísico, USP, Rua do Matão 1226 - Cidade Universitária 05508-900 São Paulo SP - BRAZIL
- Ramírez, E. A., Magalhães, A. M., Davidson, Jr., J. W., Pereyra, A., & Rubinho, M. 2017, *PASP*, 129, 055001
- Rodrigues, C. V., Taylor, K., Jablonski, F. J., et al. 2012, in *Proc. SPIE*, Vol. 8446, Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy IV, 844626
- Schmidt, G. D., Elston, R., & Lupie, O. L. 1992, *AJ*, 104, 1563
- Serkowski, K., Mathewson, D. S., & Ford, V. L. 1975, *ApJ*, 196, 261
- Stetson, P. B. 1987, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 99, 191
- The Astropy Collaboration, Price-Whelan, A. M., Sipőcz, B. M., et al. 2018, *ArXiv e-prints*, arXiv:1801.02634
- Turnshek, D. A., Bohlin, R. C., Williamson, R. L., I., et al. 1990, *AJ*, 99, 1243
- Vaillancourt, J. E. 2006, *PASP*, 118, 1340
- van Dokkum, P. G. 2001, *PASP*, 113, 1420
- Varosi, F., & Landsman, W. B. 1993, in *Astronomical Data Analysis Software and Systems II*, ed. R. J. Hanisch, R. J. V. Brissenden, & J. Barnes, Vol. 52, 515
- Wenger, M., Ochsenbein, F., Egret, D., et al. 2000, *A&AS*, 143, 9
- Zacharias, N., Finch, C. T., Girard, T. M., et al. 2012, *VizieR Online Data Catalog*, I/322A
- . 2013, *AJ*, 145, 44

APPENDIX

A. SKYMAKER CONFIGURE FILE

The following non-default parameters were used in the SKYMAKER configure file to generate the synthetic image used for photometric testing:

```

IMAGE_SIZE      4096          # Width,[height] of the output frame
GAIN            1.9           # gain (e-/ADU)
WELL_CAPACITY   0            # full well capacity in e- (0 = infinite)
SATUR_LEVEL     65535        # saturation level (ADU)
READOUT_NOISE   1.0          # read-out noise (e-)
EXPOSURE_TIME   50.0         # total exposure time (s)
MAG_ZEROPOINT   20.0         # magnitude zero-point ("ADU per second")
PIXEL_SIZE      0.45         # pixel size in arcsec.
PSF_TYPE        INTERNAL     # INTERNAL or FILE
SEEING_TYPE     LONG_EXPOSURE # (NONE, LONG_EXPOSURE or SHORT_EXPOSURE)
SEEING_FWHM     2.0          # FWHM of seeing in arcsec (incl. motion)
M1_DIAMETER     0.4064       # Diameter of the primary mirror (in meters)
M2_DIAMETER     0.127        # Obstruction diam. from the 2nd mirror in m.
ARM_COUNT       0            # Number of spider arms (0 = none)
WAVELENGTH      0.8          # average wavelength analysed (microns)
BACK_MAG        20.0         # background surface brightness (mag/arcsec2)
STARCOUNT_ZP   1000         # nb of stars /deg2 brighter than MAG_LIMITS
STARCOUNT_SLOPE 0.15       # slope of differential star counts (dexp/mag)
MAG_LIMITS      8.0,18.0     # stellar magnitude range allowed
    
```



## APÊNDICE C – Medidas Fotométricas

Neste apêndice listamos todos os dados fotométricos observados durante este trabalho e de fontes diversas da literatura.

Os dados da literatura listados na tabela 11 correspondem apenas aos dados de fontes que, por possuírem poucas medidas para cada objeto não são individualmente citados no capítulo 3 ou nas análises individuais de cada objeto. A grande maioria destes dados não possui informações precisas sobre a localização temporal dos dados, tendo sido adotadas apenas datas aproximadas de observação para os dados. Esta aproximação, contudo, não interfere no trabalho de análise, uma vez que estes dados foram apenas utilizados para análises históricas das curvas de luz dos objetos.

Tabela 11 – Dados fotométricos obtidos de diferentes fontes da literatura. Como muito poucas referências citam a precisão da fotometria, os erros foram omitidos desta tabela. Devido à falta de informações precisas sobre a localização temporal das observações, apenas a data aproximada correspondente aos dados foi adotada e é listada na coluna “Observação”. De modo a organizar melhor a consulta aos dados, as referências são citadas de forma individual para cada observação e listadas na coluna “Referências”.

Objeto	Observação	$V$	$B - V$	$U - B$	$V - R$	$V - I$	Referências
HD 5980	1955-1960	11.61	-0.18	0.46	...	...	Feast et al. (1960)
	Dez. 1969	11.66	-0.18	...	-0.10	-0.36	Mendoza (1970)
	1974	11.83	-0.20	-1.00	...	...	Ardeberg & Maurice (1977)
	Out. 1976	11.70	...	...	...	...	van den Bergh (1976)
R 40	1955-1960	10.73	0.08	...	...	...	Feast et al. (1960)
	1966	10.61	0.10	-0.56	...	...	Butler (1972)
	Set.-Dez. 1968	10.58	0.07	-0.58	...	...	Dachs (1970)
	Dez. 1969	10.67	0.06	...	0.35	0.35	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.66	0.10	...	0.33	0.37	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.69	0.09	...	0.34	0.42	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.67	0.08	...	0.34	0.38	Mendoza (1970)
	1970-1971	10.51	...	...	...	...	Osmer (1973)
	1974	10.52	0.10	-0.57	...	...	Ardeberg & Maurice (1977)
	1971-1978	10.49	0.12	-0.61	...	...	Ardeberg (1980)
Ago. 1983	10.48	0.12	-0.59	...	...	Stahl et al. (1985)	
Nov. 1991	10.25	0.16	-0.45	...	...	Szeifert et al. (1993)	
R 66	1955-1960	10.64	0.15	0.58	...	...	Feast et al. (1960)
	Dez. 1969	10.64	0.12	...	0.37	0.50	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.63	0.16	...	0.37	0.50	Parsamian & Chavira (1969)

Continua na próxima página.

Tabela 11 – continuação

Objeto	Observação	$V$	$B - V$	$U - B$	$V - R$	$V - I$	Referências
	Dez. 1969	10.62	0.16	...	0.37	0.50	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.63	0.15	...	0.37	0.50	Mendoza (1970)
	1968-1971	10.66	0.17	-0.62	...	...	Ardeberg et al. (1972)
R 71	1955-1960	10.91	0.01	0.51	...	...	Feast et al. (1960)
	Dez. 1969	10.54	0.05	...	0.14	0.20	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.53	0.04	...	0.13	0.19	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.54	0.05	...	0.13	0.17	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.54	0.05	...	0.13	0.17	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.54	0.05	...	0.13	0.18	Mendoza (1970)
	1971-1973	9.87	0.15	-0.66	...	...	Isserstedt (1975)
	Out. 1971	9.91	0.15	-0.77	...	...	Appenzeller (1972)
R 74	1955-1960	10.90	...	...	...	...	Feast et al. (1960)
	Dez. 1969	10.95	0.10	...	0.19	0.24	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.95	0.10	...	0.19	0.25	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.96	0.10	...	0.19	0.25	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.95	0.10	...	0.19	0.25	Mendoza (1970)
	1969-1975	11.05	0.09	...	...	...	Walraven & Walraven (1977)
	1971-1973	11.00	0.08	-0.80	...	...	Isserstedt (1975)
	Fev. 1980	10.92	0.06	-0.83	...	...	Stahl et al. (1984)
	Dez. 1981	10.92	0.10	-0.86	...	...	Stahl et al. (1984)
	Fev. 1983	10.95	0.11	-0.99	...	...	Stahl et al. (1984)
	Ago. 1983	10.89	0.11	-0.91	0.12	0.24	Stahl et al. (1984)
	Jan. 1984	11.15	0.07	-0.81	...	...	Stahl et al. (1984)
	Abr. 1984	11.10	0.10	-0.83	0.08	0.17	Stahl et al. (1984)
R 78	1955-1960	11.70	-0.07	...	...	...	Feast et al. (1960)
	Dez. 1969	11.71	-0.08	...	0.08	-0.09	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	11.69	-0.06	...	0.08	-0.09	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	11.70	-0.07	...	0.08	-0.01	Mendoza (1970)
	1969-1975	11.65	-0.03	...	...	...	Walraven & Walraven (1977)
	1968-1971	11.54	-0.07	-0.89	...	...	Ardeberg et al. (1972)
	Ago. 1983	11.73	-0.04	-0.97	0.00	0.02	Stahl et al. (1984)
	1971.9	11.68	-0.05	-0.95	...	...	Appenzeller (1972)
R 81	1955-1960	10.43	...	...	...	...	Feast et al. (1960)
	Dez. 1969	10.41	0.00	...	0.23	0.23	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.41	0.00	...	0.23	0.23	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.42	-0.01	...	0.23	0.23	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.41	0.00	...	0.23	0.23	Mendoza (1970)
	1970.9	10.45	...	...	...	...	Osmer (1973)
	1971.9	10.55	...	...	...	...	Appenzeller (1972)
	Dez. 1973	10.58	0.04	-0.74	...	...	Wolf et al. (1981b)
	Dez. 1973	10.56	0.02	-0.78	...	...	Wolf et al. (1981b)
	Nov. 1973	10.34	0.00	-0.90	...	...	Wolf et al. (1981b)
	Nov. 1973	10.35	0.00	-0.91	...	...	Wolf et al. (1981b)
	1968-1971	10.52	0.00	-0.75	...	...	Ardeberg et al. (1972)

Continua na próxima página.

Tabela 11 – continuação

Objeto	Observação	$V$	$B - V$	$U - B$	$V - R$	$V - I$	Referências
	Nov. 1974	10.42	0.02	-0.90	...	...	Wolf et al. (1981b)
	Nov. 1974	10.41	0.05	-0.92	...	...	Wolf et al. (1981b)
	Nov. 1974	10.58	-0.03	-0.85	...	...	Wolf et al. (1981b)
	Dez. 1974	10.55	-0.03	-0.85	...	...	Wolf et al. (1981b)
	Out. 1979	10.47	-0.02	-0.88	...	...	Wolf et al. (1981b)
	Mar. 1980	10.42	-0.02	-0.82	...	...	Wolf et al. (1981b)
R 84	1955-1960	11.70	0.33	...	...	...	Feast et al. (1960)
	Dez. 1969	11.81	0.20	...	0.75	1.81	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	11.77	0.20	...	0.75	1.79	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	11.79	0.19	...	0.74	1.79	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	11.79	0.20	...	0.75	1.82	Mendoza (1970)
	1968-1971	11.70	0.20	-0.73	...	...	Ardeberg et al. (1972)
	Dez. 1981	11.93	0.12	-0.94	...	...	Stahl et al. (1984)
	Ago. 1983	11.98	0.15	-0.92	0.45	1.22	Stahl et al. (1984)
	Jan. 1984	11.90	0.13	-0.87	...	...	Stahl et al. (1984)
R 85	1955-1960	10.87	0.09	...	...	...	Feast et al. (1960)
	Dez. 1969	10.83	0.08	...	0.31	0.41	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.83	0.09	...	0.31	0.39	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.83	0.10	...	0.33	0.43	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.83	0.09	...	0.32	0.09	Mendoza (1970)
	1969-1975	10.72	0.14	...	...	...	Walraven & Walraven (1977)
	1971-1973	10.68	0.10	-0.65	...	...	Isserstedt (1975)
	Fev. 1980	10.74	0.13	-0.63	...	...	Stahl et al. (1984)
	1980	10.51	0.15	-0.74	...	...	Stahl et al. (1984)
	Dez. 1981	10.75	0.13	-0.69	...	...	Stahl et al. (1984)
	Fev. 1983	10.43	0.19	-0.81	...	...	Stahl et al. (1984)
	Ago. 1983	10.53	0.15	-0.69	0.13	0.32	Stahl et al. (1984)
	Jan. 1984	10.57	0.11	-0.69	...	...	Stahl et al. (1984)
R 99	1955-1960	11.50	0.27	...	...	...	Feast et al. (1960)
	Dez. 1969	11.45	0.26	...	0.56	0.76	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	11.45	0.24	...	0.56	0.76	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	11.45	0.25	...	0.56	0.76	Mendoza (1970)
	1969-1975	11.54	0.32	...	...	...	Walraven & Walraven (1977)
	1971-1973	11.45	0.27	-0.80	...	...	Isserstedt (1975)
	Jan. 1982	11.34	0.31	-0.94	...	...	Stahl et al. (1984)
	Fev. 1983	11.28	0.36	-1.05	...	...	Stahl et al. (1984)
	Ago. 1983	11.32	0.36	-0.93	0.38	0.73	Stahl et al. (1984)
	Jan. 1984	11.28	0.33	-0.92	...	...	Stahl et al. (1984)
	Abr. 1984	11.25	0.37	-0.97	0.36	0.61	Stahl et al. (1984)
R 110	1955-1960	11.10	...	...	...	...	Feast et al. (1960)
	Dez. 1969	10.41	0.25	...	0.32	0.50	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.41	0.25	...	0.32	0.50	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.41	0.24	...	0.32	0.50	Mendoza (1970)
	1969-1975	10.57	0.19	...	...	...	Walraven & Walraven (1977)

Continua na próxima página.

Tabela 11 – continuação

Objeto	Observação	$V$	$B - V$	$U - B$	$V - R$	$V - I$	Referências
	1971-1973	10.28	0.24	-0.29	...	...	Isserstedt (1975)
	Dez. 1980	10.50	...	...	...	...	Stahl et al. (1990)
	Jan. 1982	10.27	0.24	-0.27	...	...	Stahl et al. (1990)
	Ago. 1983	10.40	0.23	-0.32	...	...	Stahl et al. (1990)
	Jan. 1984	10.34	0.23	-0.35	...	...	Stahl et al. (1990)
	Ago. 1984	10.31	0.25	-0.29	...	...	Stahl et al. (1990)
	Dez. 1984	10.20	0.26	-0.27	0.19	0.40	Stahl et al. (1990)
	Jan. 1989	9.99	0.35	-0.08	0.22	0.46	Stahl et al. (1990)
R 116	1955-1960	10.55	0.00	0.48	...	...	Feast et al. (1960)
	Dez. 1969	10.54	0.00	...	0.16	0.49	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.54	0.00	...	0.17	0.17	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.53	-0.01	...	0.15	0.15	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.54	0.00	...	0.16	0.00	Mendoza (1970)
	1968-1971	10.54	0.02	-0.85	...	...	Ardeberg et al. (1972)
	1971.9	10.57	0.03	-0.91	...	...	Appenzeller (1972)
R 123	1955-1960	10.70	0.12	...	...	...	Feast et al. (1960)
	1957-1960	10.70	0.10	...	...	...	Westerlund (1961)
	Dez. 1969	10.67	0.12	...	0.45	0.56	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.64	0.11	...	0.45	0.56	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.64	0.11	...	0.45	0.56	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.65	0.11	...	0.45	0.56	Mendoza (1970)
	1970-1971	10.52	...	...	...	...	Osmer (1973)
	1968-1971	10.55	0.10	-0.89	...	...	Ardeberg et al. (1972)
	Dez. 1981	10.53	0.12	-0.98	...	...	Stahl et al. (1984)
	Ago. 1983	10.64	0.10	-0.94	0.18	0.38	Stahl et al. (1984)
	Jan. 1984	10.59	0.10	-0.94	...	...	Stahl et al. (1984)
	1971.9	10.63	0.14	-0.96	...	...	Appenzeller (1972)
R 127	1955-1960	11.40	...	...	...	...	Feast et al. (1960)
	Out. 1966	10.53	...	...	...	...	van Genderen (1970)
	Dez. 1969	11.16	-0.07	...	0.17	0.03	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	11.16	-0.06	...	0.17	0.04	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	11.17	-0.08	...	0.17	0.05	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	11.16	-0.07	...	0.17	0.04	Mendoza (1970)
	31 jan 96	9.35	0.23	-0.66	...	...	Smith et al. (1998)
R 128	1955-1960	11.20	...	...	...	...	Feast et al. (1960)
	Dez. 1969	10.48	-0.07	...	0.04	-0.02	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.47	-0.06	...	0.02	-0.04	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.48	-0.06	...	0.03	-0.03	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.48	-0.06	...	0.03	-0.03	Mendoza (1970)
	1968-1971	10.63	-0.06	-0.90	...	...	Ardeberg et al. (1972)
	Fev. 1980	10.52	-0.09	-0.88	...	...	Stahl et al. (1984)
	1980	10.03	-0.08	-0.97	...	...	Stahl et al. (1984)
	Dez. 1981	10.69	-0.08	-0.95	...	...	Stahl et al. (1984)
	Fev. 1983	10.54	-0.04	-0.95	...	...	Stahl et al. (1984)

Continua na próxima página.

Tabela 11 – continuação

Objeto	Observação	$V$	$B - V$	$U - B$	$V - R$	$V - I$	Referências
	Ago. 1983	10.55	-0.05	-0.90	-0.03	0.01	Stahl et al. (1984)
	Jan. 1984	10.57	-0.07	-0.90	...	...	Stahl et al. (1984)
R 143	1957-1960	10.62	0.74	...	0.40	0.75	Westerlund (1961)
	1981	12.03	0.44	-0.59	0.30	0.59	Clayton & Martin (1985)
	1985	12.00	0.44	...	...	...	Parker et al. (1993)
	Dez. 1995	11.92	0.41	-0.42	...	...	Smith et al. (1998)
	2010	11.60	...	...	...	...	Walborn et al. (2017)
	2016	11.54	...	...	...	...	Walborn et al. (2017)
R 149	1955-1960	12.26	-0.05	...	...	...	Feast et al. (1960)
	Dez. 1969	12.28	-0.06	...	0.20	0.02	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	12.28	-0.06	...	0.20	0.02	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	12.24	-0.02	...	0.19	0.02	Parsamian & Chavira (1969)
	1971-1973	12.52	-0.07	-0.92	...	...	Isserstedt (1975)
	Ago. 1983	12.22	-0.01	-0.97	0.10	-0.04	Stahl et al. (1984)
S Dor	Dez. 1969	10.79	0.05	...	0.27	0.24	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.69	0.00	...	0.21	0.22	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.83	0.02	...	0.31	0.30	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.82	0.00	...	0.29	0.31	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.82	0.02	...	0.32	0.29	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.81	0.02	...	0.32	0.29	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.78	0.01	...	0.23	0.25	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.76	0.03	...	0.27	0.23	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.75	0.02	...	0.28	0.28	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.74	0.01	...	0.32	0.31	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.71	0.04	...	0.29	0.28	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.72	0.02	...	0.30	0.29	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.73	0.02	...	0.31	0.30	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.71	0.02	...	0.31	0.30	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.73	0.02	...	0.32	0.31	Parsamian & Chavira (1969)
	Dez. 1969	10.76	0.02	...	0.29	-0.01	Mendoza (1970)
	Out. 1971	9.96	0.12	-0.98	...	...	Appenzeller (1972)
S 119	1971-1973	11.90	-0.07	-0.97	...	...	Isserstedt (1975)
	Set. 1996	12.01	-0.10	-0.94	...	...	Smith et al. (1998)
S 134	1957-1960	12.07	0.22	...	1.81	1.04	Westerlund (1961)
	Out. 1966	11.66	0.48	...	...	...	van Genderen (1970)
	1968-1971	12.06	0.27	-0.97	...	...	Ardeberg et al. (1972)
	Ago. 1983	11.89	0.43	-1.03	0.93	0.99	Stahl et al. (1984)
	Jan. 1984	12.03	0.25	-1.02	...	...	Stahl et al. (1984)
	Abr. 1984	11.83	0.46	-1.07	0.87	0.85	Stahl et al. (1984)

Os dados observados com o telescópio BC do OPD são listados na tabela 12 e foram observados com diferentes configurações instrumentais e tempos de exposição, como já

citado no capítulo 3. As observações foram agrupadas por noite e por modo de observação, havendo resultados derivados de observações específicas de fotometria (com câmera direta ou com polarímetro sem analisador), ou de observações de polarimetria, que também permitem a obtenção da fotometria dos objetos. O modo de observação utilizado é descrito na última coluna da tabela. Como as observações foram feitas de forma sequencial em cada banda, podem haver diferenças de até duas horas entre os dados coletados em diferentes bandas.

Embora a fotometria de LBVs galácticas não tenha sido usada diretamente neste doutoramento, a fotometria obtida da redução polarimétrica destes objetos também é listado na tabela 12, para fins de registro, uma vez que também são resultados válidos.

Tabela 12 – Observações fotométricas realizadas com o telescópio BC do OPD. O “modo” de observação (última coluna) corresponde à configuração instrumental, sendo “f” para resultados de observações em modo puramente fotométrico e “p” para resultados obtidos de observações de polarimetria.

Objeto	Observação	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Modo
HD 5980	10-11-2014	...	$11.63 \pm 0.05$	...	$12.11 \pm 0.01$	f
	11-11-2014	...	$11.42 \pm 0.08$	...	$11.70 \pm 0.01$	f
	16-11-2014	...	$11.60 \pm 0.05$	...	$12.03 \pm 0.01$	f
	27-10-2014	$11.46 \pm 0.02$	$11.54 \pm 0.02$	$11.48 \pm 0.14$	$12.05 \pm 0.01$	f
	28-10-2014	...	$11.66 \pm 0.04$	...	$11.89 \pm 0.01$	f
	11-12-2015	...	$11.38 \pm 0.05$	$11.37 \pm 0.13$	$11.61 \pm 0.01$	f
	04-10-2015	$11.28 \pm 0.05$	$11.40 \pm 0.07$	$11.31 \pm 0.19$	$11.57 \pm 0.01$	f
	06-10-2015	$11.35 \pm 0.05$	$11.41 \pm 0.04$	$11.31 \pm 0.16$	$11.59 \pm 0.01$	f
	07-10-2015	$11.30 \pm 0.04$	$11.45 \pm 0.03$	$11.37 \pm 0.14$	$11.63 \pm 0.01$	f
	08-10-2015	...	$11.43 \pm 0.04$	$11.46 \pm 0.26$	$11.59 \pm 0.02$	f
	04-08-2016	...	$11.40 \pm 0.04$	...	...	p
	05-08-2016	...	$11.44 \pm 0.03$	...	...	p
	06-08-2016	...	$11.57 \pm 0.04$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$11.48 \pm 0.20$	...	p
	17-12-2016	$11.28 \pm 0.05$	$11.44 \pm 0.02$	...	...	f
	22-12-2016	...	$11.45 \pm 0.03$	...	...	p
	30-01-2016	...	$11.39 \pm 0.04$	...	...	p
	31-01-2016	...	$11.46 \pm 0.03$	...	...	p
	24-07-2016	...	$11.40 \pm 0.02$	$11.25 \pm 0.19$	...	f
	25-07-2016	$11.47 \pm 0.02$	$11.56 \pm 0.02$	$11.53 \pm 0.16$	$11.85 \pm 0.01$	f
	26-07-2016	$11.31 \pm 0.03$	$11.41 \pm 0.05$	$11.49 \pm 0.16$	$11.74 \pm 0.01$	f
	29-06-2016	$11.50 \pm 0.03$	$11.62 \pm 0.04$	$11.51 \pm 0.20$	$11.85 \pm 0.01$	f
	19-12-2017	...	$11.33 \pm 0.03$	...	...	f
	19-12-2017	$11.24 \pm 0.04$	$11.35 \pm 0.04$	$11.28 \pm 0.20$	$11.56 \pm 0.02$	p
	12-09-2017	$11.23 \pm 0.06$	$11.38 \pm 0.04$	$11.17 \pm 0.17$	$11.58 \pm 0.01$	p
	13-09-2017	$11.26 \pm 0.05$	$11.40 \pm 0.04$	$11.31 \pm 0.14$	$11.63 \pm 0.02$	p

Continua na próxima página.

Tabela 12 – continuação

Objeto	Observação	$B$	$V$	$R$	$I$	Modo
AS 314	06-08-2016	...	$9.91 \pm 0.03$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$9.56 \pm 0.05$	...	p
	13-09-2017	$10.77 \pm 0.03$	$9.80 \pm 0.03$	$9.42 \pm 0.07$	$8.74 \pm 0.01$	p
HD 168607	05-08-2016	...	$8.23 \pm 0.01$	...	...	p
	06-08-2016	...	$8.23 \pm 0.01$	...	...	p
	12-09-2017	$9.67 \pm 0.01$	$8.25 \pm 0.01$	$7.39 \pm 0.06$	...	p
	14-09-2017	...	$8.22 \pm 0.24$	$7.19 \pm 0.22$	$5.91 \pm 0.05$	p
HD 168625	05-08-2016	...	$8.51 \pm 0.01$	...	...	p
	06-08-2016	...	$8.48 \pm 0.01$	...	...	p
	21-02-2017	...	$8.33 \pm 0.02$	...	...	p
	12-09-2017	$9.74 \pm 0.01$	$8.42 \pm 0.01$	$7.69 \pm 0.06$	...	p
	14-09-2017	...	$8.42 \pm 0.24$	$7.53 \pm 0.22$	$6.35 \pm 0.05$	p
HD 269582	11-11-2014	...	$10.62 \pm 0.09$	...	...	f
	28-10-2014	...	$10.30 \pm 0.04$	$10.31 \pm 0.06$	$10.47 \pm 0.01$	f
	07-10-2015	...	$10.63 \pm 0.08$	...	...	f
	06-08-2016	...	$10.46 \pm 0.04$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$10.22 \pm 0.10$	...	p
	17-12-2016	...	$10.46 \pm 0.04$	...	...	f
	20-12-2016	$10.63 \pm 0.04$	$10.45 \pm 0.04$	...	...	f
	22-12-2016	$10.58 \pm 0.05$	$10.40 \pm 0.11$	...	...	f
	22-12-2016	...	$10.47 \pm 0.05$	...	...	p
	26-01-2016	$10.62 \pm 0.06$	$10.49 \pm 0.08$	$10.14 \pm 0.08$	$10.23 \pm 0.01$	f
	30-01-2016	...	$10.52 \pm 0.04$	...	...	p
	31-01-2016	...	$10.60 \pm 0.04$	...	...	p
	18-12-2017	...	$10.57 \pm 0.06$	...	...	f
	19-12-2017	$10.76 \pm 0.03$	$10.58 \pm 0.05$	$10.31 \pm 0.07$	$10.44 \pm 0.01$	p
	21-02-2017	$10.76 \pm 0.03$	$10.55 \pm 0.06$	$10.33 \pm 0.06$	$10.45 \pm 0.00$	f
	12-09-2017	$10.82 \pm 0.02$	$10.68 \pm 0.04$	$10.43 \pm 0.12$	$10.52 \pm 0.01$	p
HD 316285	08-08-2016	...	...	$7.55 \pm 0.06$	...	p
	13-09-2017	$10.69 \pm 0.01$	$9.04 \pm 0.02$	$7.77 \pm 0.05$	$7.24 \pm 0.01$	p
	14-09-2017	...	...	$7.68 \pm 0.09$	$6.47 \pm 0.03$	p
HD 326823	07-08-2016	...	$9.00 \pm 0.01$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$8.53 \pm 0.05$	...	p
	21-02-2017	...	$9.05 \pm 0.02$	...	...	p
	13-09-2017	$9.97 \pm 0.02$	$9.12 \pm 0.02$	$8.57 \pm 0.03$	...	p
	14-09-2017	...	...	$8.44 \pm 0.09$	$7.75 \pm 0.04$	p
Hen3-519	30-01-2016	...	$10.96 \pm 0.03$	...	...	p
	21-02-2017	...	$10.84 \pm 0.02$	...	...	p
IRC+10420	04-08-2016	...	$10.96 \pm 0.02$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$8.98 \pm 0.05$	...	p
	13-09-2017	$13.22 \pm 0.02$	$10.93 \pm 0.02$	$9.06 \pm 0.04$	...	p
MWC 314	06-08-2016	...	$9.98 \pm 0.04$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$8.72 \pm 0.04$	...	p
	13-09-2017	$11.43 \pm 0.02$	$9.90 \pm 0.02$	$8.63 \pm 0.05$	...	p

Continua na próxima página.

Tabela 12 – continuação

Objeto	Observação	$B$	$V$	$R$	$I$	Modo
MWC 930	05-08-2016	...	$11.73 \pm 0.02$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$9.78 \pm 0.06$	...	p
	13-09-2017	$14.25 \pm 0.04$	$11.70 \pm 0.02$	$9.80 \pm 0.06$	$8.19 \pm 0.05$	p
	14-09-2017	...	...	...	$7.93 \pm 0.04$	p
R 40	10-11-2014	...	$9.36 \pm 0.07$	$9.26 \pm 0.05$	$8.80 \pm 0.01$	f
	11-11-2014	...	$9.36 \pm 0.05$	...	$8.84 \pm 0.01$	f
	16-11-2014	...	$9.38 \pm 0.04$	...	$8.79 \pm 0.01$	f
	22-10-2014	...	$9.29 \pm 0.06$	$9.27 \pm 0.05$	$8.80 \pm 0.01$	f
	27-10-2014	$10.03 \pm 0.03$	$9.37 \pm 0.04$	$9.30 \pm 0.06$	$8.85 \pm 0.01$	f
	28-10-2014	$9.86 \pm 0.06$	$9.30 \pm 0.07$	$9.26 \pm 0.07$	$8.76 \pm 0.01$	f
	11-12-2015	...	$9.22 \pm 0.06$	$9.16 \pm 0.06$	$8.62 \pm 0.01$	f
	04-10-2015	$9.86 \pm 0.05$	$9.25 \pm 0.05$	$9.12 \pm 0.06$	$8.64 \pm 0.01$	f
	05-10-2015	$9.89 \pm 0.03$	$9.25 \pm 0.05$	$9.14 \pm 0.07$	$8.66 \pm 0.01$	f
	06-10-2015	$9.90 \pm 0.05$	$9.29 \pm 0.05$	$9.18 \pm 0.07$	$8.67 \pm 0.01$	f
	07-10-2015	$9.81 \pm 0.08$	$9.26 \pm 0.06$	$9.13 \pm 0.07$	$8.65 \pm 0.01$	f
	08-10-2015	$9.88 \pm 0.03$	$9.32 \pm 0.04$	$9.18 \pm 0.07$	$8.69 \pm 0.01$	f
	04-08-2016	...	$9.13 \pm 0.04$	...	...	p
	05-08-2016	...	$9.15 \pm 0.06$	...	...	p
	06-08-2016	...	$9.20 \pm 0.04$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$9.10 \pm 0.10$	...	p
	16-12-2016	$10.01 \pm 0.04$	$9.25 \pm 0.06$	...	...	f
	17-12-2016	$10.01 \pm 0.06$	$9.32 \pm 0.07$	...	...	f
	21-12-2016	$9.94 \pm 0.05$	$9.18 \pm 0.07$	...	...	f
	21-12-2016	...	$9.27 \pm 0.04$	...	...	p
	22-12-2016	...	$9.33 \pm 0.04$	...	...	p
	25-01-2016	$9.80 \pm 0.04$	$9.19 \pm 0.04$	$9.11 \pm 0.06$	$8.57 \pm 0.01$	f
	30-01-2016	...	$9.17 \pm 0.05$	...	...	p
	31-01-2016	...	$9.25 \pm 0.04$	...	...	p
	25-07-2016	$9.83 \pm 0.06$	$9.15 \pm 0.04$	$9.03 \pm 0.07$	$8.57 \pm 0.00$	f
	26-07-2016	$9.81 \pm 0.06$	$9.15 \pm 0.05$	$9.04 \pm 0.06$	$8.60 \pm 0.01$	f
	29-06-2016	$9.76 \pm 0.05$	$9.12 \pm 0.05$	$8.99 \pm 0.07$	$8.58 \pm 0.01$	f
	19-12-2017	...	$9.25 \pm 0.05$	...	...	f
	19-12-2017	$10.09 \pm 0.03$	$9.32 \pm 0.04$	$9.15 \pm 0.13$	$8.58 \pm 0.01$	p
	22-02-2017	$10.12 \pm 0.05$	$9.33 \pm 0.05$	$9.09 \pm 0.07$	$8.52 \pm 0.01$	f
	22-02-2017	...	$9.04 \pm 0.08$	$9.15 \pm 0.08$	...	p
	12-09-2017	$10.13 \pm 0.04$	$9.32 \pm 0.06$	$9.13 \pm 0.10$	$8.61 \pm 0.01$	p
13-09-2017	$10.14 \pm 0.03$	$9.35 \pm 0.06$	$9.13 \pm 0.10$	...	p	
14-09-2017	$10.12 \pm 0.03$	$9.32 \pm 0.04$	$9.25 \pm 0.10$	$8.57 \pm 0.02$	p	
R 66	28-10-2014	...	$10.63 \pm 0.02$	...	$10.41 \pm 0.01$	f
	07-10-2015	...	$10.53 \pm 0.04$	...	...	f
	08-10-2015	$10.74 \pm 0.02$	$10.56 \pm 0.03$	$10.13 \pm 0.09$	$10.14 \pm 0.01$	f
	04-08-2016	...	$10.55 \pm 0.02$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$10.45 \pm 0.21$	...	p
	20-12-2016	$10.78 \pm 0.01$	$10.59 \pm 0.01$	...	...	f

Continua na próxima página.



Tabela 12 – continuação

Objeto	Observação	$B$	$V$	$R$	$I$	Modo
	22-12-2016	$10.70 \pm 0.09$	...	...	...	f
	22-12-2016	...	$10.56 \pm 0.02$	...	...	p
	30-01-2016	...	$10.53 \pm 0.03$	...	...	p
	31-01-2016	...	$10.58 \pm 0.02$	...	...	p
	18-12-2017	...	$10.64 \pm 0.02$	...	...	f
	19-12-2017	$10.83 \pm 0.03$	$10.65 \pm 0.02$	$10.30 \pm 0.08$	$10.35 \pm 0.01$	p
	21-02-2017	...	$10.51 \pm 0.04$	...	...	f
	22-02-2017	...	...	$10.15 \pm 0.05$	...	p
	12-09-2017	$10.76 \pm 0.04$	$10.62 \pm 0.02$	$10.21 \pm 0.05$	$10.30 \pm 0.01$	p
	13-09-2017	$10.77 \pm 0.02$	$10.63 \pm 0.02$	$10.21 \pm 0.06$	$10.32 \pm 0.01$	p
R 71	27-10-2014	$9.46 \pm 0.03$	$8.70 \pm 0.03$	$8.26 \pm 0.04$	$8.13 \pm 0.01$	f
	07-10-2015	$9.38 \pm 0.03$	$8.67 \pm 0.02$	$8.13 \pm 0.06$	$8.02 \pm 0.01$	f
	04-08-2016	...	$8.87 \pm 0.03$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$8.56 \pm 0.12$	...	p
	17-12-2016	$9.53 \pm 0.02$	$8.81 \pm 0.00$	...	...	f
	22-12-2016	$9.42 \pm 0.04$	$8.73 \pm 0.01$	...	...	f
	22-12-2016	...	$8.77 \pm 0.05$	...	...	p
	30-01-2016	...	$8.70 \pm 0.04$	...	...	p
	31-01-2016	...	$8.74 \pm 0.04$	...	...	p
	18-12-2017	...	$8.74 \pm 0.03$	...	...	f
	19-12-2017	$9.45 \pm 0.02$	$8.77 \pm 0.03$	$8.30 \pm 0.07$	$8.27 \pm 0.01$	p
	12-09-2017	$9.48 \pm 0.02$	$8.84 \pm 0.02$	$8.33 \pm 0.07$	$8.25 \pm 0.01$	p
	13-09-2017	$9.48 \pm 0.02$	$8.86 \pm 0.02$	$8.39 \pm 0.10$	...	p
	14-09-2017	$9.47 \pm 0.14$	$8.81 \pm 0.03$	$8.47 \pm 0.10$	$8.23 \pm 0.04$	p
R 74	16-11-2014	...	$10.87 \pm 0.02$	...	$10.62 \pm 0.01$	f
	28-10-2014	...	$10.86 \pm 0.24$	...	$10.67 \pm 0.01$	f
	07-10-2015	...	$11.03 \pm 0.02$	...	...	f
	05-08-2016	...	$10.96 \pm 0.03$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$10.89 \pm 0.16$	...	p
	20-12-2016	$11.08 \pm 0.00$	$11.02 \pm 0.02$	...	...	f
	22-12-2016	...	$10.99 \pm 0.02$	...	...	p
	25-01-2016	...	$10.89 \pm 0.02$	$10.64 \pm 0.07$	$10.67 \pm 0.01$	f
	30-01-2016	...	$10.83 \pm 0.02$	...	...	p
	18-12-2017	...	$10.96 \pm 0.02$	...	...	f
	19-12-2017	$10.98 \pm 0.02$	$10.94 \pm 0.03$	$10.75 \pm 0.07$	$10.85 \pm 0.01$	p
	13-09-2017	$11.06 \pm 0.02$	$11.00 \pm 0.03$	$10.77 \pm 0.08$	$10.86 \pm 0.01$	p
R 78	11-11-2014	...	$11.60 \pm 0.06$	...	$11.77 \pm 0.01$	f
	07-10-2015	...	$11.54 \pm 0.06$	...	...	f
	08-10-2015	...	$11.57 \pm 0.03$	...	...	f
	06-08-2016	...	$11.62 \pm 0.03$	...	...	p
	31-01-2016	...	$11.57 \pm 0.04$	...	...	p
	18-12-2017	...	$11.56 \pm 0.04$	...	...	f
	14-09-2017	$11.63 \pm 0.03$	$11.64 \pm 0.04$	$11.43 \pm 0.08$	$11.84 \pm 0.01$	p
R 81	27-10-2014	$10.36 \pm 0.04$	$10.20 \pm 0.07$	...	$10.28 \pm 0.01$	f

Continua na próxima página.

Tabela 12 – continuação

Objeto	Observação	$B$	$V$	$R$	$I$	Modo
	28-10-2014	...	$10.22 \pm 0.09$	...	$10.28 \pm 0.01$	f
	07-10-2015	...	$10.34 \pm 0.09$	...	...	f
	20-12-2016	$10.36 \pm 0.04$	...	...	...	f
	22-12-2016	...	$10.25 \pm 0.03$	...	...	p
	30-01-2016	...	$10.29 \pm 0.03$	...	...	p
	18-12-2017	...	$10.35 \pm 0.07$	...	...	f
	13-09-2017	$10.34 \pm 0.04$	$10.26 \pm 0.04$	$9.92 \pm 0.10$	$10.28 \pm 0.01$	p
R 84	08-10-2015	...	$11.98 \pm 0.00$	...	...	f
	22-12-2016	...	$11.91 \pm 0.04$	...	...	p
	26-01-2016	...	$11.89 \pm 0.04$	...	...	f
	30-01-2016	...	$11.90 \pm 0.12$	...	...	p
	18-12-2017	...	$11.84 \pm 0.03$	...	...	f
	14-09-2017	$12.13 \pm 0.04$	$11.92 \pm 0.02$	$11.36 \pm 0.14$	$10.56 \pm 0.01$	p
R 85	10-11-2014	$10.68 \pm 0.06$	$10.55 \pm 0.06$	$10.26 \pm 0.13$	$10.38 \pm 0.00$	f
	11-11-2014	...	$10.55 \pm 0.07$	...	$10.36 \pm 0.00$	f
	16-11-2014	...	$10.56 \pm 0.06$	...	$10.33 \pm 0.01$	f
	27-10-2014	$10.57 \pm 0.04$	$10.42 \pm 0.09$	$10.09 \pm 0.16$	$10.27 \pm 0.00$	f
	06-10-2015	$10.84 \pm 0.06$	$10.64 \pm 0.05$	$10.13 \pm 0.16$	$10.39 \pm 0.00$	f
	04-08-2016	...	$10.56 \pm 0.02$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$10.48 \pm 0.59$	...	p
	17-12-2016	$10.70 \pm 0.04$	$10.53 \pm 0.02$	...	...	f
	22-12-2016	$10.70 \pm 0.06$	$10.51 \pm 0.08$	...	...	f
	22-12-2016	...	$10.58 \pm 0.03$	...	...	p
	30-01-2016	...	$10.60 \pm 0.04$	...	...	p
	31-01-2016	...	$10.58 \pm 0.03$	...	...	p
	26-07-2016	...	$10.58 \pm 0.04$	...	...	f
	18-12-2017	...	$10.82 \pm 0.06$	...	...	f
	19-12-2017	$11.00 \pm 0.02$	$10.85 \pm 0.04$	$10.35 \pm 0.29$	$10.65 \pm 0.01$	p
	21-02-2017	$10.64 \pm 0.02$	$10.47 \pm 0.03$	$9.97 \pm 0.16$	$10.28 \pm 0.00$	f
	12-09-2017	$10.80 \pm 0.03$	$10.66 \pm 0.02$	$10.27 \pm 0.35$	$10.49 \pm 0.01$	p
	13-09-2017	$10.82 \pm 0.02$	$10.67 \pm 0.04$	$10.37 \pm 0.16$	$10.54 \pm 0.01$	p
R 99	10-11-2014	$11.68 \pm 0.03$	$11.44 \pm 0.08$	$11.02 \pm 0.01$	$11.06 \pm 0.01$	f
	16-11-2014	...	$11.48 \pm 0.03$	...	$11.00 \pm 0.01$	f
	22-10-2014	...	...	$11.16 \pm 0.08$	$11.09 \pm 0.01$	f
	23-10-2014	...	$11.48 \pm 0.05$	$11.08 \pm 0.05$	$11.08 \pm 0.01$	f
	04-10-2015	...	$11.44 \pm 0.06$	...	...	f
	07-10-2015	$11.62 \pm 0.06$	$11.42 \pm 0.06$	$10.82 \pm 0.08$	$11.01 \pm 0.01$	f
	08-08-2016	...	...	$11.29 \pm 0.09$	...	p
	20-12-2016	$11.82 \pm 0.04$	$11.52 \pm 0.02$	...	...	f
	22-12-2016	...	$11.48 \pm 0.03$	...	...	p
	30-01-2016	...	$11.38 \pm 0.05$	...	...	p
	18-12-2017	...	$11.50 \pm 0.06$	...	...	f
	13-09-2017	$11.78 \pm 0.02$	$11.52 \pm 0.02$	$11.17 \pm 0.10$	$11.15 \pm 0.02$	p
R 110	10-11-2014	...	$10.43 \pm 0.04$	...	$10.15 \pm 0.00$	f

Continua na próxima página.

Tabela 12 – continuação

Objeto	Observação	$B$	$V$	$R$	$I$	Modo
	11-11-2014	$10.59 \pm 0.06$	$10.39 \pm 0.04$	$9.96 \pm 0.09$	$10.19 \pm 0.00$	f
	16-11-2014	...	$10.38 \pm 0.05$	...	$10.08 \pm 0.01$	f
	22-10-2014	$10.72 \pm 0.07$	$10.40 \pm 0.04$	$10.13 \pm 0.06$	$10.16 \pm 0.00$	f
	28-10-2014	$10.70 \pm 0.04$	$10.41 \pm 0.03$	$9.97 \pm 0.09$	$10.19 \pm 0.00$	f
	04-10-2015	$10.71 \pm 0.03$	$10.42 \pm 0.05$	$9.99 \pm 0.09$	$10.19 \pm 0.01$	f
	05-10-2015	...	$10.45 \pm 0.06$	$10.03 \pm 0.09$	$10.16 \pm 0.01$	f
	06-10-2015	$10.70 \pm 0.03$	$10.44 \pm 0.04$	$10.01 \pm 0.07$	$10.16 \pm 0.00$	f
	04-08-2016	...	$10.57 \pm 0.03$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	...	...	p
	17-12-2016	$10.71 \pm 0.00$	$10.50 \pm 0.00$	...	...	f
	22-12-2016	$10.72 \pm 0.06$	$10.50 \pm 0.05$	...	...	f
	22-12-2016	...	$10.50 \pm 0.06$	...	...	p
	23-01-2016	...	$10.50 \pm 0.02$	$10.16 \pm 0.08$	$10.23 \pm 0.01$	f
	26-01-2016	...	$10.50 \pm 0.03$	...	$10.28 \pm 0.01$	f
	30-01-2016	...	$10.50 \pm 0.05$	...	...	p
	31-01-2016	...	$10.59 \pm 0.05$	...	...	p
	26-07-2016	...	$10.57 \pm 0.05$	...	...	f
	30-11-2016	...	$10.60 \pm 0.05$	...	...	f
	18-12-2017	...	$10.44 \pm 0.04$	...	...	f
	19-12-2017	$10.69 \pm 0.03$	$10.46 \pm 0.04$	$10.10 \pm 0.10$	$10.29 \pm 0.01$	p
	21-02-2017	$10.75 \pm 0.05$	$10.52 \pm 0.04$	$10.23 \pm 0.07$	$10.39 \pm 0.00$	f
	12-09-2017	$10.76 \pm 0.03$	$10.55 \pm 0.04$	$9.97 \pm 0.11$	$10.32 \pm 0.01$	p
	13-09-2017	$10.75 \pm 0.03$	$10.55 \pm 0.03$	$10.02 \pm 0.11$	$10.36 \pm 0.01$	p
R 116	11-11-2014	...	$10.48 \pm 0.02$	...	...	f
	27-10-2014	$10.62 \pm 0.03$	$10.53 \pm 0.05$	$10.30 \pm 0.09$	$10.46 \pm 0.01$	f
	07-10-2015	...	$10.40 \pm 0.02$	$10.14 \pm 0.09$	$10.33 \pm 0.01$	f
	08-08-2016	...	...	$10.23 \pm 0.23$	...	p
	17-12-2016	$10.56 \pm 0.00$	$10.48 \pm 0.02$	...	...	f
	22-12-2016	$10.54 \pm 0.03$	$10.45 \pm 0.03$	...	...	f
	22-12-2016	...	$10.48 \pm 0.01$	...	...	p
	30-01-2016	...	$10.37 \pm 0.03$	...	...	p
	18-12-2017	...	$10.47 \pm 0.03$	...	...	f
	19-12-2017	$10.54 \pm 0.03$	$10.47 \pm 0.04$	$10.18 \pm 0.09$	$10.55 \pm 0.01$	p
	14-09-2017	$10.51 \pm 0.04$	$10.48 \pm 0.03$	$10.18 \pm 0.09$	$10.53 \pm 0.02$	p
R 123	28-10-2014	...	$10.50 \pm 0.07$	...	$10.51 \pm 0.01$	f
	07-10-2015	...	$10.36 \pm 0.10$	...	...	f
	05-08-2016	...	$10.67 \pm 0.03$	...	...	p
	20-12-2016	$10.74 \pm 0.04$	$10.62 \pm 0.06$	...	...	f
	22-12-2016	...	$10.71 \pm 0.05$	...	...	p
	18-12-2017	...	$10.36 \pm 0.07$	...	...	f
	14-09-2017	$10.68 \pm 0.03$	$10.64 \pm 0.04$	$10.42 \pm 0.08$	$10.36 \pm 0.01$	p
R 127	10-11-2014	...	$10.67 \pm 0.03$	$10.78 \pm 0.08$	$10.51 \pm 0.00$	f
	16-11-2014	...	$10.67 \pm 0.03$	...	$10.50 \pm 0.01$	f
	27-10-2014	$10.74 \pm 0.02$	$10.62 \pm 0.03$	$10.66 \pm 0.09$	$10.49 \pm 0.00$	f

Continua na próxima página.

Tabela 12 – continuação

Objeto	Observação	$B$	$V$	$R$	$I$	Modo
	04-10-2015	$10.67 \pm 0.04$	$10.62 \pm 0.03$	$10.75 \pm 0.09$	$10.52 \pm 0.01$	f
	07-10-2015	...	$10.61 \pm 0.03$	...	...	f
	06-08-2016	...	$10.43 \pm 0.02$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$10.66 \pm 0.16$	...	p
	17-12-2016	$10.57 \pm 0.03$	$10.51 \pm 0.05$	...	...	f
	22-12-2016	$10.55 \pm 0.03$	$10.46 \pm 0.03$	...	...	f
	22-12-2016	...	$10.41 \pm 0.03$	...	...	p
	30-01-2016	...	$10.43 \pm 0.02$	...	...	p
	18-12-2017	...	$9.85 \pm 0.04$	...	...	f
	19-12-2017	$9.98 \pm 0.02$	$9.85 \pm 0.02$	$10.03 \pm 0.08$	$9.71 \pm 0.01$	p
	21-02-2017	$10.38 \pm 0.02$	$10.31 \pm 0.03$	$10.46 \pm 0.07$	$10.24 \pm 0.00$	f
	12-09-2017	$10.19 \pm 0.02$	$10.08 \pm 0.03$	...	...	p
R 128	10-11-2014	...	$10.77 \pm 0.03$	$11.13 \pm 0.08$	$10.90 \pm 0.00$	f
	16-11-2014	...	$10.75 \pm 0.03$	...	$10.85 \pm 0.01$	f
	27-10-2014	$10.80 \pm 0.02$	$10.82 \pm 0.03$	$11.09 \pm 0.09$	$10.94 \pm 0.00$	f
	04-10-2015	$10.66 \pm 0.04$	$10.70 \pm 0.03$	$11.02 \pm 0.09$	$10.79 \pm 0.01$	f
	07-10-2015	...	$10.66 \pm 0.03$	...	...	f
	06-08-2016	...	$10.74 \pm 0.02$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$11.13 \pm 0.16$	...	p
	17-12-2016	$10.67 \pm 0.03$	$10.69 \pm 0.05$	...	...	f
	22-12-2016	$10.74 \pm 0.03$	$10.74 \pm 0.03$	...	...	f
	22-12-2016	...	$10.77 \pm 0.03$	...	...	p
	30-01-2016	...	$10.76 \pm 0.02$	...	...	p
	18-12-2017	...	$10.73 \pm 0.04$	...	...	f
	19-12-2017	$10.72 \pm 0.02$	$10.74 \pm 0.02$	$11.09 \pm 0.08$	$10.93 \pm 0.01$	p
	21-02-2017	$10.73 \pm 0.02$	$10.76 \pm 0.03$	$11.09 \pm 0.07$	$10.95 \pm 0.00$	f
	12-09-2017	$10.74 \pm 0.02$	$10.77 \pm 0.03$	...	...	p
R 143	10-11-2014	...	$11.54 \pm 0.00$	$11.43 \pm 0.00$	...	f
	11-11-2014	...	$11.47 \pm 0.00$	...	...	f
	28-10-2014	$11.93 \pm 0.00$	...	...	$10.71 \pm 0.00$	f
	06-10-2015	...	...	...	...	f
	07-10-2015	$11.82 \pm 0.00$	...	...	...	f
	05-08-2016	...	$11.45 \pm 0.09$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$11.37 \pm 0.05$	...	p
	17-12-2016	...	$11.54 \pm 0.00$	...	...	f
	22-12-2016	...	...	...	...	f
	22-12-2016	...	$11.49 \pm 0.12$	...	...	p
	30-01-2016	...	$11.14 \pm 0.14$	...	...	p
	31-01-2016	...	$11.22 \pm 0.10$	...	...	p
	26-07-2016	...	$11.39 \pm 0.08$	...	...	f
	30-11-2016	...	$11.51 \pm 0.00$	...	...	f
	18-12-2017	...	$11.52 \pm 0.06$	...	...	f
	19-12-2017	$11.93 \pm 0.08$	$11.41 \pm 0.12$	$11.44 \pm 0.05$	$10.93 \pm 0.02$	p
	12-09-2017	$11.99 \pm 0.09$	$11.44 \pm 0.11$	$11.39 \pm 0.04$	$10.86 \pm 0.02$	p

Continua na próxima página.

Tabela 12 – continuação

Objeto	Observação	$B$	$V$	$R$	$I$	Modo
	13-09-2017	$12.04 \pm 0.11$	$11.49 \pm 0.13$	$11.45 \pm 0.06$	$10.91 \pm 0.02$	p
R 149	11-11-2014	...	$12.49 \pm 0.11$	...	...	f
	11-12-2015	...	$12.43 \pm 0.07$	$12.54 \pm 0.14$	$12.51 \pm 0.01$	f
	22-12-2016	...	$12.41 \pm 0.05$	...	...	f
	22-12-2016	...	$12.36 \pm 0.06$	...	...	p
	26-01-2016	...	$12.34 \pm 0.09$	...	...	f
	31-01-2016	...	$12.42 \pm 0.05$	...	...	p
	18-12-2017	...	$12.38 \pm 0.07$	...	...	f
	14-09-2017	$12.32 \pm 0.04$	$12.43 \pm 0.06$	$12.53 \pm 0.19$	$12.52 \pm 0.01$	p
S 18	11-12-2015	...	$11.65 \pm 0.03$	...	...	f
	06-08-2016	...	$11.83 \pm 0.03$	...	...	p
	20-12-2016	$11.85 \pm 0.03$	$11.71 \pm 0.00$	...	...	f
	22-12-2016	...	$11.59 \pm 0.02$	...	...	p
	26-01-2016	...	$11.76 \pm 0.02$	...	$11.76 \pm 0.01$	f
	31-01-2016	...	$11.74 \pm 0.03$	...	...	p
	18-12-2017	...	$11.76 \pm 0.02$	...	...	f
	14-09-2017	$11.64 \pm 0.02$	$11.64 \pm 0.03$	$11.29 \pm 0.09$	$11.70 \pm 0.01$	p
S 22	20-12-2016	$11.87 \pm 0.01$	$11.64 \pm 0.02$	...	...	f
	22-12-2016	...	$11.64 \pm 0.03$	...	...	p
	26-01-2016	$11.84 \pm 0.02$	$11.56 \pm 0.03$	$10.43 \pm 0.05$	$10.86 \pm 0.01$	f
	31-01-2016	...	$11.59 \pm 0.03$	...	...	p
	18-12-2017	...	$11.57 \pm 0.04$	...	...	f
	14-09-2017	$11.78 \pm 0.02$	$11.56 \pm 0.02$	$10.49 \pm 0.07$	$10.96 \pm 0.01$	p
S 61	16-11-2014	...	$11.95 \pm 0.02$	...	...	f
	23-10-2014	...	$12.00 \pm 0.03$	$11.99 \pm 0.09$	$12.12 \pm 0.01$	f
	04-10-2015	...	$11.92 \pm 0.02$	...	...	f
	07-10-2015	$11.90 \pm 0.03$	$11.91 \pm 0.02$	$11.74 \pm 0.08$	$11.96 \pm 0.01$	f
	20-12-2016	$11.82 \pm 0.00$	$11.91 \pm 0.01$	...	...	f
	22-12-2016	...	$11.86 \pm 0.02$	...	...	p
	30-01-2016	...	$11.87 \pm 0.03$	...	...	p
	18-12-2017	...	$11.97 \pm 0.04$	...	...	f
S 119	10-11-2014	...	$11.84 \pm 0.04$	...	$11.90 \pm 0.00$	f
	11-11-2014	$11.71 \pm 0.06$	$11.74 \pm 0.04$	$11.45 \pm 0.09$	$11.89 \pm 0.00$	f
	16-11-2014	...	$11.76 \pm 0.05$	...	$11.82 \pm 0.01$	f
	22-10-2014	$11.86 \pm 0.07$	$11.75 \pm 0.04$	$11.63 \pm 0.06$	$11.86 \pm 0.00$	f
	28-10-2014	$11.93 \pm 0.04$	$11.89 \pm 0.03$	$11.58 \pm 0.09$	$12.00 \pm 0.00$	f
	04-10-2015	$11.85 \pm 0.03$	$11.82 \pm 0.05$	$11.53 \pm 0.09$	$11.96 \pm 0.01$	f
	05-10-2015	...	$11.81 \pm 0.06$	$11.52 \pm 0.09$	$11.89 \pm 0.01$	f
	06-10-2015	$11.86 \pm 0.03$	$11.82 \pm 0.04$	$11.52 \pm 0.08$	$11.92 \pm 0.00$	f
	04-08-2016	...	$11.81 \pm 0.03$	...	...	p
	17-12-2016	$11.70 \pm 0.00$	$11.72 \pm 0.00$	...	...	f
	22-12-2016	$11.73 \pm 0.06$	$11.70 \pm 0.05$	...	...	f
	22-12-2016	...	$11.69 \pm 0.06$	...	...	p
	23-01-2016	...	$11.78 \pm 0.02$	$11.56 \pm 0.08$	$11.87 \pm 0.01$	f

Continua na próxima página.

Tabela 12 – continuação

Objeto	Observação	$B$	$V$	$R$	$I$	Modo
	26-01-2016	...	$11.77 \pm 0.03$	...	$11.86 \pm 0.01$	f
	30-01-2016	...	$11.77 \pm 0.05$	...	...	p
	31-01-2016	...	$11.85 \pm 0.05$	...	...	p
	26-07-2016	...	$11.87 \pm 0.05$	...	...	f
	30-11-2016	...	$11.77 \pm 0.05$	...	...	f
	18-12-2017	...	$11.77 \pm 0.04$	...	...	f
	19-12-2017	$11.78 \pm 0.03$	$11.79 \pm 0.04$	$11.54 \pm 0.10$	$11.93 \pm 0.01$	p
	21-02-2017	$11.63 \pm 0.05$	$11.67 \pm 0.04$	$11.44 \pm 0.07$	$11.85 \pm 0.00$	f
	12-09-2017	$11.75 \pm 0.03$	$11.75 \pm 0.04$	$11.30 \pm 0.11$	$11.86 \pm 0.01$	p
	13-09-2017	$11.71 \pm 0.03$	$11.74 \pm 0.03$	$11.32 \pm 0.11$	$11.87 \pm 0.02$	p
S 134	06-08-2016	...	$11.88 \pm 0.04$	...	...	p
	22-12-2016	$12.16 \pm 0.04$	$11.82 \pm 0.05$	...	...	f
	22-12-2016	...	$11.87 \pm 0.03$	...	...	p
	18-12-2017	...	$11.85 \pm 0.05$	...	...	f
	14-09-2017	$12.23 \pm 0.03$	$11.94 \pm 0.03$	$11.15 \pm 0.12$	$11.00 \pm 0.01$	p
S Dor	10-11-2014	$9.73 \pm 0.06$	$9.59 \pm 0.06$	$9.18 \pm 0.13$	$9.30 \pm 0.00$	f
	11-11-2014	...	$9.56 \pm 0.07$	...	$9.25 \pm 0.00$	f
	16-11-2014	...	$9.56 \pm 0.06$	...	$9.24 \pm 0.01$	f
	27-10-2014	$9.71 \pm 0.04$	$9.53 \pm 0.09$	$9.10 \pm 0.16$	$9.27 \pm 0.00$	f
	06-10-2015	$9.50 \pm 0.06$	$9.27 \pm 0.05$	$8.66 \pm 0.16$	$8.89 \pm 0.00$	f
	04-08-2016	...	$9.46 \pm 0.02$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$9.29 \pm 0.59$	...	p
	17-12-2016	$9.55 \pm 0.04$	$9.36 \pm 0.02$	...	...	f
	22-12-2016	$9.49 \pm 0.06$	$9.26 \pm 0.08$	...	...	f
	22-12-2016	...	$9.36 \pm 0.03$	...	...	p
	30-01-2016	...	$9.40 \pm 0.04$	...	...	p
	31-01-2016	...	$9.41 \pm 0.03$	...	...	p
	26-07-2016	...	$9.42 \pm 0.04$	...	...	f
	18-12-2017	...	$9.09 \pm 0.06$	...	...	f
	19-12-2017	$9.42 \pm 0.02$	$9.14 \pm 0.04$	$8.56 \pm 0.29$	$8.80 \pm 0.01$	p
	21-02-2017	$9.52 \pm 0.02$	$9.29 \pm 0.03$	$8.78 \pm 0.16$	$9.05 \pm 0.00$	f
	12-09-2017	$9.31 \pm 0.03$	$9.07 \pm 0.02$	$8.60 \pm 0.35$	$8.75 \pm 0.01$	p
	13-09-2017	$9.33 \pm 0.02$	$9.14 \pm 0.04$	$8.69 \pm 0.16$	$8.81 \pm 0.01$	p
Sher 25	21-02-2017	...	$12.13 \pm 0.03$	...	...	p
VRMF 55	06-08-2016	...	$15.30 \pm 0.02$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$13.01 \pm 0.04$	...	p
	31-01-2016	...	$15.58 \pm 0.03$	...	...	p
	24-07-2016	$18.50 \pm 0.06$	$15.39 \pm 0.02$	$12.83 \pm 0.05$	$10.97 \pm 0.01$	f
	29-06-2016	$18.52 \pm 0.03$	$15.38 \pm 0.02$	$12.96 \pm 0.05$	$11.04 \pm 0.00$	f
	21-02-2017	...	$15.33 \pm 0.08$	...	...	p
	12-09-2017	...	$15.28 \pm 0.02$	$12.97 \pm 0.05$	$10.90 \pm 0.02$	p
W1-243	05-08-2016	...	$15.70 \pm 0.03$	...	...	p
	07-08-2016	...	$15.69 \pm 0.03$	...	...	p
	08-08-2016	...	...	$12.60 \pm 0.04$	...	p

Continua na próxima página.

Tabela 12 – continuação

Objeto	Observação	$B$	$V$	$R$	$I$	Modo
	24-07-2016	...	$15.79 \pm 0.02$	...	...	f
	21-02-2017	...	$15.63 \pm 0.06$	...	...	p
WRAY 16-137	06-08-2016	...	$13.84 \pm 0.03$	...	...	p
	30-01-2016	...	$14.14 \pm 0.02$	...	...	p
	21-02-2017	...	$13.84 \pm 0.02$	...	...	p
WRAY 17-96	08-08-2016	...	...	$11.82 \pm 0.05$	...	p
WS1	06-08-2016	...	$14.88 \pm 0.01$	...	...	p
	07-08-2016	...	$14.77 \pm 0.02$	...	...	p
	30-01-2016	...	$14.87 \pm 0.03$	...	...	p
	24-07-2016	...	$14.82 \pm 0.01$	$13.35 \pm 0.05$	$11.72 \pm 0.01$	f
	29-06-2016	...	$14.82 \pm 0.02$	$13.34 \pm 0.05$	$11.76 \pm 0.00$	f
	21-02-2017	...	$15.28 \pm 0.05$	...	...	p

Tabela 13 – Observações fotométricas realizadas com o telescópio ROBO40 do OPD.

Objeto	Observação	$B$	$V$	$R$	$I$
HD 5980	12/07/2018	$11.19 \pm 0.02$	...	$11.75 \pm 0.12$	$11.58 \pm 0.02$
	29/07/2018	...	...	$11.48 \pm 0.03$	$11.45 \pm 0.01$
	14/08/2018	$11.07 \pm 0.05$	$11.33 \pm 0.04$	$11.37 \pm 0.06$	$11.47 \pm 0.01$
	02/09/2018	...	$11.00 \pm 0.07$	$11.45 \pm 0.05$	$11.42 \pm 0.01$
	06/09/2018	$11.06 \pm 0.04$	...	$11.41 \pm 0.04$	$11.47 \pm 0.01$
	10/09/2018	...	$11.62 \pm 0.17$	$11.50 \pm 0.09$	$11.45 \pm 0.02$
HD 269582	01/07/2018	$10.69 \pm 0.04$	...	$10.34 \pm 0.04$	$10.47 \pm 0.01$
	12/07/2018	$10.72 \pm 0.03$	$10.72 \pm 0.06$	$10.22 \pm 0.06$	$10.41 \pm 0.01$
	14/08/2018	$10.57 \pm 0.05$	$10.55 \pm 0.05$	$10.15 \pm 0.05$	$10.34 \pm 0.01$
	02/09/2018	$10.68 \pm 0.04$	$10.58 \pm 0.06$	$10.25 \pm 0.02$	$10.45 \pm 0.02$
	06/09/2018	$10.68 \pm 0.05$	$10.81 \pm 0.05$	$10.21 \pm 0.05$	$10.44 \pm 0.01$
	10/09/2018	$10.69 \pm 0.03$	$10.62 \pm 0.06$	$10.16 \pm 0.05$	$10.39 \pm 0.01$
	16/10/2018	$10.71 \pm 0.06$	$10.82 \pm 0.11$	$10.23 \pm 0.07$	$10.36 \pm 0.01$
	22/10/2018	$10.73 \pm 0.04$	$10.67 \pm 0.07$	$10.17 \pm 0.03$	$10.34 \pm 0.01$
28/10/2018	$10.68 \pm 0.02$	$10.73 \pm 0.05$	$10.26 \pm 0.07$	$10.41 \pm 0.01$	
R 40	12/07/2018	$10.16 \pm 0.03$	$9.38 \pm 0.09$	$9.04 \pm 0.07$	$8.44 \pm 0.01$
	08/08/2018	$10.02 \pm 0.05$	...	...	$8.46 \pm 0.32$
	14/08/2018	$9.97 \pm 0.05$	$8.69 \pm 0.05$	$8.80 \pm 0.04$	$8.31 \pm 0.02$
	02/09/2018	...	...	$8.96 \pm 0.10$	$8.39 \pm 0.02$
	06/09/2018	$9.93 \pm 0.04$	$9.04 \pm 0.08$	$8.75 \pm 0.07$	$8.33 \pm 0.03$
	10/09/2018	$9.92 \pm 0.03$	$9.07 \pm 0.07$	$8.74 \pm 0.08$	$8.37 \pm 0.03$
	02/10/2018	...	...	$8.81 \pm 0.08$	$8.35 \pm 0.26$
	22/10/2018	$9.96 \pm 0.03$	$9.21 \pm 0.10$	$8.68 \pm 0.02$	$8.30 \pm 0.01$
R 66	05/09/2018	$10.62 \pm 0.03$	$10.73 \pm 0.07$	$10.05 \pm 0.04$	$10.14 \pm 0.01$
	02/10/2018	$10.47 \pm 0.04$	$10.49 \pm 0.07$	$9.83 \pm 0.02$	$9.97 \pm 0.02$

Continua na próxima página.

Tabela 13 – continuação

Objeto	Observação	$B$	$V$	$R$	$I$
R 71	12/07/2018	...	$8.99 \pm 0.13$	$8.37 \pm 0.06$	$8.26 \pm 0.02$
	14/08/2018	$9.37 \pm 0.06$	$8.50 \pm 0.08$	$8.28 \pm 0.07$	$8.23 \pm 0.02$
	01/09/2018	$9.34 \pm 0.08$	$8.47 \pm 0.15$	$8.34 \pm 0.08$	$8.21 \pm 0.03$
	05/09/2018	$9.46 \pm 0.03$	$8.68 \pm 0.12$	$8.28 \pm 0.06$	$8.28 \pm 0.02$
	10/09/2018	...	...	$9.21 \pm 0.45$	...
	28/09/2018	...	...	$8.42 \pm 0.05$	...
	22/10/2018	$9.37 \pm 0.06$	$9.09 \pm 0.11$	$8.15 \pm 0.06$	$8.33 \pm 0.09$
	28/10/2018	$9.36 \pm 0.05$	$8.84 \pm 0.11$	$8.40 \pm 0.06$	$8.40 \pm 0.05$
R 74	06/09/2018	$10.87 \pm 0.05$	$10.86 \pm 0.11$	$10.32 \pm 0.05$	$10.67 \pm 0.11$
R 78	05/09/2018	$11.48 \pm 0.04$	$11.41 \pm 0.07$	$11.29 \pm 0.03$	$11.64 \pm 0.01$
	28/09/2018	...	...	$11.33 \pm 0.06$	$11.61 \pm 0.01$
	01/10/2018	$11.19 \pm 0.07$	...	...	...
R 81	13/07/2018	$10.22 \pm 0.12$	$10.35 \pm 0.36$	$9.67 \pm 0.07$	$10.06 \pm 0.01$
	14/07/2018	$10.35 \pm 0.03$	$10.38 \pm 0.10$	$9.80 \pm 0.07$	$10.14 \pm 0.01$
	06/09/2018	$10.00 \pm 0.04$	...	$9.49 \pm 0.08$	$9.92 \pm 0.01$
	10/09/2018	$10.05 \pm 0.04$	$10.25 \pm 0.09$	$9.58 \pm 0.09$	$9.97 \pm 0.01$
	16/10/2018	...	$10.70 \pm 0.30$	$9.95 \pm 0.41$	$12.56 \pm 0.38$
R 84	29/07/2018	...	...	$10.93 \pm 0.09$	$10.37 \pm 0.01$
	01/09/2018	$11.96 \pm 0.04$	$11.77 \pm 0.24$	$10.81 \pm 0.07$	$10.25 \pm 0.01$
	24/09/2018	$12.29 \pm 1.02$	...	...	...
	25/09/2018	$11.98 \pm 0.04$	...	...	...
	28/10/2018	$12.03 \pm 0.03$	...	...	...
R 85	05/09/2018	$10.76 \pm 0.03$	$10.73 \pm 0.08$	$10.23 \pm 0.09$	$10.44 \pm 0.01$
R 99	13/07/2018	$11.57 \pm 0.01$	$11.44 \pm 0.09$	$10.79 \pm 0.05$	$10.81 \pm 0.01$
	14/08/2018	$11.44 \pm 0.04$	...	...	...
	07/09/2018	$11.71 \pm 0.03$	...	$10.87 \pm 0.05$	$10.83 \pm 0.01$
	22/10/2018	$11.65 \pm 0.25$	$11.59 \pm 0.10$	$10.83 \pm 0.05$	...
R 110	05/07/2018	$10.65 \pm 0.05$	...	$10.29 \pm 0.04$	...
	14/08/2018	$10.91 \pm 0.08$	$10.56 \pm 0.06$	$10.12 \pm 0.05$	$10.25 \pm 0.01$
	02/09/2018	$10.48 \pm 0.04$	$10.27 \pm 0.04$	$10.05 \pm 0.04$	$10.15 \pm 0.01$
	06/09/2018	$10.48 \pm 0.05$	$10.49 \pm 0.06$	$9.99 \pm 0.06$	$10.11 \pm 0.01$
	10/09/2018	$10.51 \pm 0.03$	$10.47 \pm 0.06$	$10.04 \pm 0.06$	$10.14 \pm 0.01$
	22/10/2018	$10.61 \pm 0.16$	$10.75 \pm 0.08$	$10.15 \pm 0.00$	$10.22 \pm 0.01$
R 116	12/07/2018	$10.49 \pm 0.03$	$10.61 \pm 0.06$	$10.21 \pm 0.08$	$10.44 \pm 0.02$
	14/08/2018	$10.14 \pm 0.06$	$10.36 \pm 0.06$	$9.97 \pm 0.05$	$10.27 \pm 0.02$
	02/09/2018	$10.26 \pm 0.04$	$10.05 \pm 0.08$	$10.01 \pm 0.09$	$10.22 \pm 0.01$
	06/09/2018	$10.22 \pm 0.06$	...	$9.93 \pm 0.06$	$10.21 \pm 0.02$
	10/09/2018	$10.23 \pm 0.04$	$10.27 \pm 0.10$	$9.92 \pm 0.06$	$10.23 \pm 0.02$
R 123	10/08/2018	...	$10.44 \pm 0.14$	$10.27 \pm 0.17$	$10.06 \pm 0.01$
	12/08/2018	$10.39 \pm 0.04$	$10.07 \pm 0.06$	$10.10 \pm 0.09$	$10.09 \pm 0.01$
	14/08/2018	$10.93 \pm 0.04$	$11.07 \pm 0.05$	...	...
	02/09/2018	$10.97 \pm 0.03$	$11.07 \pm 0.05$	$10.82 \pm 0.10$	$10.47 \pm 0.01$
	05/09/2018	$10.36 \pm 0.04$	$10.03 \pm 0.06$	$9.95 \pm 0.09$	$9.98 \pm 0.01$
	06/09/2018	$10.92 \pm 0.03$	$11.22 \pm 0.04$	$10.67 \pm 0.09$	$10.47 \pm 0.01$

Continua na próxima página.



Tabela 13 – continuação

Objeto	Observação	$B$	$V$	$R$	$I$
	10/09/2018	$10.85 \pm 0.03$	$10.21 \pm 0.04$	$10.57 \pm 0.10$	$10.35 \pm 0.01$
	24/09/2018	$10.47 \pm 0.21$	$10.50 \pm 0.10$	$9.85 \pm 0.06$	$9.92 \pm 0.01$
	28/10/2018	$10.38 \pm 0.03$	$10.52 \pm 0.07$	$9.99 \pm 0.08$	$10.03 \pm 0.03$
R 127	14/08/2018	$9.64 \pm 0.04$	$9.60 \pm 0.05$	...	...
	02/09/2018	$9.73 \pm 0.03$	$9.34 \pm 0.05$	$9.64 \pm 0.10$	$9.33 \pm 0.01$
	06/09/2018	$9.74 \pm 0.03$	$9.33 \pm 0.04$	$9.52 \pm 0.08$	$9.34 \pm 0.01$
	10/09/2018	$9.70 \pm 0.03$	$9.70 \pm 0.04$	$9.48 \pm 0.10$	$9.32 \pm 0.01$
	28/10/2018	$9.88 \pm 0.02$	$9.81 \pm 0.06$	$9.75 \pm 0.07$	$9.58 \pm 0.02$
R 128	14/08/2018	$10.52 \pm 0.04$	$10.65 \pm 0.05$	...	...
	02/09/2018	$10.57 \pm 0.03$	$10.34 \pm 0.05$	$10.79 \pm 0.10$	$10.69 \pm 0.01$
	06/09/2018	$10.53 \pm 0.03$	$10.32 \pm 0.04$	$10.64 \pm 0.09$	$10.65 \pm 0.01$
	10/09/2018	$10.52 \pm 0.03$	$10.65 \pm 0.04$	...	$10.65 \pm 0.01$
	28/10/2018	$10.56 \pm 0.02$	$10.64 \pm 0.06$	$10.77 \pm 0.07$	$10.74 \pm 0.02$
R 143	13/07/2018	$11.83 \pm 0.04$	$11.49 \pm 0.18$	...	...
	02/09/2018	$11.81 \pm 0.06$	...	...	...
	05/09/2018	$12.01 \pm 0.03$	$11.78 \pm 0.06$	...	$10.88 \pm 0.41$
	02/10/2018	$11.66 \pm 0.05$	$11.43 \pm 0.06$	$11.08 \pm 0.04$	$10.65 \pm 0.20$
	16/10/2018	$11.78 \pm 0.08$	...	...	...
	28/10/2018	$11.99 \pm 0.05$	...	...	...
R 149	12/08/2018	$12.25 \pm 0.04$	$12.21 \pm 0.06$	$12.50 \pm 0.08$	$12.54 \pm 0.01$
	11/09/2018	$12.22 \pm 0.04$	$12.47 \pm 0.07$	...	...
	24/09/2018	...	$12.69 \pm 0.14$	$12.44 \pm 0.11$	$12.42 \pm 0.01$
	28/10/2018	$12.24 \pm 0.04$	...	$12.46 \pm 0.33$	...
S 18	06/09/2018	$11.68 \pm 0.04$	$11.70 \pm 0.06$	$11.33 \pm 0.00$	$11.76 \pm 0.01$
	28/09/2018	$11.90 \pm 0.02$	...	...	...
S 22	14/07/2018	$11.77 \pm 0.03$	$11.68 \pm 0.10$	$10.48 \pm 0.04$	$10.82 \pm 0.01$
	10/08/2018	$11.73 \pm 0.03$	...	$10.56 \pm 0.06$	$10.86 \pm 0.02$
	12/08/2018	$11.66 \pm 0.03$	$11.02 \pm 0.06$	$10.45 \pm 0.04$	$10.83 \pm 0.01$
	05/09/2018	$11.78 \pm 0.03$	$11.45 \pm 0.08$	$10.49 \pm 0.05$	$10.83 \pm 0.02$
S 61	29/07/2018	$11.86 \pm 0.34$	...	...	...
	12/08/2018	$11.94 \pm 0.12$	...	$11.58 \pm 0.08$	...
	01/09/2018	$11.60 \pm 0.19$	$11.94 \pm 0.09$	$11.51 \pm 0.08$	$11.80 \pm 0.02$
	10/09/2018	$11.57 \pm 0.03$	$11.96 \pm 0.10$	...	...
	24/09/2018	...	$12.02 \pm 0.07$	$11.56 \pm 0.05$	$11.88 \pm 0.34$
S 119	05/07/2018	$11.66 \pm 0.05$	...	$11.64 \pm 0.04$	...
	14/08/2018	$11.17 \pm 0.08$	$11.61 \pm 0.06$	$11.35 \pm 0.05$	$11.68 \pm 0.01$
	02/09/2018	$11.51 \pm 0.04$	$11.86 \pm 0.04$	$11.40 \pm 0.04$	$11.70 \pm 0.01$
	06/09/2018	$11.52 \pm 0.05$	$11.93 \pm 0.06$	$11.36 \pm 0.06$	$11.69 \pm 0.01$
	10/09/2018	$11.58 \pm 0.03$	$11.40 \pm 0.06$	$11.44 \pm 0.06$	$11.75 \pm 0.01$
	22/10/2018	$11.58 \pm 0.16$	$11.54 \pm 0.08$	$11.50 \pm 0.00$	$11.78 \pm 0.01$
S 134	01/09/2018	$12.01 \pm 0.04$	$11.54 \pm 0.06$	$10.82 \pm 0.04$	$10.77 \pm 0.01$
	24/09/2018	$12.16 \pm 0.03$	...	$10.96 \pm 0.09$	$10.78 \pm 0.01$
	22/10/2018	$12.18 \pm 0.29$	$12.21 \pm 0.08$	$10.91 \pm 0.09$	$10.78 \pm 0.01$
S Dor	05/09/2018	$9.17 \pm 0.03$	$9.02 \pm 0.08$	$8.40 \pm 0.09$	$8.54 \pm 0.01$

Os dados obtidos de observações através do programa BSM da AAVSO e reduzidas com o ASTROPOP são listadas na tabela 14.

Tabela 14 – Observações fotométricas realizadas através do programa BSM-AAVSO.

Objeto	Observação	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	Observatório
HD 5980	10-05-2018	$11.36 \pm 0.01$	$11.63 \pm 0.02$	$11.98 \pm 0.04$	$11.66 \pm 0.01$	BSM-Berry
	17-05-2018	$11.37 \pm 0.01$	$11.65 \pm 0.01$	$12.00 \pm 0.04$	$11.73 \pm 0.28$	BSM-Berry
	19-05-2018	$11.40 \pm 0.01$	$11.68 \pm 0.01$	$11.94 \pm 0.03$	$11.74 \pm 0.01$	BSM-Berry
	20-06-2018	$11.53 \pm 0.01$	$11.59 \pm 0.01$	$12.02 \pm 0.04$	$11.57 \pm 0.01$	BSM-South
	22-06-2018	$11.27 \pm 0.01$	$11.40 \pm 0.00$	$11.78 \pm 0.04$	$11.58 \pm 0.01$	BSM-Berry
	25-06-2018	$11.39 \pm 0.01$	$11.52 \pm 0.01$	$11.99 \pm 0.03$	$11.65 \pm 0.01$	BSM-Berry
	03-07-2018	...	$11.59 \pm 0.01$	...	$11.84 \pm 0.02$	BSM-South
	07-07-2018	...	$11.53 \pm 0.01$	...	...	BSM-Berry
	19-07-2018	$11.26 \pm 0.01$	$11.32 \pm 0.01$	$11.78 \pm 0.04$	$11.59 \pm 0.01$	BSM-South
	23-07-2018	...	$11.49 \pm 0.01$	...	$11.61 \pm 0.01$	BSM-South
	30-07-2018	$11.19 \pm 0.01$	$11.32 \pm 0.01$	$11.74 \pm 0.03$	$11.56 \pm 0.01$	BSM-Berry
	02-08-2018	...	$11.44 \pm 0.00$	$11.80 \pm 0.02$	$11.57 \pm 0.01$	BSM-South
	06-08-2018	...	$11.32 \pm 0.01$	...	...	BSM-South
	10-08-2018	$11.30 \pm 0.01$	$11.38 \pm 0.01$	$11.79 \pm 0.03$	$11.62 \pm 0.01$	BSM-Berry
	15-08-2018	...	$11.49 \pm 0.00$	...	...	BSM-South
	17-08-2018	$11.24 \pm 0.01$	$11.32 \pm 0.02$	$11.79 \pm 0.05$	$11.59 \pm 0.01$	BSM-Berry
	22-08-2018	$11.24 \pm 0.01$	$11.36 \pm 0.01$	$11.79 \pm 0.04$	$11.60 \pm 0.01$	BSM-Berry
	24-08-2018	...	$11.48 \pm 0.00$	$12.10 \pm 0.40$	$11.55 \pm 0.56$	BSM-South
	25-08-2018	$11.27 \pm 0.01$	$11.37 \pm 0.01$	$11.80 \pm 0.03$	$11.70 \pm 0.02$	BSM-Berry
	01-09-2018	$11.30 \pm 0.00$	$11.42 \pm 0.00$	$11.82 \pm 0.03$	$11.70 \pm 0.01$	BSM-Berry
04-09-2018	$11.36 \pm 0.01$	$11.48 \pm 0.00$	$0.00 \pm 0.00$	$11.71 \pm 0.01$	BSM-South	
R 40	10-05-2018	$10.27 \pm 0.01$	$9.34 \pm 0.02$	$9.34 \pm 0.04$	$8.59 \pm 0.01$	BSM-Berry
	17-05-2018	$10.24 \pm 0.01$	$9.33 \pm 0.01$	$9.30 \pm 0.04$	$8.60 \pm 0.28$	BSM-Berry
	19-05-2018	$10.25 \pm 0.01$	$9.31 \pm 0.01$	$9.29 \pm 0.03$	$8.61 \pm 0.01$	BSM-Berry
	20-06-2018	$10.23 \pm 0.01$	$9.34 \pm 0.01$	$9.27 \pm 0.04$	$8.64 \pm 0.01$	BSM-South
	22-06-2018	$10.27 \pm 0.01$	$9.43 \pm 0.00$	$9.53 \pm 0.04$	$8.71 \pm 0.01$	BSM-Berry
	25-06-2018	$10.32 \pm 0.01$	$9.37 \pm 0.01$	$9.26 \pm 0.03$	$8.61 \pm 0.01$	BSM-Berry
	03-07-2018	$10.30 \pm 0.01$	$9.36 \pm 0.01$	...	$8.67 \pm 0.02$	BSM-South
	07-07-2018	...	$9.38 \pm 0.01$	...	...	BSM-Berry
	19-07-2018	$10.35 \pm 0.01$	$9.60 \pm 0.01$	$9.57 \pm 0.04$	$8.69 \pm 0.01$	BSM-South
	23-07-2018	...	$9.39 \pm 0.01$	...	$8.66 \pm 0.01$	BSM-South
	30-07-2018	$10.33 \pm 0.01$	$9.53 \pm 0.01$	$9.49 \pm 0.03$	$8.65 \pm 0.01$	BSM-Berry
	02-08-2018	$10.36 \pm 0.01$	$9.45 \pm 0.00$	$9.38 \pm 0.02$	$8.74 \pm 0.01$	BSM-South
	06-08-2018	$10.42 \pm 0.01$	$9.43 \pm 0.01$	...	...	BSM-South
	10-08-2018	$10.37 \pm 0.01$	$9.58 \pm 0.01$	$9.55 \pm 0.03$	$8.70 \pm 0.01$	BSM-Berry
	15-08-2018	...	$9.42 \pm 0.00$	...	...	BSM-South
	17-08-2018	$10.38 \pm 0.01$	$9.69 \pm 0.02$	$9.67 \pm 0.05$	$8.76 \pm 0.01$	BSM-Berry
22-08-2018	$10.35 \pm 0.01$	$9.61 \pm 0.01$	$9.57 \pm 0.04$	$8.69 \pm 0.01$	BSM-Berry	

Continua na próxima página.

Tabela 14 – continuação

Objeto	Observação	$B$	$V$	$R$	$I$	Observatório
	24-08-2018	$10.30 \pm 0.01$	$9.45 \pm 0.00$	$9.62 \pm 0.40$	$8.79 \pm 0.56$	BSM-South
	25-08-2018	$10.32 \pm 0.01$	$9.58 \pm 0.01$	$9.52 \pm 0.03$	$8.72 \pm 0.02$	BSM-Berry
	01-09-2018	$10.28 \pm 0.00$	$9.44 \pm 0.00$	$9.36 \pm 0.03$	$8.62 \pm 0.01$	BSM-Berry
	04-09-2018	$10.39 \pm 0.01$	$9.39 \pm 0.00$	$9.46 \pm 0.03$	$8.69 \pm 0.01$	BSM-South



## APÊNDICE D – Medidas Polarimétricas

A tabela 15 traz as medidas polarimétricas obtidas do levantamento realizado no telescópio BC do OPD, utilizando o instrumento IAGPOL. O cálculo do valor médio do campo, utilizado como medida da ISP para algumas estrelas, é descrito na seção 5.2. Para as observações onde menos de 4 estrelas polarizadas foram identificadas no campo com razão sinal/ruído,  $P/\sigma_P \geq 3$ , o valor médio do campo foi ignorado. Para a maioria dos objetos, observações nos filtros *BVRI* foram realizadas, sendo o filtro utilizado em cada observação descrito em coluna própria na tabela.

Como os valores para polarização intrínseca são apenas estimativas e que dependem, dentre outras coisas, do cálculo da média do campo, a associação de erros teóricos a estes valores dependeria do espalhamento dos pontos utilizados no cálculo da ISP, o que não reflete de forma correta a incerteza da medida. Desta forma, quando a diferença entre a polarização medida e a média do campo for o único indício da existência de polarização intrínseca, o valor intrínseco calculado deve ser comparado com o espalhamento dos valores do campo para determinar se a estrela de fato apresenta polarização intrínseca ou se ela se encaixa dentro do padrão das estrelas do campo.

Tabela 15 – Observações polarimétricas realizadas com o telescópio BC do OPD. Os valores de  $P$  e  $\theta$  são exibidos nas colunas “Medida”, para o valor obtido pela redução, “ISP” para o valor da média do campo, e ‘Intrínseco’ para a diferença vetorial entre o valor medido e o campo. A coluna “ $N$ ” indica o número de estrelas utilizadas no cálculo do valor médio do campo.

Objeto	Data	Filtro	Medida		$N$	ISP		Intrínseco	
			$P$	$\Theta$		$P$	$\Theta$	$P$	$\Theta$
AG Car	07/08/2016	<i>V</i>	$1.39 \pm 0.12$	$45.0 \pm 2.5$	2	...	...	...	...
	30/01/2016	<i>V</i>	$0.87 \pm 0.05$	$62.1 \pm 1.7$	8	$0.79 \pm 2.10$	$21.0 \pm 76.6$	1.09	84.8
	31/01/2016	<i>V</i>	$0.93 \pm 0.07$	$63.1 \pm 2.2$	8	$0.79 \pm 3.38$	$21.0 \pm 123.0$	1.16	84.4
AS 314	13/09/2017	<i>B</i>	$4.24 \pm 0.07$	$62.0 \pm 0.5$	25	$4.00 \pm 1.77$	$59.5 \pm 12.7$	0.44	88.9
	13/09/2017	<i>I</i>	$3.53 \pm 0.10$	$54.6 \pm 0.8$	151	$3.38 \pm 1.96$	$50.5 \pm 16.6$	0.52	89.2
	08/08/2016	<i>R</i>	$3.76 \pm 0.05$	$63.5 \pm 0.4$	54	$3.80 \pm 1.57$	$60.1 \pm 11.9$	0.46	109.3
	13/09/2017	<i>R</i>	$4.12 \pm 0.10$	$63.4 \pm 0.7$	60	$4.05 \pm 1.93$	$58.8 \pm 13.7$	0.66	103.1
	06/08/2016	<i>V</i>	$4.15 \pm 0.05$	$68.3 \pm 0.4$	111	$4.00 \pm 2.06$	$62.0 \pm 14.8$	0.91	105.4
	13/09/2017	<i>V</i>	$4.27 \pm 0.07$	$68.3 \pm 0.5$	50	$3.97 \pm 2.19$	$66.3 \pm 15.8$	0.41	89.6
HD 5980	19/12/2017	<i>B</i>	$0.45 \pm 0.12$	$15.6 \pm 7.6$	9	$0.92 \pm 0.63$	$26.5 \pm 19.5$	0.53	125.8
	12/09/2017	<i>B</i>	$0.12 \pm 0.10$	$148.3 \pm 23.7$	2	...	...	...	...
	13/09/2017	<i>B</i>	$0.28 \pm 0.06$	$32.0 \pm 6.4$	12	$0.72 \pm 1.32$	$34.7 \pm 52.3$	0.44	126.3
	19/12/2017	<i>I</i>	$0.31 \pm 0.15$	$151.6 \pm 14.4$	0	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>I</i>	$0.07 \pm 0.16$	$135.7 \pm 64.1$	4	$1.47 \pm 0.75$	$7.4 \pm 14.6$	1.49	98.7
	13/09/2017	<i>I</i>	$0.20 \pm 0.17$	$57.4 \pm 23.8$	0	...	...	...	...
	08/08/2016	<i>R</i>	$0.25 \pm 0.05$	$7.3 \pm 6.1$	5	$0.45 \pm 0.56$	$22.5 \pm 36.2$	0.26	126.9
	19/12/2017	<i>R</i>	$0.22 \pm 0.18$	$15.0 \pm 22.8$	0	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>R</i>	$0.11 \pm 0.15$	$52.6 \pm 39.1$	0	...	...	...	...

Continua na próxima página.

Tabela 15 – continuação

Objeto	Data	Filtro	Medida		<i>N</i>	ISP		Intrínseco	
			<i>P</i>	$\Theta$		<i>P</i>	$\Theta$	<i>P</i>	$\Theta$
	13/09/2017	<i>R</i>	0.20 ± 0.13	34.5 ± 18.9	0	...	...	...	...
	04/08/2016	<i>V</i>	0.18 ± 0.07	52.4 ± 11.6	10	0.69 ± 1.41	34.2 ± 58.1	0.56	118.8
	05/08/2016	<i>V</i>	0.30 ± 0.06	36.4 ± 5.6	5	0.64 ± 2.07	19.6 ± 92.8	0.42	98.1
	06/08/2016	<i>V</i>	0.37 ± 0.08	37.1 ± 6.1	8	0.50 ± 0.70	33.6 ± 39.8	0.14	114.3
	22/12/2016	<i>V</i>	0.24 ± 0.08	73.9 ± 10.2	3	...	...	...	...
	30/01/2016	<i>V</i>	0.14 ± 0.08	30.5 ± 16.2	3	...	...	...	...
	31/01/2016	<i>V</i>	0.12 ± 0.10	17.8 ± 24.2	4	0.65 ± 0.27	32.0 ± 11.7	0.55	125.1
	19/12/2017	<i>V</i>	0.31 ± 0.23	26.0 ± 20.9	0	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>V</i>	0.17 ± 0.07	118.8 ± 10.8	1	...	...	...	...
	13/09/2017	<i>V</i>	0.18 ± 0.07	28.5 ± 11.0	1	...	...	...	...
HD 80077	22/12/2016	<i>V</i>	2.63 ± 0.22	53.6 ± 2.4	20	3.93 ± 2.59	64.2 ± 18.9	1.77	170.6
HD 160529	12/09/2017	<i>B</i>	7.23 ± 0.12	105.8 ± 0.5	0	...	...	...	...
	13/09/2017	<i>B</i>	6.99 ± 0.10	107.9 ± 0.4	0	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>I</i>	5.75 ± 0.09	97.0 ± 0.4	11	5.56 ± 3.48	99.7 ± 18.0	0.57	63.1
	13/09/2017	<i>I</i>	5.63 ± 0.10	99.6 ± 0.5	7	5.58 ± 2.34	102.1 ± 12.0	0.49	58.4
	08/08/2016	<i>R</i>	6.76 ± 0.19	159.4 ± 0.8	1	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>R</i>	6.89 ± 0.10	104.7 ± 0.4	1	...	...	...	...
	13/09/2017	<i>R</i>	6.99 ± 0.08	108.0 ± 0.3	3	...	...	...	...
	05/08/2016	<i>V</i>	7.26 ± 0.05	111.3 ± 0.2	9	6.00 ± 3.77	118.2 ± 18.0	2.04	88.7
	07/08/2016	<i>V</i>	7.14 ± 0.17	111.8 ± 0.7	5	0.91 ± 4.42	68.8 ± 138.6	7.14	115.5
	08/08/2016	<i>V</i>	7.19 ± 0.12	164.7 ± 0.5	1	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>V</i>	7.55 ± 0.11	110.2 ± 0.4	0	...	...	...	...
	13/09/2017	<i>V</i>	7.43 ± 0.12	111.7 ± 0.5	2	...	...	...	...
HD 168607	12/09/2017	<i>B</i>	2.37 ± 0.18	103.6 ± 2.2	2	...	...	...	...
	14/09/2017	<i>I</i>	1.79 ± 0.05	100.8 ± 0.8	3	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>R</i>	2.04 ± 0.26	106.3 ± 3.7	7	4.00 ± 2.43	80.9 ± 17.4	3.14	155.8
	14/09/2017	<i>R</i>	1.93 ± 0.11	108.5 ± 1.6	0	...	...	...	...
	05/08/2016	<i>V</i>	2.50 ± 0.04	107.3 ± 0.5	5	0.51 ± 2.29	113.7 ± 128.7	2.00	105.6
	06/08/2016	<i>V</i>	2.49 ± 0.03	107.4 ± 0.3	6	3.07 ± 3.07	131.5 ± 28.7	2.33	67.9
	12/09/2017	<i>V</i>	3.03 ± 1.10	102.9 ± 10.4	6	4.10 ± 2.70	74.7 ± 18.9	3.50	141.6
HD 168625	12/09/2017	<i>B</i>	4.13 ± 0.39	98.6 ± 2.7	2	...	...	...	...
	14/09/2017	<i>I</i>	3.57 ± 0.08	97.1 ± 0.7	3	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>R</i>	4.05 ± 0.24	101.3 ± 1.7	7	4.00 ± 2.44	132.1 ± 17.4	4.13	72.0
	14/09/2017	<i>R</i>	4.14 ± 0.12	104.0 ± 0.8	0	...	...	...	...
	05/08/2016	<i>V</i>	4.54 ± 0.05	104.6 ± 0.3	5	0.52 ± 2.29	147.9 ± 126.6	4.54	101.3
	06/08/2016	<i>V</i>	4.42 ± 0.04	104.9 ± 0.3	6	3.08 ± 3.07	130.9 ± 28.5	3.51	82.9
	21/02/2017	<i>V</i>	4.56 ± 0.12	19.3 ± 0.8	1	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>V</i>	4.84 ± 0.27	104.6 ± 1.6	6	4.10 ± 2.70	138.3 ± 18.9	5.00	80.0
HD 269582	19/12/2017	<i>B</i>	0.97 ± 0.06	112.9 ± 1.8	6	0.80 ± 2.37	121.0 ± 85.1	0.30	88.6
	12/09/2017	<i>B</i>	1.54 ± 0.10	113.6 ± 1.9	9	1.93 ± 2.08	15.2 ± 30.9	3.44	108.9
	19/12/2017	<i>I</i>	1.14 ± 0.10	54.7 ± 2.6	7	0.84 ± 1.41	95.7 ± 47.8	1.32	35.1
	12/09/2017	<i>I</i>	1.16 ± 0.12	111.6 ± 2.9	4	1.19 ± 0.90	149.7 ± 21.7	1.45	85.1
	08/08/2016	<i>R</i>	0.64 ± 0.06	139.9 ± 2.5	11	0.79 ± 0.77	111.0 ± 28.0	0.70	175.7
	19/12/2017	<i>R</i>	1.12 ± 0.07	110.6 ± 1.7	11	0.32 ± 0.89	108.7 ± 79.3	0.80	111.4
	12/09/2017	<i>R</i>	1.36 ± 0.16	118.4 ± 3.4	5	1.07 ± 1.02	137.0 ± 27.3	0.82	92.4
	06/08/2016	<i>V</i>	0.68 ± 0.04	153.5 ± 1.8	21	0.64 ± 1.20	127.5 ± 54.1	0.58	3.7
	22/12/2016	<i>V</i>	0.78 ± 0.04	157.8 ± 1.5	7	1.11 ± 0.87	130.7 ± 22.4	0.91	18.8
	30/01/2016	<i>V</i>	1.12 ± 0.05	144.4 ± 1.2	15	0.42 ± 1.10	103.7 ± 74.3	1.13	155.2
	31/01/2016	<i>V</i>	1.19 ± 0.18	153.1 ± 4.3	7	0.74 ± 2.13	139.1 ± 82.0	0.64	169.7
	19/12/2017	<i>V</i>	1.19 ± 0.06	111.5 ± 1.5	17	0.55 ± 1.63	105.8 ± 85.3	0.66	116.2
	12/09/2017	<i>V</i>	1.49 ± 0.15	118.9 ± 2.8	7	0.76 ± 2.67	106.1 ± 100.3	0.87	130.2
HD 316285	13/09/2017	<i>B</i>	2.92 ± 0.15	68.6 ± 1.5	34	2.65 ± 1.69	82.9 ± 18.3	1.40	36.2
	13/09/2017	<i>I</i>	2.21 ± 1.76	42.2 ± 22.9	134	2.97 ± 2.22	76.7 ± 21.4	3.00	8.3
	13/09/2017	<i>I</i>	1.58 ± 1.68	32.3 ± 30.5	134	2.96 ± 2.22	136.3 ± 21.5	4.42	41.5
	14/09/2017	<i>I</i>	2.64 ± 0.09	65.0 ± 1.0	12	2.62 ± 1.70	79.4 ± 18.6	1.32	27.5
	08/08/2016	<i>R</i>	2.87 ± 0.17	67.9 ± 1.7	16	2.55 ± 1.92	87.8 ± 21.6	1.87	37.6

Continua na próxima página.

Tabela 15 – continuação

Objeto	Data	Filtro	Medida		<i>N</i>	ISP		Intrínseco	
			<i>P</i>	$\Theta$		<i>P</i>	$\Theta$	<i>P</i>	$\Theta$
	13/09/2017	<i>R</i>	$2.44 \pm 0.15$	$58.5 \pm 1.8$	75	$2.99 \pm 1.87$	$89.0 \pm 17.9$	2.80	23.8
	14/09/2017	<i>R</i>	$2.99 \pm 0.07$	$72.0 \pm 0.6$	9	$2.83 \pm 1.25$	$84.6 \pm 12.7$	1.28	36.9
	13/09/2017	<i>V</i>	$3.04 \pm 0.10$	$73.9 \pm 0.9$	62	$2.78 \pm 1.98$	$90.8 \pm 20.4$	1.71	41.6
HD 326823	13/09/2017	<i>B</i>	$2.82 \pm 0.14$	$118.5 \pm 1.4$	5	$4.06 \pm 1.62$	$117.8 \pm 11.4$	1.25	26.1
	14/09/2017	<i>I</i>	$2.79 \pm 0.11$	$114.4 \pm 1.2$	9	$2.86 \pm 2.48$	$115.3 \pm 24.9$	0.11	51.5
	08/08/2016	<i>R</i>	$3.46 \pm 0.04$	$121.1 \pm 0.3$	25	$3.54 \pm 2.26$	$120.1 \pm 18.3$	0.14	3.2
	13/09/2017	<i>R</i>	$3.17 \pm 0.11$	$121.0 \pm 1.0$	40	$3.40 \pm 2.15$	$120.3 \pm 18.2$	0.24	21.5
	14/09/2017	<i>R</i>	$3.38 \pm 0.08$	$121.7 \pm 0.7$	6	$3.84 \pm 1.25$	$115.5 \pm 9.3$	0.91	178.9
	07/08/2016	<i>V</i>	$3.39 \pm 0.03$	$120.3 \pm 0.2$	25	$3.86 \pm 2.00$	$119.7 \pm 14.9$	0.47	25.3
	21/02/2017	<i>V</i>	$3.65 \pm 0.04$	$37.2 \pm 0.3$	20	$3.26 \pm 2.00$	$33.2 \pm 17.6$	0.62	61.0
	13/09/2017	<i>V</i>	$3.31 \pm 0.08$	$122.2 \pm 0.7$	21	$3.67 \pm 2.22$	$121.2 \pm 17.3$	0.38	23.1
HR Car	30/01/2016	<i>V</i>	$3.48 \pm 0.08$	$38.4 \pm 0.7$	3	...	...	...	...
	31/01/2016	<i>V</i>	$3.58 \pm 0.06$	$38.2 \pm 0.5$	9	$1.80 \pm 1.24$	$35.0 \pm 19.6$	1.80	41.4
Hen3-519	30/01/2016	<i>V</i>	$2.78 \pm 0.05$	$9.4 \pm 0.5$	40	$1.93 \pm 1.17$	$26.0 \pm 17.4$	1.57	168.3
	21/02/2017	<i>V</i>	$3.34 \pm 0.14$	$104.9 \pm 1.2$	56	$2.11 \pm 1.23$	$116.9 \pm 16.7$	1.65	89.4
IRC+10420	13/09/2017	<i>B</i>	$0.47 \pm 0.15$	$119.9 \pm 9.2$	13	$1.05 \pm 2.72$	$97.9 \pm 74.5$	0.78	175.6
	08/08/2016	<i>R</i>	$2.34 \pm 0.02$	$93.4 \pm 0.3$	64	$3.38 \pm 2.52$	$100.3 \pm 21.3$	1.24	23.6
	13/09/2017	<i>R</i>	$2.30 \pm 0.11$	$96.7 \pm 1.3$	34	$3.01 \pm 2.30$	$105.8 \pm 21.8$	1.10	36.2
	04/08/2016	<i>V</i>	$1.61 \pm 0.07$	$97.8 \pm 1.2$	29	$1.21 \pm 3.16$	$105.4 \pm 75.1$	0.55	80.4
	13/09/2017	<i>V</i>	$1.59 \pm 0.07$	$109.2 \pm 1.3$	59	$3.40 \pm 2.32$	$108.0 \pm 19.6$	1.81	16.9
S 18	14/09/2017	<i>B</i>	$2.91 \pm 0.08$	$125.5 \pm 0.7$	3	...	...	...	...
	14/09/2017	<i>I</i>	$1.99 \pm 0.17$	$123.2 \pm 2.4$	0	...	...	...	...
	14/09/2017	<i>R</i>	$2.67 \pm 0.13$	$129.0 \pm 1.4$	3	...	...	...	...
	06/08/2016	<i>V</i>	$4.48 \pm 0.06$	$124.1 \pm 0.4$	5	$0.43 \pm 0.21$	$125.8 \pm 13.8$	4.05	124.0
	22/12/2016	<i>V</i>	$2.42 \pm 0.11$	$124.5 \pm 1.4$	0	...	...	...	...
	31/01/2016	<i>V</i>	$3.28 \pm 0.06$	$127.0 \pm 0.5$	5	$0.40 \pm 0.47$	$112.5 \pm 33.0$	2.93	128.9
	14/09/2017	<i>V</i>	$2.76 \pm 0.09$	$133.0 \pm 0.9$	1	...	...	...	...
S 22	14/09/2017	<i>B</i>	$1.02 \pm 0.07$	$148.5 \pm 2.1$	9	$1.01 \pm 2.56$	$132.0 \pm 72.6$	0.58	4.8
	14/09/2017	<i>I</i>	$1.33 \pm 0.11$	$147.8 \pm 2.4$	4	$2.68 \pm 1.32$	$155.5 \pm 14.1$	1.44	72.6
	14/09/2017	<i>R</i>	$1.20 \pm 0.11$	$148.5 \pm 2.6$	5	$1.30 \pm 1.14$	$145.5 \pm 25.2$	0.16	30.7
	22/12/2016	<i>V</i>	$1.23 \pm 0.10$	$139.5 \pm 2.4$	7	$0.88 \pm 1.52$	$149.8 \pm 49.3$	0.51	120.8
	31/01/2016	<i>V</i>	$1.23 \pm 0.16$	$134.2 \pm 3.6$	8	$0.88 \pm 1.83$	$128.6 \pm 59.9$	0.40	146.7
	14/09/2017	<i>V</i>	$1.18 \pm 0.08$	$158.2 \pm 2.0$	8	$1.59 \pm 4.17$	$157.5 \pm 75.1$	0.41	65.4
S 61	22/12/2016	<i>V</i>	$0.74 \pm 0.11$	$104.5 \pm 4.3$	2	...	...	...	...
	30/01/2016	<i>V</i>	$0.59 \pm 0.06$	$94.0 \pm 2.7$	4	$0.51 \pm 1.28$	$108.9 \pm 71.6$	0.30	64.1
S 119	19/12/2017	<i>B</i>	$0.52 \pm 0.11$	$154.5 \pm 6.2$	7	$0.92 \pm 2.36$	$124.0 \pm 73.3$	0.81	16.8
	12/09/2017	<i>B</i>	$0.42 \pm 0.11$	$75.9 \pm 7.8$	1	...	...	...	...
	13/09/2017	<i>B</i>	$0.48 \pm 0.14$	$103.9 \pm 8.3$	3	...	...	...	...
	19/12/2017	<i>I</i>	$0.65 \pm 0.18$	$93.0 \pm 7.8$	5	$0.85 \pm 0.61$	$66.8 \pm 20.7$	0.69	132.3
	12/09/2017	<i>I</i>	$0.26 \pm 0.14$	$31.2 \pm 16.2$	7	$0.51 \pm 0.92$	$141.0 \pm 52.0$	0.72	44.5
	13/09/2017	<i>I</i>	$0.47 \pm 0.16$	$93.4 \pm 9.9$	3	...	...	...	...
	08/08/2016	<i>R</i>	...	...	1	...	...	...	...
	19/12/2017	<i>R</i>	$0.52 \pm 0.13$	$176.2 \pm 7.0$	3	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>R</i>	$0.07 \pm 0.16$	$108.2 \pm 68.6$	5	$0.74 \pm 0.75$	$155.9 \pm 28.8$	0.75	68.4
	13/09/2017	<i>R</i>	$0.27 \pm 0.15$	$144.1 \pm 15.9$	7	$1.00 \pm 2.51$	$148.9 \pm 71.9$	0.74	60.6
	04/08/2016	<i>V</i>	$0.19 \pm 0.13$	$168.8 \pm 19.0$	10	$0.67 \pm 1.19$	$143.4 \pm 50.4$	0.57	46.0
	22/12/2016	<i>V</i>	$0.19 \pm 0.16$	$63.9 \pm 24.7$	2	...	...	...	...
	30/01/2016	<i>V</i>	$0.32 \pm 0.05$	$160.8 \pm 4.5$	11	$0.63 \pm 0.89$	$128.8 \pm 40.4$	0.57	23.9
	31/01/2016	<i>V</i>	$0.12 \pm 0.09$	$26.3 \pm 20.2$	7	$0.80 \pm 1.58$	$143.2 \pm 56.6$	0.88	50.0
	19/12/2017	<i>V</i>	$0.62 \pm 0.15$	$155.0 \pm 6.7$	4	$2.14 \pm 2.26$	$112.5 \pm 30.2$	2.18	14.2
	12/09/2017	<i>V</i>	$0.44 \pm 0.09$	$101.0 \pm 6.0$	4	$1.12 \pm 1.04$	$129.2 \pm 26.5$	0.95	50.4
13/09/2017	<i>V</i>	$0.26 \pm 0.12$	$108.0 \pm 13.5$	3	...	...	...	...	
S 134	14/09/2017	<i>B</i>	$0.51 \pm 0.06$	$114.5 \pm 3.4$	50	$1.31 \pm 1.85$	$87.0 \pm 40.3$	1.10	165.9
	14/09/2017	<i>I</i>	$0.56 \pm 0.10$	$101.7 \pm 5.2$	16	$0.80 \pm 1.88$	$56.6 \pm 67.2$	0.98	129.2
	14/09/2017	<i>R</i>	$0.19 \pm 0.13$	$116.2 \pm 19.3$	25	$1.14 \pm 1.75$	$57.1 \pm 44.2$	1.24	143.1
	06/08/2016	<i>V</i>	$0.45 \pm 0.05$	$113.7 \pm 3.3$	58	$0.83 \pm 1.65$	$67.5 \pm 57.0$	0.96	143.5

Continua na próxima página.

Tabela 15 – continuação

Objeto	Data	Filtro	Medida		<i>N</i>	ISP		Intrínseco	
			<i>P</i>	$\Theta$		<i>P</i>	$\Theta$	<i>P</i>	$\Theta$
	22/12/2016	<i>V</i>	$0.49 \pm 0.10$	$104.7 \pm 5.6$	46	$1.00 \pm 1.75$	$68.7 \pm 50.1$	0.97	144.5
	14/09/2017	<i>V</i>	$0.50 \pm 0.13$	$129.4 \pm 7.3$	35	$1.40 \pm 1.87$	$87.8 \pm 38.3$	1.43	167.7
MWC 314	13/09/2017	<i>B</i>	$2.55 \pm 0.07$	$89.5 \pm 0.8$	6	$1.24 \pm 1.70$	$81.9 \pm 39.4$	1.40	96.2
	08/08/2016	<i>R</i>	$2.51 \pm 0.06$	$94.2 \pm 0.7$	12	$2.00 \pm 1.83$	$85.0 \pm 26.2$	0.88	116.9
	13/09/2017	<i>R</i>	$2.90 \pm 0.07$	$90.6 \pm 0.7$	18	$2.22 \pm 1.85$	$87.5 \pm 24.0$	0.74	100.0
	06/08/2016	<i>V</i>	$2.94 \pm 0.09$	$95.9 \pm 0.9$	29	$1.94 \pm 1.86$	$89.8 \pm 27.6$	1.12	106.6
	13/09/2017	<i>V</i>	$2.77 \pm 0.08$	$95.4 \pm 0.8$	19	$2.25 \pm 2.68$	$92.9 \pm 34.2$	0.57	105.7
MWC 930	13/09/2017	<i>B</i>	$4.11 \pm 0.14$	$146.8 \pm 1.0$	20	$3.63 \pm 1.59$	$154.6 \pm 12.6$	1.15	117.9
	13/09/2017	<i>I</i>	$2.81 \pm 0.34$	$141.8 \pm 3.5$	59	$3.27 \pm 1.73$	$143.1 \pm 15.2$	0.48	61.0
	08/08/2016	<i>R</i>	$3.76 \pm 0.04$	$145.2 \pm 0.3$	20	$3.61 \pm 1.89$	$159.0 \pm 15.0$	1.76	109.5
	13/09/2017	<i>R</i>	$4.14 \pm 0.09$	$146.0 \pm 0.6$	28	$3.52 \pm 1.64$	$153.2 \pm 13.4$	1.13	121.0
	05/08/2016	<i>V</i>	$3.88 \pm 0.06$	$148.8 \pm 0.4$	39	$3.52 \pm 1.71$	$154.7 \pm 13.9$	0.85	119.1
	13/09/2017	<i>V</i>	$4.61 \pm 0.07$	$150.7 \pm 0.4$	44	$3.68 \pm 1.63$	$156.5 \pm 12.7$	1.25	132.5
R 40	19/12/2017	<i>B</i>	$0.17 \pm 0.11$	$62.3 \pm 19.1$	1	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>B</i>	$0.16 \pm 0.10$	$32.7 \pm 18.8$	3	...	...	...	...
	13/09/2017	<i>B</i>	$0.30 \pm 0.12$	$92.3 \pm 11.2$	1	...	...	...	...
	14/09/2017	<i>B</i>	$0.21 \pm 0.09$	$85.0 \pm 12.2$	2	...	...	...	...
	19/12/2017	<i>I</i>	$0.20 \pm 0.12$	$144.5 \pm 16.7$	0	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>I</i>	$0.17 \pm 0.08$	$175.8 \pm 13.7$	1	...	...	...	...
	14/09/2017	<i>I</i>	$0.12 \pm 0.04$	$18.3 \pm 8.8$	0	...	...	...	...
	08/08/2016	<i>R</i>	$0.16 \pm 0.07$	$10.8 \pm 12.0$	1	...	...	...	...
	19/12/2017	<i>R</i>	$0.19 \pm 0.14$	$37.5 \pm 21.5$	0	...	...	...	...
	22/02/2017	<i>R</i>	$0.22 \pm 0.19$	$122.0 \pm 24.8$	0	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>R</i>	$0.22 \pm 0.12$	$49.4 \pm 15.2$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	<i>R</i>	$0.19 \pm 0.10$	$47.2 \pm 15.8$	1	...	...	...	...
	14/09/2017	<i>R</i>	$0.13 \pm 0.13$	$54.6 \pm 28.8$	1	...	...	...	...
	04/08/2016	<i>V</i>	$0.19 \pm 0.06$	$13.2 \pm 9.2$	3	...	...	...	...
	05/08/2016	<i>V</i>	$0.20 \pm 0.03$	$1.9 \pm 3.5$	3	...	...	...	...
	06/08/2016	<i>V</i>	$0.24 \pm 0.06$	$14.9 \pm 7.0$	1	...	...	...	...
	21/12/2016	<i>V</i>	$0.23 \pm 0.15$	$50.2 \pm 18.6$	0	...	...	...	...
	22/12/2016	<i>V</i>	$0.06 \pm 0.09$	$15.1 \pm 46.6$	0	...	...	...	...
	30/01/2016	<i>V</i>	$0.47 \pm 0.07$	$177.9 \pm 4.3$	1	...	...	...	...
	31/01/2016	<i>V</i>	$0.42 \pm 0.07$	$8.1 \pm 4.4$	2	...	...	...	...
19/12/2017	<i>V</i>	$0.28 \pm 0.25$	$57.4 \pm 25.2$	0	...	...	...	...	
22/02/2017	<i>V</i>	$0.40 \pm 0.11$	$130.4 \pm 7.8$	1	...	...	...	...	
12/09/2017	<i>V</i>	$0.29 \pm 0.09$	$53.9 \pm 8.7$	1	...	...	...	...	
13/09/2017	<i>V</i>	$0.24 \pm 0.13$	$48.5 \pm 15.5$	0	...	...	...	...	
14/09/2017	<i>V</i>	$0.29 \pm 0.12$	$64.7 \pm 12.0$	1	...	...	...	...	
R 66	19/12/2017	<i>B</i>	$0.50 \pm 0.09$	$121.9 \pm 5.0$	2	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>B</i>	$0.53 \pm 0.07$	$126.0 \pm 4.0$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	<i>B</i>	$0.78 \pm 0.07$	$130.2 \pm 2.6$	2	...	...	...	...
	19/12/2017	<i>I</i>	$0.45 \pm 0.06$	$62.2 \pm 3.5$	2	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>I</i>	$0.61 \pm 0.09$	$123.8 \pm 4.5$	1	...	...	...	...
	13/09/2017	<i>I</i>	$0.65 \pm 0.11$	$130.3 \pm 5.1$	1	...	...	...	...
	08/08/2016	<i>R</i>	$0.33 \pm 0.08$	$135.6 \pm 6.7$	0	...	...	...	...
	19/12/2017	<i>R</i>	$0.55 \pm 0.13$	$119.4 \pm 6.7$	0	...	...	...	...
	22/02/2017	<i>R</i>	$0.47 \pm 0.13$	$37.9 \pm 8.2$	2	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>R</i>	$0.51 \pm 0.10$	$121.4 \pm 5.6$	1	...	...	...	...
	13/09/2017	<i>R</i>	$0.59 \pm 0.15$	$127.6 \pm 7.3$	0	...	...	...	...
	04/08/2016	<i>V</i>	$0.42 \pm 0.06$	$128.4 \pm 4.0$	5	$0.62 \pm 0.16$	$131.5 \pm 7.4$	0.21	47.7
	22/12/2016	<i>V</i>	$0.56 \pm 0.13$	$130.3 \pm 6.4$	0	...	...	...	...
	30/01/2016	<i>V</i>	$0.41 \pm 0.07$	$124.9 \pm 4.7$	5	$0.55 \pm 0.28$	$126.3 \pm 14.7$	0.14	40.2
	31/01/2016	<i>V</i>	$0.52 \pm 0.07$	$126.5 \pm 4.0$	5	$0.85 \pm 0.39$	$121.9 \pm 13.2$	0.35	25.3
	19/12/2017	<i>V</i>	$0.42 \pm 0.09$	$123.2 \pm 6.3$	0	...	...	...	...
12/09/2017	<i>V</i>	$0.70 \pm 0.17$	$146.3 \pm 7.1$	0	...	...	...	...	

Continua na próxima página.



Tabela 15 – continuação

Objeto	Data	Filtro	Medida		$N$	ISP		Intrínseco	
			$P$	$\Theta$		$P$	$\Theta$	$P$	$\Theta$
	13/09/2017	$V$	$0.62 \pm 0.10$	$135.7 \pm 4.6$	2	...	...	...	...
R 71	19/12/2017	$B$	$0.19 \pm 0.09$	$164.7 \pm 13.0$	0	...	...	...	...
	12/09/2017	$B$	$0.20 \pm 0.09$	$147.8 \pm 12.8$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	$B$	$0.26 \pm 0.07$	$129.6 \pm 7.8$	0	...	...	...	...
	14/09/2017	$B$	$0.19 \pm 0.09$	$153.2 \pm 13.2$	0	...	...	...	...
	19/12/2017	$I$	$0.22 \pm 0.14$	$105.7 \pm 17.9$	0	...	...	...	...
	12/09/2017	$I$	$0.19 \pm 0.10$	$120.5 \pm 14.5$	0	...	...	...	...
	14/09/2017	$I$	$0.26 \pm 0.05$	$125.4 \pm 5.7$	0	...	...	...	...
	08/08/2016	$R$	$0.42 \pm 0.08$	$128.6 \pm 5.2$	0	...	...	...	...
	19/12/2017	$R$	$0.18 \pm 0.06$	$5.1 \pm 9.6$	1	...	...	...	...
	12/09/2017	$R$	$0.13 \pm 0.09$	$116.9 \pm 20.1$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	$R$	$0.32 \pm 0.13$	$126.4 \pm 11.8$	0	...	...	...	...
	04/08/2016	$V$	$0.42 \pm 0.07$	$132.6 \pm 5.1$	0	...	...	...	...
	22/12/2016	$V$	$0.03 \pm 0.06$	$165.7 \pm 52.4$	0	...	...	...	...
	30/01/2016	$V$	$0.22 \pm 0.08$	$122.8 \pm 11.0$	0	...	...	...	...
	31/01/2016	$V$	$0.22 \pm 0.11$	$120.8 \pm 14.8$	0	...	...	...	...
	19/12/2017	$V$	$0.06 \pm 0.07$	$119.1 \pm 32.6$	0	...	...	...	...
	12/09/2017	$V$	$0.16 \pm 0.12$	$134.0 \pm 21.2$	0	...	...	...	...
13/09/2017	$V$	$0.38 \pm 0.07$	$158.5 \pm 5.0$	0	...	...	...	...	
14/09/2017	$V$	$0.26 \pm 0.13$	$171.2 \pm 14.3$	0	...	...	...	...	
R 74	19/12/2017	$B$	$0.76 \pm 0.10$	$100.3 \pm 3.8$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	$B$	$0.80 \pm 0.11$	$113.7 \pm 3.8$	4	$0.53 \pm 0.95$	$120.6 \pm 51.1$	0.31	101.7
	19/12/2017	$I$	$0.97 \pm 0.15$	$61.2 \pm 4.5$	5	$0.82 \pm 2.36$	$55.2 \pm 82.6$	0.24	83.5
	13/09/2017	$I$	$0.54 \pm 0.09$	$107.1 \pm 5.1$	3	...	...	...	...
	08/08/2016	$R$	$0.70 \pm 0.06$	$131.9 \pm 2.6$	2	...	...	...	...
	19/12/2017	$R$	$0.76 \pm 0.10$	$109.5 \pm 3.7$	3	...	...	...	...
	13/09/2017	$R$	$0.46 \pm 0.12$	$114.1 \pm 7.5$	3	...	...	...	...
	05/08/2016	$V$	$0.88 \pm 0.08$	$116.4 \pm 2.4$	3	...	...	...	...
	22/12/2016	$V$	$0.27 \pm 0.10$	$115.5 \pm 11.2$	1	...	...	...	...
	30/01/2016	$V$	$0.74 \pm 0.05$	$124.1 \pm 2.0$	9	$0.68 \pm 1.38$	$125.4 \pm 57.8$	0.07	110.7
	19/12/2017	$V$	$0.87 \pm 0.08$	$114.0 \pm 2.8$	4	$0.66 \pm 0.82$	$125.0 \pm 35.8$	0.36	92.4
13/09/2017	$V$	$0.68 \pm 0.10$	$119.1 \pm 4.2$	7	$0.75 \pm 2.38$	$129.8 \pm 91.0$	0.27	72.7	
R 78	14/09/2017	$B$	$0.43 \pm 0.09$	$149.0 \pm 6.1$	5	$1.06 \pm 1.42$	$149.9 \pm 38.4$	0.63	60.5
	14/09/2017	$I$	$0.35 \pm 0.18$	$147.9 \pm 14.4$	1	...	...	...	...
	14/09/2017	$R$	$0.81 \pm 0.14$	$159.5 \pm 5.0$	2	...	...	...	...
	06/08/2016	$V$	$0.72 \pm 0.07$	$149.2 \pm 2.8$	5	$0.85 \pm 0.92$	$151.7 \pm 31.2$	0.14	74.8
	31/01/2016	$V$	$0.54 \pm 0.07$	$145.1 \pm 3.8$	3	...	...	...	...
	14/09/2017	$V$	$0.58 \pm 0.09$	$154.0 \pm 4.4$	4	$1.04 \pm 0.73$	$158.7 \pm 20.2$	0.48	74.3
R 81	13/09/2017	$B$	$0.60 \pm 0.09$	$142.1 \pm 4.3$	3	...	...	...	...
	13/09/2017	$I$	$0.36 \pm 0.08$	$134.7 \pm 6.1$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	$R$	$0.27 \pm 0.09$	$165.3 \pm 9.6$	0	...	...	...	...
	22/12/2016	$V$	$0.42 \pm 0.09$	$88.4 \pm 6.0$	2	...	...	...	...
	30/01/2016	$V$	$0.28 \pm 0.06$	$150.8 \pm 6.6$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	$V$	$0.45 \pm 0.06$	$166.7 \pm 4.0$	1	...	...	...	...
R 84	14/09/2017	$B$	$0.34 \pm 0.07$	$122.1 \pm 6.1$	5	$1.13 \pm 0.80$	$125.3 \pm 20.3$	0.79	36.7
	14/09/2017	$I$	$0.28 \pm 0.14$	$0.2 \pm 14.5$	2	...	...	...	...
	14/09/2017	$R$	$0.16 \pm 0.13$	$170.5 \pm 23.0$	1	...	...	...	...
	22/12/2016	$V$	$0.36 \pm 0.09$	$112.4 \pm 6.9$	1	...	...	...	...
	30/01/2016	$V$	$0.27 \pm 0.18$	$83.7 \pm 19.3$	1	...	...	...	...
	14/09/2017	$V$	$0.27 \pm 0.11$	$165.3 \pm 11.3$	3	...	...	...	...
R 85	19/12/2017	$B$	$0.51 \pm 0.17$	$56.5 \pm 9.5$	0	...	...	...	...
	12/09/2017	$B$	$0.75 \pm 0.11$	$59.4 \pm 4.1$	1	...	...	...	...
	13/09/2017	$B$	$0.75 \pm 0.09$	$65.3 \pm 3.6$	0	...	...	...	...
	19/12/2017	$I$	$0.87 \pm 0.15$	$171.0 \pm 4.8$	1	...	...	...	...
	12/09/2017	$I$	$0.96 \pm 0.16$	$58.9 \pm 4.7$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	$I$	$0.86 \pm 0.08$	$57.2 \pm 2.7$	1	...	...	...	...

Continua na próxima página.

Tabela 15 – continuação

Objeto	Data	Filtro	Medida		N	ISP		Intrínseco	
			P	$\Theta$		P	$\Theta$	P	$\Theta$
	08/08/2016	R	0.32 ± 0.07	44.9 ± 6.1	0	...	...	...	...
	19/12/2017	R	0.66 ± 0.11	73.4 ± 4.6	1	...	...	...	...
	12/09/2017	R	0.90 ± 0.16	62.2 ± 5.1	0	...	...	...	...
	13/09/2017	R	0.76 ± 0.09	65.3 ± 3.4	0	...	...	...	...
	04/08/2016	V	0.31 ± 0.07	45.5 ± 7.0	2	...	...	...	...
	22/12/2016	V	0.88 ± 0.09	37.5 ± 3.0	0	...	...	...	...
	30/01/2016	V	0.68 ± 0.08	57.5 ± 3.2	4	0.86 ± 2.47	132.5 ± 82.5	1.49	49.1
	31/01/2016	V	0.58 ± 0.06	53.2 ± 3.1	11	0.54 ± 0.93	117.0 ± 49.8	1.00	40.7
	19/12/2017	V	0.76 ± 0.11	54.0 ± 4.0	0	...	...	...	...
	12/09/2017	V	0.68 ± 0.17	66.6 ± 7.1	0	...	...	...	...
	13/09/2017	V	0.78 ± 0.07	74.6 ± 2.7	3	...	...	...	...
R 99	13/09/2017	B	1.23 ± 0.09	13.4 ± 2.2	15	2.46 ± 3.07	62.3 ± 35.7	2.90	164.7
	13/09/2017	I	1.84 ± 0.47	12.2 ± 7.4	7	0.98 ± 2.60	109.4 ± 75.9	2.80	14.7
	08/08/2016	R	1.33 ± 0.09	15.5 ± 2.0	6	1.82 ± 2.99	60.1 ± 47.0	2.24	168.3
	13/09/2017	R	1.41 ± 0.13	11.5 ± 2.6	13	2.56 ± 3.81	58.8 ± 42.7	3.02	162.7
	22/12/2016	V	1.53 ± 0.10	12.1 ± 1.9	6	2.60 ± 3.13	56.7 ± 34.5	3.00	162.1
	30/01/2016	V	1.40 ± 0.06	18.5 ± 1.2	16	0.44 ± 2.78	94.9 ± 180.5	1.80	15.3
	13/09/2017	V	1.45 ± 0.12	20.3 ± 2.3	19	1.66 ± 3.78	123.0 ± 65.3	3.04	27.1
R 110	19/12/2017	B	0.77 ± 0.10	118.9 ± 3.6	7	0.92 ± 2.36	108.5 ± 73.4	0.34	171.8
	12/09/2017	B	0.85 ± 0.07	102.4 ± 2.5	1	...	...	...	...
	13/09/2017	B	1.00 ± 0.10	109.9 ± 2.9	3	...	...	...	...
	19/12/2017	I	0.81 ± 0.09	58.4 ± 3.2	5	0.85 ± 0.61	113.2 ± 20.7	1.35	40.3
	12/09/2017	I	0.75 ± 0.08	100.3 ± 3.2	7	0.50 ± 0.92	72.4 ± 53.1	0.62	120.7
	13/09/2017	I	0.92 ± 0.11	115.2 ± 3.4	3	...	...	...	...
	08/08/2016	R	...	...	1	...	...	...	...
	19/12/2017	R	0.72 ± 0.09	119.3 ± 3.7	3	...	...	...	...
	12/09/2017	R	0.84 ± 0.10	119.6 ± 3.3	5	0.75 ± 0.75	57.5 ± 28.8	1.40	132.7
	13/09/2017	R	0.94 ± 0.10	116.2 ± 3.2	7	1.01 ± 2.51	63.9 ± 71.4	1.54	135.7
	04/08/2016	V	0.88 ± 0.08	122.5 ± 2.7	10	0.68 ± 1.18	119.7 ± 49.8	0.22	131.1
	22/12/2016	V	0.65 ± 0.09	129.8 ± 4.1	2	...	...	...	...
	30/01/2016	V	1.19 ± 0.06	125.5 ± 1.5	11	0.66 ± 0.89	129.1 ± 38.6	0.54	121.2
	31/01/2016	V	1.22 ± 0.07	126.3 ± 1.7	7	0.83 ± 1.59	114.0 ± 55.1	0.58	144.7
	19/12/2017	V	0.71 ± 0.07	121.0 ± 2.7	4	2.17 ± 2.27	112.2 ± 30.1	1.51	18.2
	12/09/2017	V	0.87 ± 0.09	117.2 ± 2.8	4	1.10 ± 1.02	83.3 ± 26.7	1.11	150.1
	13/09/2017	V	1.01 ± 0.09	122.6 ± 2.5	3	...	...	...	...
R 116	19/12/2017	B	0.68 ± 0.07	125.3 ± 3.1	6	2.35 ± 2.10	126.2 ± 25.6	1.66	36.7
	14/09/2017	B	0.58 ± 0.13	125.4 ± 6.6	3	...	...	...	...
	19/12/2017	I	0.57 ± 0.10	67.5 ± 5.2	1	...	...	...	...
	14/09/2017	I	0.59 ± 0.14	117.2 ± 6.8	0	...	...	...	...
	08/08/2016	R	0.66 ± 0.05	125.7 ± 2.1	1	...	...	...	...
	19/12/2017	R	0.48 ± 0.09	123.8 ± 5.4	0	...	...	...	...
	14/09/2017	R	0.55 ± 0.13	131.4 ± 6.7	4	2.31 ± 2.74	177.6 ± 34.0	2.39	94.2
	22/12/2016	V	0.50 ± 0.10	121.8 ± 5.7	4	2.29 ± 3.05	131.4 ± 38.3	1.82	44.0
	30/01/2016	V	0.41 ± 0.05	110.8 ± 3.2	10	0.79 ± 1.49	112.5 ± 54.5	0.37	24.3
	19/12/2017	V	0.69 ± 0.10	124.7 ± 4.2	6	2.65 ± 6.07	121.4 ± 65.6	1.97	30.2
	14/09/2017	V	0.51 ± 0.14	143.4 ± 8.0	2	...	...	...	...
R 123	14/09/2017	B	1.04 ± 0.10	153.2 ± 2.8	8	0.93 ± 1.09	152.2 ± 33.7	0.12	161.1
	14/09/2017	I	0.40 ± 0.06	139.2 ± 4.1	6	1.23 ± 3.80	144.7 ± 88.8	0.83	57.3
	14/09/2017	R	0.48 ± 0.12	141.8 ± 7.0	6	1.17 ± 1.82	151.7 ± 44.5	0.74	68.2
	05/08/2016	V	0.17 ± 0.03	131.9 ± 4.3	30	0.70 ± 1.20	128.1 ± 49.6	0.52	36.9
	22/12/2016	V	0.57 ± 0.07	145.1 ± 3.7	6	1.23 ± 0.47	144.7 ± 11.0	0.66	54.3
	14/09/2017	V	0.79 ± 0.12	160.1 ± 4.2	6	0.92 ± 1.29	166.9 ± 40.3	0.24	102.4
R 127	19/12/2017	B	0.28 ± 0.10	164.8 ± 10.3	10	0.73 ± 1.90	116.7 ± 74.5	0.81	16.7
	12/09/2017	B	0.42 ± 0.08	96.8 ± 5.6	5	0.74 ± 1.08	139.1 ± 41.5	0.82	64.3
	19/12/2017	I	0.16 ± 0.10	59.9 ± 18.1	4	1.20 ± 6.19	139.0 ± 148.0	1.35	50.2
	08/08/2016	R	0.33 ± 0.07	124.9 ± 5.8	3	...	...	...	...

Continua na próxima página.

Tabela 15 – continuação

Objeto	Data	Filtro	Medida		<i>N</i>	ISP		Intrínseco	
			<i>P</i>	$\Theta$		<i>P</i>	$\Theta$	<i>P</i>	$\Theta$
	19/12/2017	<i>R</i>	$0.22 \pm 0.10$	$112.7 \pm 13.2$	3	...	...	...	...
	06/08/2016	<i>V</i>	$0.29 \pm 0.06$	$132.8 \pm 5.9$	5	$0.53 \pm 1.02$	$137.4 \pm 55.1$	0.25	52.9
	22/12/2016	<i>V</i>	$0.37 \pm 0.08$	$153.2 \pm 6.2$	9	$0.56 \pm 2.01$	$152.1 \pm 102.2$	0.19	59.8
	30/01/2016	<i>V</i>	$0.06 \pm 0.05$	$151.9 \pm 24.3$	11	$0.63 \pm 0.88$	$151.7 \pm 40.2$	0.56	61.6
	19/12/2017	<i>V</i>	$0.07 \pm 0.11$	$96.3 \pm 49.3$	4	$0.75 \pm 1.93$	$117.4 \pm 73.3$	0.71	29.2
	12/09/2017	<i>V</i>	...	...	0	...	...	...	...
R 128	19/12/2017	<i>B</i>	$0.27 \pm 0.09$	$114.6 \pm 9.8$	10	$0.75 \pm 1.90$	$115.8 \pm 72.7$	0.48	26.4
	12/09/2017	<i>B</i>	$0.20 \pm 0.06$	$127.4 \pm 8.7$	5	$0.71 \pm 1.05$	$75.4 \pm 42.6$	0.78	158.3
	19/12/2017	<i>I</i>	$0.23 \pm 0.13$	$55.4 \pm 16.7$	4	$1.20 \pm 6.19$	$41.0 \pm 148.0$	1.00	127.9
	08/08/2016	<i>R</i>	$0.33 \pm 0.09$	$124.7 \pm 8.1$	3	...	...	...	...
	19/12/2017	<i>R</i>	$0.25 \pm 0.15$	$139.1 \pm 16.9$	3	...	...	...	...
	06/08/2016	<i>V</i>	$0.26 \pm 0.11$	$125.1 \pm 12.5$	5	$0.53 \pm 1.01$	$124.2 \pm 54.5$	0.27	33.4
	22/12/2016	<i>V</i>	$0.28 \pm 0.10$	$135.8 \pm 9.8$	9	$0.53 \pm 2.00$	$112.5 \pm 108.1$	0.39	7.0
	30/01/2016	<i>V</i>	$0.39 \pm 0.03$	$124.5 \pm 2.1$	11	$0.61 \pm 0.88$	$105.5 \pm 41.3$	0.39	176.7
	19/12/2017	<i>V</i>	$0.32 \pm 0.09$	$110.3 \pm 7.8$	4	$0.78 \pm 1.92$	$107.0 \pm 70.6$	0.46	14.7
	12/09/2017	<i>V</i>	...	...	0	...	...	...	...
R 143	19/12/2017	<i>B</i>	$3.70 \pm 0.18$	$167.1 \pm 1.4$	56	$1.78 \pm 2.44$	$157.2 \pm 39.2$	2.11	175.5
	12/09/2017	<i>B</i>	$2.73 \pm 0.15$	$157.1 \pm 1.6$	59	$1.78 \pm 2.14$	$158.5 \pm 34.4$	0.95	154.4
	13/09/2017	<i>B</i>	$2.77 \pm 0.16$	$164.5 \pm 1.6$	60	$1.94 \pm 2.00$	$160.0 \pm 29.5$	0.91	174.1
	19/12/2017	<i>I</i>	$2.78 \pm 0.13$	$109.5 \pm 1.3$	36	$1.93 \pm 3.69$	$101.2 \pm 54.7$	1.08	124.9
	12/09/2017	<i>I</i>	$2.37 \pm 0.12$	$150.6 \pm 1.5$	39	$1.65 \pm 2.08$	$148.9 \pm 36.1$	0.74	154.5
	13/09/2017	<i>I</i>	$2.42 \pm 0.45$	$150.4 \pm 5.3$	38	$1.94 \pm 2.51$	$160.0 \pm 37.0$	0.87	126.7
	08/08/2016	<i>R</i>	$2.98 \pm 0.09$	$164.0 \pm 0.8$	50	$1.89 \pm 2.23$	$166.0 \pm 33.9$	1.11	160.6
	19/12/2017	<i>R</i>	$3.24 \pm 0.12$	$169.1 \pm 1.1$	49	$2.15 \pm 2.39$	$159.8 \pm 31.9$	1.38	4.0
	12/09/2017	<i>R</i>	$2.52 \pm 0.09$	$162.0 \pm 1.0$	44	$1.69 \pm 2.16$	$165.9 \pm 36.6$	0.89	154.3
	13/09/2017	<i>R</i>	$2.62 \pm 0.12$	$166.3 \pm 1.3$	54	$2.11 \pm 4.58$	$163.9 \pm 62.1$	0.55	175.9
	22/12/2016	<i>V</i>	$3.10 \pm 0.21$	$166.5 \pm 1.9$	42	$2.01 \pm 6.56$	$163.0 \pm 93.5$	1.13	172.7
	30/01/2016	<i>V</i>	$3.17 \pm 0.06$	$167.0 \pm 0.5$	72	$1.71 \pm 2.29$	$163.2 \pm 38.4$	1.49	171.4
	31/01/2016	<i>V</i>	$3.12 \pm 0.09$	$166.5 \pm 0.8$	50	$1.89 \pm 2.18$	$163.3 \pm 33.0$	1.26	171.2
	19/12/2017	<i>V</i>	$3.58 \pm 0.14$	$165.1 \pm 1.1$	52	$2.02 \pm 8.54$	$159.3 \pm 121.1$	1.65	172.2
	12/09/2017	<i>V</i>	$2.85 \pm 0.15$	$167.2 \pm 1.5$	55	$2.11 \pm 8.72$	$164.8 \pm 118.5$	0.77	173.7
	13/09/2017	<i>V</i>	$2.83 \pm 0.09$	$170.3 \pm 0.9$	49	$2.09 \pm 5.81$	$166.1 \pm 79.7$	0.83	1.3
R 149	14/09/2017	<i>B</i>	$1.45 \pm 0.20$	$97.8 \pm 4.0$	31	$1.13 \pm 3.28$	$109.3 \pm 82.9$	0.60	74.1
	14/09/2017	<i>I</i>	$1.11 \pm 0.36$	$104.5 \pm 9.2$	14	$0.45 \pm 4.84$	$83.2 \pm 309.7$	0.84	115.1
	14/09/2017	<i>R</i>	$1.54 \pm 0.17$	$105.5 \pm 3.2$	26	$1.37 \pm 3.77$	$115.6 \pm 79.1$	0.54	74.9
	22/12/2016	<i>V</i>	$0.92 \pm 0.18$	$109.1 \pm 5.6$	25	$1.77 \pm 4.01$	$102.3 \pm 65.0$	0.90	5.4
	31/01/2016	<i>V</i>	$1.49 \pm 0.20$	$102.4 \pm 3.8$	16	$0.96 \pm 2.91$	$110.0 \pm 87.0$	0.62	90.3
	14/09/2017	<i>V</i>	$0.98 \pm 0.21$	$115.8 \pm 6.2$	30	$1.15 \pm 3.73$	$109.9 \pm 92.7$	0.28	176.8
S Dor	19/12/2017	<i>B</i>	$0.77 \pm 0.12$	$126.0 \pm 4.6$	0	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>B</i>	$1.11 \pm 0.09$	$114.5 \pm 2.3$	1	...	...	...	...
	13/09/2017	<i>B</i>	$1.24 \pm 0.06$	$120.2 \pm 1.5$	0	...	...	...	...
	19/12/2017	<i>I</i>	$0.23 \pm 0.09$	$66.7 \pm 10.7$	1	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>I</i>	$0.76 \pm 0.13$	$100.5 \pm 5.0$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	<i>I</i>	$0.45 \pm 0.17$	$126.9 \pm 11.1$	1	...	...	...	...
	08/08/2016	<i>R</i>	$0.43 \pm 0.05$	$3.1 \pm 3.6$	0	...	...	...	...
	19/12/2017	<i>R</i>	$0.84 \pm 0.13$	$123.0 \pm 4.5$	1	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>R</i>	$0.98 \pm 0.12$	$117.9 \pm 3.7$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	<i>R</i>	$0.89 \pm 0.05$	$121.7 \pm 1.6$	0	...	...	...	...
	04/08/2016	<i>V</i>	$0.47 \pm 0.07$	$23.9 \pm 4.4$	2	...	...	...	...
	22/12/2016	<i>V</i>	$0.98 \pm 0.09$	$132.9 \pm 2.5$	0	...	...	...	...
	30/01/2016	<i>V</i>	$0.88 \pm 0.07$	$126.0 \pm 2.1$	4	$0.86 \pm 2.47$	$124.2 \pm 82.8$	0.06	157.1
	31/01/2016	<i>V</i>	$0.89 \pm 0.07$	$133.1 \pm 2.2$	11	$0.54 \pm 0.94$	$140.7 \pm 50.2$	0.40	122.8
	19/12/2017	<i>V</i>	$0.39 \pm 0.08$	$125.6 \pm 6.2$	0	...	...	...	...
	12/09/2017	<i>V</i>	$1.17 \pm 0.15$	$121.9 \pm 3.7$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	<i>V</i>	$0.77 \pm 0.13$	$127.5 \pm 4.8$	3	...	...	...	...
VRMF 55	12/09/2017	<i>I</i>	$6.84 \pm 0.09$	$104.5 \pm 0.4$	143	$3.87 \pm 3.75$	$110.8 \pm 27.7$	3.17	96.9

Continua na próxima página.

Tabela 15 – continuação

Objeto	Data	Filtro	Medida		$N$	ISP		Intrínseco	
			$P$	$\Theta$		$P$	$\Theta$	$P$	$\Theta$
	08/08/2016	$R$	$9.23 \pm 0.24$	$116.3 \pm 0.7$	64	$0.72 \pm 3.48$	$124.7 \pm 138.2$	8.54	115.6
	12/09/2017	$R$	$9.65 \pm 0.15$	$112.4 \pm 0.5$	74	$1.03 \pm 3.92$	$150.3 \pm 109.2$	9.45	109.4
	06/08/2016	$V$	$10.99 \pm 0.27$	$116.5 \pm 0.7$	187	$1.98 \pm 3.05$	$172.3 \pm 44.2$	11.86	112.1
	31/01/2016	$V$	$11.31 \pm 0.41$	$118.0 \pm 1.0$	82	$1.04 \pm 3.08$	$102.4 \pm 84.6$	10.44	119.5
	21/02/2017	$V$	$15.98 \pm 1.86$	$28.4 \pm 3.3$	20	$2.36 \pm 3.26$	$88.7 \pm 39.6$	17.31	25.0
	12/09/2017	$V$	$11.33 \pm 0.18$	$119.7 \pm 0.5$	73	$1.14 \pm 3.89$	$98.0 \pm 97.7$	10.53	121.9
W1-243	08/08/2016	$R$	$10.40 \pm 0.09$	$128.0 \pm 0.2$	183	$1.79 \pm 2.54$	$119.0 \pm 40.8$	8.72	129.8
	05/08/2016	$V$	$12.99 \pm 0.82$	$131.2 \pm 1.8$	104	$1.85 \pm 1.47$	$119.1 \pm 22.7$	11.32	133.1
	07/08/2016	$V$	$11.24 \pm 0.98$	$132.7 \pm 2.5$	179	$1.94 \pm 1.92$	$117.8 \pm 28.3$	9.60	135.5
	21/02/2017	$V$	$11.90 \pm 1.05$	$47.2 \pm 2.5$	40	$1.41 \pm 2.37$	$37.9 \pm 48.2$	10.57	48.4
WRAY 16-137	06/08/2016	$V$	$13.56 \pm 0.10$	$107.0 \pm 0.2$	178	$2.19 \pm 2.62$	$164.5 \pm 34.3$	14.63	103.1
	30/01/2016	$V$	$12.79 \pm 0.21$	$108.2 \pm 0.5$	111	$2.35 \pm 2.97$	$164.0 \pm 36.1$	13.83	103.7
	21/02/2017	$V$	$12.90 \pm 0.39$	$26.4 \pm 0.9$	42	$2.12 \pm 2.56$	$77.2 \pm 34.7$	13.48	22.0
WRAY 17-96	08/08/2016	$R$	$3.16 \pm 0.09$	$108.1 \pm 0.8$	109	$3.39 \pm 3.30$	$74.4 \pm 27.9$	3.63	137.8
WS1	06/08/2016	$V$	$5.59 \pm 0.26$	$76.2 \pm 1.3$	181	$1.74 \pm 3.03$	$163.5 \pm 49.9$	7.33	75.6
	07/08/2016	$V$	$6.11 \pm 0.20$	$78.2 \pm 1.0$	188	$1.61 \pm 2.14$	$164.0 \pm 38.0$	7.70	77.3
	30/01/2016	$V$	$6.40 \pm 0.54$	$72.7 \pm 2.4$	107	$1.61 \pm 2.20$	$164.0 \pm 39.0$	8.01	73.0
	21/02/2017	$V$	$5.39 \pm 1.20$	$173.1 \pm 6.4$	55	$1.79 \pm 2.44$	$80.9 \pm 39.1$	7.17	172.5
$\xi$ Sco	12/09/2017	$B$	$0.17 \pm 0.09$	$84.2 \pm 14.6$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	$B$	$0.26 \pm 0.14$	$99.7 \pm 15.7$	0	...	...	...	...
	12/09/2017	$I$	$0.21 \pm 0.13$	$20.5 \pm 18.2$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	$I$	$0.16 \pm 0.10$	$157.4 \pm 18.2$	0	...	...	...	...
	14/09/2017	$I$	$0.15 \pm 0.11$	$145.3 \pm 20.5$	0	...	...	...	...
	08/08/2016	$R$	$1.29 \pm 0.66$	$71.1 \pm 14.7$	0	...	...	...	...
	12/09/2017	$R$	$0.05 \pm 0.12$	$108.3 \pm 70.1$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	$R$	$0.33 \pm 0.18$	$5.2 \pm 15.7$	0	...	...	...	...
	08/08/2016	$V$	$0.04 \pm 0.03$	$118.9 \pm 21.9$	0	...	...	...	...
	12/09/2017	$V$	$0.12 \pm 0.14$	$148.8 \pm 34.5$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	$V$	$0.22 \pm 0.13$	$89.3 \pm 17.7$	0	...	...	...	...
$\zeta^1$ Sco	12/09/2017	$B$	$2.05 \pm 0.09$	$153.6 \pm 1.3$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	$B$	$2.15 \pm 0.13$	$151.7 \pm 1.7$	0	...	...	...	...
	12/09/2017	$I$	$1.87 \pm 0.13$	$141.7 \pm 2.0$	3	...	...	...	...
	13/09/2017	$I$	$1.67 \pm 0.17$	$139.4 \pm 3.0$	2	...	...	...	...
	14/09/2017	$I$	$1.87 \pm 0.07$	$147.8 \pm 1.0$	1	...	...	...	...
	08/08/2016	$R$	$1.93 \pm 0.06$	$22.5 \pm 0.8$	0	...	...	...	...
	12/09/2017	$R$	$2.64 \pm 0.12$	$152.0 \pm 1.3$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	$R$	$2.30 \pm 0.13$	$155.9 \pm 1.7$	0	...	...	...	...
	08/08/2016	$V$	$2.05 \pm 0.09$	$26.8 \pm 1.2$	0	...	...	...	...
	12/09/2017	$V$	$2.22 \pm 0.13$	$160.6 \pm 1.6$	0	...	...	...	...
	13/09/2017	$V$	$2.15 \pm 0.11$	$158.8 \pm 1.5$	0	...	...	...	...

# APÊNDICE E – Observações Espectroscópicas

Os espectros de alta e média resolução utilizados no estudo da amostra de estrelas são descritos nas tabelas 16 e 17.

Tabela 16 – Lista de espectros de alta resolução provenientes dos espectrógrafos FEROS e UVES utilizados na análise da amostra de estrelas. Para os espectros UVES, os tempos de exposição são dados para as exposições dos braços azul e vermelho do espectrógrafo, nesta respectiva ordem. Os espectros marcados com “\*” são espectros observados pelo grupo, enquanto os outros são espectros coletados de arquivos públicos. No caso de múltiplos espectros da mesma data terem sido combinados para a análise, a coluna  $T_{\text{exp}}$  traz o número de espectros combinados multiplicado pelo tempo de exposição de cada um.

Estrela	Espectrógrafo	Data	Prog.ID	$\Delta\lambda$ (Å)	$T_{\text{exp}}$ (s)
R 40	UVES	30/09/2002	065.L-0317(A)	3280-6831	600, 240
	UVES	30/09/2002	069.D-0390(D)	3280-6686	360, 110
	FEROS*	12/12/2005	076.D-0609(A)	3600-9200	2×450
	FEROS	11/10/2006	078.D-0790(B)	3600-9200	2×1000
	FEROS*	05/10/2007	078.D-0790(B)	3600-9200	2×450
	FEROS	04/08/2008	178.D-0361(H)	3600-9200	2×1800
	FEROS*	28/11/2014	094.A-9029(D)	3600-9200	2×700
	FEROS*	04/12/2015	096.A-9030(A)	3600-9200	2×600
	FEROS*	02/11/2016	098.A-9039(C)	3600-9200	2×500
	FEROS*	29/08/2017	099.A-9039(C)	3600-9200	2×500
R 71	UVES	23/07/2002	069.D-0390(D)	3280-6686	360, 110
	FEROS*	12/12/2005	076.D-0609(A)	3600-9200	2×450
	FEROS*	22/02/2007	078.D-0790(B)	3600-9200	2×500
	FEROS	19/06/2012	089.D-0975(A)	3600-9200	1800
	FEROS*	29/11/2014	094.A-9029(D)	3600-9200	2×960
	FEROS*	16/10/2015	096.A-9039(A)	3600-9200	2×500
R 110	FEROS*	12/12/2005	076.D-0609(A)	3600-9200	2×450
	FEROS*	20/02/2007	078.D-0790(B)	3600-9200	7×200
	FEROS*	04/12/2014	094.A-9029(D)	3600-9200	2×400
	FEROS*	13/01/2016	096.A-9039(A)	3600-9200	2×700
	FEROS*	26/08/2017	099.A-9039(C)	3600-9200	2×400
R 127	UVES	08/10/2002	069.D-0390(D)	3280-6686	360, 110
	HARPS	14/12/2009	182.D-0356(C)	3880-6910	2400
R 143	FEROS*	03/12/2015	096.A-9039(A)	3600-9200	2×500

Continua na próxima página.

Tabela 16 – continuação

Estrela	Espectrógrafo	Data	Prog.ID	$\Delta\lambda$ (Å)	$T_{\text{exp}}$ (s)
S Dor	UVES	02/10/2002	069.D-0390(D)	3280-6686	360, 110
	FEROS*	12/12/2005	076.D-0609(A)	3600-9200	2×450
	FEROS*	22/02/2007	078.D-0790(B)	3600-9200	2×500
	FEROS	17/07/2008	178.D-0361(D)	3600-9200	1800
	FEROS*	29/11/2014	094.A-9029(D)	3600-9200	2×960
	FEROS*	16/10/2015	096.A-9039(A)	3600-9200	2×500

Tabela 17 – Espectros de média resolução provenientes do instrumento X-SHOOTER utilizados na análise da amostra de estrelas. Os tempos de exposição são dados em ordem para os braços UV, visível e IR do espectrógrafo.

Estrela	Data	Prog.ID	$T_{\text{exp}}$ (s)
HD 269582	02/10/2015	096.D-0047(A)	400, 400, 20
	08/01/2016	096.D-0047(A)	300, 100, 20
R 66	02/10/2015	096.D-0047(A)	60, 80, 8
R 74	02/10/2015	096.D-0047(A)	150, 130, 20
R 78	02/10/2015	096.D-0047(A)	100, 170, 30
R 81	02/10/2015	096.D-0047(A)	60, 80, 13
R 84	02/10/2015	096.D-0047(A)	250, 250, 8
R 85	17/10/2015	096.D-0047(A)	100, 130, 13
R 116	02/10/2015	096.D-0047(A)	40, 80, 13
	12/01/2016	096.D-0047(A)	40, 80, 13
R 123	17/10/2015	096.D-0047(A)	60, 80, 8
R 127	02/10/2015	096.D-0047(A)	100, 150, 25
	12/01/2016	096.D-0047(A)	100, 150, 25
R 128	17/10/2015	096.D-0047(A)	60, 80, 8
R 143	02/10/2015	096.D-0047(A)	100, 150, 13
	12/01/2016	096.D-0047(A)	100, 150, 13
R 149	17/10/2015	096.D-0047(A)	250, 400, 50
S 18	17/10/2015	096.D-0047(A)	400, 250, 30
S 22	17/10/2015	096.D-0047(A)	250, 170, 20
S 61	21/10/2015	096.D-0047(A)	150, 250, 50
S 119	21/10/2015	096.D-0047(A)	150, 250, 50
S 134	21/10/2015	096.D-0047(A)	150, 250, 20
S Dor	02/10/2015	096.D-0047(A)	30, 30, 2

Os espectros Spitzer IRS utilizados na determinação da existência de envoltórias de poeira para as estrelas R 40 e R 110 são listados na tabela 18.

Tabela 18 – Lista de espectros Spitzer obtidos do arquivo público do CASSIS. A coluna “AORKEY” corresponde ao *Astronomy Observation Request*, um número único de identificação da observação no banco de dados.

Estrela	Data	AORKEY
R 40	04/08/2008	27532800
R 71	21/03/2005	13359872
R 110	18/07/2004	10065920





# Referências

- Abel, T., Bryan, G. L., & Norman, M. L. 2002, *Science*, 295, 93, doi: 10.1126/science.295.5552.93
- Abt, H. A., Levato, H., & Grosso, M. 2002, *ApJ*, 573, 359, doi: 10.1086/340590
- Aghakhanloo, M., Murphy, J. W., Smith, N., & Hložek, R. 2017, *MNRAS*, 472, 591, doi: 10.1093/mnras/stx2050
- Aglozzo, C., Umana, G., Trigilio, C., et al. 2012, *MNRAS*, 426, 181, doi: 10.1111/j.1365-2966.2012.21791.x
- Aglozzo, C., Trigilio, C., Pignata, G., et al. 2017a, *ApJ*, 841, 130, doi: 10.3847/1538-4357/aa72a1
- Aglozzo, C., Trigilio, C., Buemi, C., et al. 2017b, in *The Lives and Death-Throes of Massive Stars*, Vol. 329, 69–73
- Allen, D. A., & Glass, I. S. 1976, *ApJ*, 210, 666, doi: 10.1086/154872
- Alves, D. R. 2004, *New A Rev.*, 48, 659, doi: 10.1016/j.newar.2004.03.001
- Andriesse, C. D., Donn, B. D., & Viotti, R. 1978, *MNRAS*, 185, 771, doi: 10.1093/mnras/185.4.771
- Appenzeller, I. 1970, *A&A*, 9, 216
- Appenzeller, I. 1972, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 24, 483
- 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
- Arago, D. F. J., & Barral, J. A. 1858, *Oeuvres*, 10. : *Memoires scientifiques*
- Ardeberg, A. 1980, *A&AS*, 42, 1
- Ardeberg, A., Brunet, J. P., Maurice, E., & Prevot, L. 1972, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 6, 249
- Ardeberg, A., & Maurice, E. 1977, *A&AS*, 30, 261
- Aret, A., Kraus, M., Muratore, M. F., & Borges Fernandes, M. 2012, *MNRAS*, 423, 284, doi: 10.1111/j.1365-2966.2012.20871.x
- Barba, R. H., Niemela, V. S., Baume, G., & Vazquez, R. A. 1995, *ApJ*, 446, L23, doi: 10.1086/187921
- Barba, R. H., Morrell, N. I., Niemela, V. S., et al. 1996, in *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, ed. V. Niemela, N. Morrell, P. Pismis, & S. Torres-Peimbert, Vol. 5, 85–91
- Bartlett, L., & Clark, J. S. 2015, in *SALT Science Conference 2015 (SSC2015)*, 55
- Beals, C. S. 1929, *MNRAS*, 90, 202, doi: 10.1093/mnras/90.2.202
- Beals, C. S. 1940, *JRASC*, 34, 169
- Beech, M., & Mitalas, R. 1994, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 95, 517, doi: 10.1086/192109
- Behrend, R., & Maeder, A. 2001, *A&A*, 373, 190, doi: 10.1051/0004-6361:20010585
- Bensammar, S., Friedjung, M., Muratorio, G., & Viotti, R. 1983, *A&A*, 126, 427
- Boffin, H. M. J., Rivinius, T., Mérand, A., et al. 2016, *A&A*, 593, doi: 10.1051/0004-6361/201629127
- Bohannan, B., & Walborn, N. R. 1989, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 101, 520, doi: 10.1086/132463
- Bonnell, I. A., & Bate, M. R. 2005, *MNRAS*, 362, 915, doi: 10.1111/j.1365-2966.2005.09360.x

- Bonnell, I. A., Bate, M. R., Clarke, C. J., & Pringle, J. E. 1997, *MNRAS*, 285, 201, doi: 10.1093/mnras/285.1.201
- Bonnell, I. A., Bate, M. R., Clarke, C. J., & Pringle, J. E. 2001, *MNRAS*, 323, 785, doi: 10.1046/j.1365-8711.2001.04270.x
- Borges Fernandes, M. 2004, Tese de Doutorado, Observatório Nacional, Brasil, (2004)
- Bragança, G. A., Daflon, S., Cunha, K., et al. 2012, *AJ*, 144, 130, doi: 10.1088/0004-6256/144/5/130
- Breysacher, J., Moffat, A. F. J., & Niemela, V. S. 1982, *ApJ*, 257, 116, doi: 10.1086/159969
- Breysacher, J., & Perrier, C. 1991, in *Wolf-Rayet Stars and Interrelations with Other Massive Stars in Galaxies*, Vol. 143, 229
- Brunnet, J. P. 1975, *A&A*, 43, 345
- Butler, C. J. 1972, *Dunsink Observatory Publications*, 1, 133
- Campagnolo, J. C. N. 2014, *Dissertação de Mestrado*, Observatório Nacional
- Campagnolo, J. C. N. 2019, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 131, 2.4501
- Campagnolo, J. C. N., Borges Fernandes, M., Drake, N. A., et al. 2018, *A&A*, 613, A33, doi: 10.1051/0004-6361/201731785
- Campbell, W. W. 1894, *Astronomy and Astrophysics (formerly The Sidereal Messenger)*, 13
- Cantiello, M., Langer, N., Brott, I., et al. 2009, *A&A*, 499, 279, doi: 10.1051/0004-6361/200911643
- Castelli, F., & Kurucz, R. L. 2004, *ArXiv e-prints*, astro. <https://arxiv.org/abs/astro-ph/0405087>
- Castor, J., McCray, R., & Weaver, R. 1975a, *ApJ*, 200, L107, doi: 10.1086/181908
- Castor, J. I., Abbott, D. C., & Klein, R. I. 1975b, *ApJ*, 195, 157, doi: 10.1086/153315
- Chabrier, G. 2003, *PASP*, 115, 763, doi: 10.1086/376392
- Chiosi, C., & Maeder, A. 1986, *ARA&A*, 24, 329, doi: 10.1146/annurev.aa.24.090186.001553
- Chiosi, C., Nasi, E., & Sreenivasan, S. R. 1978, *A&A*, 63, 103
- Choplin, A., Hirschi, R., Meynet, G., et al. 2018, *A&A*, 618, A133, doi: 10.1051/0004-6361/201833283
- Clampin, M., Schulte-Ladbeck, R. E., Nota, A., et al. 1995, *AJ*, 110, 251, doi: 10.1086/117514
- Clark, J. S., Bartlett, E. S., Coe, M. J., et al. 2013, *A&A*, 560, A10, doi: 10.1051/0004-6361/201321216
- Clark, J. S., Egan, M. P., Crowther, P. A., et al. 2003, *A&A*, 412, 185, doi: 10.1051/0004-6361:20031372
- Clark, P. C., Glover, S. C. O., Smith, R. J., et al. 2011, *Science*, 331, 1040, doi: 10.1126/science.1198027
- Clayton, G. C., & Martin, P. G. 1985, *ApJ*, 288, 558, doi: 10.1086/162821
- Code, A. D., & Houck, T. E. 1958, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 70, 261, doi: 10.1086/127221
- Collins, G. W., I. 1987, in *Physics of Be stars*, *Proceedings of IAU Colloq. 92*, held at University of Colorado, Boulder, Aug. 18-22, 1986. Edited by Arne Slettebak and Theodore P. Snow. Cambridge and New York, Cambridge University Press, 1987., p.3, 3
- Conti, P. S. 1975, *Memoires of the Societe Royale des Sciences de Liege*, 9, 193
- Conti, P. S. 1984, in *IAU Symposium*, Vol. 105, *Observational Tests of the Stellar Evolution Theory*, ed. A. Maeder & A. Renzini, 233
- Cousins, A. W. J. 1976, *Memoirs of the Royal Astronomical Society*, 81, 25

- Cowley, A. P., & Hutchings, J. B. 1978, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 90, 636, doi: 10.1086/130398
- Cox, A. N., & Hodson, S. W. 1980, *Space Sci. Rev.*, 27, 323, doi: 10.1007/BF00168315
- Cox, J. P. 1980, *Theory of stellar pulsation*
- Crowther, P. A. 2007, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 45, 177, doi: 10.1146/annurev.astro.45.051806.110615
- 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
- Dachs, J. 1970, *A&A*, 9, 95
- Dafon, S., Cunha, K., Butler, K., & Smith, V. V. 2001, *ApJ*, 563, 325, doi: 10.1086/323795
- Dafon, S., Cunha, K., de Araújo, F. X., Wolff, S., & Przybilla, N. 2007, *AJ*, 134, 1570, doi: 10.1086/521707
- Damineli, A. 1996, *ApJ*, 460, L49, doi: 10.1086/309961
- Damineli, A., Conti, P. S., & Lopes, D. F. 1997, *New A*, 2, 107, doi: 10.1016/S1384-1076(97)00008-0
- Damineli, A., Kaufer, A., Wolf, B., et al. 2000, *ApJ*, 528, L101, doi: 10.1086/312441
- Danforth, C. W., & Chu, Y.-H. 2001, *ApJ*, 552, L155, doi: 10.1086/320341
- Davidson, K. 1971, *MNRAS*, 154, 415
- Davies, B., Crowther, P. A., & Beasor, E. R. 2018, *MNRAS*, 478, 3138, doi: 10.1093/mnras/sty1302
- Davies, B., Oudmaijer, R. D., & Vink, J. S. 2005, *A&A*, 439, 1107, doi: 10.1051/0004-6361:20052781
- de Jager, C. 1984, *A&A*, 138, 246
- de Jager, C. 1998, *Astronomy and Astrophysics Review*, 8, 145, doi: 10.1007/s001590050009
- Dekker, H., D'Odorico, S., Kaufer, A., Delabre, B., & Kotzlowski, H. 2000, in *Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors*, ed. M. Iye & A. F. Moorwood, Vol. 4008, 534–545
- Domiciano de Souza, A., Kervella, P., Jankov, S., et al. 2003, *A&A*, 407, L47, doi: 10.1051/0004-6361:20030786
- Dopcke, G., Glover, S. C. O., Clark, P. C., & Klessen, R. S. 2013, *ApJ*, 766, 103, doi: 10.1088/0004-637X/766/2/103
- Drissen, L., Roy, J.-R., & Robert, C. 1997, *ApJ*, 474, L35, doi: 10.1086/310417
- Dufour, R. J., & Duval, J. E. 1975, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 87, 769, doi: 10.1086/129841
- Dwarkadas, V. V. 2011, *MNRAS*, 412, 1639, doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.18001.x
- Ekström, S. 2008, *Tese de Doutorado*, 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, doi: 10.1051/0004-6361/201117751
- Evans, C. J., & Howarth, I. D. 2003, *MNRAS*, 345, 1223, doi: 10.1046/j.1365-2966.2003.07038.x
- Evans, C. J., Howarth, I. D., Irwin, M. J., Burnley, A. W., & Harries, T. J. 2004, *MNRAS*, 353, 601, doi: 10.1111/j.1365-2966.2004.08096.x
- Feast, M. W., Thackeray, A. D., & Wesselink, A. J. 1960, *MNRAS*, 121, 337

- Ferlet, R., Dennefeld, M., & Maurice, E. 1985, *A&A*, 152, 151
- Figer, D. F., Najarro, F., & Kudritzki, R. P. 2004, *ApJ*, 610, L109, doi: 10.1086/423306
- Fitzpatrick, E. L. 1991, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 103, 1123, doi: 10.1086/132934
- Flower, P. J. 1996, *ApJ*, 469, 355, doi: 10.1086/177785
- Foellmi, C., Koenigsberger, G., Georgiev, L., et al. 2008, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 44, 3, <https://arxiv.org/abs/0711.4858>
- Fransson, C., Ergon, M., Challis, P. J., et al. 2014, *ApJ*, 797, 118, doi: 10.1088/0004-637X/797/2/118
- Frischknecht, U., Hirschi, R., Pignatari, M., et al. 2016, *MNRAS*, 456, 1803, doi: 10.1093/mnras/stv2723
- Gal-Yam, A., & Leonard, D. C. 2009, *Nature*, 458, 865, doi: 10.1038/nature07934
- Gaposchkin, S. 1946, in *Publications of the American Astronomical Society*, Vol. 10, *Publications of the American Astronomical Society*, 307
- Georgiev, L., Koenigsberger, G., Hillier, D. J., et al. 2011, *AJ*, 142, 191, doi: 10.1088/0004-6256/142/6/191
- Georgy, C., Ekström, S., Granada, A., & Meynet, G. 2011, in *Active OB stars: structure, evolution, mass loss, and critical limits*, *Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium, Volume 272*, p. 640-641, Vol. 272, 640-641
- Georgy, C., Ekström, S., Hirschi, R., et al. 2015, in *Wolf-Rayet Stars: Proceedings of an International Workshop held in Potsdam*, 229-232
- Georgy, C., Ekström, S., Saio, H., et al. 2013a, in *EAS Publications Series*, Vol. 60, *EAS Publications Series*, ed. P. Kervella, T. Le Bertre, & G. Perrin, 43-50
- Georgy, C., Ekström, S., Eggenberger, P., et al. 2013b, *A&A*, 558, A103, doi: 10.1051/0004-6361/201322178
- Glass, I. S. 1984, *MNRAS*, 209, 759
- González, R. F., & Koenigsberger, G. 2014, *A&A*, 561, A105, doi: 10.1051/0004-6361/201322980
- Gordon, K. D., Clayton, G. C., Misselt, K. A., Landolt, A. U., & Wolff, M. J. 2003, *ApJ*, 594, 279, doi: 10.1086/376774
- Gräfener, G., Owocki, S. P., & Vink, J. S. 2012, *A&A*, 538, doi: 10.1051/0004-6361/201117497
- Grindlay, J., Tang, S., Los, E., & Servillat, M. 2012, in *IAU Symposium, Vol. 285, New Horizons in Time Domain Astronomy*, ed. E. Griffin, R. Hanisch, & R. Seaman, 29-34
- Groh, J. H., Hillier, D. J., & Daminieli, A. 2006, *ApJ*, 638, L33, doi: 10.1086/500928
- Groh, J. H., Hillier, D. J., & Daminieli, A. 2011, *ApJ*, 736, 46, doi: 10.1088/0004-637X/736/1/46
- Groh, J. H., Meynet, G., & Ekström, S. 2013a, *A&A*, 550, L7, doi: 10.1051/0004-6361/201220741
- Groh, J. H., Meynet, G., Ekström, S., & Georgy, C. 2014, *A&A*, 564, A30, doi: 10.1051/0004-6361/201322573
- Groh, J. H., Meynet, G., Georgy, C., & Ekström, S. 2013b, *A&A*, 558, A131, doi: 10.1051/0004-6361/201321906
- Groh, J. H., & Vink, J. S. 2011, *A&A*, 531, L10, doi: 10.1051/0004-6361/201117087
- Groh, J. H., Daminieli, A., Hillier, D. J., et al. 2009, *ApJ*, 705, L25, doi: 10.1088/0004-637X/705/1/L25
- Guha Niyogi, S., Min, M., Meixner, M., et al. 2014, *A&A*, 569, A80, doi: 10.1051/0004-6361/201423746
- Guo, J. H., & Li, Y. 2007, *ApJ*, 659, 1563, doi: 10.1086/512228

- Guo, J.-H., Li, Y., & Shan, H.-G. 2005, *Chinese J. Astron. Astrophys.*, 5, 245, doi: 10.1088/1009-9271/5/3/004
- Guzik, J. A., & Lovekin, C. C. 2012, *The Astronomical Review*, 7, 13, doi: 10.1080/21672857.2012.11519705
- Gvaramadze, V. V., Kniazev, A. Y., & Berdnikov, L. N. 2015, *MNRAS*, 454, 3710, doi: 10.1093/mnras/stv2278
- Gvaramadze, V. V., Kniazev, A. Y., Berdnikov, L. N., et al. 2014, *MNRAS*, 445, L84, doi: 10.1093/mnrasl/slu141
- Gvaramadze, V. V., Kniazev, A. Y., & Fabrika, S. 2010a, *MNRAS*, 405, 1047, doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.16496.x
- Gvaramadze, V. V., Kniazev, A. Y., Fabrika, S., et al. 2010b, *MNRAS*, 405, 520, doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.16469.x
- Gvaramadze, V. V., Kniazev, A. Y., Miroshnichenko, A. S., et al. 2012, *MNRAS*, 421, 3325, doi: 10.1111/j.1365-2966.2012.20556.x
- Hamsch, F.-J. 2012, *Society for Astronomical Sciences Annual Symposium*, 31, 75
- Harmanec, P., & Božić, H. 2001, *A&A*, 369, 1140, doi: 10.1051/0004-6361:20010205
- Henize, K. G. 1956, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 2, 315, doi: 10.1086/190025
- Heydari-Malayeri, M., Courbin, F., Rauw, G., Esslinger, O., & Magain, P. 1997a, *A&A*, 326, 143. <https://arxiv.org/abs/astro-ph/9706052>
- Heydari-Malayeri, M., Meynadier, F., & Walborn, N. R. 2003, *A&A*, 400, 923, doi: 10.1051/0004-6361:20030066
- Heydari-Malayeri, M., Rauw, G., Esslinger, O., & Beuzit, J.-L. 1997b, *A&A*, 322, 554
- Hillier, D. J. 2012, in *IAU Symposium*, Vol. 282, From Interacting Binaries to Exoplanets: Essential Modeling Tools, ed. M. T. Richards & I. Hubeny, 229–234
- 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, J. 2011, *CMFGEN: Probing the Universe through Spectroscopy*, *Astrophysics Source Code Library*. <http://ascl.net/1109.020>
- 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
- Hoeg, E., Bässgen, G., Bastian, U., et al. 1997, *A&A*, 323, L57
- Hoffleit, D. 1933, *Harvard College Observatory Bulletin*, 892, 19
- Hoffmann, M., Stift, M., & Moffat, A. F. J. 1978, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 90, 101, doi: 10.1086/130287
- Horowitz, C. J. 2002, *Phys. Rev. D*, 65, 083005, doi: 10.1103/PhysRevD.65.083005
- Huggins, W., & Huggins, R. A. 1891, *Proceedings of the Royal Society of London*, 49, 33, doi: 10.1098/rsp1.1890.0063
- Humphreys, R. M., & Davidson, K. 1979, *ApJ*, 232, 409, doi: 10.1086/157301
- Humphreys, R. M., & Davidson, K. 1984, *Science*, 223, 243, doi: 10.1126/science.223.4633.243
- Humphreys, R. M., & Davidson, K. 1994, *PASP*, 106, 1025, doi: 10.1086/133478
- Humphreys, R. M., Davidson, K., & Smith, N. 1999, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 111, 1124, doi: 10.1086/316420
- Humphreys, R. M., & McElroy, D. B. 1984, *ApJ*, 284, 565, doi: 10.1086/162439
- Humphreys, R. M., Weis, K., Davidson, K., & Gordon, M. S. 2016, *ApJ*, 825, doi: 10.3847/0004-637X/825/1/64

- Hutchings, J. B. 1980, *ApJ*, 237, 285, doi: 10.1086/157868
- Hutchings, J. B., Crampton, D., & Cowley, A. P. 1983, *ApJ*, 275, L43, doi: 10.1086/184168
- Isserstedt, J. 1975, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 19, 259
- Jiang, Y.-F., Cantiello, M., Bildsten, L., et al. 2018, *Nature*, 561, 498, doi: 10.1038/s41586-018-0525-0
- Jiang, Y.-F., Cantiello, M., Bildsten, L., et al. 2018, *Nature*, 561, 498, doi: 10.1038/s41586-018-0525-0
- Johnson, H. L. 1955, *Annales d'Astrophysique*, 18, 292
- Johnson, H. L. 1966, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 4, 193, doi: 10.1146/annurev.aa.04.090166.001205
- Kashi, A. 2010, *MNRAS*, 405, 1924, doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.16582.x
- Kashi, A., & Soker, N. 2010, *ApJ*, 723, 602, doi: 10.1088/0004-637X/723/1/602
- Kervella, P., & Domiciano de Souza, A. 2006, *A&A*, 453, 1059, doi: 10.1051/0004-6361:20054771
- Kingsburgh, R. L., Barlow, M. J., & Storey, P. J. 1995, *A&A*, 295, 75
- Kniazev, A. Y., Gvaramadze, V. V., & Berdnikov, L. N. 2015, *MNRAS*, 449, L60, doi: 10.1093/mnras/1/s1v023
- Kniazev, A. Y., Gvaramadze, V. V., & Berdnikov, L. N. 2016, *MNRAS*, 459, 3068, doi: 10.1093/mnras/stw889
- Koenigsberger, G., Georgiev, L., Hillier, D. J., et al. 2010, *AJ*, 139, 2600, doi: 10.1088/0004-6256/139/6/2600
- Koenigsberger, G., Kurucz, R. L., & Georgiev, L. 2002, *ApJ*, 581, 598, doi: 10.1086/344215
- Koenigsberger, G., Morrell, N., Hillier, D. J., et al. 2014, *AJ*, 148, 62, doi: 10.1088/0004-6256/148/4/62
- Koenigsberger, G., Peña, M., Schmutz, W., & Ayala, S. 1998, *ApJ*, 499, 889, doi: 10.1086/305659
- Kostenkov, A., Fabrika, S., Sholukhova, O., et al. 2017, in *Stars: From Collapse to Collapse*, Proceedings of a conference held at Special Astrophysical Observatory, Nizhny Arkhyz, Russia 3-7 October 2016. Edited by Yu. Yu. Balega, D. O. Kudryavtsev, I. I. Romanyuk, and I. A. Yakunin. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2017, p.457, Vol. 510, 457
- Kotak, R., & Vink, J. S. 2006, *A&A*, 460, L5, doi: 10.1051/0004-6361:20065800
- Kraus, M., Cidale, L. S., Arias, M. L., et al. 2016, *A&A*, 593, A112, doi: 10.1051/0004-6361/201628493
- Kudritzki, R. P. 2002, *ApJ*, 577, 389, doi: 10.1086/342178
- Kudritzki, R.-P., & Puls, J. 2000, *ARA&A*, 38, 613, doi: 10.1146/annurev.astro.38.1.613
- Lamers, H., & Cassinelli, J. 1999, *Introduction to Stellar Winds* (Cambridge University Press)
- 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, doi: 10.1086/165894
- 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, doi: 10.1051/0004-6361:20010947
- 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., Allen, R., Altner, B., et al. 1994, *ApJ*, 428, 292, doi: 10.1086/174241
- Lennon, D. J. 1997, *A&A*, 317, 871
- Lennon, D. J., Wobig, D., Kudritzki, R.-P., & Stahl, O. 1993, *Space Sci. Rev.*, 66, 207, doi: 10.1007/BF00771067
- Lobel, A., Groh, J. H., Martayan, C., et al. 2013, *A&A*, 559, doi: 10.1051/0004-6361/201220421
- Lomb, N. R. 1976, *Ap&SS*, 39, 447, doi: 10.1007/BF00648343
- Lortet, M. C. 1988, *Bulletin d'Information du Centre de Donnees Stellaires*, 35, 145
- Lucke, P. B. 1972, Tese de Doutorado, UNIVERSITY OF WASHINGTON.
- Lucke, P. B., & Hodge, P. W. 1970, *AJ*, 75, 171, doi: 10.1086/110959
- Lucy, L. B. 1967, *ZAp*, 65, 89
- Maeder, A. 1983, *A&A*, 120, 113
- Maeder, A., & Meynet, G. 2000, *A&A*, 361, 159
- Maeder, A., & Meynet, G. 2010, *New A Rev.*, 54, 32, doi: 10.1016/j.newar.2010.09.017
- Magalhães, A. M. 1992, *ApJ*, 398, 286, doi: 10.1086/171856
- Magalhães, A. M., Rodrigues, C. V., Margoniner, V. E., Pereyra, A., & Heathcote, S. 1996, in *Polarimetry of the Interstellar Medium*, ed. W. G. Roberge & D. C. B. Whittet, Vol. 97, 118
- 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
- Martayan, C., Blomme, R., Le Bouquin, J. B., et al. 2011, *Bulletin de la Societe Royale des Sciences de Liege*, 80, 400
- Martayan, C., Lobel, A., Baade, D., et al. 2012, in *Circumstellar Dynamics at High Resolution. Proceedings of a Joint ESP/Brazilian Workshop held at Foz do Iguacu, Brazil, 27 February-2 March, 2012*. ASP Conference Proceedings, Vol. 464. Edited by A. Carciofi and Th. Rivinius. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2012, p.293, Vol. 464, 293
- Martayan, C., Lobel, A., Baade, D., et al. 2016, *A&A*, 587, doi: 10.1051/0004-6361/201526578
- Massey, P. 2000, *PASP*, 112, 144, doi: 10.1086/316515
- Mauerhan, J. C., Smith, N., Filippenko, A. V., et al. 2013, *MNRAS*, 430, 1801, doi: 10.1093/mnras/stt009
- McCray, R., & Kafatos, M. 1987, *ApJ*, 317, 190, doi: 10.1086/165267
- Meaburn, J., Boumis, P., Redman, M. P., López, J. A., & Mavromataki, F. 2004, *A&A*, 422, 603, doi: 10.1051/0004-6361:20047096
- Mehner, A., Baade, D., Rivinius, T., et al. 2013, *A&A*, 555, A116, doi: 10.1051/0004-6361/201321323
- Mehner, A., Baade, D., Groh, J. H., et al. 2017, *A&A*, 608, A124, doi: 10.1051/0004-6361/201731829
- 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., Haemmerlé, L., Ekström, S., et al. 2013, 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
- Miller, G. E., & Scalo, J. M. 1979, *ApJS*, 41, 513, doi: 10.1086/190629

- Miroshnichenko, A. S., Manset, N., Zharikov, S. V., et al. 2014, *Advances in Astronomy*, 2014, E7, doi: 10.1155/2014/130378
- Moffat, A. F. J., Marchenko, S. V., Bartzakos, P., et al. 1998, *ApJ*, 497, 896, doi: 10.1086/305475
- Monnier, J. D., Zhao, M., Pedretti, E., et al. 2007, *Science*, 317, 342, doi: 10.1126/science.1143205
- Moore, C. E. 1945, *A Multiplet Table of Astrophysical Interest, Part I – Table of Multiplets* (Princeton University Observatory)
- Muratorio, G. 1978, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 33, 125
- Nazé, Y., Koenigsberger, G., Pittard, J. M., et al. 2018, *ApJ*, 853, 164, doi: 10.3847/1538-4357/aaa29c
- Niemela, V. S. 1988, in *Progress and Opportunities in Southern Hemisphere Optical Astronomy. The CTIO 25th Anniversary Symposium*, Vol. 1, 381
- Niemela, V. S., Marraco, H. G., & Cabanne, M. L. 1986, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 98, 1133, doi: 10.1086/131910
- Nota, A., Leitherer, C., Clampin, M., et al. 1993, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts #182*, Vol. 182, 63.07
- Nota, A., Livio, M., Clampin, M., & Schulte-Ladbeck, R. 1995, *ApJ*, 448, 788, doi: 10.1086/176006
- Nota, A., Pasquali, A., Drissen, L., et al. 1996, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 102, 383, doi: 10.1086/192263
- Osmer, P. S. 1973, *ApJ*, 181, 327, doi: 10.1086/152051
- Oudmajer, R. D., & Parr, A. M. 2010, *MNRAS*, 405, 2439, doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.16609.x
- Owocki, S. P., & Gayley, K. G. 1997, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 120, *Luminous Blue Variables: Massive Stars in Transition*, ed. A. Nota & H. Lamers, 121
- Owocki, S. P., & Shaviv, N. J. 2012, in *Eta Carinae and the Supernova Impostors*, *Astrophysics and Space Science Library*, Volume 384. ISBN 978-1-4614-2274-7. Springer Science+Business Media, LLC, 2012, p. 275, Vol. 384, 275
- Packet, W., Vanbeveren, D., De Loore, C., Sreenivasan, S. R., & De Greve, J. P. 1980, *A&A*, 82, 73
- Parker, J. W., Clayton, G. C., Winge, C., & Conti, P. S. 1993, *ApJ*, 409, 770, doi: 10.1086/172706
- Parsamian, E., & Chavira, E. 1969, *Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, 5, 35
- Parthasarathy, M., Jain, S. K., & Bhatt, H. C. 2000, *A&A*, 355, 221
- Pasquali, A., Langer, N., Schmutz, W., et al. 1997a, *ApJ*, 478, 340, doi: 10.1086/303767
- Pasquali, A., Nota, A., & Clampin, M. 1999, *A&A*, 343, 536
- Pasquali, A., Schmutz, W., Nota, A., & Origlia, L. 1997b, *A&A*, 327, 265
- Pastorello, A., Botticella, M. T., Trundle, C., et al. 2010, *MNRAS*, 408, 181, doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.17142.x
- Perrier, C., Breysacher, J., & Rauw, G. 2009, *A&A*, 503, 963, doi: 10.1051/0004-6361/200911707
- 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*
- Petrov, B., Vink, J. S., & Gräfener, G. 2016, *MNRAS*, 458, 1999, doi: 10.1093/mnras/stw382
- Pickering, E. C. 1881, *Nature*, 23, 604, doi: 10.1038/023604a0
- Pickering, E. C., & Fleming, W. P. 1897, *ApJ*, 6, 459, doi: 10.1086/140426
- Porter, J. M., & Rivinius, T. 2003, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 115, 1153, doi: 10.1086/378307



- Przybilla, N., Firnstein, M., Nieva, M. F., Meynet, G., & Maeder, A. 2010, *A&A*, 517, doi: 10.1051/0004-6361/201014164
- Rebeirot, E., Martin, N., Mianes, P., et al. 1983, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 51, 277
- Richardson, N. D., & Mehner, A. 2018, *Research Notes of the American Astronomical Society*, 2, 121, doi: 10.3847/2515-5172/aad1f3
- Rientord, M., & Espinosa Lara, F. 2013, in *EAS Publications Series*, Vol. 63, *EAS Publications Series*, 385–394
- Rivinius, T., Carciofi, A. C., & Martayan, C. 2013, *Astronomy and Astrophysics Review*, 21, 69, doi: 10.1007/s00159-013-0069-0
- Rodrigues, C. V., Magalhães, A. M., Coyne, G. V., & Pirola, S. J. V. 1997, *ApJ*, 485, 618, doi: 10.1086/304434
- Rublev, S. V. 1965, *Soviet Ast.*, 8, 848
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161, doi: 10.1086/145971
- Sana, H., Gosset, E., & Evans, C. J. 2009, *MNRAS*, 400, 1479, doi: 10.1111/j.1365-2966.2009.15545.x
- Sana, H., Lacour, S., Le Bouquin, J., et al. 2012, in *Proceedings of a Scientific Meeting in Honor of Anthony F. J. Moffat held at Auberge du Lac Taureau, St-Michel-Des-Saints, Québec, Canada, held 11-15 July 2011*. *ASP Conference Series*, Vol. 465. San Francisco: *Astronomical Society of the Pacific*, 2012., p.363, Vol. 465, 363
- Sanyal, D., Grassitelli, L., Langer, N., & Bestenlehner, J. M. 2015, *A&A*, 580, doi: 10.1051/0004-6361/201525945
- Scargle, J. D. 1982, *ApJ*, 263, 835, doi: 10.1086/160554
- Schlafly, E. F., & Finkbeiner, D. P. 2011, *ApJ*, 737, 103, doi: 10.1088/0004-637X/737/2/103
- Schmutz, W., Leitherer, C., Hubeny, I., et al. 1991, *ApJ*, 372, 664, doi: 10.1086/170009
- Schulte-Ladbeck, R. E., Clayton, G. C., Hillier, D. J., Harries, T. J., & Howarth, I. D. 1994, *ApJ*, 429, 846, doi: 10.1086/174369
- Schulte-Ladbeck, R. E., Clayton, G. C., Leitherer, C., et al. 1993a, *Space Sci. Rev.*, 66, 193, doi: 10.1007/BF00771064
- Schulte-Ladbeck, R. E., Leitherer, C., Clayton, G. C., et al. 1993b, *ApJ*, 407, 723, doi: 10.1086/172553
- Scott, D. W. 2015, *Multivariate Density Estimation: Theory, Practice, and Visualization*
- Serkowski, K., Mathewson, D. S., & Ford, V. L. 1975, *ApJ*, 196, 261, doi: 10.1086/153410
- Shara, M. M., Moffat, A. F. J., Gerke, J., et al. 2009, *AJ*, 138, 402, doi: 10.1088/0004-6256/138/2/402
- Shore, S. N. 1990, *International Astronomical Union Circular*, 5005, 1
- Shore, S. N. 1992, in *Nonisotropic and Variable Outflows from Stars*, Vol. 22, 342
- Shore, S. N., & Sanduleak, N. 1983, *ApJ*, 273, 177, doi: 10.1086/161356
- Shore, S. N., & Sanduleak, N. 1984, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 55, 1, doi: 10.1086/190945
- Smith, H. J. 1957, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 69, 137, doi: 10.1086/127032
- Smith, L. J. 1997, *Ap&SS*, 251, 349, doi: 10.1023/A:1000747814714
- Smith, L. J., Nota, A., Pasquali, A., et al. 1998, *ApJ*, 503, 278, doi: 10.1086/305980
- Smith, N. 2016, *MNRAS*, 461, 3353, doi: 10.1093/mnras/stw1533
- Smith, N., Guzik, J. A., Lamers, H. J. G. L. M., Cassinelli, J. P., & Humphreys, R. M. 1999, *Blitz Model for the Eruptions of Eta Carinae*, 249

- Smith, N., Li, W., Silverman, J. M., Ganeshalingam, M., & Filippenko, A. V. 2011, *MNRAS*, 415, 773, doi: 10.1111/j.1365-2966.2011.18763.x
- Smith, N., & Tombleson, R. 2015, *MNRAS*, 447, 598, doi: 10.1093/mnras/stu2430
- Smith, N., Li, W., Foley, R. J., et al. 2007, *ApJ*, 666, 1116, doi: 10.1086/519949
- Smith, N., Andrews, J. E., Rest, A., et al. 2018a, *MNRAS*, 480, 1466, doi: 10.1093/mnras/sty1500
- Smith, N., Rest, A., Andrews, J. E., et al. 2018b, *MNRAS*, 480, 1457, doi: 10.1093/mnras/sty1479
- Stahl, O. 1986, *A&A*, 164, 321
- Stahl, O. 1987, *A&A*, 182, 229
- Stahl, O., Jankovics, I., Kovács, J., et al. 2001, *A&A*, 375, 54, doi: 10.1051/0004-6361:20010824
- Stahl, O., & Wolf, B. 1986, *A&A*, 158, 371
- Stahl, O., & Wolf, B. 1987, *A&A*, 181, 293
- Stahl, O., Wolf, B., Klare, G., et al. 1983a, *A&A*, 127, 49
- Stahl, O., Wolf, B., Klare, G., Juettner, A., & Cassatella, A. 1990, *A&A*, 228, 379
- 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
- Stahl, O., Wolf, B., & Zickgraf, F. J. 1987, *A&A*, 184, 193
- Stahl, O., Wolf, B., Zickgraf, F. J., et al. 1983b, *A&A*, 120, 287
- Sterken, C. 2011, *Information Bulletin on Variable Stars*, 6000, 1
- Sterken, C., & Breysacher, J. 1997, *A&A*, 328, 269
- Sterken, C., de Groot, M., & van Genderen, A. M. 1998, *A&A*, 333, 565
- Sterken, C., & Wolf, B. 1978, *A&A*, 70, 641
- Sterken, C., Manfroid, J., Beele, D., et al. 1995, *A&AS*, 113, 31
- Stothers, R. B., & Chin, C.-W. 1993, *ApJ*, 408, L85, doi: 10.1086/186837
- Strömgren, B. 1939, *ApJ*, 89, 526, doi: 10.1086/144074
- Strömgren, B. 1951, *AJ*, 56, 142, doi: 10.1086/106623
- Szeifert, T., Stahl, O., Wolf, B., et al. 1993, *A&A*, 280, 508
- Thackeray, A. D. 1974, *MNRAS*, 168, 221, doi: 10.1093/mnras/168.1.221
- Tomisaka, K., Habe, A., & Ikeuchi, S. 1981, *Ap&SS*, 78, 273, doi: 10.1007/BF00648941
- Trundle, C., Kotak, R., Vink, J. S., & Meikle, W. P. S. 2008, *A&A*, 483, L47, doi: 10.1051/0004-6361:200809755
- Tubbesing, S., Kaufer, A., Stahl, O., et al. 2002, *A&A*, 389, 931, doi: 10.1051/0004-6361:20020682
- Tuohy, I. R., & Rapley, C. G. 1975, *ApJ*, 198, L69, doi: 10.1086/181814
- Turatto, M. 2003, in *Supernovae and Gamma-Ray Bursters* (Springer Berlin Heidelberg), 21–36. [https://doi.org/10.1007/3-540-45863-8\\_3](https://doi.org/10.1007/3-540-45863-8_3)
- Ulaczyk, K., Szymański, M. K., Udalski, A., et al. 2013, *Acta Astron.*, 63, 159. <https://arxiv.org/abs/1306.4802>
- Ulaczyk, K., Szymanski, M. K., Udalski, A., et al. 2017, *VizieR Online Data Catalog*, *J/AcA/63/159*
- Vaillancourt, J. E. 2006, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 118, 1340, doi: 10.1086/507472
- van den Bergh, S. 1976, *International Astronomical Union Circular*, 2993, 2
- van Genderen, A. M. 1970, *A&A*, 7, 49
- van Genderen, A. M. 1979, *A&AS*, 38, 151

- van Genderen, A. M. 1982, *A&A*, 112, 61
- van Genderen, A. M. 1998, *Journal of Astronomical Data*, 4, 10
- van Genderen, A. M. 2001, *A&A*, 366, 508, doi: 10.1051/0004-6361:20000022
- van Genderen, A. M., de Groot, M., & Sterken, C. 1997, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 124, 517, doi: 10.1051/aas:1997204
- van Genderen, A. M., Steemers, W. J. G., Feldbrugge, P. T. M., et al. 1985, *A&A*, 153, 163
- van Genderen, A. M., & Sterken, C. 1996, *A&A*, 308, 763
- van Genderen, A. M., & Sterken, C. 1999, *A&A*, 349, 537
- van Genderen, A. M., & Sterken, C. 2002, *A&A*, 386, 926, doi: 10.1051/0004-6361:20020360
- van Genderen, A. M., Sterken, C., & de Groot, M. 1998a, *A&A*, 337, 393
- van Genderen, A. M., Sterken, C., de Groot, M., & Reijns, R. A. 1998b, *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
- van Genderen, A. M., van den Bosch, F. C., Dessing, F., et al. 1992, *A&A*, 264, 88
- 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
- Vernet, J., Dekker, H., D'Odorico, S., et al. 2011, *A&A*, 536, A105, doi: 10.1051/0004-6361/201117752
- Villar-Sbaffi, A., Moffat, A. F. J., & St-Louis, N. 2003, *ApJ*, 590, 483, doi: 10.1086/374970
- Vink, J. S. 2007, *A&A*, 469, 707, doi: 10.1051/0004-6361:20077302
- 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, doi: 10.1051/0004-6361:20021009
- Vink, J. S., & de Koter, A. 2005, *A&A*, 442, 587, doi: 10.1051/0004-6361:20052862
- Vink, J. S., de Koter, A., & Lamers, H. J. G. L. M. 2001, *A&A*, 369, 574, doi: 10.1051/0004-6361:20010127
- Visvanathan, N. 1966, *MNRAS*, 132, 423, doi: 10.1093/mnras/132.3.423
- von Zeipel, H. 1924, *MNRAS*, 84, 665
- Voors, R. H. M. 1999, *Tese de Doutorado*, Universiteit Utrecht, The Netherlands, (1999)
- Voors, R. H. M., Waters, L. B. F. M., Morris, P. W., et al. 1999, *A&A*, 341, L67
- Voors, R. H. M., Waters, L. B. F. M., de Koter, A., et al. 2000, *A&A*, 356, 501
- Walborn, N. R. 1977, *ApJ*, 215, 53, doi: 10.1086/155334
- Walborn, N. R. 1982, *ApJ*, 256, 452, doi: 10.1086/159922
- Walborn, N. R. 1983, *International Astronomical Union Circular*, 3767, 2
- Walborn, N. R., Gamen, R. C., Barba, R. H., & Morrell, N. I. 2014, *The Astronomer's Telegram*, 6295, 1
- Walborn, N. R., Gamen, R. C., Morrell, N. I., et al. 2017, *AJ*, 154, 15, doi: 10.3847/1538-3881/aa6195
- Walborn, N. R., Stahl, O., Gamen, R. C., et al. 2008, *ApJ*, 683, L33, doi: 10.1086/591525
- Walraven, T., & Walraven, J. H. 1977, *A&AS*, 30, 245
- Warren, P. R., & Penfold, J. E. 1975, *MNRAS*, 172, 41P, doi: 10.1093/mnras/172.1.41P

- 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, doi: 10.1023/A:1001145110961
- Weaver, R., McCray, R., Castor, J., Shapiro, P., & Moore, R. 1977, *ApJ*, 218, 377, doi: 10.1086/155692
- Weis, K. 2003, *A&A*, 408, 205, doi: 10.1051/0004-6361:20030921
- Weis, K., Duschl, W. J., & Bomans, D. J. 2003, *A&A*, 398, 1041, doi: 10.1051/0004-6361:20021680
- Westerlund, B. 1961, *Uppsala Astronomical Observatory Annals*, 5, 1
- Wolf, B., Appenzeller, I., & Stahl, O. 1981a, *A&A*, 103, 94
- Wolf, B., Stahl, O., de Groot, M. J. H., & Sterken, C. 1981b, *A&A*, 99, 351
- Wolf, B., & Zickgraf, F. J. 1986, *A&A*, 164, 435
- Wolf, C. J. E., & Rayet, G. 1867, *Academie des Sciences Paris Comptes Rendus Serie Sciences Mathematiques*, 65, 292
- Zickgraf, F. J., Wolf, B., Stahl, O., Leitherer, C., & Appenzeller, I. 1986, *A&A*, 163, 119
- Zinnecker, H., & Yorke, H. W. 2007, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 45, 481, doi: 10.1146/annurev.astro.44.051905.092549