



Observatório
Nacional

DISSERTAÇÃO DE MESTRADO

ANÁLISE DE DADOS ESPETROSCÓPICOS E FOTOMÉTRICOS DE
ESTRELAS VARIÁVEIS AZUIS LUMINOSAS

KARYNE PINTO RODRIGUES DE ALMEIDA

Rio de Janeiro

2024

KARYNE PINTO RODRIGUES DE ALMEIDA

**ANÁLISE DE DADOS ESPETROSCÓPICOS E
FOTOMÉTRICOS DE ESTRELAS VARIÁVEIS AZUIS
LUMINOSAS**

Dissertação de Mestrado 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 Mestre em Astronomia.

Observatório Nacional – ON

Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovações e Comunicações

Programa de Pós-Graduação em Astronomia

Orientador: Prof. Dr. Marcelo Borges Fernandes - ON

Rio de Janeiro, RJ - Brasil

31 de Janeiro de 2024

A447 Pinto Rodrigues de Almeida, Karyne

Análise de dados espectroscópicos e fotométricos de estrelas Variáveis Azuis Luminosas. [Rio de Janeiro], 2024.

104 p.: il. (algumas color.); 30 cm.

Dissertação (Mestrado) - Observatório Nacional - Rio de Janeiro, 2024.

1. LBV. 2. Fotometria. 3. Espectroscopia. 4. Curvas de Luz. I. Observatório Nacional. II. Título.

CDU 00:000:000.0

ANÁLISE DE DADOS ESPETROSCÓPICOS E FOTOMÉTRICOS DE ESTRELAS VARIÁVEIS AZUIS LUMINOSAS

KARYNE PINTO RODRIGUES DE ALMEIDA

Dissertação de Mestrado 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 Mestre em Astronomia.

Aprovada por

Dr. Marcelo Borger Fernandes - ON
// Orientador

Dra. Simone Daflon - ON

Dr. Elisson Saldanha da Gama de
Almeida - Universidad de Valparaíso

Dr. Claudio Bastos Pereira - ON

Dr. Carlos Alberto Guerrero Peña -
U.A. de Nuevo León

Rio de Janeiro, RJ - Brasil

31 de Janeiro de 2024

Agradecimentos

Em primeiro lugar, expresso minha profunda gratidão a Deus por conceder-me a força necessária para atravessar mais esta significativa etapa em minha jornada e por colocar pessoas incríveis e essenciais em meu caminho, contribuindo de maneira crucial para a conclusão bem-sucedida deste mestrado.

À minha mãe, ao meu pai e à minha madrasta, expresso meu reconhecimento por apoiarem-me nesta etapa da minha vida, dedicando-se em me ajudar em todas as áreas, tanto emocional quanto financeiramente.

Um agradecimento especial ao professor Dr. Marcelo Borges Fernandes, cujo empenho, carinho, paciência e ensinamentos foram fundamentais, desempenhando um papel além de orientador. Sua compreensão nos momentos difíceis e sua confiança na conclusão deste projeto foram valiosas.

Minha gratidão inestimável à vida de Christianne Garnier por seu carinho, acolhimento e ensinamentos. Agradeço pelo suporte emocional e pessoal, reconhecendo-a como uma pessoa excepcional e habilidosa.

A Elaine Andrade Lopes, meu agradecimento pelo apoio emocional nos momentos de crise.

De maneira crucial, estendo meu agradecimento a toda a comunidade discente da Casa Branca. Por serem como uma família, rindo, apoiando, aconselhando. Pelas ajudas conceituais em diversos assuntos. A Ellen Costa de Almeida, meu agradecimento por toda a ajuda técnica com o PYRAF. Pela presença, risadas e conselhos, de cada um, ao longo do dia e, principalmente, nos horários de almoço. A presença de cada um na minha vida e o convívio foram fatores decisivos para que eu alcançasse a conclusão bem-sucedida do mestrado.

Ao Dr. Julio Cesar Neves Campagnolo, meu agradecimento pela assistência nos códigos para o tratamento dos dados.

Ao Dr. Carlos Guerrero Peña, agradeço por proporcionar-me a experiência em observações.

Profunda gratidão à minha psicóloga pelo seu longo trabalho dedicado a mim. Sua paciência e conhecimento foram elementos essenciais para as mudanças que possibilitaram minha jornada até este ponto, além do amplo suporte emocional oferecido em todos os momentos deste processo.

Agradeço aos professores do Observatório Nacional pelos cursos ministrados ao

longo do meu mestrado, proporcionando-me um aprendizado significativo sobre diversos assuntos e ampliando meu horizonte na carreira acadêmica.

Por fim, expresso meu reconhecimento à CAPES e à FAPERJ pelo apoio financeiro concedido durante este mestrado.

“Enxergando nosso lugar na escala do universo, temos a percepção do quanto é efêmera e grandiosa a nossa existência.”
(Schwara)

Resumo

Algumas das estrelas mais luminosas passam por eventos esporádicos e intensos de perda de massa, cujas origens ainda não foram totalmente compreendidas. Essas estrelas quentes e evoluídas são denominadas como Variáveis Azuis Luminosas (LBV, do inglês, “Luminous Blue Variables”), e sua instabilidade pode influenciar significativamente a aparência do diagrama HR superior. Nesse contexto, conduziu-se uma revisão bibliográfica em busca de estrelas classificadas como LBVs ou candidatas a LBVs (cLBVs) que possam estar atravessando erupções ou que tenham experimentado eventos recentes de variabilidade substancial. O objetivo era analisar suas curvas de luz históricas e seus espectros em busca de novas erupções. As LBVs clássicas têm luminosidades da ordem de $6 \times 10^6 L_{\odot}$, sugerindo uma massa inicial superior a $50 M_{\odot}$. Há também um grupo de LBVs menos luminosas ($L \leq 6 \times 10^5 L_{\odot}$) e com taxas de perda de massa mais baixas. As LBVs em geral apresentam alta temperatura ($T_{eff} > 10.000$ K), contudo, durante os períodos eruptivos suas temperaturas podem atingir valores menores que 7.000 K. Neste trabalho, destacamos 15 estrelas, classificadas como LBV ou candidatas e apresentam variabilidade igual ou superior a 0,3 magnitudes, o que possibilitou uma investigação mais detalhada de seus espectros e curvas de luz. Dessas 15, nove são estrelas amplamente estudadas na literatura, incluindo Eta Carinae, enquanto seis são LBVs com menos estudos prévios. Para as nove LBVs mais bem documentadas, foi possível obter curvas de luz abrangendo erupções e mínimos históricos. Com exceção da HR Carinae, também foram coletados dados mais recentes (de 2020 a 2023), proporcionando “insights” sobre seus estados atuais. Apesar da escassez de dados para as outras seis estrelas, foi possível identificar variabilidades em todas elas, algumas com variações de 0,3 mag e outras próximas a uma magnitude, como é o caso de AE And. Entre todas as estrelas, obtivemos dados espectroscópicos recentes para RMC 40, RMC 71, RMC 110 e dados inéditos para a WRAY 17-96. Destacando-se a permanência das estrelas RMC 40, RMC 71 e RMC 110 em seus estados eruptivos, e, uma discussão sobre o comportamento espectroscópico no óptico da WRAY 17-96, que apresenta perfis P Cygni bem definidos.

Palavras-chaves: LBV. Fotometria. Espectroscopia. Curvas de luz.

Abstract

Some of the brightest stars undergo sporadic and intense mass loss events, whose origins have not yet been fully understood. These hot and evolved stars are referred to as Luminous Blue Variables (LBVs), and their instability can significantly influence the appearance of the upper HR diagram. In this context, a bibliographic review was conducted in search of stars classified as LBVs or LBV candidates (cLBVs) that may be undergoing eruptions or have experienced recent substantial variability events. The goal was to analyze their historical light curves and spectra for new eruptions. Classical LBVs have luminosities on the order of $6 \times 10^6 L_{\odot}$, suggesting an initial mass exceeding $50 M_{\odot}$. There is also a group of less luminous LBVs ($L \leq 6 \times 10^5 L_{\odot}$) with lower mass loss rates. LBVs in general have high temperatures ($T_{eff} > 10,000$ K); however, during eruptive periods, their temperatures can drop to values below 7,000 K. In this work, we highlight 15 stars classified as LBV or candidates that exhibit variability equal to or greater than 0.3 magnitudes, enabling a more detailed investigation of their spectra and light curves. Of these 15, nine are widely studied stars in the literature, including Eta Carinae, while six are LBVs with fewer prior studies. For the nine most well-documented LBVs, it was possible to obtain light curves covering eruptions and historical minima. With the exception of HR Carinae, more recent data (from 2020 to 2023) were also collected, providing insights into their current states. Despite the scarcity of data for the other six stars, variabilities were identified in all of them, some with variations of 0.3 mag and others close to one magnitude, such as AE And. Among all the stars, recent spectroscopic data were obtained for RMC 40, RMC 71, RMC 110, and unpublished data for WRAY 17-96. The persistence of stars RMC 40, RMC 71, and RMC 110 in their eruptive states is highlighted, along with a discussion of the spectroscopic behavior in the optical of WRAY 17-96, which exhibits well-defined P Cygni profiles.

Keywords: LBV. Photometry. Spectroscopy. Light curves.

Lista de ilustrações

Figura 1 – Diagrama HR esquemático coma as fases eruptivas e de quiescências de LBVs.	8
Figura 2 – Ilustração da formação do perfil P Cygni	10
Figura 3 – Imagem da nebulosa Homunculo.	21
Figura 4 – Curva de luz, de 1596 a 2004, da estrela η Carinae.	36
Figura 5 – Curva de luz da estrela η Carinae.	37
Figura 6 – Curva de luz da estrela AG Carinae.	39
Figura 7 – Curva de luz da estrela HR Carinae.	41
Figura 8 – Curva de luz da estrela S Dor.	43
Figura 9 – Curva de luz para a estrela RMC 71.	44
Figura 10 – Pulsações e variações do tipo S Dor para a estrela RMC 71.	46
Figura 11 – Curva de luz da estrela RMC 110.	47
Figura 12 – Curva de luz da estrela RMC 127	49
Figura 13 – Curva de luz da estrela RMC 40.	51
Figura 14 – Curva de luz da estrela HD 269582.	52
Figura 15 – Curva de luz da estrela AF Andromedae.	53
Figura 16 – Curva de luz da estrela AE Andromedae.	54
Figura 17 – Curva de luz da estrela VRMF 55.	55
Figura 18 – Curva de luz da estrela WS1.	56
Figura 19 – Curva de luz da estrela WRAY 16-137.	57
Figura 20 – Curva de luz da estrela WRAY 17-96.	57
Figura 21 – Linhas Proibidas da estrela HR Carinae.	61
Figura 22 – Série de Balmer da estrela HR Carinae.	61
Figura 23 – Linhas de Hélio neutro do tipo P Cygni da estrela HR Carinae.	62
Figura 24 – Linha de He I em 4471 Å da estrela S Doradus.	63
Figura 25 – Série de Balmer da estrela S Doradus.	64
Figura 26 – Linha proibida em 6583 Å da estrela S Doradus.	65
Figura 27 – Série de Balmer para a estrela RMC 127.	66
Figura 28 – Linhas de He I e N II para a estrela RMC 127.	67
Figura 29 – Linhas de Fe II da estrela RMC 127.	67
Figura 30 – Linhas de N II proibidas da estrela RMC 127.	68
Figura 31 – Série de Balmer da estrela HD 269582.	68
Figura 32 – Linhas proibidas da estrela HD 269582.	69
Figura 33 – Série de Balmer da estrela RMC 71.	71
Figura 34 – Linha de Fe I em 6191 Å da estrela RMC 71.	72
Figura 35 – Linha de H α da estrela WRAY 17-96.	73

Figura 36 – Linhas de N I da estrela WRAY 17-96.	74
Figura 37 – Linhas de Fe II da estrela WRAY 17-96.	74
Figura 38 – Linhas proibidas da estrela WRAY 17-96.	74
Figura 39 – Linhas da Série de Balmer da estrela RMC 40.	76
Figura 40 – Linhas de Ca II em 3968 Å e H ϵ da estrela RMC 40.	76
Figura 41 – Linhas da série de Balmer e linhas de Fe II da estrela RMC 110.	78
Figura 42 – Linhas proibidas da estrela RMC 110.	78
Figura 43 – Espectros da Estrela RMC 40 entre 3850 - 4850 Å	86
Figura 44 – Espectros da Estrela RMC 40 entre 4850 - 5850 Å	87
Figura 45 – Espectros da Estrela RMC 40 entre 5850 - 6850 Å	88
Figura 46 – Espectros da Estrela RMC 40 entre 6850 - 7850 Å	89
Figura 47 – Espectros da Estrela RMC 40 entre 7850 - 8850 Å	90
Figura 48 – Espectros da Estrela RMC 71 entre 3850 - 4850 Å	91
Figura 49 – Espectros da Estrela RMC 71 entre 4850 - 5850 Å	92
Figura 50 – Espectros da Estrela RMC 71 entre 5850 - 6850 Å	93

Lista de tabelas

Tabela 1 – Tabela de LBVs confirmadas e LBVs candidatas	5
Tabela 2 – Trilhas Evolutivas para Metalicidade Solar	15
Tabela 3 – Trilhas Evolutivas para Baixa Metalicidade	15
Tabela 4 – Estrelas que pertencem ao grupo de estrelas estudadas no presente trabalho	20
Tabela 5 – Descrição dos Instrumentos Espectroscópicos	60

Sumário

1	INTRODUÇÃO	1
1.1	História sobre as LBVs	2
1.2	Características Físicas das LBVs	5
1.2.1	Temperatura Efetiva	6
1.2.2	Luminosidade	6
1.2.3	Variabilidade Fotométrica	7
1.2.4	Variabilidade Espectral	9
1.2.5	Possíveis Causas para a Instabilidade em LBVs	9
1.2.6	Taxas de Perda de Massa	14
1.2.7	O Status Evolutivo das LBVs e Sua Posição no Diagrama HR	14
1.2.8	Material Circunstelar	16
1.3	Objetivos	17
2	AMOSTRA DE OBJETOS	19
2.1	LBVs mais Estudadas na Literatura	19
2.1.1	Objetos da Via Láctea	19
2.1.2	Objetos das Nuvens de Magalhães	23
2.1.2.1	Grande Nuvem de Magalhães (LMC)	23
2.1.2.2	Pequena Nuvem de Mahalhães (SMC)	27
2.2	LBVs Pouco Estudadas na Literatura	28
2.2.1	Objetos da Galáxia M31	28
2.2.2	Objetos da Via Láctea	30
3	ANÁLISE FOTOMÉTRICA	33
3.1	Estrelas mais Estudadas na Literatura	35
3.1.1	Eta Carinae	35
3.1.2	AG Carinae	37
3.1.3	HR Carinae	38
3.1.4	S Doradus	40
3.1.5	RMC 71	42
3.1.6	RMC 110	45
3.1.7	RMC 127	48
3.1.8	RMC 40	48
3.1.9	HD 269582	50
3.2	LBVs Pouco Estudadas na Literatura	53
3.2.1	AF Andromedae	53

3.2.2	AE Andromedae	54
3.2.3	VRMF 55	54
3.2.4	[GKM2012]WS1	55
3.2.5	Wray 16-137	56
3.2.6	Wray 17-96	56
4	ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA	59
4.1	HR Carinae	60
4.2	S Dor	62
4.3	RMC 127	64
4.4	HD 269582	66
4.5	RMC 71	70
4.6	WRAY 17-96	73
4.7	Estrelas RMC 40 e RMC 110	73
4.7.1	RMC 40	75
4.7.2	RMC 110	77
5	CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS	81
A	APÊNDICE A - ESPECTROSCOPIA	85
A.1	RMC 40	86
A.2	RMC 71	91
	Referências	95

1 Introdução

As estrelas de alta massa, ou estrelas massivas, desempenham um papel fundamental na evolução química e dinâmica de suas galáxias hospedeiras. Essas estrelas são definidas por apresentarem massas ZAMS (massa inicial na sequência principal, do inglês, “*Zero Age Main Sequence*”) superiores a $8 M_{\odot}$ [HEGER ET AL., 2002], e por apresentarem, durante toda a sua vida, alta luminosidade, entre 10^4 a $10^6 L_{\odot}$.

Além disso, essas estrelas também apresentam, ao longo das diferentes fases de sua vida, ventos¹ que podem ter velocidades terminais variando de 50 km s^{-1} a 2.000 km s^{-1} , e o seu tempo de vida é relativamente curto em comparação com estrelas de baixa massa, cerca de $\sim 10^6$ a 10^8 anos. Devido à presença dos ventos, essas estrelas costumam apresentar intensa atividade de perda de massa, normalmente, com taxas entre 10^{-10} e $10^{-3} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ [SMITH, 2014].

As estrelas de alta massa na sequência principal são caracterizadas por serem quentes, com temperaturas efetivas superiores a 10.000 K , e classificadas com o tipo espectral O ou B [EKSTRÖM ET AL., 2012], principalmente quando estão na fase de sequência principal² (SP), fase, esta, que corresponde a maior parte de sua vida. Contudo, a pós-SP dessas estrelas é caracterizada pela presença de diversas fases curtas, como as Variáveis Azuis Luminosas (LBV, do inglês, “*Luminous Blue Variables*”) e as supergigantes com o fenômeno B[e].

Pode ser afirmado que as estrelas de alta massa terminam suas vidas em explosões de supernova (SN), podendo deixar como remanescente as estrelas de nêutrons ou os buracos negros, variando de acordo com a sua massa inicial e metalicidade [HEGER ET AL., 2003]. No entanto, há controvérsias sobre essa afirmação. Segundo KOCHANEK ET AL. [2008], existe um deficit de estrelas que são progenitoras de supernova. SMARTT [2009] chamou esse deficit de “*problema da supergigante vermelha*” (do inglês, “*Red Supergiant Problem*”). Recentemente, KOCHANEK [2020] propôs que uma das possíveis explicações para o problema é que o número de estrelas massivas que explodem como supernova está superestimado, ou seja, mais estrela do que o esperado não explodem como supernova.

Além disso, nas estrelas de alta massa é onde ocorre a formação da maior parte dos elementos químicos, até o pico do ferro, através de processos de nucleossíntese em seus núcleos. Os elementos mais pesados são formados durante a explosão de supernova

¹ Os ventos estelares são fluxos de matéria (prótons, elétrons, íons e poeira), que são expelidos da atmosfera externa de uma estrela para o espaço interestelar. Estrelas de alta massa, devido à alta luminosidade e alto grau de ionização das suas camadas externas, terão ventos dirigidos por linhas espectrais.

² A sequência principal é a fase na evolução das estrelas quando há queima de hidrogênio no núcleo da estrela, sendo sua fonte de energia. Essa é a fase em que a estrela passa a maior parte da sua vida.

pelo processo de captura de nêutrons, no caso, pelo processo r. Através dos ventos e das explosões de SN, esses elementos são ejetados para o meio interestelar. Desta forma, essas estrelas são as maiores fornecedoras de elementos alfa³ e metais pesados.

Essas estrelas também apresentam emissões de radiação altamente energéticas, principalmente por causa da presença de fótons UV (ultravioleta), que dominam a distribuição espectral de energia desses objetos, devido as suas altas temperaturas efetivas (radiação de corpo negro⁴). Essa radiação impacta de duas formas o ambiente interestelar: i) a radiação somada com os ventos intensos injetam grande quantidade de energia mecânica no gás interestelar; e ii) a radiação é capaz de ionizar e aquecer o gás interestelar em torno da estrela, o qual se expande formando as regiões de H II, chamadas de esferas de Strömgren [STRÖMGREN, 1939].

Com base na função inicial de massa adotada [MILLER & SCALO, 1979] e ao tempo de vida curto, as estrelas de alta massa são consideradas como objetos raros. Devido à física extrema mencionada e a raridade, a evolução dessas estrelas ainda é palco de muitas questões em aberto, não havendo uma compreensão bem detalhada sobre isso. Como mencionado anteriormente, a evolução pós-SP corresponde a diversas fases de curta duração, nas quais as estrelas se tornam objetos com diferentes características, como as Supergigantes Azuis (BSG, do inglês “*Blue Supergiant*”), as Supergigantes B[e], as Variáveis Azuis Luminosas e as Hipergigantes Amarelas (YHG, do inglês, “*Yellow HiperGiants*”) e as estrelas Wolf-Rayet (WR).

Neste trabalho, o foco do nosso estudo são as LBVs e é sobre elas que vamos explorar mais a seguir. Durante esta fase das estrelas de alta massa é onde ocorre um dos maiores valores de taxa de perda de massa, sendo ejetada uma parte considerável das camadas externas da estrela, principalmente em seus episódios eruptivos, mas também através dos ventos. Sobre essas estrelas, como elas são ainda mais raras, pouco se sabe sobre suas características físicas e ainda há questões em aberto, como quais são os mecanismos que provocam a instabilidade na fotosfera destes objetos, ou como onde exatamente a fase de LBV se encaixa na evolução das estrelas de alta massa.

1.1 História sobre as LBVs

O termo “*Variáveis Azuis Luminosas*” foi criado por Peter Conti em 1984 para descrever um grupo de estrelas massivas que apresentavam um tipo particular de instabilidade

³ O processo alfa é uma forma de reação de fusão nuclear na qual as estrelas convertem o hélio em elementos mais pesados. Os elementos alfa são assim denominados porque seus isótopos mais abundantes têm massas atômicas que são múltiplos inteiros da massa do núcleo do hélio, conhecida como partícula alfa. Os elementos alfa são C, N, O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca e Ti.

⁴ Quando um objeto se comporta como um corpo negro, ele emite radiação térmica ou de corpo negro. A distribuição espectral de energia dessa radiação, ou seja, como a energia é distribuída em diferentes comprimentos de onda, é descrita pela lei de Planck.

[CONTI, 1984], como descrito a seguir.

A história das LBVs começa quando em torno de 1600, a estrela P Cygni (P Cyg), de forma repentina, alcançou magnitude no visível (m_v) igual a 3 mag [DE GROOT, 1988]. Depois de sofrer diversas variações, em torno de 0,2 magnitudes, no século XVII, a estrela permaneceu estável em $m_v = 4,9$ mag [SCHNELLER, 1957, GROOT, 1969]. Em 1983, LAMERS ET AL. [1983], classificaram P Cyg com o tipo espectral B1 Ia⁺, e de acordo com HUMPHREYS & DAVIDSON [1994], ela foi a primeira estrela a ser classificada como LBV.

A segunda estrela que foi classificada como LBV foi a estrela η Car [HUMPHREYS & DAVIDSON, 1994]. A observação de sua variabilidade ocorreu em 1800, onde apresentou uma grande variabilidade em seu brilho no visível, cerca de 2 a 4 magnitudes. Essa estrela surpreendeu ao apresentar uma erupção gigante entre os anos de 1830 e 1860, tornando-se a estrela mais brilhante do céu, com magnitude bolométrica de $M_{bol} \simeq -14$ mag [HUMPHREYS & DAVIDSON, 1994]. Posteriormente, foi estudada a energia que foi expelida dessa erupção gigante e concluíram que a energia foi equiparada à energia de uma explosão de supernova⁵.

Uma outra estrela que mais tarde foi classificada como LBV foi S Dor. PICKERING & FLEMING [1897] apresentaram o primeiro estudo sobre a variabilidade da estrela S Dor, localizada na “*Grande Nuvem de Magalhães*” (LMC, do inglês “*Large Magellanic Cloud*”). Eles observaram que a estrela apresentava linhas em emissão de H β , H γ e H δ , e também apresentava pequenas oscilações em sua magnitude visual.

HUBBLE & SANDAGE [1953], após estudarem as estrelas mais brilhantes das galáxias M31 e M33, conseguiram encontrar estrelas que apresentavam variabilidade e as classificaram em uma nova classe de estrelas com variabilidades irregulares e alta luminosidade. Esta nova classe foi nomeada como “*Variáveis de Hubble-Sandage*”.

Já em 1974, SANDAGE & TAMMANN [1974]; observaram outras estrelas brilhantes nas galáxias NGC 2366, NGC 4236, IC 2574, Ho I, Ho II e NGC 2403 com o objetivo de restringir ainda mais a constante de Hubble usando cefeidas. Porém, em algumas destas galáxias foram identificadas estrelas que obtiveram como designação o nome de “*Variáveis Azuis Luminosas Irregulares*”.

Entre outros pesquisadores, HUMPHREYS [1975] e SHAROV [1975] começaram a perceber as semelhanças nas características e variabilidades dessas categorias de estrelas mencionadas anteriormente. Subsequentemente, como dito anteriormente, Peter Conti introduziu o termo LBV para abranger todas essas estrelas e suas respectivas classes [CONTI, 1984].

⁵ As estrelas LBV também são conhecidas como “*impostoras de supernovas*”, por conta dessas erupções gigantes que são semelhantes às explosões de supernova, porém, quando a estrela volta à quiescência, nota-se que ela não desapareceu [HUMPHREYS ET AL., 2014a].

Por fim, HUMPHREYS & DAVIDSON [1994], publicaram uma revisão sobre as LBVs e definiram suas características. Segundo eles, essas estrelas são como geysers astrofísicos, mas com variações irregulares. Com base em diferentes referências (CLARK ET AL. [2005]; NAZÉ ET AL. [2012] e CAMPAGNOLO ET AL. [2018]), atualmente temos cerca de 61 estrelas classificadas como LBV e 85 candidatas (cLBV) identificadas na Galáxia e no Grupo Local, listadas na Tabela 1. Vale citar que uma estrela só é confirmada como LBV, após ter uma erupção confirmada. Enquanto isso não acontece, ela é somente uma candidata.

Tabela 1 – Lista de estrelas classificadas como LBV ou candidatas a LBV (cLBV) conhecidas na Galáxia e no grupo local. Essa lista foi um compilado dos trabalhos de CLARK ET AL. [2005]; NAZÉ ET AL. [2012] e CAMPAGNOLO ET AL. [2018].

Estrelas classificadas como LBV ou cLBV						
Galáxia	LBV			cLBV		
Via Láctea	AG Car	η Car	FMM 362	MWC 314	He 3-519	Pistol star
	MN 44	[GKM 2012]WS1	HD 168607	WR102ka	GCIRS 16C	GCIRS 16NE
	HD 160529	HR Car	P Cygni	GCIRS 16NW	GCIRS 33SE	GCIRS 16SW
	WRA751	G0.120-0.048	W1-243	HD 168625	HD 326823	HD 316285
	IRAS 18576+0341	MWC 930	V481 Sct	AS 314	G79.29+0.46	G25.5+0.2
	WRAY 16-137	MN 112	MN 48	Sher 25	MN58	MN83
	G24.73+0.69	GCIRS 34W		G26.47+0.02	Cyg OB2#12	HD 80077
				LBV 1806-20	MN46	Wra17-96
				MN42	MN101	W51 LS1
				ζ^1 Sco	MN 61	MN 76
			MN 80	MN 96	WS2	
			J17082913-3925076			
LMC	S Dor	RMC 71	RMC 110	S 61	S 119	Sk-69° 279
	RMC 127	RMC 143	HD 269582	R 4	R 66	R 74
	RMC 85	HD 269216		R 78	R 81	R 84
				R 99	R 123	R 128
				R 149	S 18	S 22
				S 134		
SMC	RMC 40	HD 5980		S 6	S 18	R 50
M 31	AE And	AF And	VarA-1	J003910.85+403622.4	J00441132+4132568	M 31-004425.18
	Var 15	LAMOSTJ0037+4016 UCAC4660-00311		M31-004051.59		
M 33	Var B	Var C	Var 2	GR 290	N93351	[HS80]B48
	Var 83			[HS80]B416	[HS80]B517	J013228.99+302819.3
				J013235.21+303017.4	J013317.01+305329.87	J013317.22+303201.6
				J013334.11+304744.6	J013337.31336+303328.8	J013351.46+304057.0
				J013354.85+303222.8	J01342475+3033061	J01342718+3045599
				J013432.76+304717.2	J013459.36+304201.1	J01350971+3041565
				M33C-5916	M33C-10788	M33C-15235
				M33C-16364	M33C-21386	UIT008
NGC 2403	V12	V 22	V35			
	V37	V38				
NGC 1058	SN 1961v					
NGC 2366	NGC 2363V1					
M 101	V 1	V 2	V 3	V 4	V 9	V 10
				J140220.98+542004.38		
M 81	I 1	I 2	I 3			
NGC 300	B 16					
IC 1613	V 39	V1835	V2384			
	V3072	V3120	V0416			
	V0530					

1.2 Características Físicas das LBVs

As LBVs contemplam estrelas de alta massa evoluídas e instáveis. Durante essa fase estimada em torno de 25.000 anos [HUMPHREYS & DAVIDSON, 1994], essas estrelas sofrem, de forma irregular, altas taxas de perda de massa, por vezes, de forma eruptiva. A principal característica que essa classe apresenta é a grande variabilidade fotométrica e espectroscópica ligada a esses episódios eruptivos.

Ainda há muitas dúvidas sobre onde essa classe se encaixa nas trilhas evolutivas das estrelas de alta massa. Existem alguns parâmetros que podem afetar de forma mais intensa a evolução dessas estrelas, como a taxa de perda de massa e a metalicidade [SMITH, 2017].

Antes de atentar para outras características das LBVs, é relevante ressaltar que essas estrelas, ao longo dessa fase, transitam entre dois estados: quiescente e eruptivo. Como será discutido na Seção 1.2.1, durante a fase de quiescência, o pico de emissão do contínuo da estrela se encontra no UV e a quantidade de energia emitida na região

do visível do espectro é menor do que durante a erupção. Por esses motivos, a fase de quiescência também é conhecida como “*mínimo visual*” e a fase eruptiva, “*máximo visual*”.

1.2.1 Temperatura Efetiva

As variações espectrais e fotométricas estão associadas às mudanças nas condições físicas das LBVs durante as fases de quiescência e erupção. No mínimo visual, a estrela costuma ser quente, com temperaturas efetivas variando entre 10.000 K a 30.000 K. Contudo, no máximo visual, as LBVs costumam apresentar temperaturas mais baixas, em torno de 7.000 K [HUMPHREYS & DAVIDSON, 1994]. No entanto, CAMPAGNOLO ET AL. [2018] conseguiram medir a temperatura durante uma erupção da estrela RMC 40, localizada na *Pequena Nuvem de Magalhães* (SMC, do inglês “*Small Magellanic Cloud*”), como sendo em torno de 5.800 K, sendo a temperatura mais baixa já registrada para uma LBV em erupção.

1.2.2 Luminosidade

As LBVs são estrelas de alta luminosidade, estando entre as estrelas mais brilhantes conhecidas. A magnitude bolométrica destas estrelas é da ordem de $-9 \leq M_{bol} \leq -11$, o que corresponde a uma luminosidade da ordem de $10^6 L_{\odot}$. Segundo HUMPHREYS & DAVIDSON [1994], existem LBVs que possuem M_{bol} maiores do que este intervalo mencionado, com $M_{bol} = -8$, sendo consideradas LBVs de baixa luminosidade.

Podemos observar que a região superior do “*diagrama de Hertzsprung-Russell*” (diagrama HR), mostrada na Figura 1, é determinada por duas faixas, sendo uma faixa vertical de temperatura constante e próxima de 8.000 K, povoada pelas LBVs durante suas erupções, e outra na diagonal, com $\log L \propto \log T_{eff}$, ocupada pelas LBVs na quiescência. Além disso, as linhas tracejadas representam o movimento em que as estrelas LBVs fazem do diagrama HR entre as erupções e a quiescência, pois essa variação ocorre com a luminosidade bolométrica aproximadamente constante. É relevante notar que a diminuição da temperatura durante as erupções, aliada ao aumento no raio, resulta em uma luminosidade constante. Adicionalmente, durante o estado eruptivo, ocorre a formação de uma “*pseudo-fotosfera*” estendida e opticamente espessa [LEITHERER ET AL., 1985].

Limite de Eddington

A maioria das LBVs estão próximas do “*Limite de Eddington*” [HUMPHREYS & DAVIDSON, 1994]. O limite de Eddington refere-se à condição de que a aceleração radiativa da estrela equilibre a força gravitacional, consequentemente, garantindo o equilíbrio hidrostático na superfície estelar. Em outras palavras, o limite de Eddington é um limite superior para a razão luminosidade/massa para que a atmosfera estelar seja quase estática.

Portanto, aplicando esse conceito na superfície da estrela, se o limite é excedido, deve haver ejeção de massa, ou perda de massa, da estrela [EDDINGTON, 1926, OWUCKI ET AL., 2004]. Temos assim, o fator de Eddington clássico que é dado por Γ e definido da seguinte forma:

$$\Gamma = \frac{L}{L_{edd}} = \frac{kL}{4\pi cGM}, \quad (1.1)$$

onde k é a opacidade por unidade de massa na superfície da estrela, M é a massa da estrela, c é a constante da velocidade da luz e G é constante da gravitação universal de Newton. O fato das altas luminosidades das LBVs estarem próximas do Limite de Eddington deve ser um fator que contribui para a desestabilização da fotosfera destas estrelas, gerando as erupções (ver Seção 1.2.5). Vale ressaltar que o limite clássico de Eddington é devido à aceleração radiativa por espalhamento de elétrons (contínuo), sem incluir a aceleração por linhas espectrais.

Limite de Humphreys-Davidson

O chamado “*Limite de Humphreys-Davidson*” é um limite empírico de luminosidade no diagrama HR que foi determinado a partir da distribuição de estrelas normais na Via Láctea e nas Nuvens de Magalhães [HUMPHREYS & DAVIDSON, 1979].

Este limite é determinado por duas faixas segmentadas no diagrama HR (ver a Figura 1). A primeira faixa está posicionada de forma horizontal sendo caracterizada pelas estrelas com $M_{Bol} \simeq -9,7$ [DAVIES ET AL., 2018] e com temperaturas $T < 6.300$ K. Já a segunda faixa está orientada diagonalmente sendo descrita por $\log L \propto \log T$. É importante notar no diagrama HR que as estrelas LBVs em seus estados eruptivos podem ultrapassar este limite.

Além disso, pode-se classificar a partir do limite empírico de Humphreys-Davidson dois subgrupos de LBVs: i) LBVs com $M_{bol} \geq -9,7$ ($\log(L/L_{\odot}) \leq 5,8$) chamadas de LBVs de baixa luminosidade e que apresentam baixa variabilidade, e ii) as LBVs de alta luminosidade com $M_{bol} < -9,7$ ($\log(L/L_{\odot}) > 5,8$) e que apresentam alta atividade e variabilidade. Na Figura 1 são apresentados o limite de Humphreys-Davidson, junto com as localizações de algumas estrelas supergigantes e LBVs no diagrama HR.

1.2.3 Variabilidade Fotométrica

Conforme mencionado anteriormente, a característica distintiva dessas estrelas reside nas significativas variações fotométricas e espectroscópicas associadas a episódios não regulares de perda de massa (erupções). Essas variações fotométricas, observadas com amplitudes e escalas de tempo amplamente diversificadas, foram categorizadas em quatro grupos por HUMPHREYS & DAVIDSON [1994]:

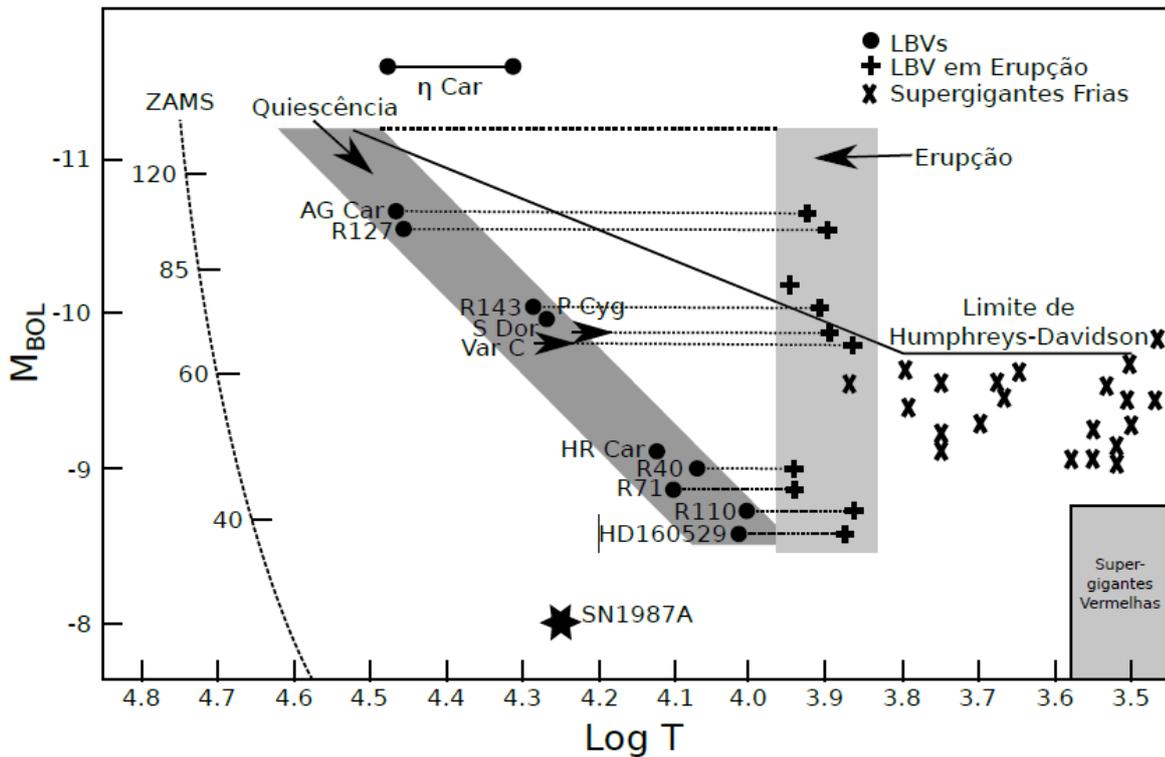


Figura 1 – Diagrama HR esquemático adaptado de HUMPHREYS & DAVIDSON [1994] extraído de CAMPAGNOLO [2018], que mostra algumas LBVs na quiescência (•) e em erupção (+). As estrelas supergigantes frias são marcadas com “X” e no canto inferior direito se encontra a região normalmente ocupada por estrelas RSG. A linha cheia representa o limite de Humphreys-Davidson (limite HD) e a linha pontilhada indicada por ZAMS mostra o início da SP (seqüência principal), sendo os valores da massa inicial M_{ZAMS} indicados em unidades de M_{\odot} .

1. *Erupções gigantes, ou grandes erupções* - são referidas às grandes erupções repentinas, ou seja, estão associadas aos episódios mais extremos e raros de perda de massa, onde a magnitude visual da estrela varia mais do que duas magnitudes ($\Delta m_v > 2$). O exemplo mais famoso é, claro, a erupção gigante de η Car de 1837 a 1860 [DAVIDSON ET AL., 1989]. Essas erupções, segundo as observações, não têm uma escala de tempo definida para as suas durações e nem para o intervalo entre os eventos. Contudo, estima-se que o intervalo entre esses eventos pode ser de milhares de anos.
2. *Erupções* - esses eventos estão associados aos episódios de alta taxa de perda de massa onde a magnitude varia de uma a duas magnitudes. A escala de tempo dos eventos pode ser de anos ou décadas [HUMPHREYS & DAVIDSON, 1994], sendo que outras variações podem se sobrepor, ou seja, ocorrer em conjunto com essas erupções.
3. *Oscilações* - são variações de cerca de meia magnitude, sendo que estas podem ocorrer juntamente com outros eventos eruptivos (as erupções). A escala de tempo entre os eventos são de meses a anos.

4. *Microvariações* - está relacionada à variação de magnitude da ordem de $\Delta m_v \leq 0.1$, em uma escala de tempo curta. Essas microvariações foram descritas em várias LBVs, como AG Car, mas são reportadas para as supergigantes normais também [VAN GENDEREN ET AL., 1989, LAMERS ET AL., 1998].

1.2.4 Variabilidade Espectral

As LBVs, em seus espectros, costumam apresentar variações entre as fases de quiescência e erupção, ou seja, associadas às variações fotométricas citadas na seção anterior. Seguindo as definições clássicas apresentadas por HUMPHREYS & DAVIDSON [1994], temos as seguintes características:

- **Durante a quiescência (mínimo visual):** os espectros normalmente apresentam linhas em emissão proeminentes de H, He I, Fe II e [Fe II], que muitas das vezes são apresentadas em perfis P Cygni⁶ (ver Figura 2), formadas no vento. Normalmente, as LBVs tem um espectro de uma supergigante quente do tipo O ou B, contudo, algumas LBVs também têm espectros semelhantes as Of/WN9 [WALBORN, 1977, BOHANNAN & WALBORN, 1989]. Além disso, também podem ser observadas linhas em absorção de elementos altamente ionizados, como as de N III e Si IV [GROH ET AL., 2006].
- **Durante a erupção (máximo visual):** o predomínio são de linhas em absorção de metais neutros ou uma vez ionizados, como por exemplo, Fe I, ou em emissões muito fracas na série de Balmer do hidrogênio e das linhas de Fe II. A atmosfera expandida opticamente espessa ou “pseudo-fotosfera” [LEITHERER ET AL., 1985] forma um espectro semelhante ao de uma supergigante fria do tipo espectral A ou F.

Uma das características observadas nas LBVs é o enriquecimento de hélio e nitrogênio, associados a nucleossíntese estelar. Esse material trazido até a superfície e ejetado nos ventos estelares e erupções, indica um estágio mais evoluído para as LBVs [HUMPHREYS & DAVIDSON, 1994].

1.2.5 Possíveis Causas para a Instabilidade em LBVs

As causas físicas do processo de desestabilização da fotosfera e dos processos eruptivos das LBVs são ainda bastante incertas. Existem diversas hipóteses que precisam ser investigadas.

⁶ O perfil P Cygni está associado ao vento estelar e à perda de massa. *Os perfis P Cygni são assinaturas espectroscópicas unívocas da presença de ventos estelares.* O perfil é composto por uma componente em absorção seguida por uma componente em emissão. Existe o perfil P Cygni invertido, que está relacionado à acreção de matéria. Eles recebem esse nome por terem sido observados pela primeira vez na estrela P Cygni [LAMERS & CASSINELLI, 1999].

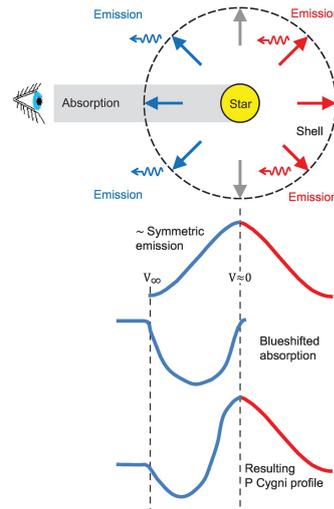


Figura 2 – Ilustração sobre a formação do perfil P Cygni do livro de [WALKER \[2017\]](#), onde a componente de absorção é formada nas camadas entre a estrela e o observador com velocidades que variam entre zero e a velocidade terminal do vento. Já a componente de emissão é produzida em todas as camadas do vento, em particular aquelas que não estão localizadas entre a estrela e o observador. A sobreposição dessas componentes geram o perfil P Cygni [[LAMERS & CASSINELLI, 1999](#)].

a) Multiplicidade de LBVs

Existe uma clara evidência de que uma parte significativa das estrelas massivas nasce em sistemas duplos ou múltiplos [[WEIS & BOMANS, 2020](#)]. O trabalho de [SANA ET AL. \[2012\]](#), resultante do levantamento “*FLAMES-Tarantula*”, mostra que cerca de $\sim 71\%$ das estrelas massivas são afetadas pela interação de um sistema binário. Além disso, a ideia de que a evolução das LBVs está ligada a binaridade é bastante antiga [[GALLAGHER, 1989](#)]. Entretanto, a variabilidade natural e algumas características das LBVs, como os intensos ventos e a alta luminosidade, torna a confirmação de binaridade complicada. [MARTAYAN ET AL. \[2012\]](#) estimaram uma porcentagem muito baixa de LBVs que poderiam ser binárias, entre 11% a 20%.

Vale destacar que [BARBA & NIEMELA \[1994\]](#) relataram pela primeira vez que a estrela HD 5980 seria um sistema binário do tipo LBV/Wolf-Rayet. Essa estrela apresentou uma erupção semelhante à classe LBV. Além disso, [DAMINELI \[1996\]](#) identificou e confirmou a binaridade para a estrela η Carinae, sendo que a estrela primária teria período orbital de 5,52 anos.

Recentemente, [MAHY ET AL. \[2022\]](#) realizaram uma busca por companheiras binárias entre uma população de estrelas do tipo LBV galáctica. Nesse trabalho foram combinados dados espectroscópicos de alta resolução com observações interferométricas, sendo que as amostras espectroscópicas e interferométricas consistiam em 18 objetos cada, e 11 objetos apareciam em ambas. Como resultado deste trabalho e apesar da amostragem pequena, foi obtida uma fração de estrelas binárias pela espectroscopia de $62^{+38}_{-24}\%$ no intervalo de período de 1 a 1.000 dias. A partir dos dados interferométricos, também

foi encontrada uma alta fração de estrelas binárias de 78%, onde chegaram a conclusão que para separações projetadas de 100 a 150 mas e dependendo dos instrumentos usados (espectroscópicos ou interferométricos), 90% das LBVs da amostra têm uma companheira, enquanto que essa fração cai para cerca de 45% para as LBVs candidatas.

Em MAHY ET AL. [2022], mesmo com dificuldade de determinar os parâmetros orbitais, foi sugerido que os raios orbitais dos objetos companheiros estão em órbitas longas, contrastando significativamente com as estrelas do tipo O e B que são encontrados principalmente em sistemas com períodos orbitais entre 1 a 10 dias. Além disso, com os dados interferométricos, foi estimado que as companheiras tenham luminosidade entre $\log(L/L_{\odot}) = 2,8$ a $5,4$, o que significa que são classificadas como late-B a mid-O, se estiverem na sequência principal.

Contudo, para que possa ser entendido o papel da fase de LBV na evolução das estrelas massivas, ainda são necessárias observações adicionais para caracterizar os parâmetros orbitais desses sistemas recém descobertos. Além disso, existem trabalhos como o de AGHAKHANLOO ET AL. [2017] que diz que o isolamento espacial pode ser real para as LBVs e que a existência dessa fase a partir da coalescência ou de transferência de massa em um sistema binário seria incerto. Portanto, há diversas questões em aberto sobre a binaridade para a classe das LBVs.

b) Proximidade ao Limite de Eddington

Como havia sido mencionado anteriormente (ver a subseção 1.2.2), as estrelas LBVs encontram-se próximas ao limite de Eddington. Essa proximidade ao limite leva à instabilidade da fotosfera da estrela, resultando na expansão das camadas externas [SANYAL ET AL., 2015], e no aumento da taxa de perda de massa [PETROV ET AL., 2016].

Contudo, o limite clássico de Eddington, por si só, não é adequado para descrever as instabilidades que resultam nas erupções observadas nas estrelas LBV. É necessário incorporar outros mecanismos para uma explicação abrangente da instabilidade dessas estrelas.

c) Salto de Bi-estabilidade

O chamado “salto de bi-estabilidade” foi sugerido por LAMERS & PAULDRACH [1991] que mostraram a ocorrência de uma descontinuidade nas taxas de perda de massa e nas velocidades terminais do vento em estrelas quando a gravidade efetiva (g_{eff}) decaía abaixo de um certo valor crítico. Isso ocorre devido a uma mudança nas linhas que dirigem o vento, ocasionando variações na sua aceleração. Este valor crítico foi calculado como sendo $\log g_{eff} \simeq 1,5$. Para o caso das LBVs, os saltos de bi-estabilidade [LAMERS

& CASSINELLI, 1999] foram introduzidos como um dos fatores que podem levar à instabilidade da fotosfera.

Este mecanismo de instabilidade se torna viável quando as temperaturas das LBVs cruzam os limites de bi-estabilidade ($\sim 21,000$ K), causando a formação de diversas camadas com diferentes velocidades e densidades no vento [GROH & VINK, 2011]. Associando à proximidade do limite de Eddington, isso pode ocasionar fortes ejeções de matéria, como as observadas nas erupções de LBVs [PETROV ET AL., 2016]. Esse mecanismo foi empregado para elucidar a significativa erupção de η Car [DAVIDSON, 1971] e para compreender a relação entre temperatura e luminosidade no contexto do limite de Humphreys-Davidson [HUMPHREYS & DAVIDSON, 1994, LAMERS, 1986].

Velocidade de Rotação

A aproximação da velocidade de rotação (v_{rot}) da estrela à velocidade de rotação crítica (v_{crit})⁷ pode ser um fator que contribui para a instabilidade das LBVs, quando associados aos fatores citados anteriormente. Além disso, as LBVs podem se aproximar tanto de $\Gamma = 1$ quanto de $\Omega^8 = 1$ ao mesmo tempo, de forma que é essencial tratar ambos os fatores de forma conjunta para essas estrelas.

Devido à rápida rotação, a temperatura efetiva da estrela varia com a latitude da estrela. Isso ocorre, como descrito pelo efeito Von Zeipel [von Zeipel, 1924], porque a temperatura efetiva é proporcional a gravidade efetiva. com isso, quando uma estrela gira rapidamente, a força centrífuga causa uma diminuição maior da gravidade efetiva no equador do que nos polos. consequentemente, a temperatura efetiva será maior nos polos do que no equador.

Essa alta rotação e a diminuição da gravidade efetiva podem causar instabilidades, aumentando a taxa de perda de massa das LBVs.

Por fim, as LBVs foram divididas em dois grupos segundo as velocidades de rotação: as LBVs de alta rotação e alta variabilidade e as LBVs de baixa rotação e baixa variabilidade. Essa divisão foi sugerida por GROH ET AL. [2009] ao mostrarem que as estrelas AG Car ($0,86 v_{crit}$) e HR Car ($0,88 v_{crit}$) apresentavam altas velocidades rotacionais projetadas próximas à faixa de quiescência (Fig. 1) ou faixa de mínimo visual. Já P Cygni ($\sim 0,23 v_{crit}$), apresentava velocidades de rotação bem abaixo da velocidade crítica, apresentando uma maior estabilidade.

⁷ Em termos matemáticos tem-se que: $v_{crit} = \sqrt{(1 - \Gamma) \frac{GM}{R}}$, onde Γ é o fator de Eddington descrito matematicamente como: $\Gamma = 4\pi cGM/L_{edd}\kappa$.

⁸ $\Omega = v_{rot}/v_{crit}$

e) Pressão de Turbulência

Uma alternativa para explicar a instabilidade na fotosfera das LBVs está associada ao fato de, ao se aproximar do limite de Eddington, as camadas externas da estrela tornarem-se convectivas [CANTIELLO ET AL., 2009]. Isso introduz um termo adicional de pressão turbulenta na equação de momento do vento.

O estudo de DE JAGER [1984] sugeriu que turbulências supersônicas podem desencadear instabilidades na fotosfera de LBVs, especialmente devido ao aumento da eficácia desse mecanismo com a luminosidade.

f) Dinâmica e Pulsação

As estrelas LBVs, apresentam pulsações em suas fotosferas, assim como outras estrelas supergigantes, que são responsáveis pelas variações menores ou as microvariações, com períodos típicos de dias (ver a seção de variabilidade fotométrica 1.2.3).

Mecanismo kappa

O mecanismo kappa, ou “mecanismo κ ”, foi proposto para explicar as microvariações observadas em estrelas LBVs, sendo também responsável pelas pulsações em estrelas cefeidas e em *estrelas B de pulsação lenta* (SPB, do inglês, “*Slow Pulsating B stars*”). Sua ocorrência se deve às variações de opacidade em zonas internas da estrela [COX, 1980], gerando liberações e bloqueios de radiação nessas regiões de maneira sequencial. Esse mecanismo surge do aumento da opacidade em algumas áreas no interior da estrela. Quando uma grande quantidade de gás de hidrogênio e hélio se encontra parcialmente ionizado [GUZIK & LOVEKIN, 2012], a opacidade pode aumentar à medida que o gás é comprimido e aquecido.

A complexidade ocorre quando o gás, ao ser comprimido, exige um aumento na ionização do hidrogênio ou hélio para manter a temperatura relativamente constante. Se esse aumento na ionização evitar uma mudança significativa na temperatura, o aumento na densidade resultará na recombinação dos metais, mesmo com o hidrogênio e hélio permanecendo ionizados. Esse processo aumenta a opacidade, retendo a radiação e adicionando calor ao gás comprimido, desencadeando o ciclo de pulsação. O efeito desse mecanismo provoca a expansão da camada estelar, conseqüentemente aumentando o raio, até atingir um ponto limite em que a camada ionizada libera todo o excesso de energia, reduzindo sua temperatura e opacidade. Esse ciclo possibilita a contração da estrela, reiniciando o processo.

1.2.6 Taxas de Perda de Massa

As estrelas LBVs mostram variações nas taxas de perda de massa durante o mínimo e o máximo visual, além disso, é nesta fase quando as estrelas de alta massa apresentam um dos maiores valores de taxa de perda de massa. Os valores são:

- **Quiescência:** nessa fase, a taxa de perda de massa destes objetos pode atingir valores da ordem de $10^{-7} \leq \dot{M} \leq 10^{-5} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$. As taxas de perda de massa nesta fase podem ser similares as das supergigantes normais, com as mesmas temperaturas e luminosidades [LAMERS, 1989].
- **Erupção:** nos estados eruptivos é onde a taxa de perda de massa se torna mais expressiva, podendo alcançar valores de 10 a 100 vezes mais altos do que no mínimo visual, atingindo 10^{-5} a $10^{-4} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$. Contudo, foi obtido que para a estrela η Car uma taxa de perda de massa de $10^{-3} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ foi alcançada durante sua grande erupção [HUMPHREYS & DAVIDSON, 1994].

A massa total perdida durante a fase de LBV é incerta porque ainda não se sabe com precisão as frequências em que ocorrem as erupções gigantes. Desta forma, os números apresentados na literatura, sugerem que um valor médio de $\approx 2 \times 10^{-4} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ é uma estimativa razoável para as LBVs, supondo, que passem por uma ou duas erupções violentas.

Com uma duração estimada de cerca de 25.000 anos a massa total perdida durante a fase de LBV seria $\geq 5 M_{\odot}$. Isso é próximo das 5 - 10 M_{\odot} que uma estrela de 50 - 100 M_{\odot} deve perder após a SP para se tornar uma estrela Wolf-Rayet, com base nos modelos de YOON & LANGER [2005]. A massa total perdida por uma LBV pode ser dependente da massa envolvida, de modo que em um sistema duplo muito massivo como η Car pode haver uma perda de massa bem maior [HUMPHREYS & DAVIDSON, 1994].

1.2.7 O Status Evolutivo das LBVs e Sua Posição no Diagrama HR

A fase de LBV é curta, quando comparada às outras fases pós-SP das estrelas massivas [HUMPHREYS & DAVIDSON, 1994]. Por mais que as estrelas de alta massa apresentem processos de nucleossíntese semelhantes em seus núcleos pós-SP, o fato de haver massas diferentes implica em diferentes características físicas e observacionais e, também, diferentes trajetórias evolutivas. Utilizando o “cenário de Conti” [CONTI, 1975]⁹, EKSTRÖM ET AL. [2013, 2019] elaboraram trilhas evolutivas para estrelas de alta massa, tanto para metalicidade solar, com e sem rotação, quanto para baixa metalicidade ($Z = 0,002$).

⁹ O “cenário de Conti” serve como modelo de organização das trajetórias evolutivas. Organiza-se as fases evolutivas pelas quais as estrelas passam em faixas diferentes de massa ZAMS.

Os cenários de Conti para as estrelas de alta massa em metalicidade solar foram elaborados por [EKSTRÖM ET AL. \[2013\]](#) e são apresentados na Tabela 2. A partir desse cenário, pode ser observado que a fase de LBV pode ocorrer para estrelas com massas ZAMS acima de $20 M_{\odot}$ até $25 M_{\odot}$ e depois acima de $40 M_{\odot}$.

Trilhas Evolutivas para Modelos com Metalicidade Solar	
$M_{ZAMS} > 60 M_{\odot}$:	O \rightarrow Of \rightarrow LBV \rightarrow WNL \rightarrow WNE \rightarrow WC \rightarrow WO \rightarrow SN Ibc
$M_{ZAMS} = 40 - 60 M_{\odot}$:	O \rightarrow BSG \rightarrow LBV \rightarrow WNL \rightarrow (WNE) \rightarrow WC \rightarrow SN Ibc
$M_{ZAMS} = 25 - 40 M_{\odot}$:	O \rightarrow BSG \rightarrow RSG \rightarrow WNE \rightarrow WC \rightarrow SN Ibc
$M_{ZAMS} = 20 - 25 M_{\odot}$:	O \rightarrow (BSG) \rightarrow RSG \rightarrow BSG/WNL \rightarrow LBV \rightarrow SN II-L/b
$M_{ZAMS} = 10 - 20 M_{\odot}$:	O \rightarrow RSG \rightarrow Cefeida ($M_{ZAMS} < 15 M_{\odot}$) \rightarrow RSG \rightarrow SN II-P

Tabela 2 – Trilhas evolutivas [EKSTRÖM ET AL. \[2013\]](#) para modelos de metalicidade solar.

Recentemente, [EKSTRÖM ET AL. \[2019\]](#) revisaram os modelos de evolução das estrelas de alta massa para um ambiente de baixa metalicidade ($Z = 0,002$). Eles apresentaram o cenário de Conti [[CONTI, 1975](#)] modificado, que está apresentado na Tabela 3, onde, dividiram as estrelas massivas em duas categorias: i) estrelas massivas que, antes de terminarem como SN, são RSG, e ii) estrelas que são do tipo Wolf-Rayet, também antes de terminarem como SN. Pela Tabela 3, consegue-se observar que apenas estrelas acima de $40 M_{\odot}$ poderiam passar pela fase de LBV.

Trilhas Evolutivas para Modelos com Baixa Metalicidade ($Z = 0,002$)	
$M_{ZAMS} > 60 M_{\odot}$:	O \rightarrow Of/WNL \rightarrow LBV \rightarrow WNL \rightarrow WC \rightarrow WO \rightarrow SN Ibc? WR
$M_{ZAMS} = 40 - 60 M_{\odot}$:	O \rightarrow BSG \rightarrow LBV \rightarrow WNL \rightarrow (WNE) \rightarrow WC \rightarrow SN Ibc? WR
	O \rightarrow BSG \rightarrow LBV \rightarrow WNL \rightarrow (WNE) \rightarrow WC \rightarrow WO \rightarrow SN Ibc? WR
$M_{ZAMS} = 30 - 40 M_{\odot}$:	O \rightarrow BSG \rightarrow RSG \rightarrow WNE \rightarrow WCE \rightarrow SN Ibc
$M_{ZAMS} = 25 - 30 M_{\odot}$:	O \rightarrow (BSG) \rightarrow RSG \rightarrow (YSG? LBV?) \rightarrow SN II-L/b RSG
$M_{ZAMS} = 10 - 25 M_{\odot}$:	O/B \rightarrow RSG \rightarrow Cefeida ($M_{ZAMS} < 15 M_{\odot}$) \rightarrow RSG \rightarrow SN II-P RSG

Tabela 3 – Cenário das trajetórias evolutivas para estrelas massivas de baixa metalicidade ($Z = 0,002$) [[EKSTRÖM ET AL., 2019](#)].

[CONTI \[1975\]](#) e [MAEDER & MAYNET \[2000\]](#) acreditavam que apenas estrelas com massa acima de aproximadamente $50 M_{\odot}$ passavam pela fase de LBV. Contudo, posteriormente, através de novas observações, houve a identificação da existência de estrelas LBV com massa inferior a $50 M_{\odot}$ [[HUMPHREYS & DAVIDSON, 1994](#), [VOORS ET](#)

AL., 1999]. Além disso, HUMPHREYS & DAVIDSON [1994], sugeriram que as LBVs são progenitores diretos das estrelas Wolf-Rayet (WR). De forma que a fase de LBV ocorreria assim que saíssem da SP (fim da queima de H e início da queima de He no núcleo) ou por uma fase BSG [EKSTRÖM ET AL., 2013].

Contudo, VOORS ET AL. [1999] entre outros, apresentaram indícios observacionais ligados à composição química e a idade da poeira nas LBVs, de que a fase de LBV ocorreria também posterior à fase de RSG. Uma das evidências teóricas sobre essas observações é a inclusão de uma fase de RSG anterior à fase de LBV nas trajetórias evolutivas em modelos de evolução estelar por EKSTRÖM ET AL. [2012]. E, além dessas sugestões, SMITH ET AL. [2011], GROH & VINK [2011] e MAUERHAN ET AL. [2013], sugeriram que as LBVs são progenitoras de SN.

A parte superior do diagrama HR (ver Figura 1) é caracterizada por estrelas luminosas. Além disso, observa-se uma ausência de estrelas supergigantes frias evoluídas acima do limite de HD. No caso, pode ser observado para a faixa de $T_{eff} < 6.700$ K, onde o limite de luminosidade se aproxima de $M_{Bol} \simeq -9,7$. Sugeriu-se, portanto, que acima de uma massa crítica (determinada como sendo aproximadamente $40 M_{\odot}$), as estrelas não seguiriam a trajetória evolutiva em direção à região das supergigantes vermelhas [HUMPHREYS & DAVIDSON, 1994]. No entanto, como discutido anteriormente nesta mesma seção, sabe-se atualmente que existe a possibilidade de que as RSG sejam progenitoras de LBVs.

1.2.8 Material Circunstelar

Uma característica observada em muitas das LBVs é a presença de nebulosas circunstelares, ou “pseudo-fotosferas” opticamente espessas. Acredita-se que a formação dessa envoltória seja consequência da alta taxa de perda de massa normal das LBVs associada com uma ou mais erupções. Ou seja, essas nebulosas seriam formadas pela interação (choques) de ventos mais rápidos com ventos mais lentos durante um ciclo do tipo S Dor. Já para algumas LBVs com erupções gigantes a nebulosa é o resultado da ejeção de massa na erupção [CLARK ET AL., 2003], por exemplo, η Car. Ainda é incerto como de fato a “pseudo-fotosfera” surge, mas, no momento, essas duas hipóteses sobre sua origem são as mais aceitas [LEITHERER ET AL., 1985, WEIS & BOMANS, 2020].

Quimicamente, o material circunstelar apresenta similaridades com a química da estrela. A principal característica é o enriquecimento de nitrogênio nessas envoltórias [WEIS, 2003], que indica, para a maioria dos objetos, que a nebulosa está associada diretamente à fase de LBV. Através de um estudo no infravermelho de algumas LBVs, foi detectado a presença de poeira em suas envoltórias, com a presença tanto de silicatos, relacionados a ambientes ricos em oxigênio, quanto de “*Hidrocarbonetos Aromáticos Policíclicos*” (PAHs), característicos de ambientes ricos em carbono [VOORS ET AL., 1999].

A morfologia das nebulosas das LBVs é diversa [WEIS, 2011], no entanto, em geral, elas são assimétricas, em formato bipolar. De certa forma, o conhecimento atual sobre as nebulosas das LBVs ainda está limitado principalmente aos objetos galácticos e das Nuvens de Magalhães, porque podem ser estudados em detalhes, sendo por vezes resolvidas espacialmente.

1.3 Objetivos

Este trabalho de mestrado tem o objetivo de detectar novas erupções em LBVs e candidatas, através de dados fotométricos e espectroscópicos disponíveis em banco de dados públicos ou provenientes de missões realizadas pelo nosso grupo de pesquisa.

No Capítulo 2 dessa dissertação, temos uma descrição, com base na literatura, dos objetos de nossa amostra. No Capítulo 3 descrevemos os dados fotométricos da nossa amostra, e os resultados de suas curvas de luz. Destinamos o Capítulo 4 para descrevermos os dados espectroscópicos encontrados para as estrelas da nossa amostra, e, por fim, no Capítulo 5 temos as conclusões, e perspectivas futuras do nosso trabalho. Os espectros ópticos completos obtidos para a RMC 40 e RMC 71 estão disponíveis no apêndice A.

2 Amostra de Objetos

Com base em trabalhos anteriores, como WEIS [2003], CLARK ET AL. [2005], NAZÉ ET AL. [2012] e CAMPAGNOLO [2018], foi constatado que existem cerca de 61 estrelas classificadas como LBVs e 85 estrelas classificadas como candidatas a LBV (consultar a Tabela 1).

Dentre essas 146 estrelas, foram obtidos dados fotométricos, a partir de diversas bases de dados como AAVSO, DASCH, OPD, ASAS e do ASAS-SN, para apenas 60 delas. Dessas 60 curvas de luz analisadas apenas 15 objetos foram selecionados com base na presença de variabilidade fotométrica significativa, para que fossem estudados com mais detalhes (ver a Tabela 4) como será descrito no capítulo 3.

Além desses dados fotométricos, conseguimos obter dados espectroscópicos para 8 dos 15 objetos selecionados. Esses dados foram retirados do banco de dados público do ESO (ESO Archive)¹, abrangendo os instrumentos HARPS, XSHOOTER e UVES. Adicionalmente, utilizamos dados coletados pelo nosso grupo, incluindo os de CAMPAGNOLO [2018], e informações provenientes de observações recentes com o FEROS. Detalharemos os dados espectroscópicos e suas análises no capítulo 4.

Entre esses 15 objetos selecionados, 6 deles são estrelas que possuem pouca informação na literatura. São elas: AE And, AF And localizadas na M31; VRMF 55, [GKM2012]WS1, Wray 16-137 e Wray 17-96, galácticas (vide Tabela 4). As demais estrelas são bem conhecidas e estudadas, servindo de referências para o nosso estudo. A seguir, apresentaremos um histórico, com base na literatura, das 15 estrelas selecionadas para a nossa amostra.

2.1 LBVs mais Estudadas na Literatura

2.1.1 Objetos da Via Láctea

Eta Carinae

Outras designações: HD 93308, EM* MWC 214, TYC 8626-2809, IRAS 10431-5925 e AAVSO 1041-59

Eta Carinae, também conhecida como η Carinae (abreviada como η Car), é um sistema binário localizado na “constelação de Carina”, a uma distância de aproximadamente 7.500 anos-luz. O registro mais antigo de observação da η Car foi feito por Edmond Halley

¹ <https://archive.eso.org/scienceportal/home>

² <https://simbad.cds.unistra.fr/simbad/sim-fid>

Estrela	Localização	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	Tipo	Magnitude (V)
η Car	Via Láctea	10:45:03.5	-59:41:04.0	LBV	6,48
AG Car	Via Láctea	10:56:11.6	-60:27:12.8	LBV	6,96
HR Car	Via Láctea	10:22:53.8	-59:37:28.4	LBV	8,00
VRMF 55	Via Láctea	16:32:40.0	-49:42:13.8	LBV	15,58
WRAY 16-137	Via Láctea	13:50:15.4	-61:48:55.2	LBV	16,00
[GKM2012]WS1	Via Láctea	13:36:28.6	-63:45:38.7	LBV	15,70
WRAY 17-96	Via Láctea	17:41:35.4	-30:06:38.8	cLBV	16,52
S Dor	LMC	05:18:14.4	-69:15:01.1	LBV	10,25
RMC 71	LMC	05:02:07.4	-71:20:13.1	LBV	10,55
RMC 110	LMC	05:30 51.5	-69:02:58.7	LBV	10,28
RMC 127	LMC	05:36 43.7	-69:29:47.5	LBV	10,15
HD 269582	LMC	05:27:52.7	-68:59:08.6	LBV	11,09
RMC 40	SMC	01:07:18.2	-72:28:03.7	LBV	10,20
AE And	M31	00:43:02.5	+41:49:12.2	LBV	17,59
AF And	M31	00:43:33.0	+41:12:10.3	LBV	15,69

Tabela 4 – A tabela apresenta todas as estrelas que foram selecionadas para compor o grupo de estrelas estudadas e analisadas mais detalhadamente no presente trabalho. Apresenta, portanto, suas respectivas localizações, posições, como são classificadas (LBV ou cLBV) e suas magnitudes no visível cuja fonte é o SIMBAD².

em 1677, que atribui-lhe uma magnitude aparente de aproximadamente 4 [HALLEY, 1679]. A confirmação de sua binaridade foi realizada por DAMINELI [1996] mediante observações da emissão de raios-X, resultante da interação entre o vento proveniente da estrela companheira e o vento denso e lento da estrela principal.

A estrela principal é altamente massiva e luminosa, com $\log (L_*/L_\odot) \approx 5,97$, sendo um dos objetos mais luminosos da nossa Galáxia. Ela foi classificada como uma supergigante de tipo espectral O, com uma temperatura efetiva de aproximadamente 37.200 K e uma massa de $55 M_\odot$ [VERNER ET AL., 2005].

η Car ganhou fama devido à sua “Grande Erupção” na década de 1830 e é frequentemente mencionada como um exemplo extremo das Variáveis Azuis Luminosas. Durante a Grande Erupção, η Car atingiu brevemente $M_{Bol} \approx -14$ mag. Cerca de 10^{49} ergs de energia luminosa foram irradiados durante esse tempo, aproximadamente o mesmo que em uma explosão de supernova [HUMPHREYS & DAVIDSON, 1994]. A partir de 1840 o brilho da estrela começou a diminuir até que em 1887, ela começou a aumentar seu brilho novamente atingindo 6,2 de magnitude visual, em seu máximo em 1892, diminuindo posteriormente para cerca de 7,5 [FREW, 2004]. Após esse período, sua magnitude diminuiu duas magnitudes, e, desde 1940, a estrela aparentemente se mantém $m_v \approx 5,5$, com pequenas variações.

Em sua grande erupção, foi ejetada uma grande quantidade de material formando a nebulosa conhecida como “Homúnculo”. Segundo WEIS [2003], a nebulosa tem pelo menos três partes, sendo que o Homúnculo é a principal e apresenta uma forma bipolar.

As três partes da nebulosa são [WEIS & BOMANS, 2020]:

- *O Pequeno Homúnculo* (do inglês, “The little Homunculus”) - essa parte reside dentro do Homúnculo e se tornou conhecida apenas ao usar o espectrômetro HST STIS de fenda longa por ISHIBASHI ET AL. [2003];
- *Homúnculo* (do inglês, “Homunculus”) - essa parte foi identificada e fotografada pela primeira vez em 1950 por GAVIOLA [1950];
- *O material ejetado externo* (do inglês, “The outer ejecta”) - Esse material ejetado externo, como o nome indica, envolve o Homúnculo, consistindo em um número incontável de torrões e filamentos.

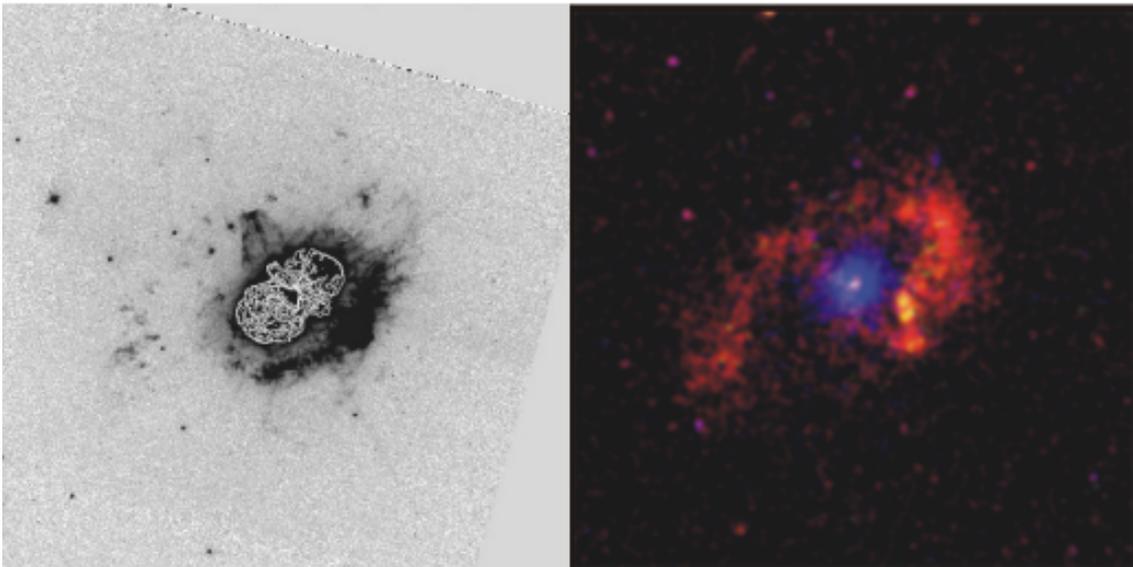


Figura 3 – A nebulosa ao redor de η Carinae no óptico e raios-X. Imagem obtida de WEIS & BOMANS [2020]. À esquerda: Uma imagem óptica F658N do HST em escala de cinza, a nebulosa Homúnculo adicionalmente marcada em contorno para distingui-la dos ejectos externos, mostrados apenas em escala de cinza. À direita: Uma imagem de raios-X CHANDRA com regimes de energia codificados por cor.

STEFFEN ET AL. [2014] calcularam uma velocidade de expansão para o Homúnculo de aproximadamente 650 km s^{-1} , e sua massa foi estimada como variando de 10 a mais de $45 M_{\odot}$ [MORRIS ET AL., 2017]. Uma das descobertas mais importantes sobre o material ejetado foi a identificação de diversos nós compactos através da técnica observacional de interferometria speckle por WEIGELT & EBERSBERGER [1986]. A partir desta descoberta, foi possível medir o movimento próprio dos nós e suas velocidades, concluindo que os nós foram ejetados a mais de 100 anos, possivelmente durante uma erupção menor da η Car em 1890.

AG Carinae

Outras designações: V^* AG Car, HIP 53461, HD 94910, AAVSO 1052-59 e IRAS 10541-6011

A estrela AG Carinae, ou AG Car, é uma das LBVs mais brilhantes, localizada na constelação de Carina. Essa estrela é considerada uma das estrelas protótipos da classe de LBV [GROH ET AL., 2009] e sua variabilidade foi descoberta pela primeira vez por WOOD [1914]. CANNON [1916] a classificou como uma estrela P Cygni³, posteriormente em 1989, HUMPHREYS [1989] a classificou como uma LBV. Além disso, LAMERS [1989] calculou $\log L/L_{\odot} = 6,2 \pm 0,2$.

AG Car apresenta uma nebulosa circunstelar bipolar e massiva ao seu redor. NOTA ET AL. [1995] determinaram que a idade dinâmica da nebulosa é de cerca de $8,5 \times 10^3$ anos e que uma grande fração do seu material está ionizado ($\sim 4,2 M_{\odot}$). A abundância da nebulosa foi obtida por MITRA & DUFOUR [1990] e SMITH ET AL. [1997], mostrando evidência de moderado enriquecimento de nitrogênio. VOORS ET AL. [2000] estimaram que a massa total da nebulosa da AG Car pode ser mais alta do que $\sim 30 M_{\odot}$.

A curva de luz de AG Car entre os anos de 1940 a 2020 apresenta quatro mínimos visuais e três máximos visuais. De acordo com os dados do AAVSO (Vis), a estrela alcançou um mínimo visual de $m_v = 8,3$ em meados de 1940. Além disso, de acordo com os registros, a estrela apresentou dois mínimos visuais em 1985-1990 e 2000-2003, alcançando $m_v = 8,2$ e $7,9$, respectivamente [GROH ET AL., 2009]. Por fim, após a estrela passar por três máximos visuais, alcançando $m_v \approx 6,2$ em meados de 2018, a estrela apresentou pequenas variações entre 2019 e 2020, permanecendo entre $m_v = 6,9$ e $6,4$.

Durante os períodos do mínimo visual, AG Car foi classificada como uma estrela WR [STAHL, 1986] e durante os períodos de máximo visual, o espectro da estrela correspondeu ao de uma supergigante do tipo inicial A, com temperatura efetiva variando de $T_{eff} = 26.000$ K a 8.000 K [STAHL ET AL., 2001].

HR Carinae

Outras designações: HD 90177, IRAS 10211-5922, TYC 8612-13-1, AAVSO 1019-59 e Hen 3-407

Em 1901, PICKERING & FLEMING [1901], classificaram a estrela como sendo do tipo espectral A e, apenas em 1940 [HOFFLEIT, 1940] ela foi classificada como uma estrela variável. Em torno de 1970, HR Car foi classificada como uma estrela variável do

³ As estrelas do tipo P Cygni se destacam pela presença de perfis P Cygni em suas linhas espectrais, acompanhados por variações fotométricas. Atualmente, a classificação como LBV abrange essas estrelas, mesmo quando os perfis P Cygni não estão necessariamente presentes.

tipo S Dor (ver a Seção 2.1.2.1) e em 1979, CARLSON & HENIZE [1979] a classificaram como um objeto do tipo P Cygni e com tipo espectral B. A HR Carinae é um sistema binário localizado na constelação de Carina. A estrela primária tem massa estimada em $M \sim 21 M_{\odot}$ e a massa ZAMS da estrela seria $M_{ZAMS} = 25 - 30 M_{\odot}$ [MEHNER ET AL., 2021].

HR Car passou por dois ciclos de variabilidade nos últimos 30 anos, alcançando os máximos visuais em 1991 e 2001 com $V = 7,2$ mag e os mínimos visuais com cerca de $V = 8,2$ mag em 1987, 1992 e 2004 [SZEIFERT, 2008]. Em 2012, a luminosidade da estrela era estimada em $\log(L_{bol}) = 5,59 - 5,62 L_{\odot}$ e temperatura em torno dos 20.000 K [NAZÉ ET AL., 2012]. Além disso, a estrela alcançou uma temperatura efetiva de $T_{eff} = 17.750$ K, na quiescência [MEHNER ET AL., 2021], e 8.000 K; na erupção [VAN GENDEREN, 2001].

Como a maioria da LBVs, a estrela HR Car também apresenta uma nebulosa circunstelar bipolar, consistindo em duas bolhas em expansão simétricas que fazem lembrar a nebulosa do Homúnculo [NOTA ET AL., 1997].

2.1.2 Objetos das Nuvens de Magalhães

As Nuvens de Magalhães são duas galáxias anãs irregulares, no hemisfério celeste sul, que orbitam a Via Láctea. Elas são conhecidas como a Grande Nuvem de Magalhães (LMC, em inglês “*Large Magellanic Cloud*”) e a Pequena Nuvem de Magalhães (SMC, em inglês “*Small Magellanic Cloud*”).

2.1.2.1 Grande Nuvem de Magalhães (LMC)

S Dor

Outras designações: HD 35343, IRAS 05182-6918, RMC 88, TYC 9162-57-1 e AAVSO 0518-69

A estrela mais brilhante da LMC, conhecida como S Doradus ou S Dor, é uma das LBVs mais estudadas. Sua luminosidade atingiu $L_{Bol} = 2 \times 10^6 L_{\odot}$ e, devido a essa alta luminosidade, estima-se que sua massa ZAMS tenha sido cerca de $50 M_{\odot}$. Atualmente a sua massa é estimada na faixa de $20-45 M_{\odot}$ [LAMERS, 1995]. Sua temperatura varia entre 8.000 K e 32.000 K [VAN GENDEREN, 2001]. S Dor é uma estrela de magnitude visual próxima de 9, altamente variável. Ela apresenta variabilidade de forma oscilatória, ou seja, em alguns décimos de magnitudes, em uma escala de tempo de alguns meses, ou anos, normalmente, de forma periódica. É importante frisar que, as oscilações e as microvariações podem sobrepor os eventos eruptivos e, acredita-se que a estrela, deva passar por pelo menos uma erupção mais intensa [VAN GENDEREN, 2001].

A variabilidade de S Dor foi descoberta por PICKERING & FLEMING [1897], mas só foi formalmente reconhecida como uma estrela variável em 1904 [PICKERING, 1904]. Nas décadas seguintes, S Dor continuou sendo observada, e em 1925, sua magnitude absoluta foi estimada em -8,9 [SHAPLEY & WILSON, 1925]. Em 1933, ela foi classificada como uma estrela Beq⁴ de $m_v = 9$, com linhas brilhantes de hidrogênio. A irregularidade da variabilidade de S Dor só foi descrita em 1956, quando observou-se que sua magnitude diminuiu 0,8 nos anos de 1954 e 1955. Ela foi classificada com o espectro de uma estrela A com perfis P Cygni e emissões em várias linhas espectrais [WESSELINK, 1956]. Nessa mesma época, observou-se que S Dor apresentava semelhanças com as variáveis de Hubble-Sandage, e em 1969, tanto S Dor quanto essas variáveis foram consideradas como estrelas supergigantes massivas evoluídas [SHAROV, 1975]. E, em 1984, todas foram denominadas LBVs.

Embora seja comum a presença de uma envoltória de poeira em LBVs, a estrela S Dor não apresenta uma envoltória visível. No entanto, existem indícios que sugerem a possível existência de uma nebulosa ao redor dessa estrela que ainda não foi diretamente detectada. Essa suposição é baseada principalmente no alargamento das linhas proibidas do [N II] [WEIS, 2003]. Porém, é necessário realizar estudos adicionais para investigar essas evidências de forma mais aprofundada.

VAN GENDEREN [2001] faz questão de diferenciar a nomenclatura de “variáveis S Dor Quentes” de “LBVs”, pois o termo LBV não exclui as supergigantes mais frias que estão sujeitas aos tipos semelhantes de instabilidade. Outra razão tão importante quanto a anterior para que haja diferenciação é que todas as estrelas massivas evoluídas são “(micro)variáveis”, mas apenas uma pequena parte delas são variáveis do tipo S Dor. Desta forma, as estrelas classificadas como variáveis do tipo S Dor, apresentam fases cíclicas de variabilidade de sua magnitude em uma escala de anos a décadas, com $\Delta V \lesssim 2,1$ mag.

RMC 71

Outras designações: HD 269006, IRAS 05027-7124, LHA 120-S 155, TYC 9169-1573-1 e AAVSO 0503-71

RMC 71, também conhecida como R 71, tem sido reconhecida há muito tempo como uma supergigante azul e é frequentemente citada como a LBV de baixa luminosidade mais bem estudada [HUMPHREYS & DAVIDSON, 1994]. RMC 71 possui uma magnitude em torno de 11, com um mínimo alcançado de cerca de 11,2. Durante sua fase de quiescência, ela apresenta um tipo espectral B, $\log(L/L_\odot) = 5,78$ ($M_{Bol} = -9,71$) e $T_{eff} = 15.500$ K [MEHNER ET AL., 2017]. Durante a fase de quiescência, estima-se que a taxa de perda

⁴ Essa classificação refere-se a uma estrela que exibe características de uma estrela Be, como linhas de emissão largas, e variações periódicas em sua luminosidade devido à rotação.

de massa para RMC 71 se situe em torno de $3 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$, conforme indicado por [WOLF ET AL. \[1981\]](#). Já durante a erupção, essas taxas aumentam para cerca de $5 \times 10^{-4} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$, de acordo com [MEHNER ET AL. \[2013\]](#).

De acordo com a análise das curvas de luz realizada pelo projeto *Digital Access to a Sky Century at Harvard* (DASCH), conduzida por [WALBORN ET AL. \[2014\]](#), a estrela RMC 71 passou por duas erupções notáveis. A primeira erupção atingiu seu máximo em 1914, seguida por uma segunda erupção com o máximo em 1939. No entanto, essas duas erupções não foram detalhadamente estudadas na literatura. Em 1974, RMC 71 experimentou um aumento significativo em seu brilho, atingindo uma magnitude de 9,2 [[WALBORN ET AL., 2017](#)]. Esse brilho elevado persistiu aproximadamente até 1977, mas posteriormente retornou a magnitude em torno de 11. Além dessa erupção, RMC 71 passou por outra entre 2006 e 2012, durante a qual seu brilho aumentou para cerca de 8,7, e sua temperatura alcançou aproximadamente 6.650 K [[MEHNER ET AL., 2013](#)].

Por fim, a estrela RMC 71 apresenta uma envoltória de poeira que foi inicialmente identificada por [GLASS \[1984\]](#). Essa envoltória de poeira é descrita como sendo pequena [[WEIS, 2003](#)], com uma velocidade de expansão medida em 20 km s^{-1} por [STAHL & WOLF \[1986\]](#). A presença de silicatos cristalinos (poeira rica em O) e PAHs (poeira rica em C) foi identificada por [VOORS ET AL. \[1999\]](#). Essa composição química dupla também foi confirmada por [GUHA NIYOGI ET AL. \[2014\]](#), que neste estudo determinaram uma massa total de poeira de $0,01 M_{\odot}$.

RMC 110

Outras designações: HD 269662, Sk-69° 171, LHA 120-S 116, TYC 9162-419-1 e AAVSO 0531-69B

A estrela RMC 110, também conhecida como R 110, é uma estrela variável conhecida por apresentar baixa luminosidade. Em 1960, [FEAST ET AL. \[1960\]](#) classificaram a RMC 110 como B9Ieq. A primeira suspeita de que essa estrela era variável foi mencionada por [STAHL ET AL. \[1984\]](#). Em 1985, [STAHL ET AL. \[1985\]](#) reclassificaram essa estrela como tipo A. Devido a esses estudos e à discrepância nas classificações, a estrela RMC 110 foi classificada como uma Variável Azul Luminosa (LBV) por [STAHL ET AL. \[1990\]](#).

De acordo com [STAHL ET AL. \[1990\]](#), a magnitude visual da estrela RMC 110 aumentou de 10,5 mag em dezembro de 1980 para 9,99 mag em janeiro de 1989, e seu tipo espectral mudou de B para F0. Além disso, eles foram capazes de calcular os parâmetros físicos da estrela, que incluem temperatura efetiva de 7.600 K, $\log g = 0,45$, raio de $310 R_{\odot}$ e massa atual de $10 M_{\odot}$, e foi estimada uma massa ZAMS de cerca de $M_{ZAMS} = 20 M_{\odot}$. A taxa de perda de massa de RMC 110 não apresenta mudanças significativas entre erupção e a fase de quiescência, mantendo-se em torno de $10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$. Durante a fase

de quiescência, a temperatura efetiva da estrela é consideravelmente baixa, atingindo um máximo de cerca de 11.000 K, conforme observado por [DAVIES ET AL. \[2005\]](#).

Aproximadamente em 2011, RMC 110 experimentou uma erupção intensa, atingindo um pico de magnitude em torno de 9,9 na banda V. Durante esse evento, embora não tenha sido possível realizar uma análise detalhada, estima-se que a temperatura da estrela não tenha caído abaixo de 8.500 K. O espectro da estrela manteve-se classificado como do tipo A e exibiu linhas distintas com perfil P Cygni, apresentando múltiplas componentes em absorção, especialmente nas linhas do Fe II. Ao longo do tempo, foi observada uma progressão na velocidade radial das componentes em absorção dessas linhas, indicando a evolução de diferentes camadas do vento responsáveis por elas [[CAMPAGNOLO ET AL., 2018](#)].

RMC 127

Outras designações: HD 269858, IRAS 05371-6931, LHA 120-S 128, TYC 9167-888-1 e AAVSO 0537-69A

A estrela RMC 127, também conhecida como R 127, encontra-se na Grande Nuvem de Magalhães (LMC), e foi inicialmente identificada por [HENIZE \[1955\]](#) como uma estrela com espectro em emissão. Registros de [FEAST ET AL. \[1960\]](#) indicam que a magnitude aparente da RMC 127 era de aproximadamente 11,5. [WALBORN \[1977, 1982\]](#) classificaram essa estrela como Ofpe/WN9, mas em 1982 ela entrou em sua primeira erupção documentada, o que levou a uma mudança de classificação de Ofpe/WN9 para A inicial ou B tardio [[STAHL ET AL., 1983](#)]. Essa classificação foi feita após estudos detalhados em várias faixas de comprimento de onda realizados por [STAHL ET AL. \[1983\]](#). Esses estudos foram motivados por um aumento repentino de brilho observado em 1982. Durante essa erupção, os parâmetros estelares da RMC 127 foram determinados: $T_{eff} = 16.000$ K, $M_{Bol} = -10,6$ mag, $\dot{M} = 6 \times 10^{-5} M_{\odot}$ ano⁻¹ e sua massa foi estimada em cerca de $60 M_{\odot}$. Após a erupção, a estrela RMC 127 continuou a brilhar intensamente, alcançando magnitude visual de $V = 8,74$ em 1990, enquanto seu tipo espectral evoluía de O para B e, posteriormente, para o tipo A [[WOLF, 1992](#)]. No entanto, seu brilho começou a diminuir progressivamente, atingindo uma magnitude aproximada de 11,1 em 2008. Em um estudo mais recente, [WALBORN ET AL. \[2017\]](#) investigaram a curva de luz da estrela e detectaram quatro erupções menores ocorridas entre 2008 e 2017, embora nenhuma delas tenha ultrapassado uma magnitude máxima de aproximadamente 10,0.

A estrela RMC 127 é notável por possuir uma extensa envoltória de gás e poeira, que exhibe uma geometria bem definida e assimétrica. A aparência geral da nebulosa de RMC 127 é semelhante à nebulosa em formato de anel que circunda a LBV Galáctica AG Carinae [[CLAMPIN ET AL., 1993](#)]. [WEIS \[2003\]](#) mencionou que duas componentes

podem ser observadas na nebulosa da estrela: uma próxima à estrela, com uma geometria aproximadamente esférica, e outra com formato bipolar.

HD 269582

Outras designações: LHA 120-S 83, TYC 9162-350-1, SK -69 142a, AAVSO 0528-69 e SV* HV 5495

A estrela HD 269582, ou também conhecida como HDE 269582, é uma estrela supergigante azul localizada na LMC, classificada como Ofpe/WN9. [HOFFLEIT \[1933\]](#) considerou esta estrela como sendo irregular e, inferiu que sua magnitude visual variava entre 10,8 a 11,8. Contudo, Hoffleit não publicou a curva de luz em seu trabalho. [SMITH \[1957\]](#), foi o primeiro a publicar sobre a espectroscopia desta estrela, classificando-a como uma estrela WN tardia. Foi apenas em 1984 que foram descobertos os primeiros indícios de variabilidade espectroscópica [[SHORE & SANDULEAK, 1984](#)]. Ela foi primeiramente reconhecida e discutida como uma LBV por [STAHL \[1986\]](#). A estrela HD 269582 foi observada como uma estrela Ofpe/WN9 ou WN10h Wolf-Rayet rica em H até meados de 1990 [[CROWTHER & SMITH, 1997](#)].

[VAN GENDEREN & STERKEN \[1996\]](#) conduziram uma análise fotométrica abrangendo o período de 1988 a 1993 para a estrela HD 269582. Eles concluíram que a curva de luz da estrela permaneceu consistentemente próxima ao seu nível mínimo de brilho, em torno de 12 mag, mas com uma variação entre 0,3 e 0,5 mag em uma escala de tempo de 1 a 2 anos. O posicionamento da estrela no diagrama HR sugere uma luminosidade comparativamente menor em relação a outras LBVs que se aproximam da quiescência. Isso implica que a estrela passou por fases semelhantes à S Dor, porém com uma intensidade relativamente moderada. É importante destacar que durante a década de 80, a estrela atingiu seu mínimo histórico de brilho, aproximadamente $V \sim 12,1$.

Em 2003, a estrela HD 269582 experimentou um aumento em seu brilho, levando [BARTLETT & CLARK \[2015\]](#) a relatarem que a estrela passando por uma erupção. Posteriormente, [WALBORN ET AL. \[2017\]](#) realizaram um estudo detalhado sobre a estrela e confirmaram que ela estava em um estado eruptivo. Análises espectroscópicas revelaram uma variação no tipo espectral da estrela, passando de Ofpe/WN9 para B tardio/A inicial, com o pico máximo registrado em 2013.

2.1.2.2 Pequena Nuvem de Mahalhães (SMC)

RMC 40

Outras designações: HD 6884, LHA 115-S 52, HIP 5267, TYC 9139-2275-1 e AAVSO 0104-73

RMC 40, também conhecida como R 40, é uma estrela de alta massa situada na SMC. Sendo a primeira estrela classificada como uma LBV na SMC, ela também marca a primeira detecção de uma LBV em um ambiente com baixa metalicidade. [SZEIFERT ET AL. \[1993\]](#) estimou que a estrela apresenta $M_{Bol} = -9,4$, classificando-a como uma LBV de baixa metalicidade. Além disso, [CAMPAGNOLO ET AL. \[2018\]](#) estimaram que durante sua quiescência, a RMC 40 apresenta $T_{eff} = 11.000$ K.

Durante o período de 1960 a 1993, a estrela RMC 40 foi objeto de pelo menos 9 publicações relacionadas à sua fotometria UBV. Ao longo desses anos, seu brilho visual variou de $V = 10,73$, conforme relatado por [FEAST ET AL. \[1960\]](#), para $V = 10,25$, como observado por [SZEIFERT ET AL. \[1993\]](#). Durante um período de 7 anos, de 1985 a 1993, RMC 40 tornou-se 0,4 magnitudes mais brilhante, resultando em uma mudança em seu tipo espectral para o tipo A inicial. Em meados de 2005, foi registrada uma nova erupção na RMC 40, atingindo historicamente uma magnitude de $V \sim 9,2$ em 2016, de acordo com [CAMPAGNOLO ET AL. \[2018\]](#). Essa nova erupção tornou RMC 40 a estrela LBV mais fria já observada, com $T_{eff} = 5.800 - 6.500$ K [[CAMPAGNOLO ET AL., 2018](#)]. A massa ZAMS de RMC 40 foi estimada em cerca de $\sim 32 M_{\odot}$ com base nas trajetórias evolutivas [[EKSTRÖM ET AL., 2012](#)] e [CAMPAGNOLO ET AL. \[2018\]](#).

A descoberta de que RMC 40 é uma LBV em um ambiente de baixa metalicidade tem implicações significativas para a compreensão do fenômeno LBV. Foram obtidas trajetórias evolutivas em baixa metalicidade que preveem a fase de LBV, como mostrado na Seção 1.2.7; no entanto, ainda são objetos muito raros. Por exemplo, existem apenas duas estrelas classificadas como LBV na SMC.

2.2 LBVs Pouco Estudadas na Literatura

2.2.1 Objetos da Galáxia M31

AE Andromedae

Outras designações: SV* HV 4476, V* AE And, TIC 438233082, [[AMB2011](#)] HII 1941 e Gaia DR3 381314347667942912

AE Andromedae, também conhecida como AE And, foi descoberta por Luyten em 1928 [[LUYTEN, 1928](#)], quando era a estrela mais brilhante da M31, e se encontrava em erupção, com $m_v \simeq 14,6$. Luyten observou discrepâncias na magnitude da estrela, levando-o a considerá-la como possivelmente variável. Luyten, em sua descoberta, concluiu que durante aproximadamente 20 anos, a estrela passou por uma erupção, que atingiu o máximo em 1927 [[HUMPHREYS ET AL., 2014a](#)]. [HUMPHREYS \[1989\]](#), em 1989, analisando as linhas em emissão do [N II] presentes em seu espectro, relatou que a massa

total de gás emissor do [N II] no envoltório foto-ionizado da estrela era superior a $6 \times 10^{-3} M_{\odot}$. Concluiu-se que esse material foi ejetado durante a erupção em 1927, resultando em uma taxa de perda de massa maior que $3 \times 10^{-4} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ durante o evento de ejeção [HUMPHREYS, 1989].

Em 1975, HUMPHREYS [1975] realizou um estudo dos espectros da estrela e observou que o espectro em emissão era muito semelhante ao da estrela Eta Carinae, sugerindo a presença de um vento denso. Esse vento denso apresentava uma linha em emissão excepcionalmente intensa de Fe II em 2507 Å. O vento estelar da AE Andromedae é intenso, com uma taxa de aproximadamente $1,9 \times 10^{-5} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$, porém sua velocidade é reduzida, medida em torno de 100 km/s, o que contribui para a densidade óptica da estrela [KING ET AL., 1998].

De acordo com HUMPHREYS ET AL. [2014a], os espectros de AE Andromedae obtidos em 2004 e 2010 revelam a presença de várias linhas em absorção fracas em comprimentos de onda inferiores a 4100 Å. Essas linhas incluem He I (4026, 4009 e 3819 Å), N II em 3995 Å e uma linha fraca de Ca II. Além disso, são observadas linhas em absorção de N II em 5666 e 5670 Å. Com base nessas características espectrais, a estrela foi classificada como sendo do tipo espectral B2-B3. Além disso, ao compararem o espectro de 2004 e 2010, as linhas em emissão de H e He encontravam-se enfraquecidas em 2010, e as linhas abaixo de 4100 Å estavam em absorção. Humphreys e colaboradores sugeriram que esse enfraquecimento pode estar relacionado com uma redução na intensidade do vento estelar.

AF Andromedae

Outras designações: SV* HV 4013, TIC 438258285, [JPN2003] V223, [PAV78] 434 e Gaia DR3 369256308582621312

A estrela AF Andromedae, também conhecida como AF And, foi descoberta em 1927 por LUYTEN [1927], que através dos dados observacionais de 1909 a 1927, mencionou que ela não apenas era variável, mas também apresentava variabilidade irregular. No período de sua descoberta, a estrela apresentou variabilidade em sua magnitude visual de 16,5 a 15,3. Houve um segundo monitoramento da AF And um período de quase 36 anos, de 1917 a 1953, confirmando que nenhuma periodicidade definida foi notada na variação de seu brilho [HUBBLE & SANDAGE, 1953]. Ela é uma das estrelas mais luminosas, com $\log(L/L_{\odot}) \approx 5,70$ [SMITH ET AL., 2011]. SZEIFERT ET AL. [1996] derivaram uma taxa de perda de massa de $3 \times 10^{-5} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ através do excesso de IR e $\log(L/L_{\odot}) = 5,9$ a 6,1.

Houve pelo menos 5 erupções maiores com a variabilidade fotométrica de mais de 0,7 mag e 2 oscilações secundárias com as variabilidades visuais menores que 0,5

mag. Dessas erupções, duas delas foram grandes erupções por volta de 1970-1974, com variabilidade fotométrica de mais de 1,5 mag [SHAROV, 1975]. Durante as erupções foi calculado que essa estrela atingiu cerca de $T_{eff} = 7.000$ K, alterando seu tipo espectral para o tipo F [JOSHI ET AL., 2019].

GALLAGHER ET AL. [1981], em primeira instância, estudaram o espectro da *AF And* e observaram linhas em emissão de Fe II fortes e linhas em emissão de [Fe II] mais fracas, durante sua erupção. Além disso, eles notaram que havia ausência de linhas em emissão de Fe I, [Fe I] e O I, bem como linhas nebulares de O II que normalmente são vistas nestes tipos de estrelas. Conforme indicado em GALLAGHER ET AL. [1981], a ausência de linhas de O I sugere a falta de um envelope estendido de baixa densidade na estrela. Em torno de 1996, SZEIFERT ET AL. [1996], observaram numerosas linhas em emissão de Fe II e [Fe II] junto com a linha de Mg II por volta de 2800Å. SZEIFERT ET AL. [1996] também detectaram He I ($\lambda 3187$) junto com N II ($4600 < \lambda < 4643$) e Si III ($\lambda 4553, 4568, 4578$) com perfil P Cygni. HUMPHREYS ET AL. [2014b] relataram que esta estrela tem espectro semelhante ao de uma estrela Of/WN tardia com fortes linhas em emissão de N III e He II $\lambda 4686$ e com pouca variação espectroscópica desde 2003-2004 por causa de sua fase de quiescência. HUMPHREYS ET AL. [2017] também relataram variação na intensidade dos perfis P Cygni de H e He I, mas, em geral, os espectros de 2010, 2013 e 2015 não mostram nenhuma mudança substancial.

2.2.2 Objetos da Via Láctea

VRMF 55

Outras designações: EM* VRMF 55, TIC 21522516, [GKF2010] MN44, IRAS 16288-4935 e Gaia DR3 5940576971716473344

A estrela VRMF 55 é pouco explorada na literatura. Em um estudo mais recente realizado por VEGA ET AL. [1980] eles buscavam por objetos que apresentassem linhas em emissão de H_α usando espectros de prisma objetivo, e identificaram a estrela VRMF 55 como uma estrela com essa característica. De acordo com VEGA ET AL. [1980], em 1974, a estrela apresentava magnitude aparente de $V = 15,58$.

Posteriormente, MASETTI ET AL. [2010] obtiveram um espectro óptico de VRMF 55 em 2009 e a classificaram como uma estrela OB, devido à intensidade de sua linha em emissão de H_α , que era significativamente maior do que os valores típicos observados em supergigantes azuis. Sua temperatura efetiva foi estimada em cerca de ≈ 12.000 K, e sua magnitude visual foi registrada como $V = 14,41$ [KNIAZEV ET AL., 2015, GVARAMADZE ET AL., 2015].

De acordo com GVARAMADZE ET AL. [2015], a estrela faz parte do aglomerado

Westerlund 1 (também conhecido como Wd1 ou Ara Cluster), e que existem indícios de que ela possa ser uma estrela “em fuga”. Além disso, a estrela apresenta uma nebulosa circunstelar circular no infravermelho médio, com um diâmetro de aproximadamente ≈ 30 arcsec. Sua localização é na constelação de Norma.

Wray 16-137

Outras designações: 2MASS J13501536-6148552, IRAS 13467-6134, SS 252, TIC 381508036 e Gaia DR3 5865577604279098112

Existem poucos estudos na literatura sobre a estrela Wray 16-137. Sua contrapartida óptica foi identificada como uma estrela com linhas em emissão por WRAY [1966]. MACCONNELL [1983], por sua vez, suspeitou que essa estrela pudesse ser uma supergigante M com emissão de H_α .

No banco de dados SIMBAD⁵, é mencionado que a estrela tem uma magnitude aparente V de aproximadamente 15,5. O catálogo NOMAD [ZACHARIAS ET AL., 2004] fornece uma magnitude V de 14,0, enquanto no “*Catálogo de Movimentos Próprios do Sul*” de Yale/San Juan 4 (SPM4) [GIRARD ET AL., 2011] foi obtida uma magnitude V de 16,0. Essa divergência na fotometria óptica pode ser atribuída à variabilidade intrínseca da estrela.

De acordo com GVARAMADZE ET AL. [2014], no período entre 2007 e 2014, a magnitude visual da estrela variou de 16,02 a 14,18. Além disso, eles assumiram que a temperatura efetiva dessa estrela é de aproximadamente $T_{eff} \approx 18.000$ K. Essas informações sugerem uma possível variabilidade e uma temperatura elevada para Wray 16-137.

[GKM2012]WS1

Outras designações: UCAC2 3729120, 2MASS J13362862-6345387, TIC 317659631, WISE J133628.63-634538.7 e Gaia DR3 5864989022016713728

A estrela denominada [GKM2012]WS1, conhecida apenas como WS1, é uma das estrelas da nossa amostra com menos informações na literatura. KNIAZEV ET AL. [2015] publicaram estudos de espectroscopia e fotometria de WS1. Segundo os autores, a estrela apresentou um máximo visual de 13,85 em 2013 e um mínimo visual de 15,31 em 2011. Eles determinaram que a temperatura efetiva da estrela deve ser de aproximadamente $T_{eff} \approx 22.000$ K, mas durante a erupção, em 2013, essa temperatura chegou a ≈ 12.000 K.

Com base em suas observações espectroscópicas e fotométricas, KNIAZEV ET AL. [2015] concluíram que a estrela WS1 exibe variações do tipo S Dor. Essas variações são características de estrelas supergigantes luminosas e estão associadas a períodos de

⁵ <https://simbad.unistra.fr/simbad/>

atividade intensa. Devido à escassez de informações disponíveis sobre WS1, esses estudos de [KNIAZEV ET AL. \[2015\]](#) são importantes para fornecer algumas informações básicas sobre suas propriedades e comportamento variável.

Wray 17-96

Outras designações: [B61] 2, Hen 3-1453, TIC 192821454, [CWP2007] CS 14 e Gaia DR3 4056941758956836224

O objeto catalogado como Wray 17-96 foi mencionado várias vezes em catálogos de nebulosas planetárias, porém [SANDULEAK \[1976\]](#) foi o primeiro a levantar a suspeita de que esse objeto poderia, na verdade, ser uma estrela de linhas em emissão. Para investigar a verdadeira natureza dessa suposta nebulosa planetária, [EGAN ET AL. \[2002\]](#) conduziram um estudo abrangente.

Com base no espectro da fonte no infravermelho próximo e na imagem da fonte no infravermelho médio, eles chegaram à conclusão de que o objeto em questão é, de fato, uma estrela com linhas em emissão e possui características muito semelhantes às de uma LBV. A estrela está cercada por uma grande nebulosa quase esférica.

Por meio desse estudo, Egan e colaboradores conseguiram medir a temperatura efetiva da estrela, que é de $\sim 13.000 - 14.000$ K, característica de um tipo espectral B intermediário. Além disso, estimaram que a taxa de perda de massa da estrela é $\dot{M} = 6 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$, e uma luminosidade de $L = 1,8 \times 10^6 L_{\odot}$. Também estimaram que a nebulosa esférica tem cerca de $10 M_{\odot}$ e contém poeira composta por uma mistura enriquecida de oxigênio e carbono.

No próximo capítulo, serão discutidas as curvas de luz para todas essas estrelas e o que foi possível interpretar de acordo com elas.

3 Análise Fotométrica

Para a coleta de dados fotométricos neste trabalho, foram utilizados diversos dados públicos obtidos de diferentes instrumentos e fontes. Os principais dados são provenientes de observações do nosso grupo [CAMPAGNOLO, 2018] e dos seguintes bancos de dados públicos: 1) *Shallow Survey* referenciado como OGLE-III [ULACZYK ET AL., 2013, 2017]; 2) missão espacial Hipparcos, obtidos dos catálogos Hipparcos e Tycho [PERRUMAN & ESA, 1997]; 3) *American Association of Variable Star Observers*¹ (AAVSO); 4) programa *Long-term photometry of variables at ESO* (LTPV); e, 5) Dados do *All Sky Automated Survey*² (ASAS). Os dados mais recentes para esse trabalho são provenientes do *All Sky Automated Survey for SuperNovae*³ (ASAS-SN), que também é responsável por um catálogo de estrelas variáveis.

O projeto “*Optical Gravitational Lensing Experiment*” (OGLE) representa uma iniciativa de longa duração, com o objetivo central de investigar a matéria escura através de fenômenos de microlentes gravitacionais. O telescópio utilizado, conhecido como *Warsaw*, possui 1,3 m e está situado no “*Las Campanas Observatory*”, no Chile, fornecendo um catálogo extenso de estrelas variáveis nas Nuvens de Magalhães. Além disso, UDALSKI ET AL. [2008] publicaram mapas fotométricos abrangentes do OGLE-III da LMC, incluindo estrelas de alta magnitude ($\sim 20,5$ mag) nas bandas I e V.

A missão Hipparcos foi um projeto pioneiro de astrometria espacial da *Agência Espacial Europeia* (ESA, do inglês, “*European Space Agency*”) que determinou com alta precisão as posições de mais de cem mil estrelas, além de mais de um milhão de estrelas com menor precisão. Lançado em agosto de 1989, o Hipparcos observou com sucesso a esfera celeste por 3,5 anos, resultando no Catálogo Hipparcos. Além disso, o catálogo Tycho faz parte da missão Hipparcos, sendo uma extensão do catálogo Hipparcos, contendo informações sobre estrelas mais brilhantes.

O projeto “*Digital Access to a Sky Century at Harvard*” (DASCH) [GRINDLAY ET AL., 2012] nos proporciona um excelente catálogo de estrelas variáveis. O projeto é uma iniciativa conjunta do Observatório Astrofísico de Harvard e do Instituto Smithsonian, dedicada à digitalização e preservação de dados históricos de observações astronômicas. Seu objetivo é converter placas fotográficas antigas em formatos digitais. Esse projeto teve início em 2005, empregando cuidadosa digitalização das placas em seções ou na íntegra, dependendo do tamanho e da resolução desejada. As imagens digitalizadas são então processadas por software especializado para corrigir imperfeições do processo de digitalização

¹ <http://www.aavso.org/>

² <http://www.astrouw.edu.pl/asas/>

³ <https://asas-sn.osu.edu/variables>

e distorções ópticas. Posteriormente, os dados são extraídos utilizando algoritmos de análise de imagem, permitindo a identificação e a medição das magnitudes das estrelas e de outros corpos celestes presentes nas imagens. As principais placas digitalizadas são provenientes do “Sky Century Survey”, um levantamento realizado entre 1885 e 1995 pelo Observatório Astrofísico de Harvard. No entanto, o projeto também inclui placas de outras missões e observatórios. Apesar da qualidade variável dos dados do DASCH, eles oferecem uma valiosa cobertura temporal para diversos objetos astronômicos.

A Associação Americana de Observadores de Estrelas Variáveis (AAVSO, do inglês, “*The American Association of Variable Star Observers*”) é uma organização internacional sem fins lucrativos composta por observadores de estrelas variáveis. Sua missão é possibilitar que qualquer pessoa, em qualquer lugar, participe ativamente da descoberta científica por meio da observação de estrelas variáveis. Fundada em 1911, a AAVSO tem como objetivo coordenar observações de estrelas variáveis para o *Harvard College Observatory*. Os dados problemáticos, provenientes do AAVSO, apresentavam grande quantidade de erros e alto espalhamento, sendo identificados como “AAVSO *Vis.*”, que correspondem aos dados da banda visual fotométrica da AAVSO.

O projeto LTPV é um programa de pesquisa liderado pelo Observatório Europeu do Sul (ESO) com o objetivo principal de conduzir observações fotométricas de longo prazo em estrelas variáveis visando o acompanhamento desses objetos.

O “*All Sky Automated Survey*” (ASAS) é um projeto cujo objetivo final é realizar o monitoramento fotométrico de $\sim 10^7$ estrelas mais brilhantes do que 14 de magnitude ($m_v \leq 14$) em todo o céu. O propósito principal do projeto é detectar e investigar qualquer tipo de variabilidade fotométrica. Uma das metas centrais do ASAS é a identificação e catalogação de estrelas variáveis. Atualmente, o ASAS opera por meio de duas estações de observação, uma localizada em Las Campanas Observatory (LCO), Chile (desde 1997), e outra em Haleakala, Maui (desde 2006).

O ASAS-SN monitora todo o céu visível a uma profundidade de $V \lesssim 17$ mag. Os dados da banda V do ASAS-SN foram obtidos em uma cadência de 2 a 3 dias. Além disso, os telescópios ASAS-SN são hospedados pelo *Las Cumbres Observatory* [BROWN ET AL., 2013] em locais como Havaí, Chile, Texas e África do Sul. Embora o ASAS-SN tenha seu foco na detecção de supernovas brilhantes (por exemplo, HOLOIEN ET AL. [2017]) e outros transientes (por exemplo, RODRÍGUEZ ET AL. [2018] e TUCKER ET AL. [2018]), JAYASINGHE ET AL. [2019] construíram simultaneamente curvas de luz bem amostradas para $\gtrsim 50$ milhões de fontes brilhantes ($V < 17$ mag) em todo o céu. No caso específico, JAYASINGHE ET AL. [2018] identificaram aproximadamente 66.000 novas variáveis, a maioria delas localizadas em regiões próximas ao plano Galáctico ou aos polos celestes, que não haviam sido bem amostradas por pesquisas anteriores. Os dados provenientes do ASAS-SN apresentam discrepâncias com relação aos demais dados, provavelmente devido

à grande abertura usada, com contaminação de fontes próximas.

Com relação aos dados do nosso grupo, eles são frutos de um programa de longo prazo, destinado a monitorar fotometricamente as LBVs e cLBVs das Nuvens de Magalhães [CAMPAGNOLO ET AL., 2018]. As observações ocorreram no telescópio *Boller & Chivens* de 0,6 m do *Observatório do Pico dos Dias* (OPD), localizado em Brazópolis-MG, Brasil. O programa de monitoramento teve início em 2014 e terminou em 2018, totalizando 43 noites de observações. As observações fotométricas foram feitas principalmente nos filtros *BVRI*. Os dados fotométricos são referenciados como OPD e OPD (Pol.), sendo este último referindo-se aos dados polarimétricos.

Por fim, todos os dados obtidos de arquivos públicos e da literatura já estavam no sistema Johnson-Cousin *UBVRI* [JOHNSON, 1955, COUSINS, 1976]. Conforme mencionado no início do Capítulo 2, para a seleção da nossa amostra, fizemos uma análise das curvas de luz das estrelas LBVs e cLBV (listadas na Tabela 1). Não obtivemos dados fotométricos para todas as 146 estrelas, mas conseguimos para 63 delas. Com base nessas 63 curvas de luz, selecionamos as estrelas que apresentavam variabilidade fotométrica significativa (variabilidade $> 0,2$ mag) para fazer parte de nossa amostra e serem estudadas com mais detalhes.

Foram selecionadas, portanto, 15 estrelas para a investigação de seus históricos de variabilidade fotométrica. No capítulo anterior, foi apresentada uma breve descrição da literatura de cada estrela da amostra. Agora, neste capítulo, concentraremos na análise das suas curvas de luz.

3.1 Estrelas mais Estudadas na Literatura

3.1.1 Eta Carinae

A estrela η Car foi extensivamente estudada na literatura. Por muito tempo foi tratada como uma estrela solitária. O registro mais antigo da estrela η Car remonta a HALLEY [1679], que atribuiu-lhe uma magnitude aparente de aproximadamente 4. No entanto, de acordo com FREW [2004], essa estrela tem apresentado variações fotométricas desde 1593. FREW [2004] conduziu uma análise dos dados fotométricos de η Car abrangendo o período de 1593 a 2004.

Desta forma, a curva de luz exibida por FREW [2004] (ver Fig. 4) nos fornece medições mais antigas sobre η Car, onde também podemos analisar o período de sua grande erupção (ver a Seção 2.1.1). Podemos observar que, por volta de 1596, a estrela entrou em um período eruptivo, atingindo $m_v \sim 3,5$. Esse início de erupção atingiu seu máximo por volta de 1843, sendo então chamada de grande erupção, já que a sua magnitude chegou a $m_v \sim -1,0$. Além disso, podemos observar um declínio abrupto e aproximadamente

constante, no intervalo de 1845 a 1870. Após este declínio, η Car passou pela chamada *Erupção Menor* de 1887 a 1895, atingindo um máximo em torno de $m_v \sim 6,2$. Já no século XX, entre 1900 e 1920, η Car permaneceu relativamente constante, com $V \approx 7,6$. Após a erupção de 1952, a estrela η Car aparentemente permaneceu com poucas mudanças significativas em seu brilho até o ano de 1960.

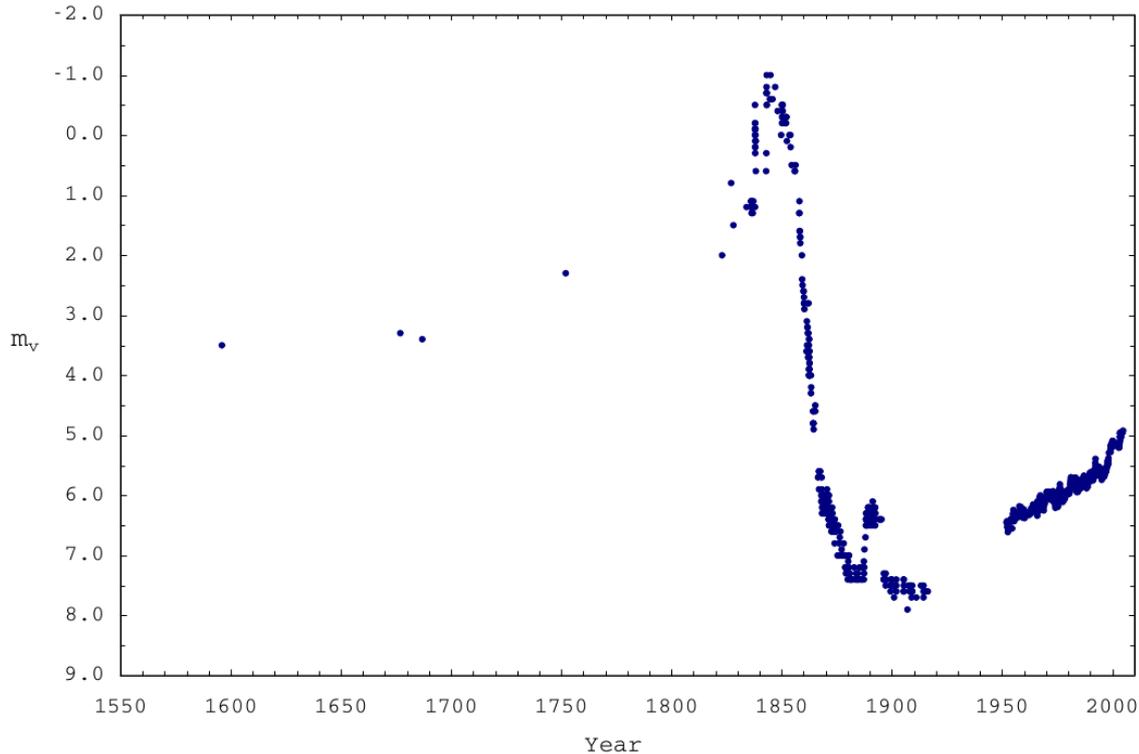


Figura 4 – Curva de luz visual, do ano de 1596 a 2004, para a estrela η Carinae, feito por [FREW \[2004\]](#). Segundo Frew, cada ponto foi convertido para o moderno sistema Johnson.

A curva de luz obtida pelo nosso grupo está apresentada na Figura 5. Os nossos dados são provenientes do AAVSO, nos fornecendo informações desde 1970. Mesmo havendo grandes barras de erro, as erupções que a estrela apresentou são claras em sua curva de luz.

Voltando nossa atenção à curva de luz da Figura 5 (frisando que a curva de luz de [FREW \[2004\]](#) refere-se aos dados até 2004), notamos que a magnitude da estrela tem diminuído gradualmente desde 1970. Podemos observar que η Car está experimentando uma erupção com $\Delta V = 2,0$ magnitudes, e que, em 1970 ela experimentou um mínimo com 6,0 de magnitude, e, atualmente, experimenta um máximo com 4,0 de magnitude. Ao longo desse período, a estrela experimentou oscilações, com $\Delta V \sim 0,6$ mag, e microvariações, $\Delta V \sim 0,1$ mag. Vale destacar que os dados mais recentes da estrela nos fornece a informação de que ela se mantém diminuindo sua magnitude gradualmente, de acordo com as oscilações e seu ciclo de 5,5 anos.

Apesar da significativa barra de erro nos dados do AAVSO *Vis*, ao compará-los com os apresentados por [FREW \[2004\]](#), observamos uma consistência entre ambos. Notamos

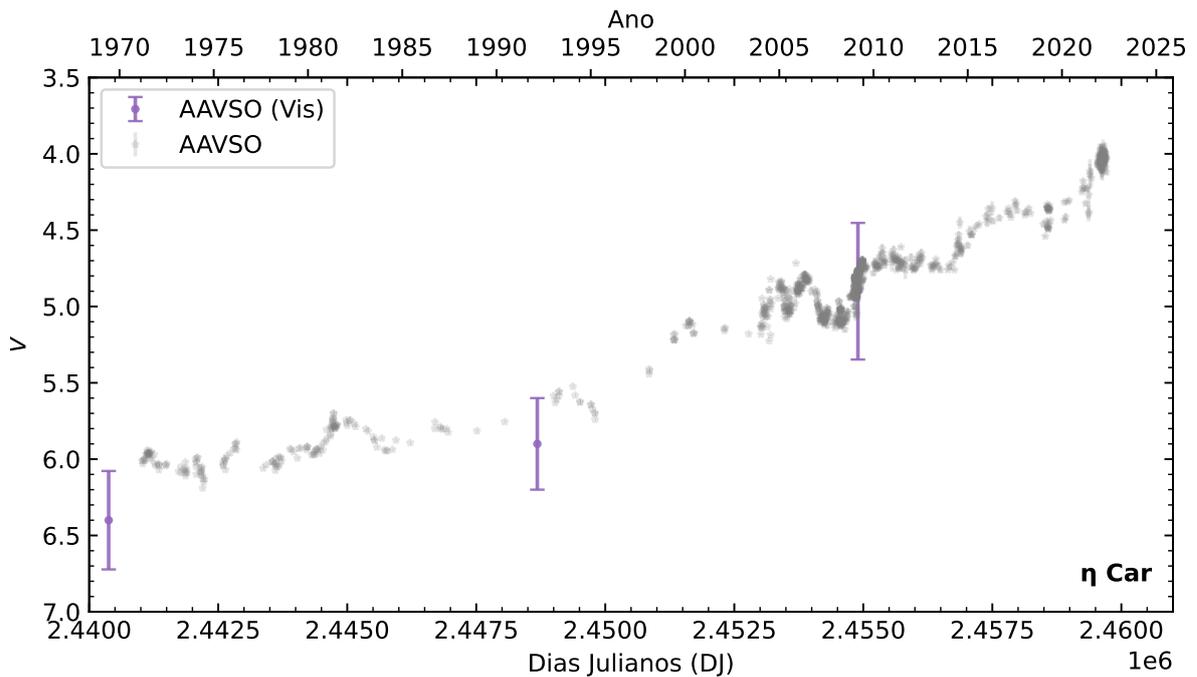


Figura 5 – Curva de luz para a estrela η Carinae na banda V do AAVSO e visual, do ano de 1970 a 2023.

que, antes de 1970, a magnitude estava aproximadamente em $m_v = 6,4$ mag, conforme relatado por Frew. Além disso, de forma não muito clara, podemos observar a periodicidade de 5,5 anos na variabilidade dessa estrela. Inicialmente demonstrada por DAMINELI [1996] através da análise da curva de luz no infravermelho próximo de η Car, essa variabilidade apresentou pequenas variações do tipo S Dor, juntamente com variações periódicas mais pronunciadas.

As variações fotométricas ao longo do tempo evidenciam a complexidade e a natureza dinâmica da estrela η Carinae, tornando-a um objeto fascinante para estudos astronômicos. Contudo, para uma análise mais completa e precisa, é importante continuar monitorando e registrando seu comportamento através de observações contínuas.

3.1.2 AG Carinae

A figura 6 apresenta a curva de luz para AG Car, com os dados fotométricos dispostos em três gráficos distintos. O gráfico superior fornece uma visão completa dos dados fotométricos coletados, abrangendo um amplo intervalo de tempo desde 1940 até 2020. Essa extensa série temporal nos permite identificar tendências de longo prazo em seu comportamento variável. No gráfico do meio, concentram-se os dados fotométricos mais recentes, abrangendo o período de 1999 a 2013. O gráfico inferior foca nas variações específicas ocorridas entre 2013 e 2020. Essa janela temporal mais restrita pode revelar detalhes e padrões de variações mais sutis, que são importantes para entender aspectos mais recentes do comportamento estelar.

Segundo [SHORE ET AL. \[1996\]](#), o comportamento fotométrico óptico deste objeto tem sido acompanhado desde 1893. Esse monitoramento revelou que a estrela variou entre $9,3 \leq V \leq 6,1$, sem apresentar nenhuma periodicidade clara. No entanto, não tivemos acesso aos dados dessa época, e no trabalho de [SHORE ET AL. \[1996\]](#), esses dados não foram publicados. O acompanhamento fotométrico de longa data é essencial para entendermos as características variáveis de uma estrela e identificar padrões recorrentes em seu brilho ao longo do tempo. No caso desse objeto em particular, embora as variações fotométricas tenham sido extensivamente estudadas desde 1893, a ausência de uma periodicidade clara pode indicar um comportamento complexo e não facilmente previsível.

Desta forma, por tanto, ao observarmos o gráfico superior da Figura 6, notamos que entre 1940 e 1950, a AG Car apresentou uma variabilidade de 0,5 magnitude, alcançando $V = 7,8$ e, posteriormente, o mínimo de $V = 8,3$, em meados de 1950. Após esse aumento em seu brilho, a estrela apresentou um novo aumento entre 1960 e 1970, chegando a um máximo histórico de $V = 7,3$. Infelizmente, não temos dados fotométricos disponíveis para agregar informações à curva de luz durante o período de 1970 a 1980, mas sabemos que em 1970 a estrela apresentava $m_v = 7,6$, enquanto em 1980 variou um pouco para $m_v = 7,4$, indicando uma variabilidade de apenas 0,2 mag.

Prosseguindo para o gráfico com janela temporal de 1999 a 2013 (gráfico do meio da figura 6), mesmo com poucos dados fotométricos e espaçados, podemos observar que próximo a 2004, a AG Carinae atingiu um pico máximo de $V = 6,0$ e, posteriormente, apresentou um mínimo no início de 2013, com $V = 8,3$.

Por fim, entre 2013 e 2020 (gráfico inferior da figura 6), ocorreram duas erupções: uma em 2016, alcançando $V = 6,9$, e outra em meados de 2018, atingindo $V = 6,2$. Além disso, registramos três mínimos: o primeiro no início de 2013, com $V = 8,3$, o segundo por volta de 2017, com $V = 7,6$, e o último, em 2019, atingindo $V = 6,7$. Observamos que até 2020, a estrela apresenta pequenas variações, mantendo-se em torno de $V = 6,7$ mag.

No geral, mesmo com a grande barra de erro nos dados do AAVSO *Vis*, conseguimos ver uma grande erupção em meados da década de 1990, onde a estrela chegou a variar cerca de 2 magnitudes [[GROH ET AL., 2009](#)]. Além desta grande erupção, conseguimos observar que a estrela experimentou outras duas erupções, uma em 2016 e outra em meados de 2018, ambas com $\Delta V \approx 1,1$ mag. Esses padrões de variação fotométrica ao longo do tempo evidenciam a natureza dinâmica da AG Carinae e a importância de estudos contínuos para compreender melhor os processos de perda de massa que ocorrem nessa LBV.

3.1.3 HR Carinae

HR Carinae também é uma estrela muito bem conhecida. No ano de 1901, [PICKERING & FLEMING \[1901\]](#) realizaram observações da HR Carinae e identificaram o

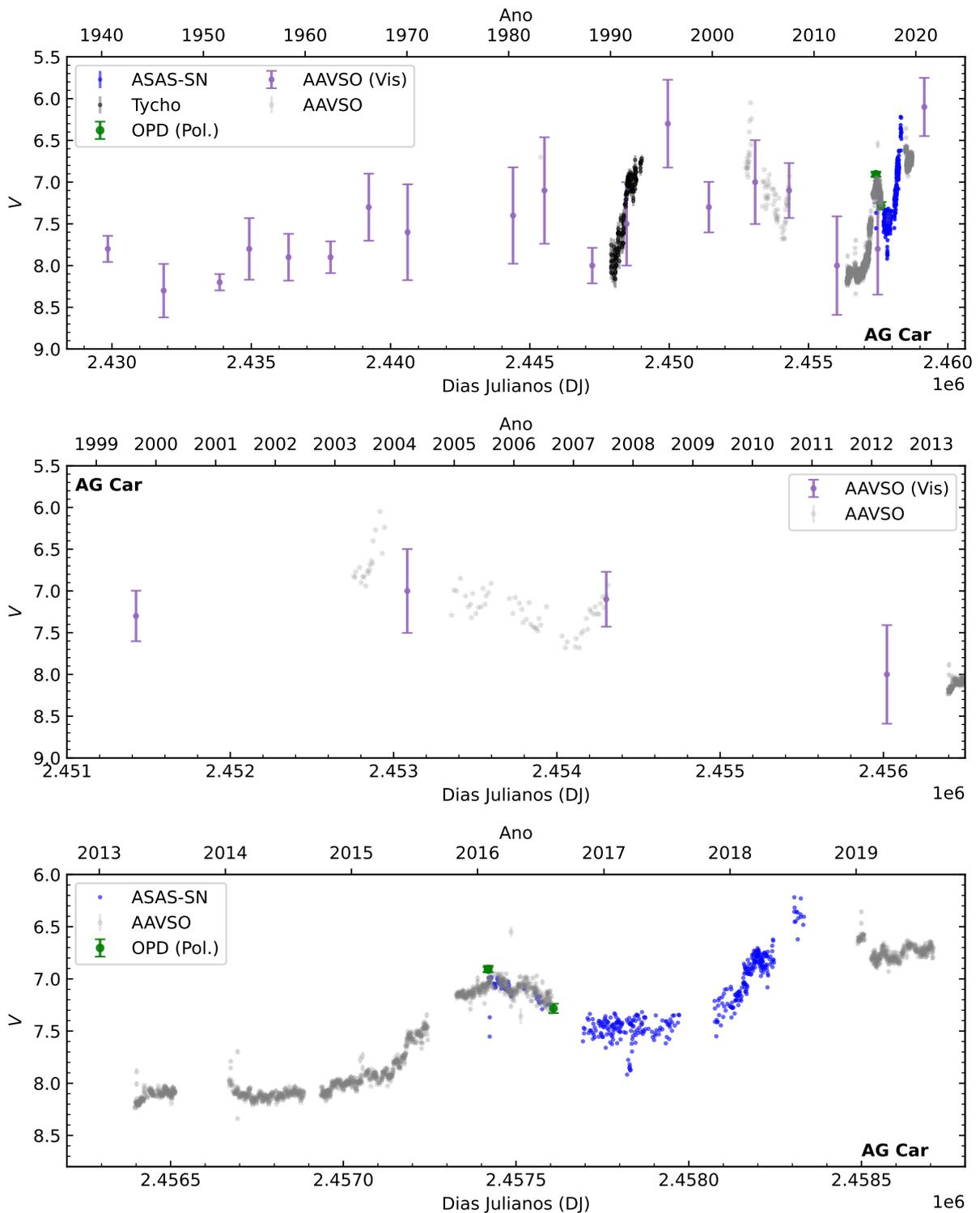


Figura 6 – Curva de luz para a estrela AG Carinae. As fontes dos dados está na legenda dos gráficos.

caráter das linhas de emissão presentes nessa estrela. Os resultados obtidos indicaram uma magnitude de 8,8. Posteriormente, entre 1918 e 1924, o “*Catálogo Henry Draper*” (HD)⁴ forneceu informações sobre a magnitude visual da HR Carinae, sendo 7,9, enquanto a

⁴ O Catálogo Henry Draper (HD) é uma coleção de dados estelares, incluindo informações astrométricas e espectroscópicas, que compõem um catálogo astronômico contendo mais de 225.300 estrelas.

magnitude fotográfica⁵ foi relatada como sendo 8,7. No entanto, somente em 1940, conforme mencionado no capítulo anterior (ver a Subseção 2.1.1), [HOFFLEIT \[1940\]](#) descobriu a variabilidade dessa estrela. Ao analisar as curvas de luz abrangendo um período de 50 anos, de 1889 a 1939, Hoffleit concluiu que a HR Carinae exibia uma variabilidade irregular e variações lentas, com uma amplitude fotométrica (ou seja, ΔV) de 1,5 magnitudes. Em 1979, [CARLSON & HENIZE \[1979\]](#) realizaram estimativas sobre a HR Carinae e sugeriram que, se sua distância fosse de 2 kpc, sua magnitude absoluta seria de $M_v = -6,5$, correspondendo a uma magnitude aparente de ~ 5 .

Sua curva de luz está representada na Figura 7. Para uma melhor visualização da variabilidade dessa estrela, a curva de luz foi dividida em três períodos de tempo distintos. O primeiro período, apresentado no gráfico superior, abrange todo o período em que foram obtidos dados fotométricos para esta estrela, de 1988 a 2021. No segundo período, representado no gráfico do meio, temos uma janela temporal de 1988 a 2012, na qual encontramos dados que indicam que a estrela passou por duas erupções. Já o último gráfico, o inferior, refere-se ao período de 2013 a 2021.

Ao analisarmos o gráfico do meio na Figura 7, podemos claramente identificar duas erupções (mesmo considerando as barras de erro) que ocorreram em HR Carinae: a primeira ocorreu aproximadamente em 1992, quando sua magnitude aumentou de 8,5 para 7,7; a segunda ocorreu em 2002, com a estrela passando de $V = 8,6$ para $V = 7,4$ mag. Além disso, é evidente que em 2010 a estrela experimentou um período de mínimo, atingindo o menor valor registrado, com $V = 9,1$. Olhando para o último gráfico (inferior) da figura 7, podemos notar que a estrela manteve-se relativamente estável, com pequenas variações em torno de 0,3 magnitudes, durante o período de 2013 a 2021.

Essa análise das curvas de luz da HR Carinae nos proporciona uma visão mais completa de sua variabilidade ao longo do tempo. As erupções observadas são eventos significativos que podem nos fornecer informações valiosas sobre os processos físicos que ocorrem nessa estrela LBV. O estudo contínuo dessas variações fotométricas é fundamental para compreender melhor a natureza complexa e dinâmica desse objeto.

3.1.4 S Doradus

S Doradus, frequentemente considerada como uma LBV clássica ou como um protótipo da classe de LBV [[WEIS, 2003](#)], é conhecida por sua notável variabilidade desde 1897, quando foi inicialmente descoberta por [PICKERING & FLEMING \[1897\]](#). No entanto, naquela época, não foram publicadas informações específicas sobre sua magnitude. A Figura 8 apresenta a curva de luz da estrela S Doradus ao longo do tempo. Nessa figura, a curva de luz histórica foi dividida em duas janelas temporais distintas: a primeira, o

⁵ A magnitude fotográfica é definida como a magnitude de um corpo celeste determinada por observações utilizando uma chapa fotográfica comum sensível à luz azul.

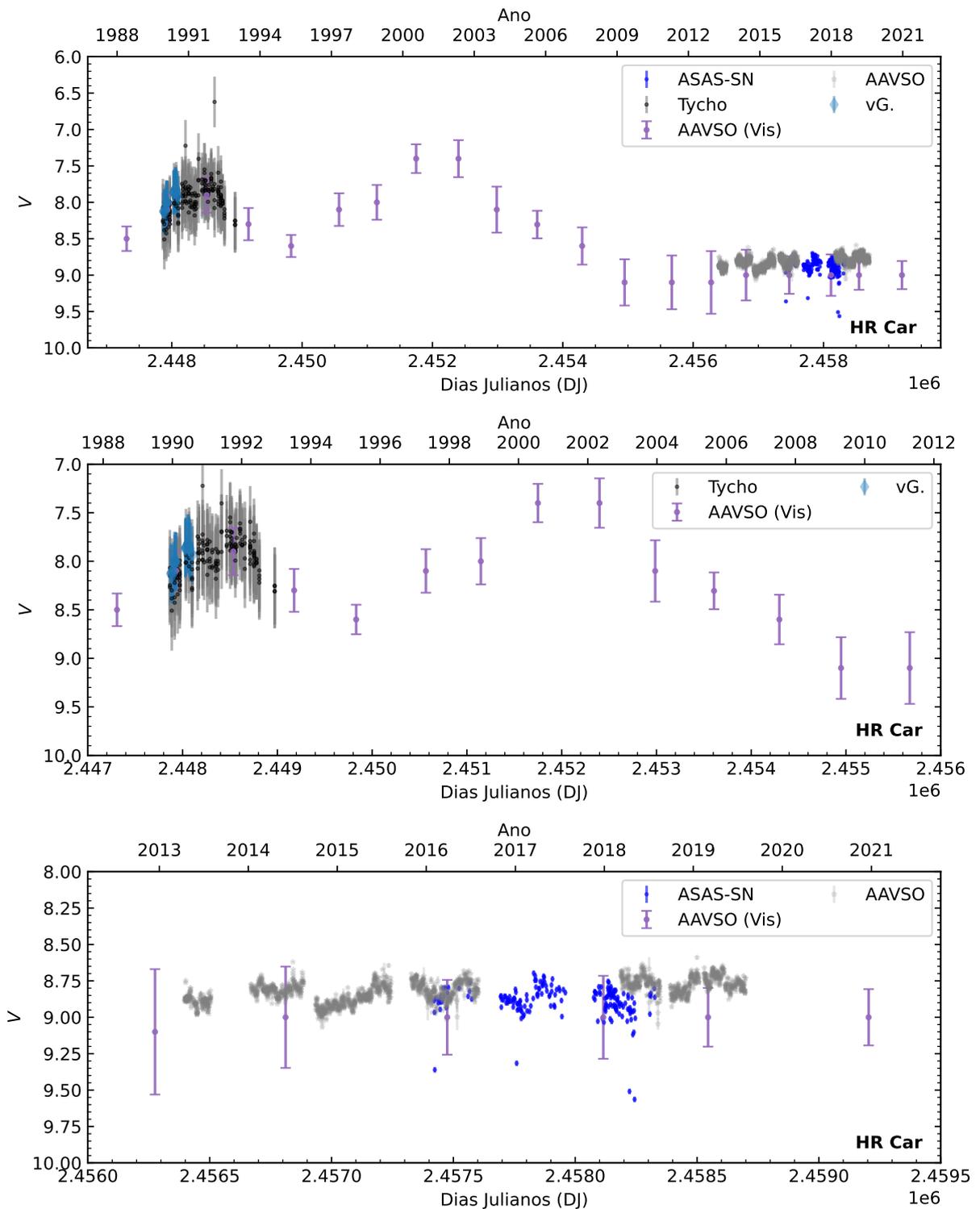


Figura 7 – Curva de luz para a estrela HR Carinae. As fontes dos dados são citadas nas legendas na figura. Os dados marcados como vG. no gráfico, foram extraídos de [VAN GENDEREN \[1998\]](#).

gráfico superior, abrangendo todos os dados fotométricos disponíveis para esta estrela, desde 1890 até 2021 e o gráfico inferior foi dedicado à análise detalhada do período de 2000 a 2021.

No trabalho de [SHAPLEY & WILSON \[1925\]](#), que tratava das magnitudes absolutas

na Grande Nuvem de Magalhães (LMC), foi publicado que a estrela S Doradus possuía uma magnitude absoluta de $M_v = -8,9$. A partir dos dados obtidos pelo DASCH, observa-se que a magnitude aparente da estrela variou de aproximadamente $m_v = 10,5$ para um valor máximo em torno de $m_v \approx 9,5$. É importante ressaltar que os dados do DASCH possuem uma incerteza significativa. No entanto, em 1956, [WESSELINK \[1956\]](#) afirmou que em 1955 a magnitude da estrela era $m_v = 10,0$. Ao analisar a figura 8, é possível constatar que os dados do DASCH apresentam algumas questões problemáticas, mas o valor obtido está dentro da margem de erro aceitável.

No ano de 1980, a estrela emergiu de uma erupção com uma magnitude aproximada de $m_v \approx 8,6$ ou $8,8$. Em seguida, ocorreu um período de mínimo em 1990, quando a magnitude atingiu aproximadamente $m_v \approx 9,6$ ou $9,8$. Ao analisarmos o gráfico superior em comparação com o gráfico inferior da figura 8, podemos observar que, mesmo em 1990, a estrela começou a aumentar seu brilho novamente, alcançando uma magnitude de $m_v = 9,0$ no ano 2000.

Dando continuidade, no gráfico inferior é possível observar que em 2002 a estrela apresentou um mínimo, com aproximadamente $m_v = 9,3$, porém logo voltou a aumentar seu brilho, atingindo um máximo de $m_v = 8,9$ em 2007. Em seguida, observamos uma variabilidade intensa da estrela, com uma amplitude de cerca de 1,5 magnitudes, antes de retornar à fase de quiescência. Durante esse período (2007-2011), a magnitude variou de $m_v = 8,9$ para $m_v = 10,4$. Após essa queda “abrupta” em sua magnitude, ao longo dos anos até 2021, a estrela começou a aumentar gradualmente seu brilho, com pequenas variações em torno de 0,4 magnitudes, até atingir $m_v = 8,7$. Não temos dados disponíveis para os anos de 2022 ou 2023, o que torna possível que a estrela ainda esteja passando por uma erupção ou mantendo uma variabilidade em torno de 0,5 magnitudes.

3.1.5 RMC 71

Esta estrela é frequentemente mencionada como a LBV de baixa luminosidade mais bem estudada [[HUMPHREYS & DAVIDSON, 1994](#)]. Sua curva de luz histórica está apresentada na figura 9, disposta em três diferentes gráficos: o gráfico superior abrange todos os dados compreendendo o período de 1890 a 2020, o segundo, o gráfico do meio, foca nos anos de 1970 a 2020 e, por fim, o gráfico inferior foca nos dados de 2010 a 2020.

[WALBORN ET AL. \[2014\]](#), ao analisarem as curvas de luz do DASCH, descobriram duas erupções que ocorreram por volta dos anos de 1915 a 1940. Ao observarmos a curva de luz histórica da estrela, referente ao gráfico superior, podemos confirmar a presença de quatro erupções, sendo as duas primeiras ocorridas em 1915 e 1940, apesar das incertezas nas medidas. Durante a erupção de 1915, o objeto passou de uma magnitude de aproximadamente $m_v \approx 11$ para $m_v \approx 9,8$, resultando em uma erupção com uma amplitude de cerca de 1,2 magnitudes. Já a segunda erupção atingiu uma magnitude de

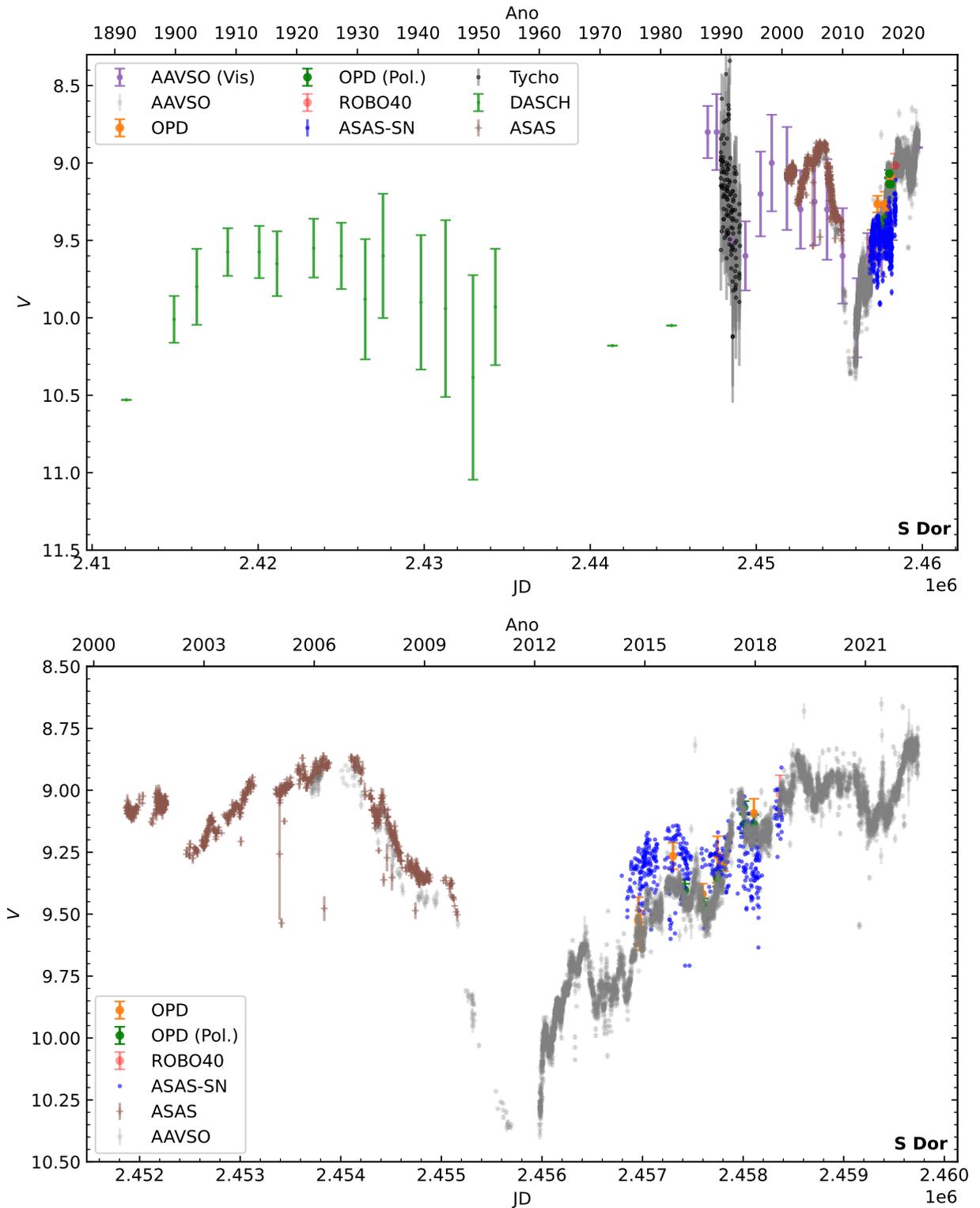


Figura 8 – Curva de luz para a estrela S Dor. As fontes dos dados são citadas nas legendas da figura.

$m_v = 9,6$. Segundo a análise dos dados utilizando a média feita por [CAMPAGNOLO \[2018\]](#), a amplitude dessas duas erupções chegou a $\Delta V = 1,5$ mag, similar à erupção que experimentou seu máximo em 1970.

Outra erupção pode ser observada com mais detalhes no gráfico do meio. Diferente-

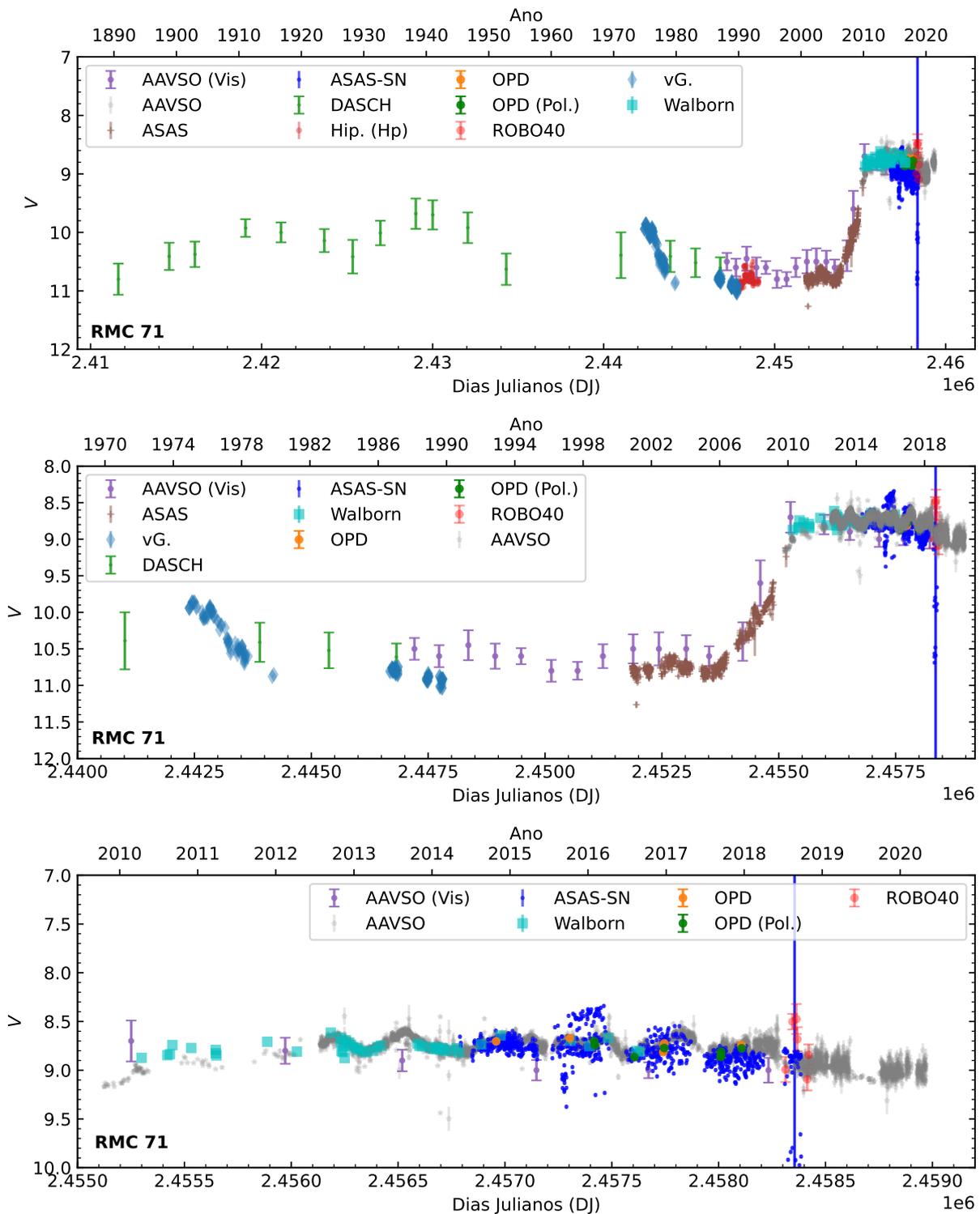


Figura 9 – Curva de luz para a estrela RMC 71 dividida em três períodos de tempo. De acordo com [CAMPAGNOLO \[2018\]](#), que analisou grande parte desses dados, os mesmo marcados como vG. referem-se aos dados extraídos de [VAN GENDEREN \[1979, 1982\]](#) e [VAN GENDEREN ET AL. \[1982\]](#), enquanto os dados listados como Walborn se referem aos dados extraídos de [WALBORN ET AL. \[2017\]](#). Para os demais conjuntos de dados, estes são referentes às fontes listadas no início do capítulo 3.

mente das anteriores, essa erupção foi breve, com a estrela retornando à fase de quiescência em menos de 10 anos, alcançando seu máximo na década de 1970 [[THACKERAY, 1974](#)].

No período de 1980 a 2005, a estrela permaneceu praticamente estável, apresentando apenas pequenas variações de cerca de 0,3 mag, até que em 2005 ocorreu uma quarta erupção. Durante essa erupção, a estrela manteve-se quase constante com $m_v = 8,75$ em seu máximo. Segundo os dados mais recentes, a estrela continua próximo do máximo visual, apresentando pequenas variações.

Graças à alta resolução temporal e à quantidade de dados fotométricos, foi possível identificar pulsações com um período de aproximadamente 450 dias, exibindo variações de cerca de 0,2 mag [MEHNER ET AL., 2017]. Essas pulsações são significativamente mais rápidas do que as observadas durante a fase de quiescência da estrela, em que o período característico era da ordem de 8 anos. Além disso, a variabilidade do tipo S Dor observada na RMC 71 por MEHNER ET AL. [2017] apresenta uma amplitude muito maior e uma duração mais longa do que suas pulsações anteriores nas décadas de 1970 e na primeira metade do século XX. Essas pulsações e as variações do tipo S Dor são apresentadas na Figura 10, sendo as pulsações mostradas no gráfico superior da figura e as variações do tipo S Dor, no segundo. Importante ressaltar que os dados do ASAS-SN apresentam uma dispersão muito grande, não sendo muito confiáveis.

3.1.6 RMC 110

A estrela RMC 110 é de particular importância para este trabalho, pois além de ser uma estrela LBV de baixa luminosidade, sua curva de luz foi analisada pelo nosso grupo [CAMPAGNOLO ET AL., 2018], havendo a identificação de novas erupções. Na Figura 11, apresentamos a curva de luz da RMC 110, onde há dados provenientes tanto do trabalho de CAMPAGNOLO ET AL. [2018], quanto de dados mais recentes e antigos encontrados na literatura, como no DASCH e no ASAS-SN.

Para facilitar e organizar a análise dos dados históricos, foram criados três gráficos correspondentes a diferentes janelas temporais. O primeiro gráfico refere-se ao gráfico superior da figura 11, abrangendo todo o período temporal com todos os dados encontrados para a estrela RMC 110. Através desses dados, podemos observar que esse objeto apresenta variabilidade desde 1890. No período de aproximadamente sete décadas (1890 a 1950), é observada uma pequena amplitude de variabilidade, com pelo menos três pequenos máximos: o primeiro ocorrendo no final da década de 1890, o segundo, na década de 1910, e o terceiro, o maior desse período, na década de 1940. Infelizmente, não temos dados suficientes para compreender a variabilidade do brilho da RMC 110 entre 1950 e 1970. Depois de 1970, mesmo considerando as incertezas nas medidas, parece haver um aumento gradual no seu brilho até atingir um máximo em 1990, com $V \sim 9,85$. Vale ressaltar novamente que os dados do DASCH apresentam um alto espalhamento, o que significa que essa análise sobre as erupções não é conclusiva.

No segundo gráfico (Figura 11, gráfico do meio), observamos que a estrela atingiu

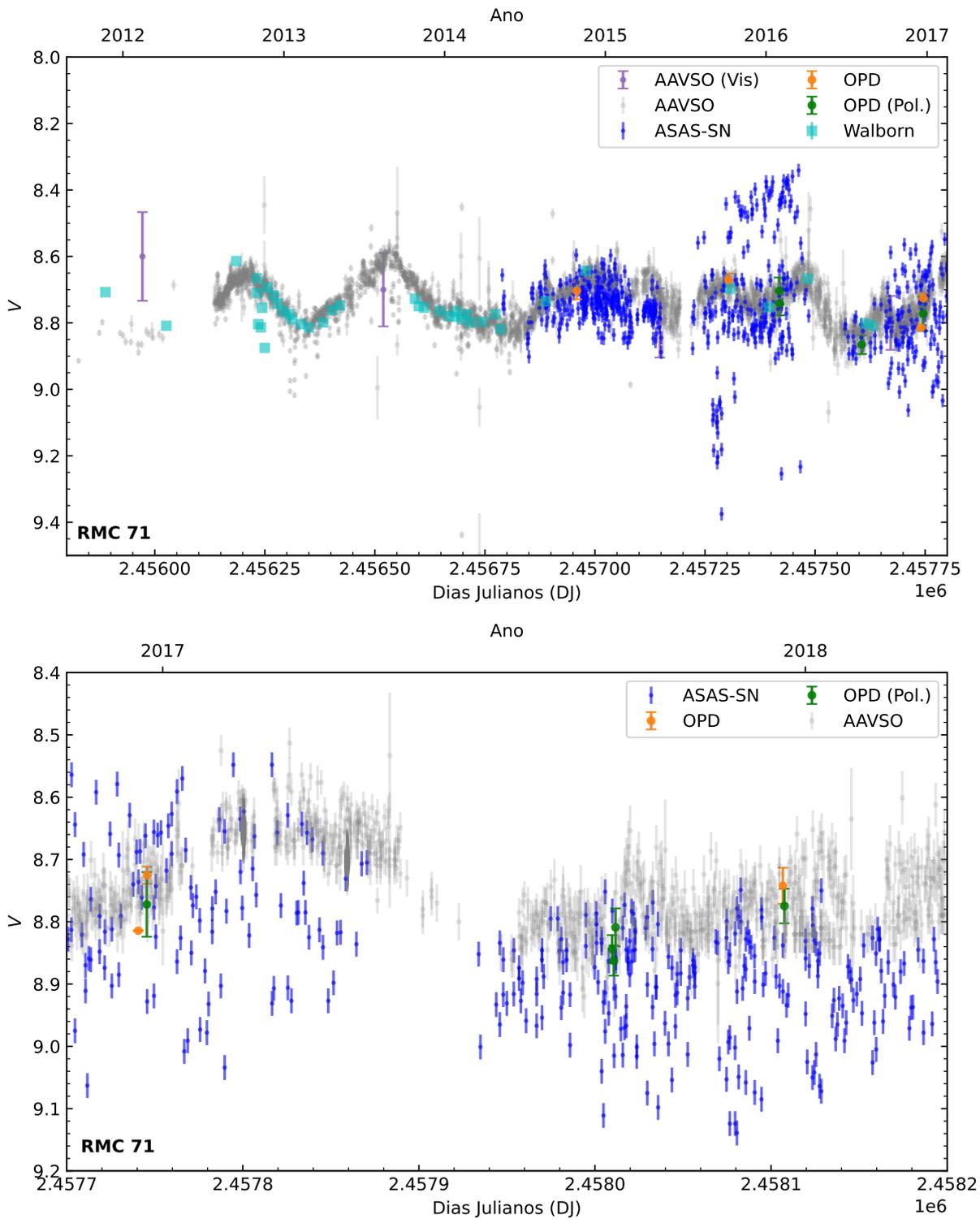


Figura 10 – Pulsações com o período de 425 dias, para RMC 71, estão presentes no gráfico superior e as variações do tipo S Dor, no gráfico inferior. Os conjuntos de dados são referentes às fontes listadas no início do capítulo 3.

seu mínimo histórico em 2004, com $V \sim 10,85$, após sair de um máximo em 1998, com $V = 10,0$. E, em seguida, seu brilho voltou a aumentar até atingir um máximo de $V = 9,8$ em 2011. Após esse mínimo, a RMC 110 apresentou uma diminuição gradual em seu brilho, apresentando apenas variações significativas e microvariações com período inferior a 10

dias e amplitudes reduzidas, chegando a cerca de $V = 10,8$ (Figura 11, gráfico de baixo).

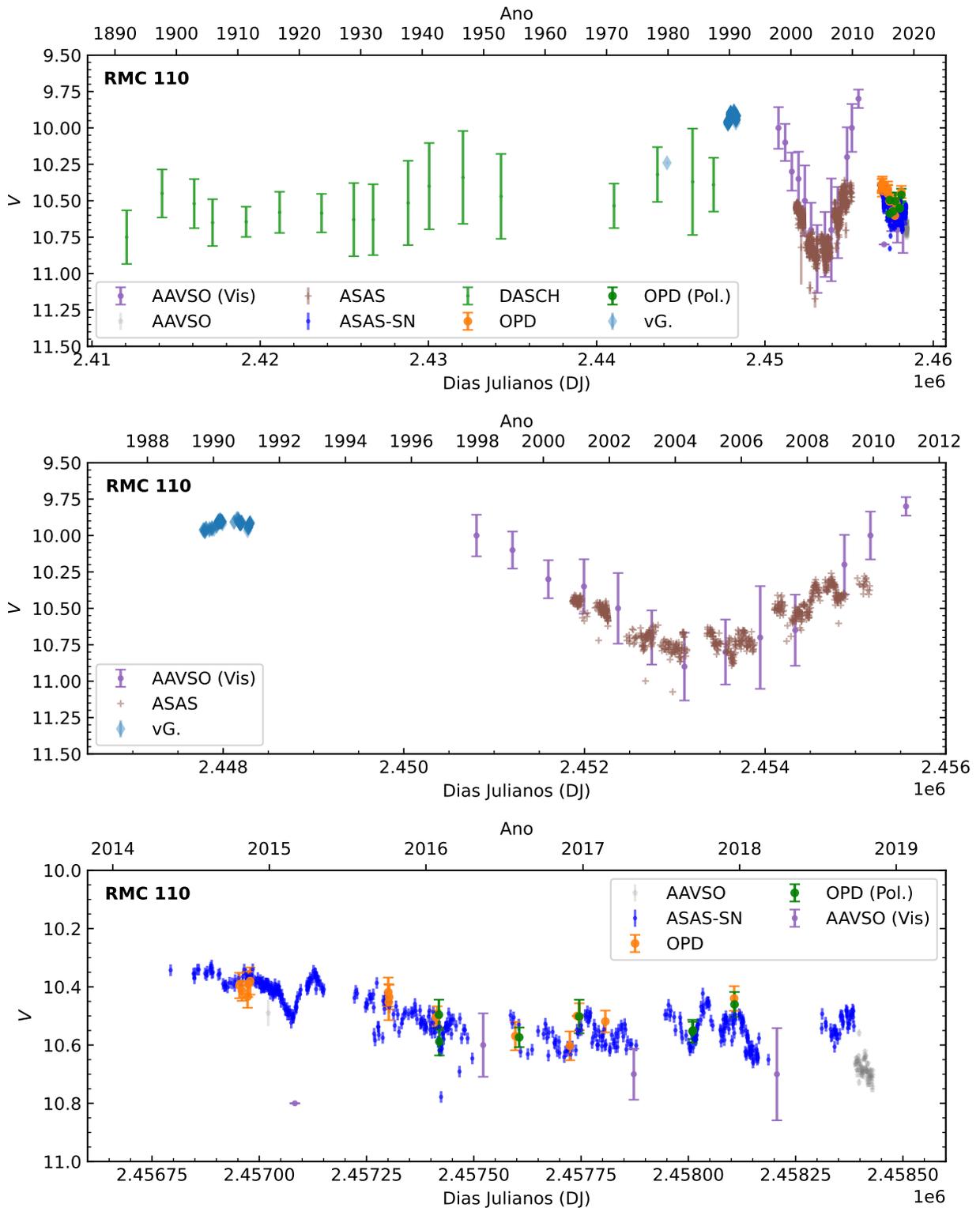


Figura 11 – Curva de luz na banda V para a estrela RMC 110, incluindo novos dados do ASAS-SN e DASCH. Os dados de VAN GENDEREN [1982, 1998] estão marcados como vG. nos gráficos, enquanto as fontes estão citadas nas legendas.

3.1.7 RMC 127

Assim como a estrela RMC 71, a estrela RMC 127 é uma LBV amplamente conhecida e bem estudada na literatura, o que resultou em uma extensa disponibilidade de dados fotométricos. A curva de luz para essa estrela é apresentada na figura 12, onde o gráfico superior exibe sua curva de luz histórica. Os dados mais antigos são provenientes do programa DASCH, que nos informam que, durante um período de 40 anos, de 1900 a 1940, a estrela apresentou pequenas variações de cerca de 0,3 magnitudes. FEAST ET AL. [1960] publicaram que entre 1955 e 1960, a estrela apresentava $V = 11,5$, enquanto VAN GENDEREN [1970] relatou que, em 1966, a magnitude da estrela era $m_v = 10,53$ e, em 1969, ela apresentava 11,16 [STAHL ET AL., 1983]. No entanto, o dado de 1969 difere consideravelmente dos dados do DASCH. Por fim, ainda no gráfico superior, é possível observar claramente uma grande erupção ocorrida em 1990, com $V \sim 8,8$, considerada uma das principais características dessa estrela e a primeira erupção estudada para a RMC 127 [CAMPAGNOLO, 2018].

A curva de luz apresentada no gráfico do meio da figura 12 abrange o período de 1996 a 2022. Entre 1996 e 2005, os dados do programa ASAS e do OGLE III, após a estrela reduzir seu brilho em relação à erupção de 1990, apresentou duas variabilidades do tipo S Dor, com um máximo em 2003. Em 2001, o objeto atingiu o máximo de $V = 9,75$ e, em 2003, $V = 9,6$. A RMC 127 passou por um mínimo em aproximadamente 2005, com $V = 10,3$ mag, marcando o início de uma nova erupção que alcançou o máximo em 2006, atingindo $V = 9,6$. Em 2008, ocorreu um mínimo significativo de $V \sim 10,7$. Os dados do Walborn, entre 2010 e 2012, são incertos e em quantidade reduzida, o que impossibilita fazer afirmações conclusivas sobre esse período.

Para analisar com mais detalhes os dados de 2013 a 2022, temos o gráfico inferior da figura 12. A RMC 127 atingiu um máximo em 2014, com $V = 10,1$, e em 2015, voltou a alcançar uma magnitude de $V = 11,2$. Posteriormente a esse mínimo, a estrela apresentou um aumento quase constante em seu brilho, alcançando uma nova erupção em 2016. Após esse período, a estrela continuou a aumentar seu brilho, com algumas variações, até atingir dois máximos em 2018. O intervalo entre o primeiro e o segundo máximo apresentou uma variabilidade muito rápida entre os mínimos e os máximos, e em 2019, ocorreu uma diminuição em seu brilho, retornando à magnitude $V = 11,2$ em 2020. Os dados mais recentes encontrados são referentes ao período de 2019 a 2022, quando a estrela permaneceu em um mínimo visual e com pequenas variações.

3.1.8 RMC 40

Assim como a estrela RMC 110, a RMC 40 desempenha um papel especial neste trabalho, pois foi a primeira estrela a ser classificada como LBV na SMC. Ela também foi a primeira estrela classificada como LBV em um ambiente de mais baixa metalicidade, e

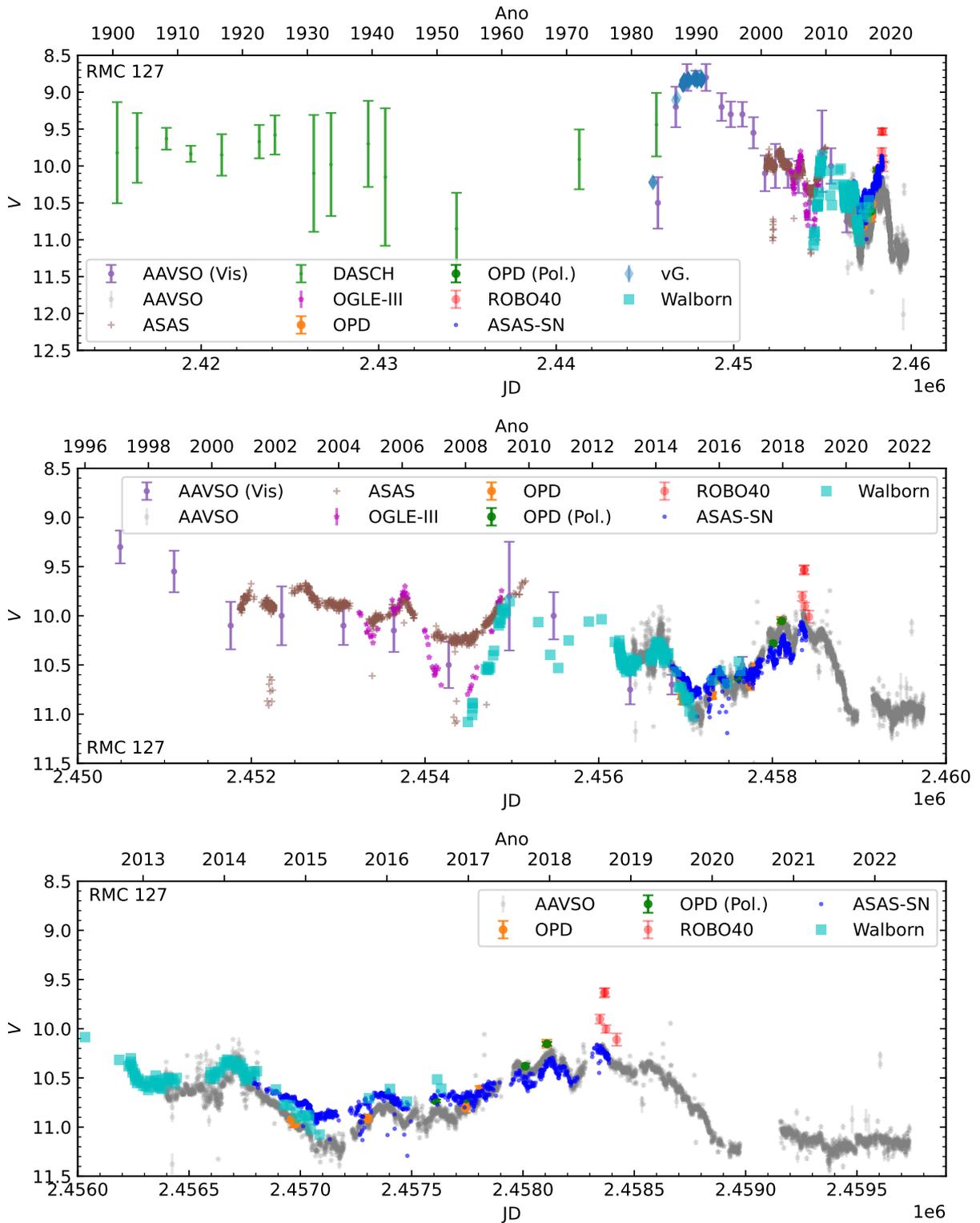


Figura 12 – Curva de luz para a estrela RMC 127. Os dados marcados por Walborn na legenda foram extraídos de [WALBORN ET AL. \[2017\]](#), enquanto os dados marcados por vG. foram extraídos de [VAN GENDEREN \[1998\]](#). O restante dos dados corresponde aos levantamentos citados no começo no capítulo 3 e nas legendas.

também houve detecção de novas erupções por [CAMPAGNOLO ET AL. \[2018\]](#). Apresentamos a curva de luz para esse objeto na figura 13, composta por três gráficos que

abrangem períodos de tempo distintos.

Analisando os dados do gráfico superior, notamos que ao longo de 1988 a 2020, a estrela aumentou gradualmente seu brilho. Em 1987-1988, sua magnitude estava em torno de $V \sim 10,6$. Com pequenas variações e microvariações, ela atingiu $V \sim 10,1$ em 1993. Os dados do AAVSO (Vis), AAVSO e ASAS, presentes no gráfico do meio, mostram que a RMC 40 apresentou pequenas variações entre 1996 e 2011, mantendo-se relativamente estável em torno de $V \sim 9,6$ mag.

No entanto, o gráfico inferior revela que a estrela começou a apresentar variações um pouco mais pronunciadas, com pelo menos três máximos ao longo de oito anos. O primeiro ocorreu em 2014, o segundo em 2016 e o terceiro em 2019. Na segunda erupção, os dados apresentam algumas dificuldades para visualizar o máximo, principalmente devido ao espalhamento nos dados do ASAS-SN. A estrela atingiu em 2016 cerca de 9,1 de magnitude. Por fim, de acordo com os dados mais recentes do AAVSO, a estrela atingiu um máximo de magnitude de aproximadamente 9 quase em 2020 e, aparentemente, apresentou uma queda em seu brilho logo após esse pico.

3.1.9 HD 269582

WALBORN ET AL. [2017] foram os principais pesquisadores que investigaram essa estrela, e a sua curva de luz está apresentada na figura 14. Os dados do período de 1890 a 1970 são provenientes exclusivamente do DASCH, e devemos ter cuidado ao analisar a estrela nesse período, pois esses pontos apresentam uma grande incerteza (apresentam barras de erro grandes). Aparentemente, esses dados estão acima do mínimo histórico da estrela, o que pode indicar um erro no valor devido à contaminação por objetos próximos ou pode ser resultado de uma atividade eruptiva real da estrela durante esse período. Devido à falta de dados, incluindo aqueles provenientes de outros projetos, não podemos confirmar qual das hipóteses é a verdadeira.

Pela Figura 14, a partir de 1990, com um número um pouco maior de dados, a estrela se estabilizou entre 1988 e 1994, em torno de $V \sim 12,1$. No ano de 2000, houve um aumento gradual em sua magnitude, culminando no seu máximo histórico em 2013, quando atingiu $V \sim 9,7$. Após essa erupção, houve uma queda e um aumento em 2014 e entre 2015 e 2018 a estrela apresentou algumas variações. Em 2019, a estrela começou a aumentar gradualmente seu brilho, atingindo um máximo ainda em 2019, em torno de $V \sim 10,0$, e em seguida começou a reduzir novamente seu brilho. Temos poucos dados de 2021, apenas os dados da AAVSO, portanto, não podemos afirmar com certeza, mas aparentemente a estrela entrou em um período de quiescência, com $V \sim 11,2$.

Assim como as estrelas RMC 71 e RMC 127, essa estrela apresenta alta variabilidade devido à atividade eruptiva e variações moderadas. De acordo com os dados da AAVSO,

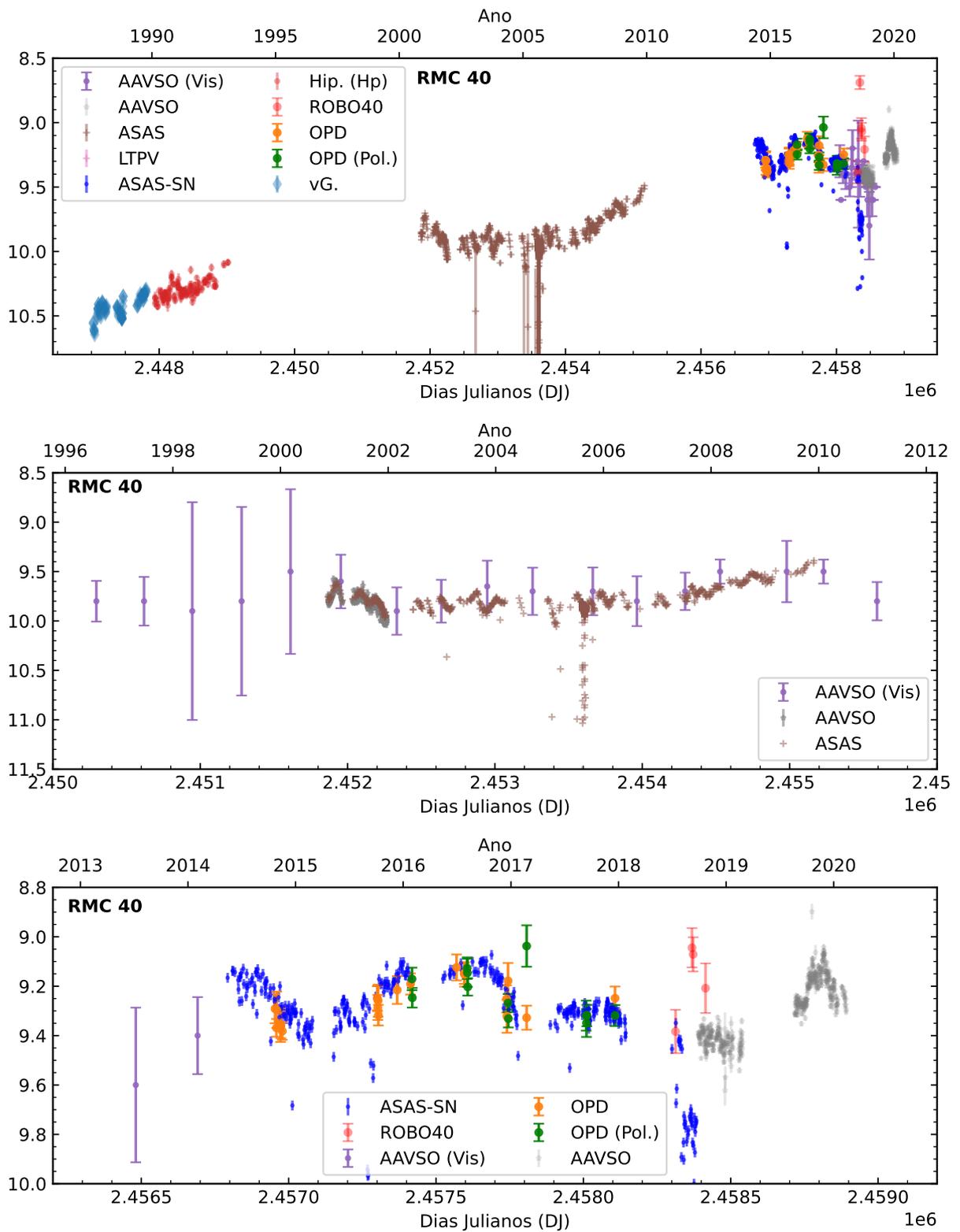


Figura 13 – Curva de luz da estrela RMC 40 na banda V exibida também em [CAMPAGNOLO ET AL. \[2018\]](#) e [CAMPAGNOLO \[2018\]](#), atualizada com novos dados do ASAS-SN. Os dados de [VAN GENDEREN \[1982, 1998\]](#) estão marcados como vG. nos gráficos, enquanto os outros nomes remetem diretamente aos bancos de dados descritos no começo do capítulo 3 e citados nas legendas.

durante o período entre 2015 e 2018, foram observadas micro-variações com períodos variando de 20 dias a 3 meses. Além disso, a análise da curva de luz revelou que o provável máximo histórico da estrela a partir de 1980 ocorreu em 2013.

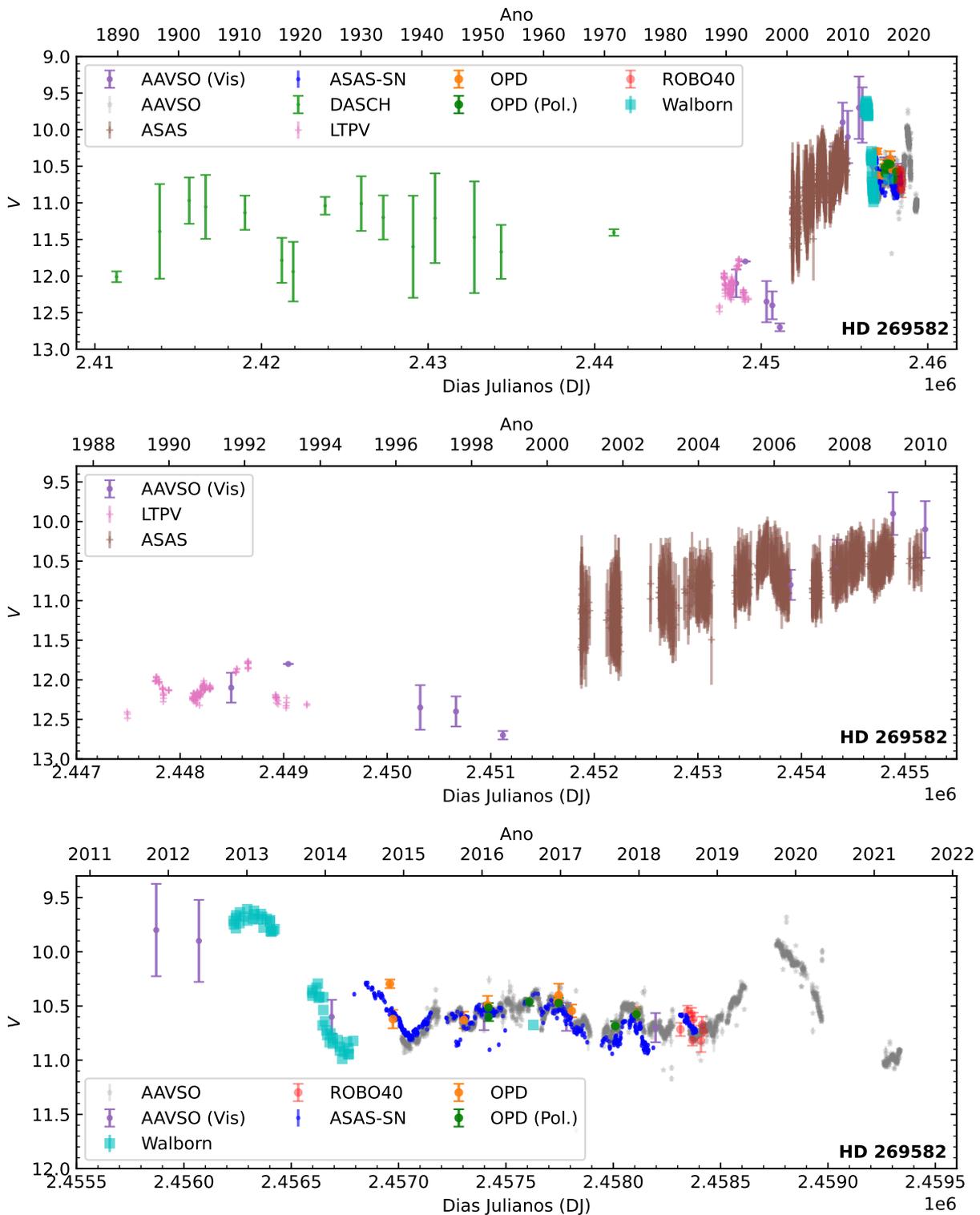


Figura 14 – Curva de luz da estrela HD 269582 analisada em três janelas temporais distintas. Os pontos de Walborn foram extraídos de WALBORN ET AL. [2017], o restante é descrito no início do capítulo 3 e citados nas legendas.

3.2 LBVs Pouco Estudadas na Literatura

3.2.1 AF Andromedae

A estrela AF And foi descoberta por LUYTEN [1927]. Sua magnitude aparente, durante a descoberta, foi estimada entre 15,3 e 16,5. Infelizmente, há escassez de dados fotométricos disponíveis para essa estrela, principalmente se restringindo aos registros da AAVSO. A curva de luz da estrela AF And é apresentada na figura 15, abrangendo o período de observação de 2011 a 2022.

Ao analisarmos a curva de luz, torna-se evidente que a estrela apresenta uma variabilidade intrigante. Em 2019, ela alcançou seu brilho máximo com uma magnitude aparente de aproximadamente 15,75, enquanto atingiu seu mínimo em 2012, com uma magnitude aparente de cerca de 17,3. Além disso, aparentemente, em 2017, ela também teve um máximo, em torno de $m_v \sim 16,0$. No entanto, a distribuição esparsa dos dados disponíveis é um desafio, dificultando a análise e a identificação de padrões claros em sua variação de brilho durante esse período, bem como detalhes sobre essas erupções. Por fim, o brilho parece estar aumentando em 2022.

A obtenção de mais dados ao longo do tempo seria essencial para uma compreensão aprofundada do comportamento dessa estrela e a confirmação de possíveis eventos de erupção. Em resumo, a estrela AF And exibe uma variabilidade interessante, mas a falta de dados fotométricos detalhados e bem distribuídos impede uma análise precisa e conclusiva sobre suas características e comportamento ao longo dos anos.

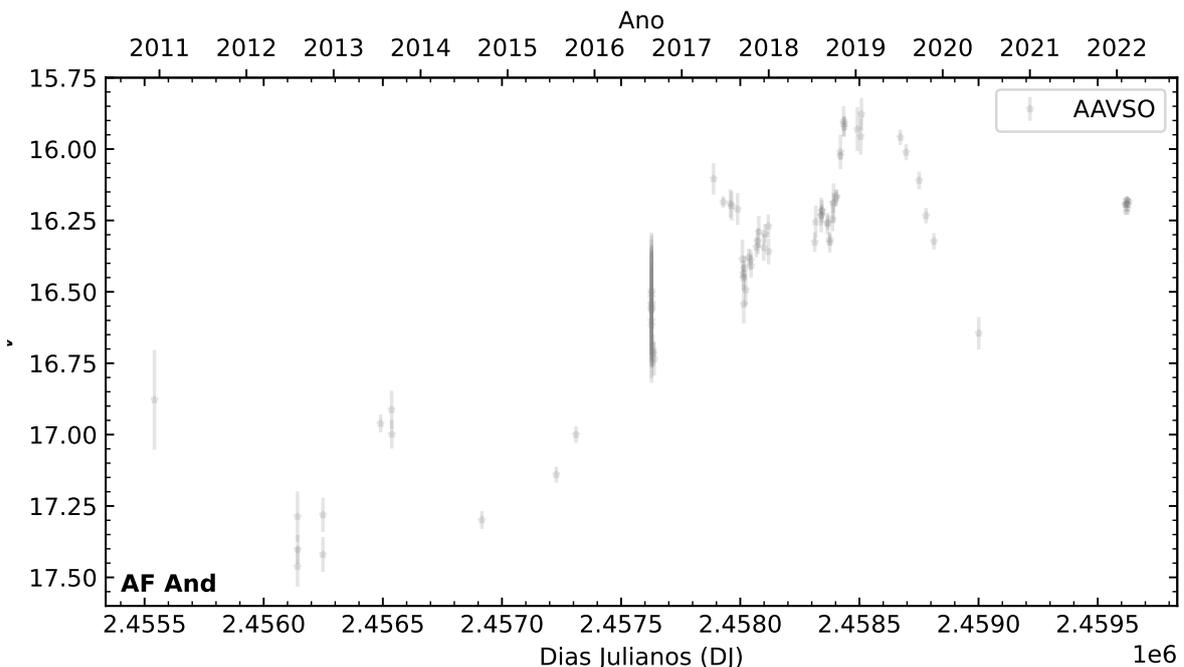


Figura 15 – Curva de luz da estrela AF Andromedae com dados do AAVSO.

3.2.2 AE Andromedae

A estrela AE And é um exemplo interessante do tipo LBV. Foi descoberta em 1928 por LUYTEN [1928] durante uma fase de erupção, na qual seu brilho se manteve máximo por vinte anos, com uma magnitude absoluta de -7 mag. A curva de luz dessa estrela é apresentada na figura 16. Infelizmente, temos apenas dados da AAVSO disponíveis para esta estrela, abrangendo o período de 2012 a 2022.

Ao analisarmos esses dados, observamos na curva de luz uma possível erupção com um suposto máximo em 2012, atingindo uma magnitude aparente de aproximadamente 16,6, seguida de um mínimo em 2015. Embora haja variação entre 2016 e 2022, não podemos afirmar com certeza se essa variabilidade corresponde ao tipo S Dor.

Com base nos dados disponíveis, parece que a estrela apresentou variações de magnitude, oscilando entre aproximadamente 17,2 e 17,45. No entanto, devido à escassez de dados, não podemos chegar a uma conclusão definitiva. Os dados de 2022 também são insuficientes para tirar qualquer conclusão sólida sobre o comportamento da estrela nesse ano. Em resumo, a AE And é uma estrela LBV fascinante, mas a falta de dados disponíveis impede uma análise mais detalhada de suas características e comportamento ao longo do tempo.

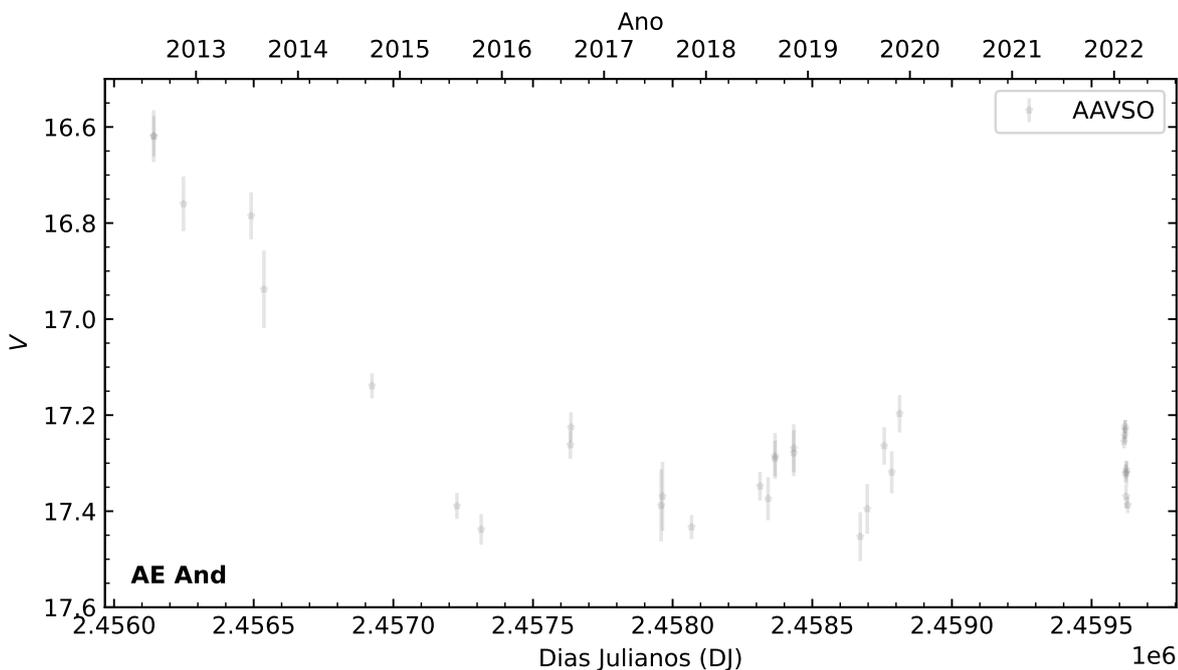


Figura 16 – Curva de luz da estrela AE Andromedae com dados do AAVSO.

3.2.3 VRMF 55

Esse objeto não foi muito estudado na literatura. Como é uma LBV recentemente descoberta por GVARAMADZE ET AL. [2010], não temos muitos dados disponíveis sobre ela. A curva de luz para esta estrela está apresentada na Figura 17.

Majoritariamente, temos dados do ASAS-SN, que apresentam grande dispersão, e uma grande barra de erro ao serem comparadas com os dados do OPD. Mesmo assim, conseguimos observar que a estrela apresenta variabilidade significativa, tendo atingido magnitude próxima de 14,9 em meados de 2017. Desta forma, podemos dizer que a estrela experimentou uma oscilação em sua magnitude, com cerca de $\Delta V = 0,6$ mag, em três anos. Logo em sequência, voltou a aumentar sua magnitude, retornando para $m_v \sim 15,5$ mag.

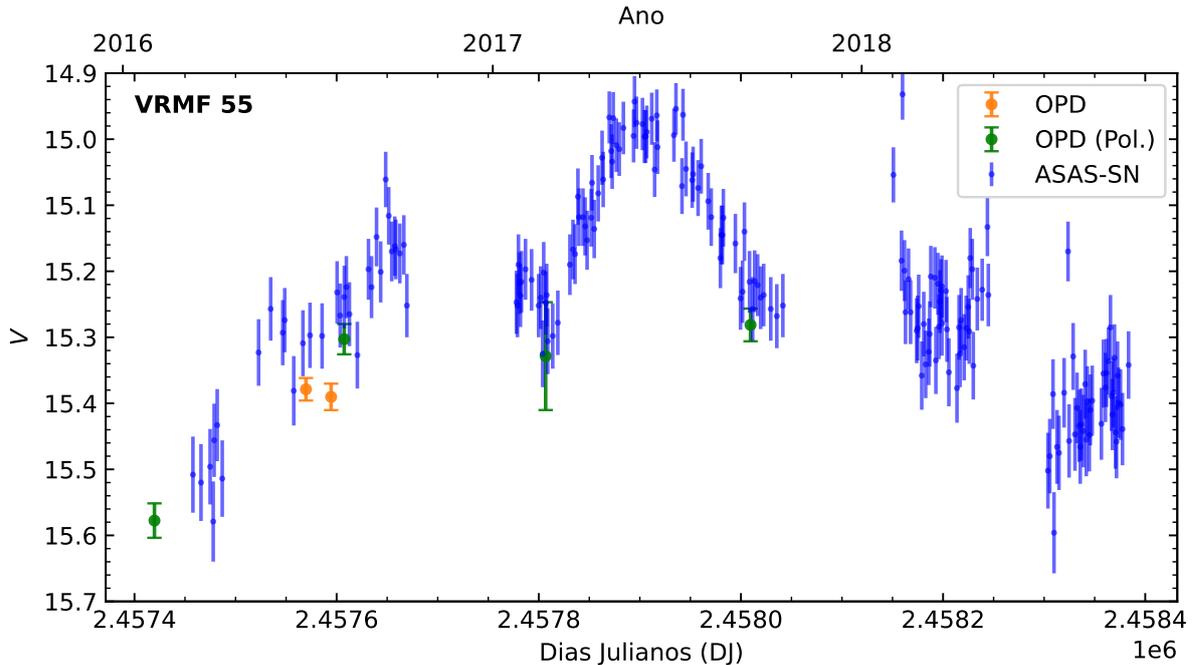


Figura 17 – Curva de luz da estrela VRMF 55 cujas fontes estão na legenda.

3.2.4 [GKM2012]WS1

Essa estrela é pouco estudada e foi “recentemente” descoberta [GVARAMADZE ET AL., 2012, KNIAZEV ET AL., 2015]. Assim como as estrelas AE And e AF And, ela é uma estrela de baixa luminosidade. Em 1974, foi registrada uma magnitude de $V = 15,58$ [VEGA ET AL., 1980], e recentemente, KNIAZEV ET AL. [2015] mencionaram que a estrela apresentou as seguintes magnitudes: $V = 15,31$ em 2011, $V = 14,50$ em 2012, $V = 13,85$ em 2013 e $V = 13,99$ em 2014. A curva de luz para esse objeto está apresentada na figura 18, compreendendo apenas o intervalo de 2016 a 2018.

Além dos pontos anteriormente citados, encontrados na literatura, para a WS1, conseguimos obter muitos pontos no ASAS-SN. Contudo, esses dados apresentam alto espalhamento, e as barras de erro não são tão grandes quanto as do AAVSO, ou do DASCH, mas são maiores que as do OPD. Esse espalhamento dificulta a visualização da variabilidade fotométrica da estrela, mas, mesmo assim, podemos dizer que ela apresentou cerca de $\Delta V \sim 0,7$ mag, entre 2016 e 2018. Se juntarmos os dados obtidos no ASAS-SN com os dados

da literatura, mesmo havendo uma lacuna com relação ao ano de 2015, podemos dizer que a estrela voltou a diminuir seu brilho, atingindo uma magnitude próxima a de 1974, com cerca de $m_v \approx 15,6$ mag.

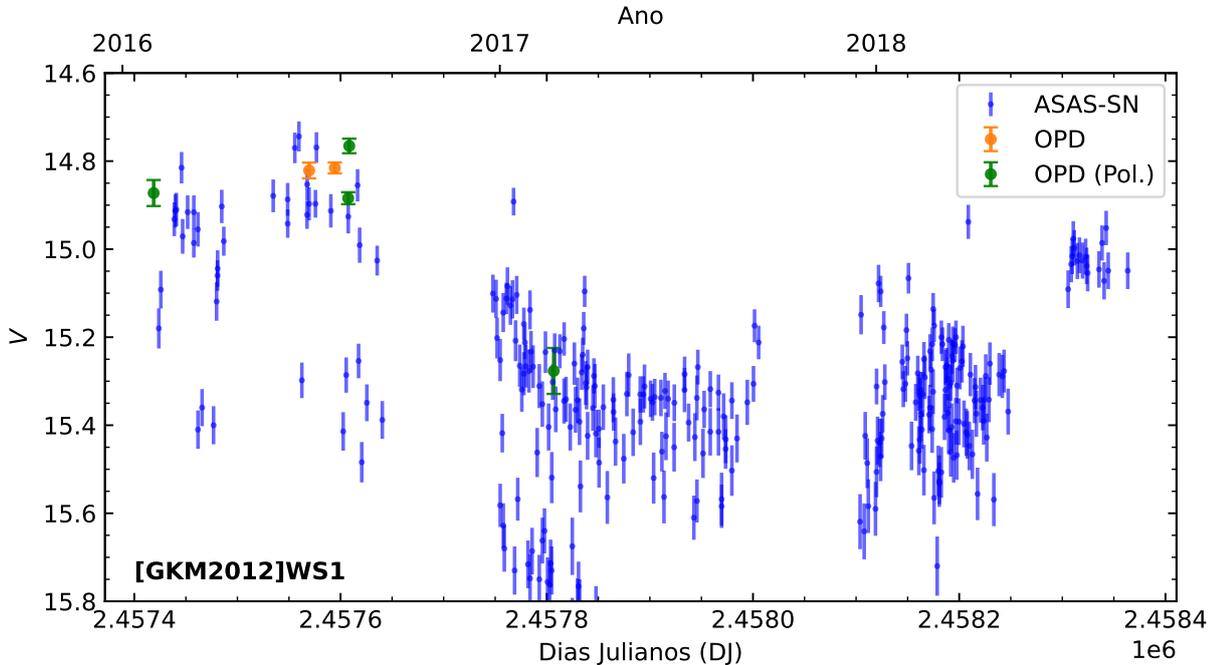


Figura 18 – Curva de luz para a estrela WS1 cujas as fontes estão na legenda.

3.2.5 Wray 16-137

Essa é uma das estrelas com menos dados disponíveis na literatura. As publicações de fotometria no óptico dessa estrela são muito incertas [GVARAMADZE ET AL., 2014]. Sua curva de luz está apresentada na figura 19, sendo a primeira vez em que tais dados são publicados.

De acordo com os dados obtidos no ASAS-SN e no OPD, o brilho da estrela aumenta para cerca de 13,45 e permanece relativamente constante, até que em torno de 2017 progrediu diminuindo sua magnitude, atingindo $\sim 13,3$, em 2018. Por falta de dados, não sabemos se a estrela permaneceu relativamente constante nessa magnitude, ou se tendeu a aumentar ou diminuir seu brilho.

3.2.6 Wray 17-96

Este objeto é aquele que apresenta a menor quantidade de dados fotométricos em nossa amostra. Sua curva de luz está apresentada na Figura 20, sendo esta a primeira vez que essa curva de luz é publicada, e podemos observar que seus dados também estão dispersos. Mesmo com a dispersão dos dados e as barras de erro relativamente grandes, visualmente, é possível notar que em 2016 a estrela apresentou uma microvariação ou

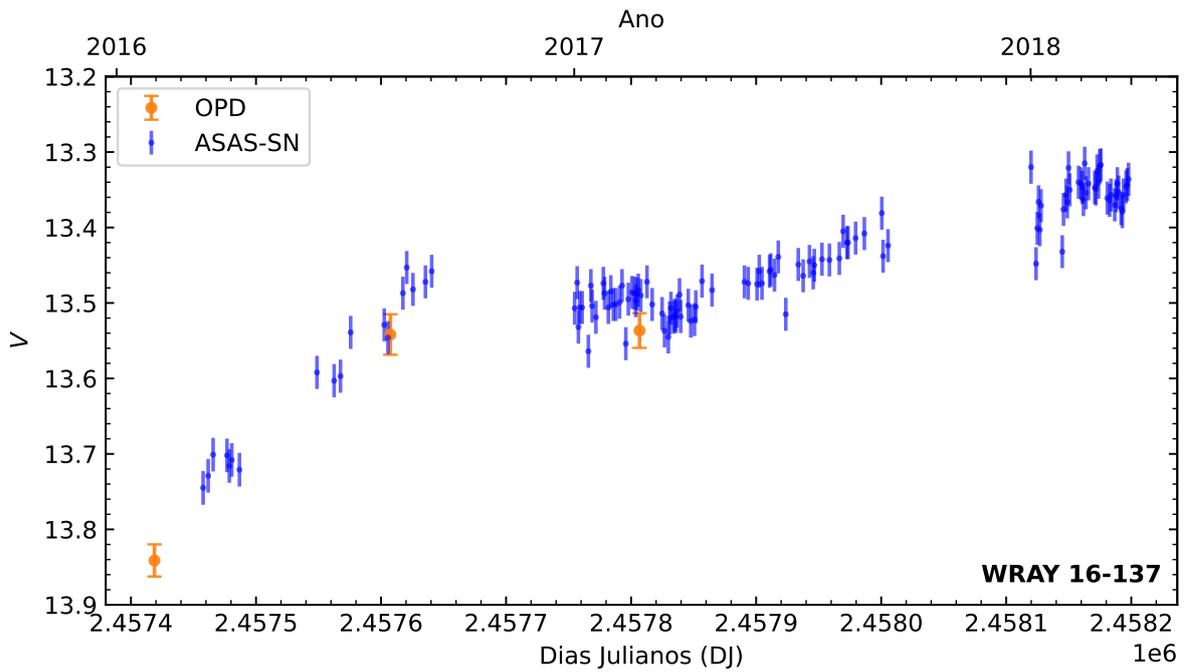


Figura 19 – Curva de luz da estrela WRAY 16-137 cujas fontes estão na legenda.

oscilação de cerca de $\Delta V \approx 0,2$ mag. Ao final do anos de 2016 até 2018, ela aumentou gradualmente sua magnitude, atingindo cerca de 15,0 mag, em 2018.

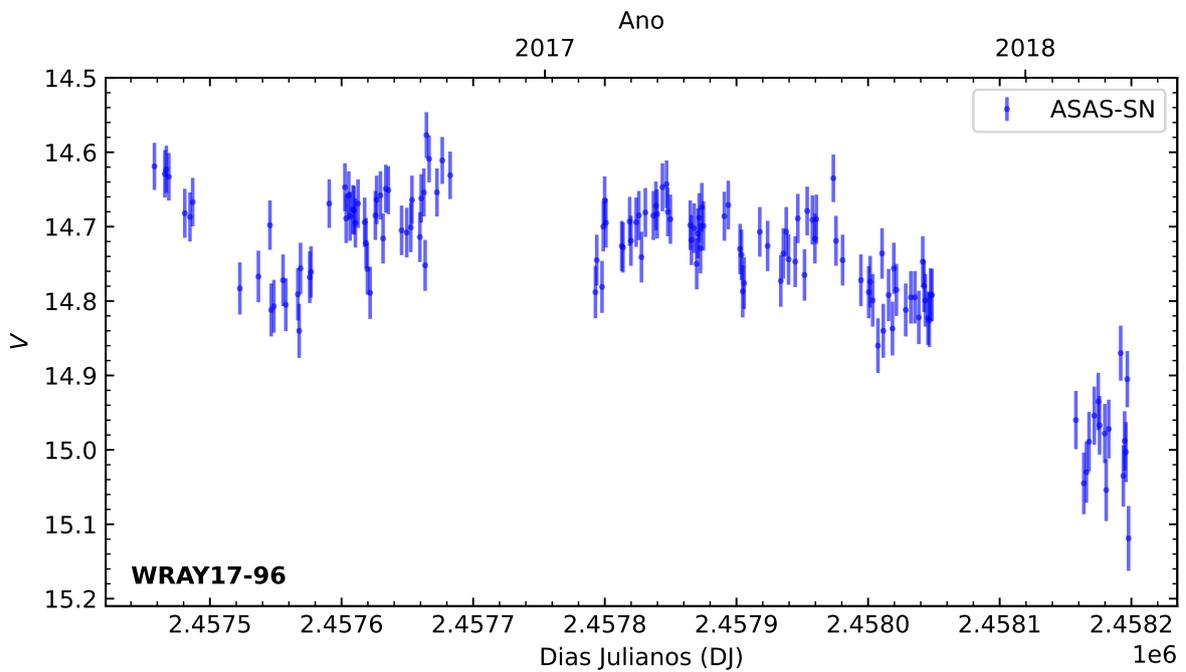


Figura 20 – Curva de luz da estrela WRAY 17-96 com dados do ASAS-SN.

4 Análise Espectroscópica

Neste capítulo, procederemos à análise dos espectros de alta resolução disponíveis apenas para oito estrelas de nossa amostra, a saber: HR Carinae, S Doradus, HD 269582, RMC 40, RMC 71, RMC 110, RMC 127 e WRAY 17-137. Para as outras estrelas não temos dados disponíveis. Utilizamos dados espectroscópicos provenientes de diversos instrumentos, incluindo observações realizadas pelo nosso próprio grupo [CAMPAGNOLO, 2018]. Nossas observações abrangem o período de 2005 a 2016 e foram conduzidas com o espectrógrafo FEROS (“*Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph*”), acoplado ao telescópio MPG/ESO de 2,2 metros em La Silla, no Chile. Além disso, utilizando novamente o espectrógrafo FEROS, obtivemos novos dados espectroscópicos em 2022 para as estrelas RMC 40 e RMC 110, além de obtermos dados para a WRAY 17-137.

Adicionalmente, obtivemos e analisamos dados de espectroscopia de alta resolução provenientes do banco de dados públicos do ESO (*ESO Archive*)¹. Esses dados não se limitam apenas ao FEROS, englobando também observações feitas com outros três instrumentos: o *Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph* (UVES), o XSHOOTER, ambos instalados no telescópio UT2 do *Very Large Telescope* (VLT) do ESO, e o *High Accuracy Radial Velocity Planet Searcher* (HARPS) instalado no telescópio de 3,6-m no ESO em La Silla. Os dados dos espectrógrafos utilizados são compilados na Tabela 5.

¹ <https://archive.eso.org/scienceportal/home>

Tabela 5 – Tabela com dados sobre os espectrógrafos utilizados no presente trabalho.

Espectrógrafo	Telescópio	Faixa Espectral (nm)	Resolução	Observatório
FEROS	MPG/ESO 2,2m	350-920	48.000	ESO
HARPS	ESO 3,6m	378-691	120.000	ESO
UVES	VLT UT2 8,2m	300-500 420-1100	80.000	ESO
XSHOOTER	VLT 8,2m	300-560 550-1020 1020-2480	~ 9.700 ~ 18.400 ~ 11.600	ESO

4.1 HR Carinae

A estrela HR Car, previamente abordada neste estudo, é um objeto de pesquisa amplamente documentado na literatura. Entretanto, conseguimos obter espectros apenas referentes aos anos de 2015, 2016, 2017 e 2019. Todos esses quatro espectros apresentam alta resolução, com $R = 120.000$, e foram observados com o espectrógrafo HARPS e obtidos do ESO Archive (ver a Tabela 5).

No Capítulo 3, realizamos uma análise da curva de luz histórica da estrela HR Car (consulte a Seção 2.1.1, Figura 7). Observamos que, entre os anos de 2015 e 2019, a estrela não apresentou erupções notáveis, exibindo apenas variações de aproximadamente 0,3 magnitudes. Ao correlacionar esses resultados com os espectros obtidos, notamos uma notável concordância, uma vez que os espectros exibem características típicas de uma LBV durante seu período de quiescência. A maioria das linhas espectrais não apresentou alterações significativas ao longo dos anos, embora tenham se intensificado em 2019. Contudo, vale destacar que o espectro de 2017, para algumas linhas, apresentou um deslocamento em comprimento de onda em relação aos anos anteriores, o que pode ser um problema na redução dos dados, mas também pode estar conectado a mudanças nas propriedades física do vento estelar. Devido a limitações de tempo no presente estudo, não pudemos realizar uma nova redução dos dados de 2017, de forma a confirmar se há um problema nos dados disponibilizados no ESO Archive ou se ocorreu uma mudança nas propriedades físicas do vento estelar de HR Car.

Ao longo da análise, identificamos a presença de linhas com perfil P Cygni em algumas das linhas de He I e Fe II, bem como em toda a série de Balmer. Além disso, notamos a existência de outras linhas metálicas, tanto neutras quanto ionizadas, distribuídas por todo o espectro. Os espectros apresentam linhas em absorção e em emissão com múltiplos componentes, e as linhas em P Cygni com múltiplos componentes em absorção e em emissão. Um ponto digno de nota é que a maioria das linhas com perfil P Cygni apresentou variações ao longo dos quatro anos, enquanto as demais linhas permaneceram, em sua maioria, estáveis. Por fim, identificamos também linhas proibidas de [Fe II] e [N

II], e como podemos observar na figura 21, as linhas de [Fe II] proibidas exibem, em sua grande maioria, uma morfologia de pico duplo em emissão, um largo e outro estreito. As duas linhas de [N II] proibidas também são apresentadas na figura 21, e suas morfologias são distintas entre si, sendo que em 2017, o espectro de linha em 6583 Å tem perfil similar aos das linhas de [Fe II].

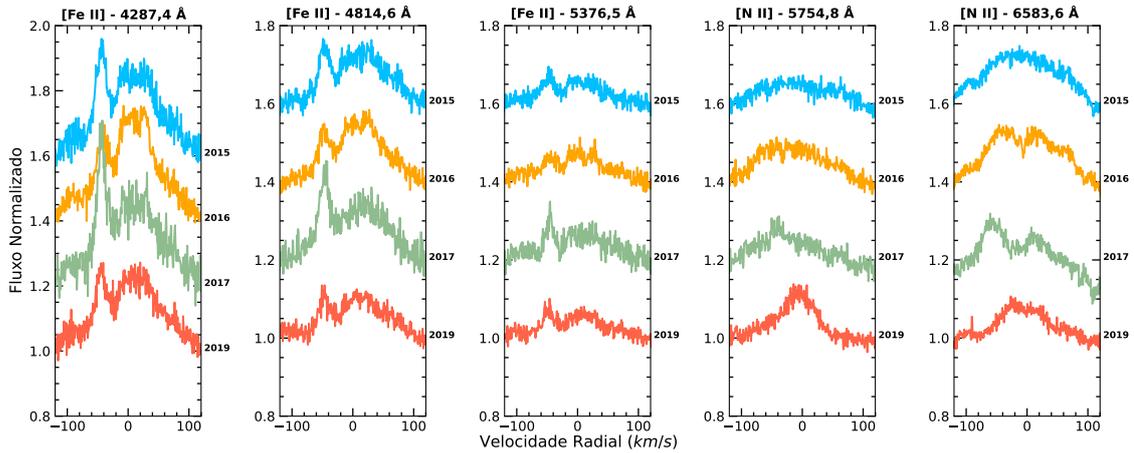


Figura 21 – Linhas proibidas de [Fe II] e [N II] da estrela HR Carinae. Os espectros presentes utilizados são do espectrógrafo HARPS para todos os quatro anos.

Todas as linhas da série de Balmer exibem variações ao longo dos quatro anos. Estas linhas estão detalhadas na figura 22, na qual podemos examiná-las mais minuciosamente. As linhas de H8, H δ e H γ apresentam variações indicando que a formação das linhas do hidrogênio se dá em diferentes camadas do vento da estrela, sendo, por vezes, possível notar a presença de múltiplas componentes em absorção. Por outro lado, as linhas de H ϵ e H α mantêm uma estabilidade ao longo de todos os anos, com variações apenas em suas intensidades. Por fim, a linha de H β sofre uma mudança significativa no tipo de perfil, indo de um perfil P Cygni para um perfil simples em emissão no ano de 2019.

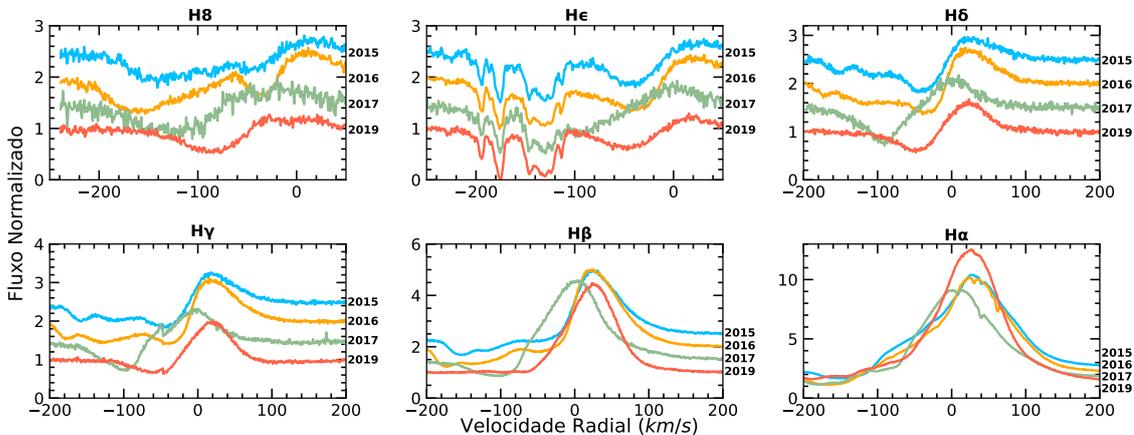


Figura 22 – Linhas da série de Balmer da estrela HR Carinae. Os espectros presentes utilizados são do espectrógrafo HARPS para todos os quatro anos.

Na figura 23, aprofundamos nossa análise nas linhas em P Cygni do He I. Obser-

vamos que essas linhas também passaram por modificações ao longo dos anos. A linha de He I em 4713 Å apresentou, ao longo dos quatro anos, perfis P Cygni. As linhas 4471, 5875 e 6678 são linhas em P Cygni bem definidas em todos os anos, mas as linhas pertencentes a 2016 e 2017 apresentam um deslocamento em comprimento de onda. Além disso, a parte em emissão de 2016 dessas linhas são as mais intensas. As linhas de He I em 4026 e 4387 Å apresentam, de forma semelhante, alteração de 2015 para 2016/2017 de absorção para P Cygni, retomando a absorção em 2019. Essas linhas, em 2016 e 2017 também apresentam um deslocamento em comprimento de onda. Por fim, a linha em 5015 Å apresenta uma morfologia complexa em P Cygni. Essa linha em 2015 e 2016 apresentam, também, múltiplas componentes em emissão.

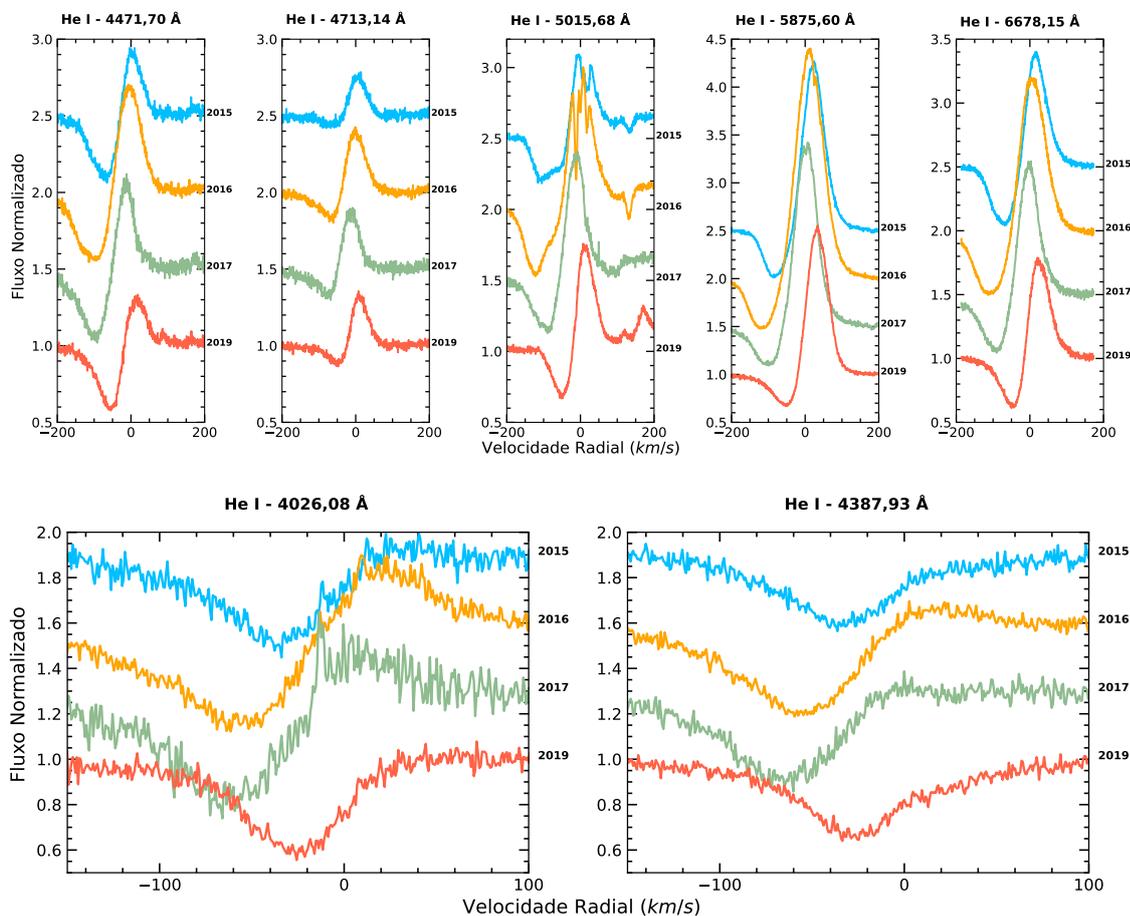


Figura 23 – Linhas do tipo P Cygni de He I da estrela HR Carinae. Os espectros presentes utilizados são do espectrógrafo HARPS para todos os quatro anos.

4.2 S Dor

A espectroscopia desta estrela foi analisada por [CAMPAGNOLO \[2018\]](#). Os espectros de alta resolução foram obtidos com os espectrógrafos UVES (2002), FEROS (2005-2015) e XSHOOTER (2015 e 2016). Os espectros de 2002, 2005, 2007 e 2008 foram obtidos enquanto a estrela se encontrava num máximo visual, sendo que logo após 2008 a

S Dor já estava aumentando sua magnitude (ver a Figura 8). Além disso, ao observarmos sua curva de luz, percebemos que os anos de 2014, 2015 e 2016 a estrela estava experimentando um período de oscilações e microvariações, enquanto diminuía sua magnitude gradualmente.

A grande maioria das linhas de todos os espectros apresentam perfis complexos (presença de componentes em absorção e emissão que variam no tempo). Assim, a identificação precisa das linhas se torna difícil. Apesar das dificuldades na identificação das linhas espectrais, conseguimos perceber que o espectro da estrela é predominantemente composto por linhas em emissão de metais neutros e pouco ionizados, como Fe I e Fe II, sugerindo que, em períodos de alta variabilidade, a estrela experimenta intensos ventos estelares e ejeção significativa de matéria. [CAMPAGNOLO \[2018\]](#) classificou o tipo espectral da estrela como provavelmente A2 (com $T_{eff} = 7.000$ a 9.000 K), baseado na observação da linha He I em 4471 \AA em todos os espectros (ver a Figura 24), que se apresenta de forma fraca e com um possível perfil P Cygni invertido (ver a Seção 1.2.4). É importante mencionar que a resolução espectral do UVES e FEROS são superiores à resolução do XSHOOTER. Dessa forma, foi necessário proceder com a convolução dos espectros do UVES e FEROS.

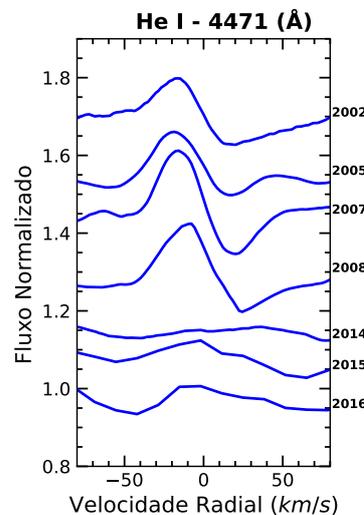


Figura 24 – Linhas de He I em 4471 \AA da estrela *S Dor*. O espectro de 2002 foi observado com o espectrógrafo UVES. Já os espectros de 2005–2015 foram observados pelo espectrógrafo FEROS, sendo que um outro espectro de 2015 e um de 2016 foram observados com o XSHOOTER.

As linhas de $H\alpha$, $H\beta$ e $H\gamma$ dos espectrógrafos UVES e FEROS estão sendo mostradas na figura 25. Além disso, algumas linhas de hidrogênio da série de Balmer observadas com o XSHOOTER são apresentadas na figura 25. Anteriormente, na seção sobre variabilidade espectroscópica (ver Seção 1.2.4), a intensidade das linhas de hidrogênio da série de Balmer é dependente do estado da LBV, desta forma, podemos observar que as linhas são mais fracas em 2005 e 2007 (no máximo da erupção) e são intensas em 2014, 2015 e 2016.

Por último, é digno de nota que [CAMPAGNOLO \[2018\]](#) identificou apenas uma

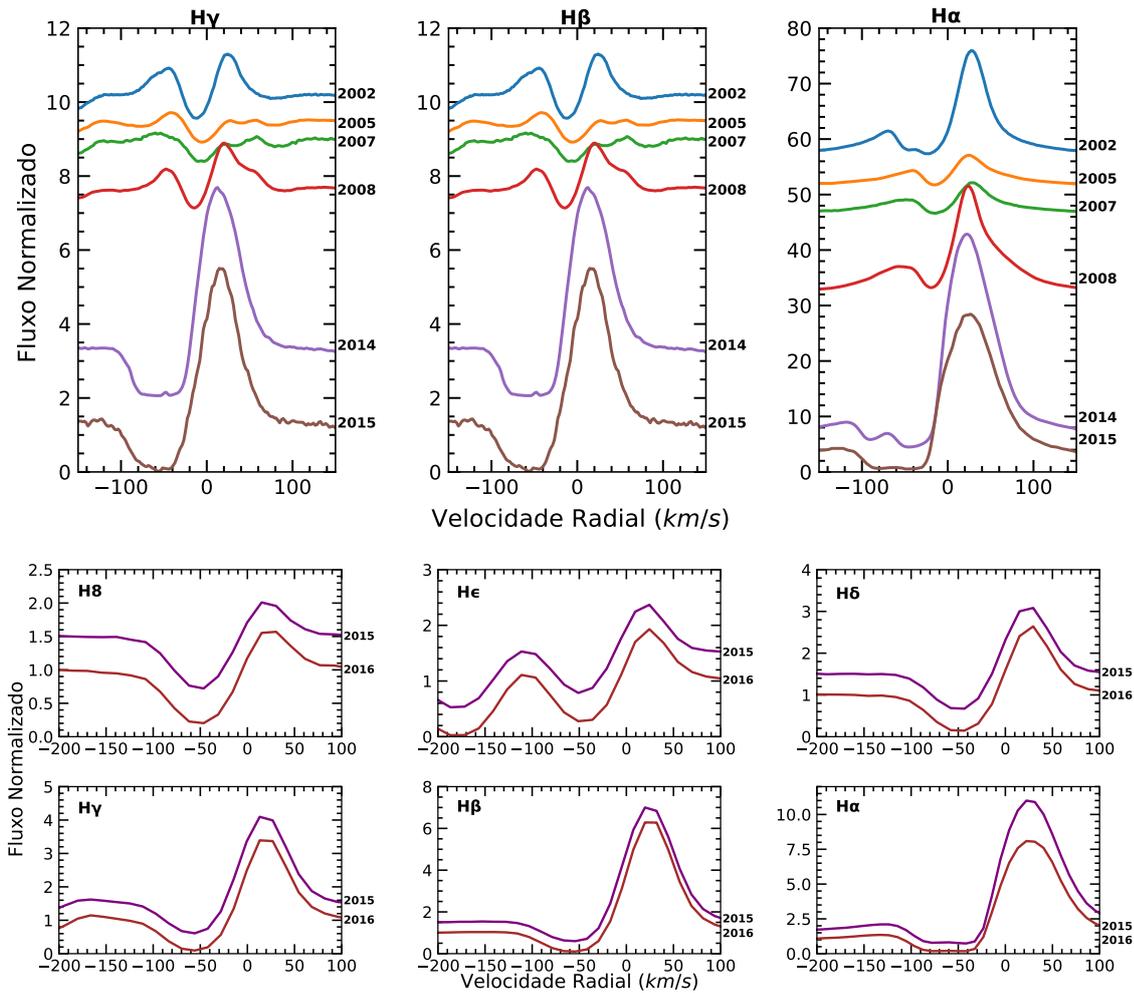


Figura 25 – Linhas da série de Balmer da estrela S Doradus. Na parte superior encontra-se espectros observados com o FEROS e UVES. Na parte inferior, ambos os espectros são do XSHOOTER.

linha proibida nos espectros de S Dor, que correspondia à linha de $[N II]$ em 6583 \AA (ver Figura 26). O aspecto mais notável dessa linha é o seu perfil em emissão, que exibe dois picos distintos, posicionados a velocidades de -35 km s^{-1} e 11 km s^{-1} .

4.3 RMC 127

Os espectros utilizados neste estudo provêm apenas do XSHOOTER e foram observados nos anos de 2015 e 2016. Entretanto, é relevante salientar que esses dados não são inéditos, uma vez que já foram previamente analisados por Julio Campagnolo em sua tese de doutorado, concluída em 2018 [CAMPAGNOLO, 2018]. Os espectros de 2015 e 2016 fazem parte do período em que a estrela estava experimentando variações do tipo S Dor, ou seja, oscilações ($\Delta V \sim 0,5 \text{ mag}$) periódicas.

De antemão, os espectros desta estrela são dominados por perfis P Cygni e linhas em emissão, assim como linhas permitidas e proibidas. Como mencionado anteriormente

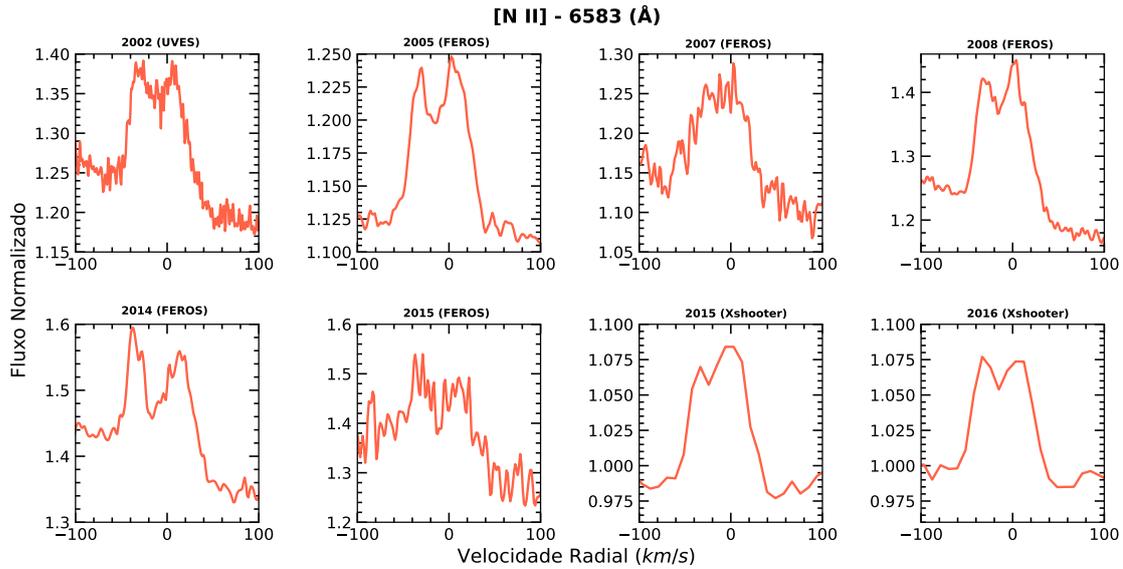


Figura 26 – Linha de [N II] em 6583 Å da estrela S Doradus. Espectros provenientes do UVES, FEROS e XSHOOTER.

(ver o Capítulo 2, seção 2.1.2.1), a estrela RMC 127 foi primeiramente classificada como Ofpe/WN9. Lembrando que sua curva de luz está disposta na figura 7.

Algumas das linhas da série de Balmer foram identificadas e são apresentadas na Figura 27, e todas elas apresentaram perfis P Cygni. Observa-se que as variações principais entre os dois anos, não para todas as linhas, são o alargamento das linhas em emissão, e a redução de suas intensidades. Essa discrepância também foi notada por [CAMPAGNOLO \[2018\]](#), que mencionou que a forma das linhas se assemelha aos perfis P Cygni observados em estrelas WR.

Assim como as linhas da série de Balmer, as linhas de He I presentes nos espectros são caracterizados em perfis P Cygni intensos. Importante frisar que essas intensas linhas estão diretamente relacionadas aos mínimos que ocorreram nesses anos. O mesmo fenômeno, com menos intensidade, ocorre com as linhas de N II (ver a Figura 28).

Além das linhas de He I e N II, é importante mencionar as linhas de Fe II. Nos dois espectros apresentados neste estudo, as linhas de Fe II foram classificadas como perfis P Cygni alargados [[CAMPAGNOLO, 2018](#)] (ver Figura 29).

Por fim, merece destaque a presença de linhas proibidas de [Fe II] e [N II]. As estrelas LBVs são conhecidas por seus intensos ventos, mas também podem apresentar nebulosas circunstelares. Consequentemente, as linhas proibidas de [N II] exibem emissões significativas com picos duplos simétricos, mantendo uma morfologia consistente em seus perfis. [CAMPAGNOLO \[2018\]](#) sugere que essas linhas proibidas possam estar relacionadas à vasta nebulosa que envolve a estrela. Essas linhas proibidas estão representadas na figura 30.

Conforme as características observadas por [WALBORN ET AL. \[2017\]](#), os espectros

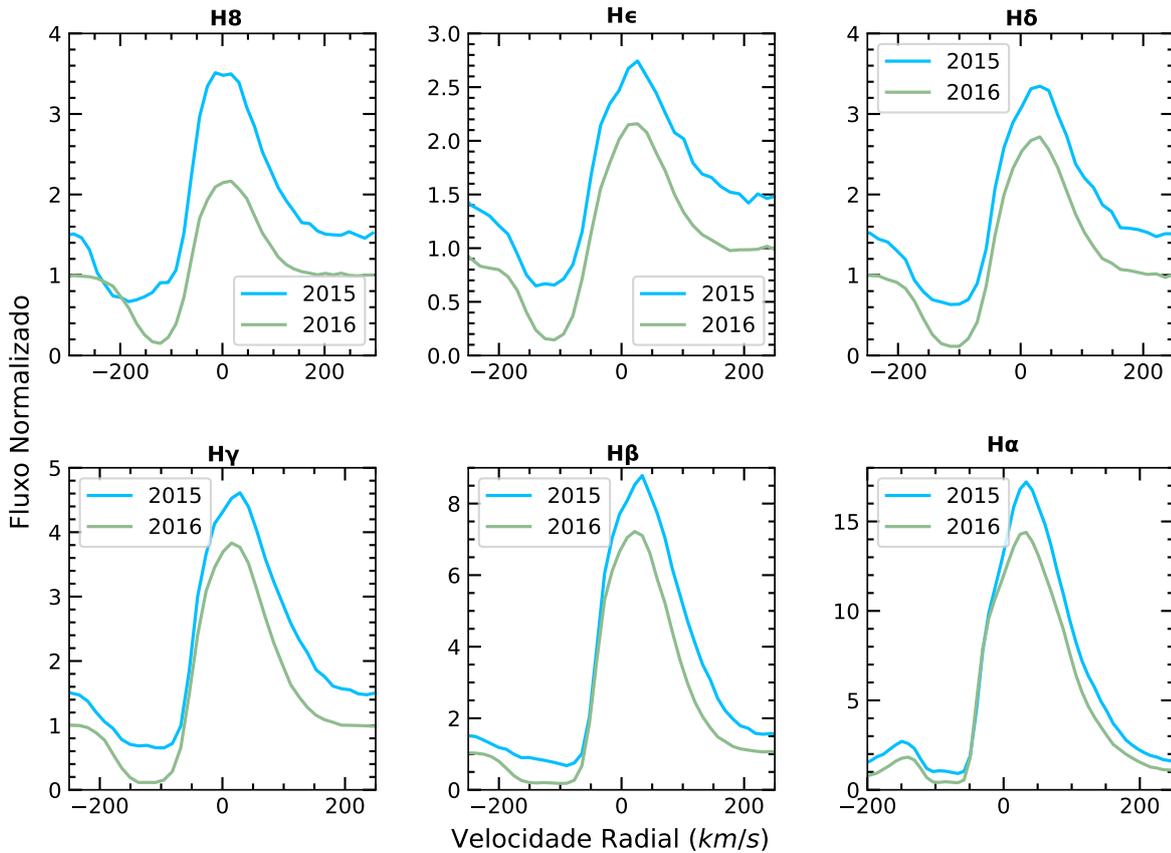


Figura 27 – Linhas da série de Balmer da estrela RMC 127. Ambos os espectros foram observados com o XSHOOTER.

de 2015 e 2016 revelam traços mais proeminentes de uma estrela do tipo B inicial. Isso se manifesta na intensificação das linhas de He I, N II e Si III. Ao investigar a componente em absorção saturada nos perfis P Cygni das linhas de $H\beta$ e $H\gamma$ no espectro de 2016, foi possível estimar uma velocidade terminal para o vento estelar de cerca de $v_\infty = 160 \text{ km s}^{-1}$. Contudo, ao utilizar as linhas de Fe II para estimar as velocidades terminais, há a possibilidade de que essas velocidades atinjam a ordem de 240 km s^{-1} durante esse período.

4.4 HD 269582

Para a estrela HD 269582, temos também apenas espectros observados pelo XSHOOTER nos anos de 2015 e 2016. Ao contrário da estrela anterior, não tivemos acesso a novos dados relacionados à HD 269582. Estes espectros já foram previamente analisados por [CAMPAGNOLO \[2018\]](#).

Algumas linhas de H da série de Balmer dessa estrela estão representadas na figura 31. Embora observemos perfis P Cygni típicos, é digno de nota que a linha de $H8$ parece apresentar um perfil P Cygni sobreposto à uma larga linha em emissão. Assim como a

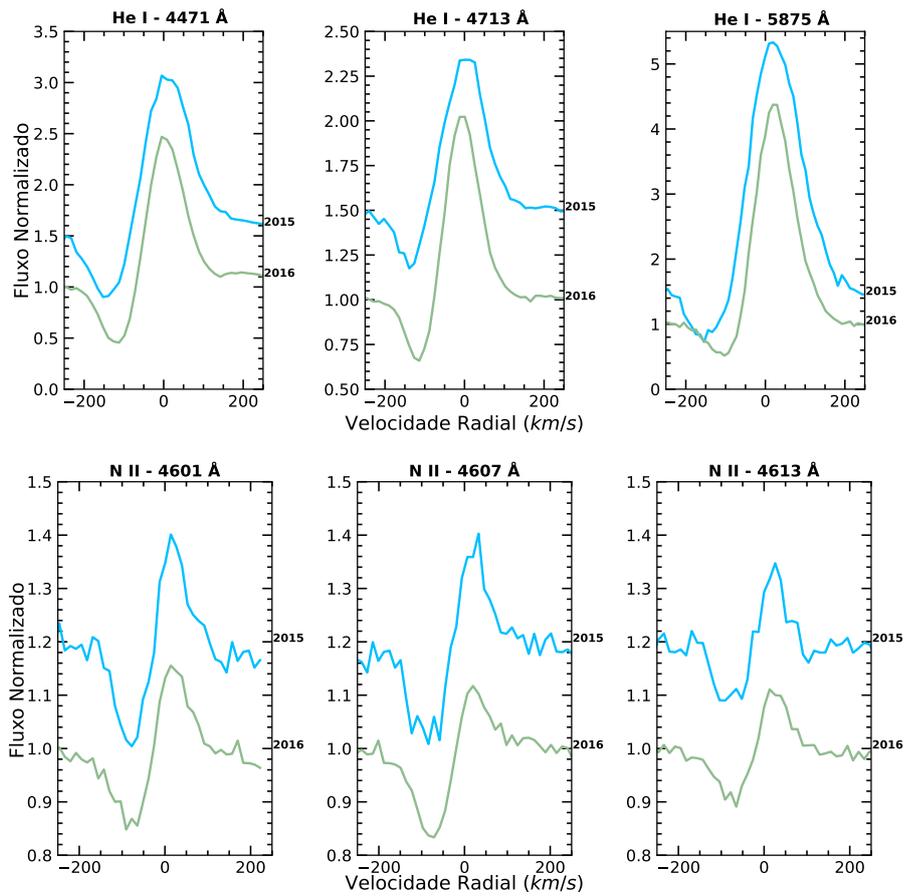


Figura 28 – Algumas linhas de He I e de N II da estrela RMC 127. Ambos os espectros foram observados com o XSHOOTER.

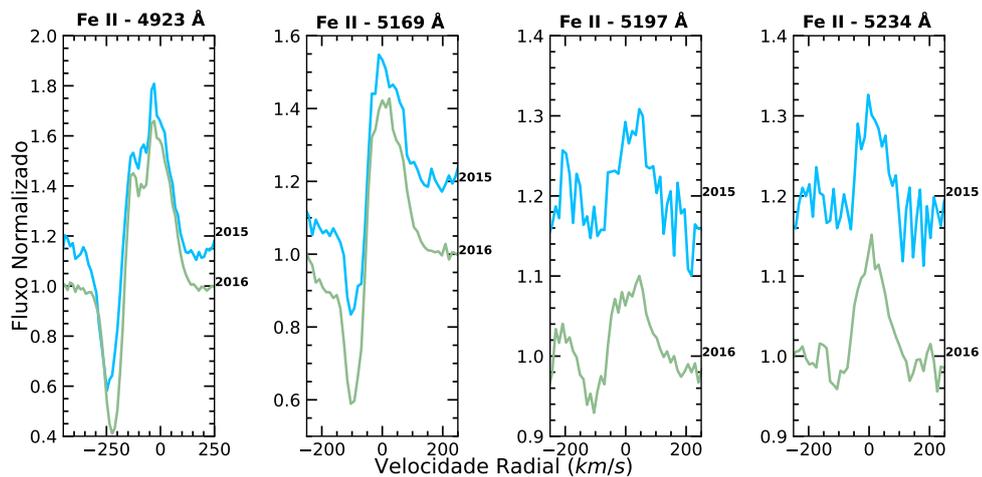


Figura 29 – Linhas de Fe II da estrela RMC 127. Os espectros foram observados com o XSHOOTER em 2015 e 2016, que foram obtidos do banco de dados do ESO.

linha de He ϵ , sendo que a linha em emissão é menos intensa. Além disso, as demais linhas de H apresentam perfis P Cygni bem definidas, e as linhas H β e H α são as linhas mais intensas, apresentando as linhas em absorção mais largas. As componentes em absorção dessas linhas se aproximam muito de zero, possibilitando que as taxas de perda de massa tenham sofrido um aumento.

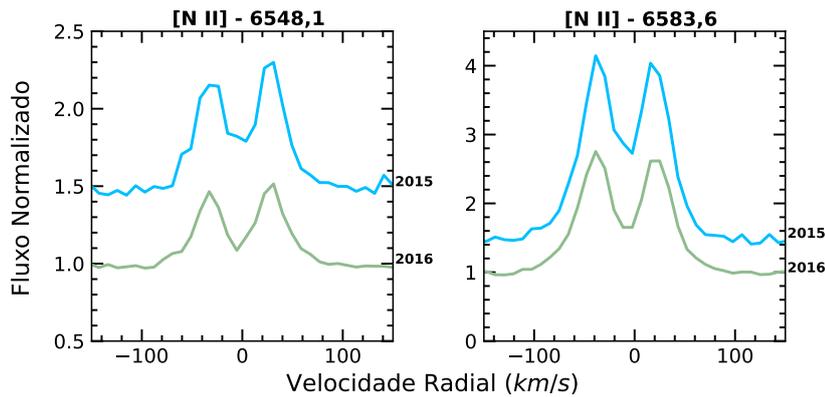


Figura 30 – Linhas proibidas da estrela RMC 127. Os espectros foram observados com o XSHOOTER em 2015 e 2016, que foram obtidos do banco de dados do ESO.

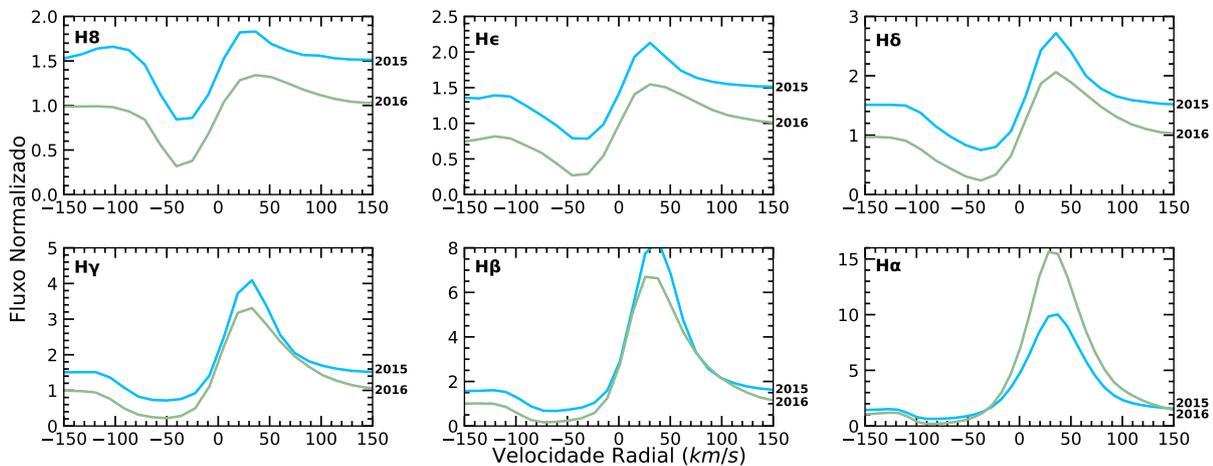


Figura 31 – Linhas da série de Balmer da estrela HD 269582. Ambos os espectros foram observados com o XSHOOTER em 2015 e 2016 e são provenientes do banco de dados do ESO.

Além das linhas da série de Balmer, o espectro da estrela HD 269582 revela uma presença significativa de linhas metálicas ionizadas, exibindo tanto perfis em emissão quanto perfis P Cygni. Notavelmente, o espectro também exibe linhas proibidas, como [Si II], [N II], [Fe II] e [Fe III], que apresentam perfis alargados em emissão, como pode ser visto na figura 32.

No que diz respeito à classificação espectral, [CAMPAGNOLO \[2018\]](#) classificou a estrela como sendo do tipo B1, baseando-se na presença das linhas de Si IV em 4088 e 4116 Å, bem como na ausência da linha de He II em 4686 Å. Por outro lado, [WALBORN ET AL. \[2017\]](#) realizaram uma análise abrangente, considerando dados fotométricos e espectrais desta estrela, e concluíram que o tipo espectral da HD 269582 sofreu variações ao longo do tempo. Segundo eles, a estrela transitou de um tipo espectral Ofpe/WN9 no final de 1994 para B inicial no início de 2003, posteriormente para B tardio no final de 2009, chegando à classificação A em 2012, e, finalmente, tornando-se uma estrela de tipo espectral B em 2015-2016.

[WALBORN ET AL. \[2017\]](#) mencionam que a HD 269582 foi reconhecida como per-

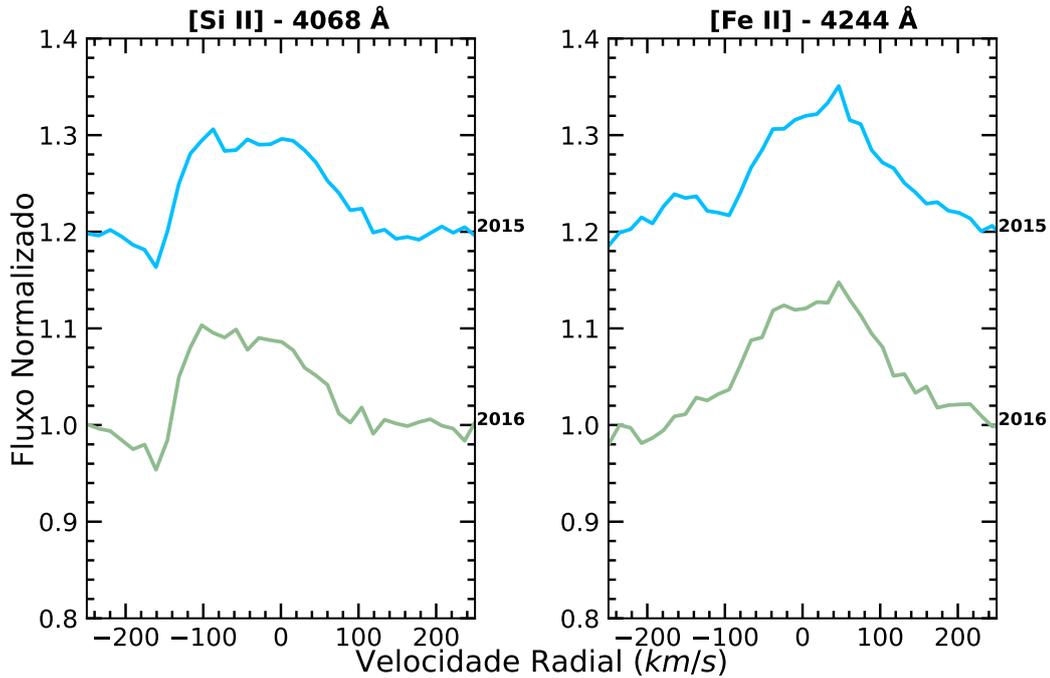


Figura 32 – Linhas proibidas de [Si II] e [Fe II] da estrela HD 269582. Ambos os espectros foram observados com o XSHOOTER em 2015 e 2016 e são provenientes do banco de dados do ESO.

tencent à classe LBV pela primeira vez por [STAHL \[1986\]](#). Adicionalmente, [CROWTHER & SMITH \[1997\]](#) classificaram a HD 269582 com um espectro Ofpe/WN9 em 1994, uma classificação que foi posteriormente confirmada por [WALBORN ET AL. \[2017\]](#). Essas alterações tornaram a HD 269582 uma estrela de variabilidade notável, tanto em termos fotométricos quanto espectroscópicos, passando por uma ampla gama de tipos espectrais, desde Ofpe/WN9 até B.

A análise espectral realizada por [CAMPAGNOLO \[2018\]](#) sugerindo um tipo espectral B1 para a estrela por volta de 2015-2016, como mencionado anteriormente, implica que a estrela tinha uma temperatura aproximada de 20.000 K. Adicionalmente, o autor estimou que a magnitude absoluta M_{Bol} da estrela estava dentro da faixa de -10,0 a -10,5, classificando-a como uma das LBVs de alta luminosidade. No entanto, vale destacar que essa estrela é frequentemente considerada uma LBV de baixa luminosidade. Por último, [CAMPAGNOLO \[2018\]](#) também calculou que, com base nas trajetórias evolutivas propostas por [EKSTRÖM ET AL. \[2012\]](#), a massa ZAMS da estrela deveria ser aproximadamente de $M_{ZAMS} = 85 M_{\odot}$, enquanto sua massa atual é ligeiramente superior à metade desse valor, situando-se em torno de $50 M_{\odot}$.

4.5 RMC 71

A estrela RMC 71 se destaca por possuir uma rica coleção de dados espectroscópicos. Reunimos uma série de espectros provenientes de diferentes instrumentos, incluindo observações do UVES em 2002, do FEROS de 2005 a 2015 e do XSHOOTER de 2016 a 2021. O estudo aprofundado realizado por [MEHNER ET AL. \[2017\]](#) envolveu uma análise tanto fotométrica quanto espectroscópica da estrela RMC 71, com foco especial na erupção que se iniciou em 2005.

A ampla gama de espectros ao longo de vários anos permitiu-nos observar a transição da estrela de seu estado de quiescência para o período de erupção. Além disso, RMC 71 apresenta características singulares que a distinguem de outras LBVs. Em contraste com a maioria das LBVs, as linhas da série de Balmer (ver a Figura 33) e a linha He I em 4921 Å exibiram perfis P Cygni menos pronunciados com pequenas flutuações. Nos espectros de 2002 e 2005, observou-se que essas linhas possuíam pelo menos duas componentes em absorção. A linha de H α revelou componentes quase completamente imersas na intensa emissão, enquanto o perfil P Cygni da linha H β mostrou maior definição. A partir de H γ e nas linhas subsequentes, a emissão do P Cygni praticamente desapareceu, restando um perfil em absorção com duas componentes distintas.

No ano de 2007, testemunhou-se um drástico aumento na intensidade das emissões dos perfis P Cygni, com as linhas H α e H β adquirindo perfis de emissão de pico duplo. A partir de H γ , as linhas passaram a apresentar uma emissão mais tênue, o que acentuou a definição dos perfis P Cygni. Uma possível explicação para essa variabilidade reside no aumento da taxa de perda de massa no início da erupção atual da estrela, ainda em um meio que era opticamente fino. A partir de 2012, as linhas de Balmer transformaram-se em perfis de absorção com múltiplas componentes, exceto a linha H α , que ainda mantinha algumas emissões. Importante ressaltar que em 2007, aproximadamente, RMC 71 estava experimentando o máximo de sua erupção, e atingiu a quiescência em torno de 2010. Em 2012 a estrela estava aumentando seu brilho, novamente, gradualmente. A intensidade e o número de componentes das linhas variaram constantemente, não apenas nas linhas de Balmer, mas também em várias outras linhas do espectro estelar.

Além disso, as outras linhas de He I também mostraram-se em absorção, porém com uma assimetria, apresentando uma asa azul mais proeminente. As linhas de metais ionizados também foram identificadas em absorção, exibindo perfis mais simétricos. Dentre essas linhas, destacam-se as linhas de N II, Mg II, Si II, Si III e Al III, características nas fases de quiescência das estrelas LBVs.

Contudo, na RMC 71, notamos variações significativas nos perfis, inclusive o surgimento de múltiplas componentes em absorção, perfis P Cygni inversos, como evidenciado na linha de Fe I em 6191,5 Å, como apresentada na figura 34, além de pequenas emissões

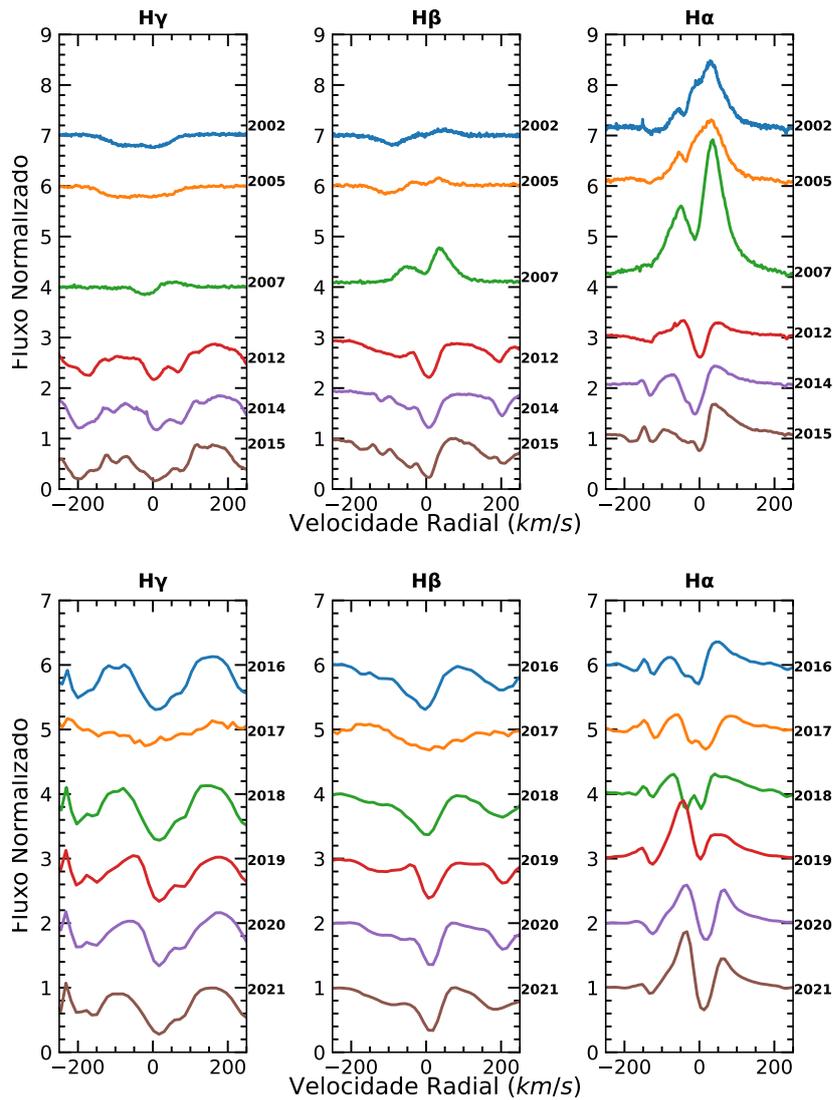


Figura 33 – Linhas da série de Balmer da estrela RMC 71. Os espectros foram observados por diferentes espectrômetros e com diferentes resoluções, sendo 2002 com UVES, 2007 a 2015 com o espectrógrafo FEROS, e os demais com o XSHOOTER.

em várias outras linhas.

Essas variações observadas entre 2012 e 2015 sugerem que a região do vento estelar, onde essas linhas são formadas, se tornou mais complexa, incluindo a re-acresção de matéria na estrela. MEHNER ET AL. [2017] também sugeriram que o surgimento dessas múltiplas absorções nas linhas espectrais pode estar relacionado às pulsações observadas na fotometria, uma vez que o período em que essas componentes apareceram coincide com o dobro do período observado das pulsações. Essa complexidade e o retorno de material em direção à estrela estão em conformidade com as previsões do cenário físico para erupções de LBV, conforme modelado por JIANG ET AL. [2018].

MEHNER ET AL. [2017] apresentaram uma análise que revelou que a estrela RMC 71, durante sua atual erupção, atingiu uma T_{eff} de aproximadamente 6650 K, com uma magnitude bolométrica (M_{Bol}) de cerca de -10,3. Esse evento de erupção da LBV

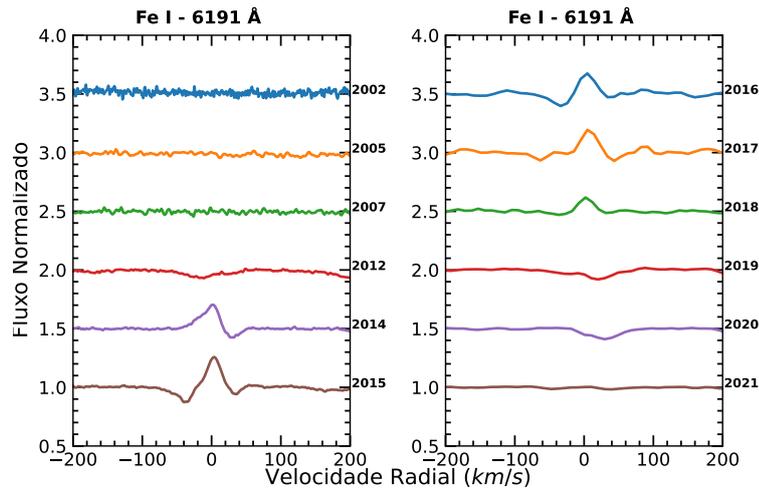


Figura 34 – Linha de Fe I em 6191 Å da estrela RMC 71. Os espectros foram observados por diferentes espectrômetros e diferentes resoluções, sendo 2002 com UVES, 2007 a 2015 com o espectrógrafo FEROS, e os demais com o XSHOOTER provenientes do banco de dados do ESO.

é notável por ocorrer em temperaturas aparentemente mais baixas em comparação com outras erupções desse tipo. Durante seu período de quiescência, a estrela alcançou $T_{eff} = 15.500 \pm 500$ K, com M_{Bol} em torno de $-9,65 \pm 0,02$ e uma \dot{M} estimada em $(4,0 \pm 0,5) \times 10^{-6} M_{\odot} ano^{-1}$.

Nessa dissertação apresentamos espectros do banco de dados do ESO que ainda não foram publicados. Os observados em 2018 a 2021, mostram que a estrela ainda se encontra em erupção. Esses espectros foram apresentados separados dos demais, nas Figuras 34 e 33, por conta de terem resoluções menores. Se voltarmos a dar uma olhada nas linhas mencionadas nos parágrafos anteriores, podemos notar que as linhas de $H\gamma$ e $H\beta$ apresentam as mesmas características que as de 2012-2015. A linha de $H\alpha$, o espectro de 2018 manteve a semelhança com os anos de 2016-2017, mas os espectros de 2019 a 2021 apresentam morfologia parecida com o ano de 2007. De acordo com sua curva de luz (ver a Figura 9), o espectro de 2007 está localizado em sua redução gradual de magnitude, e, entre 2019 a 2021, a estrela apresenta uma pequena diferença em sua variabilidade desde que entrou em erupção. De 2012 a 2018 ela estava apresentando variabilidade do tipo S Dor periódica, mas essas oscilações deixam de seguir esse padrão nos anos subsequentes, apresentando variabilidade parecida com o que ocorreu entre 2010 a 2013.

A linha de Fe I em 6191 Å, é inexistente nos espectros de 2002-2012, contudo, após aparecer em 2014, a partir de 2016, apresentou um enfraquecimento ao longo do tempo, até que em 2021 a linha desapareceu novamente. As demais linhas dos espectros de 2018 a 2021 apresentam pouquíssima variação em relação aos anos anteriores. Os espectros para a estrela RMC 71, de 3850 a 6850 Å, são apresentados nas figuras 48 - 50, no apêndice A.

4.6 WRAY 17-96

A estrela WRAY 17-96 permanece relativamente pouco explorada devido à complexidade de estudá-la, uma vez que é muito fraca e está situada nas proximidades do centro galáctico, resultando em dados com alta extinção e baixo sinal ruído. Em 2022, nosso grupo realizou observações com o espectrógrafo FEROS. Devido ao baixo S/N, não foi possível identificar linhas espectrais na faixa de 3850 - 5600 Å. No geral, de 5600 a 8850 Å, foi possível a identificação de linhas não ionizadas, como N I, H I e Ca I, assim como metais ionizados, como Fe II, sendo, em sua grande maioria, caracterizado por linhas em P Cygni.

Na série de Balmer, foi possível identificar exclusivamente a linha de H α (ver a Figura 35). Essa linha destaca-se por apresentar um perfil P Cygni intenso.

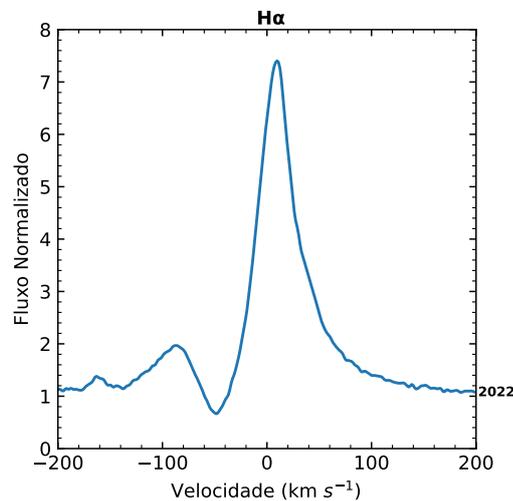


Figura 35 – Linha de H α da estrela WRAY 17-96. O espectro foi observado com o FEROS.

Adicionalmente, na Figura 36, é possível observar uma potencial linha de N I em 6483 Å, sugerindo a presença de um perfil P Cygni inverso e indicando a possibilidade de acreção de matéria. No entanto, as demais linhas de N I no espectro são encontradas em absorção, apresentando uma maior largura. Destaca-se ainda que as linhas de Fe II exibem perfis P Cygni inverso, sendo estreitas e bem definidas, como ilustrado na Figura 37.

Por último, identificamos linhas proibidas de [S II] e [Fe II], destacadas na Figura 38.

4.7 Estrelas RMC 40 e RMC 110

As duas estrelas subsequentes receberam uma análise detalhada conduzida por [CAMPAGNOLO ET AL. \[2018\]](#). Para ambas as estrelas obtivemos novos espectros de 2022 obtidos com o FEROS pelo nosso grupo, e utilizamos o espectro de 2017 que ainda

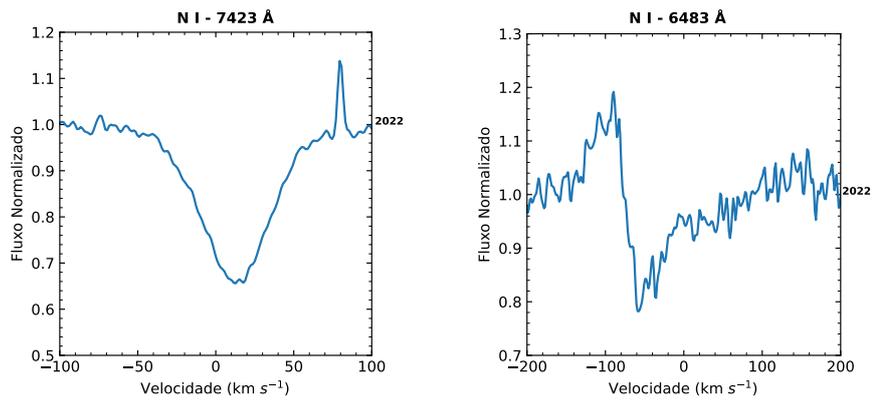


Figura 36 – Linhas de N I da estrela WRAY 17-96. O espectro foi observado com o FEROS.

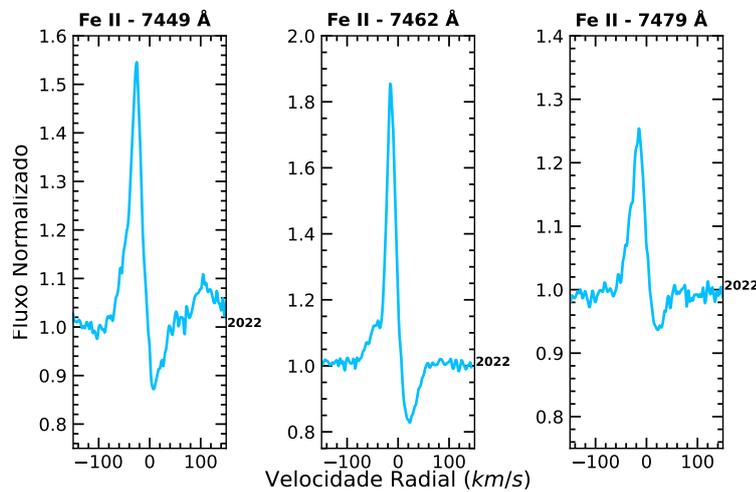


Figura 37 – Linhas de Fe II da estrela WRAY 17-96. O espectro foi observado com o FEROS.

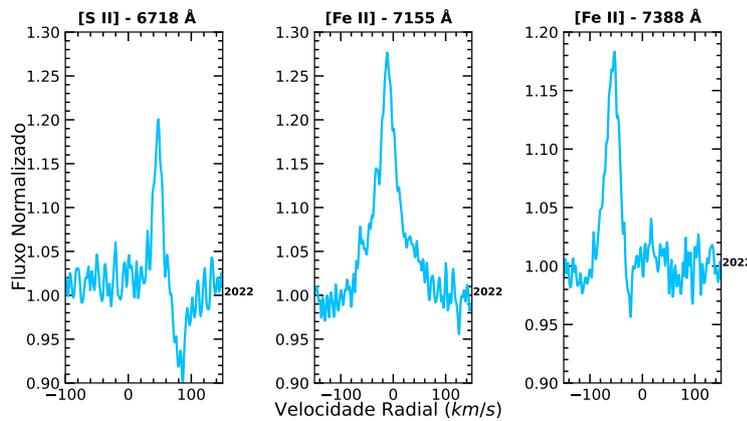


Figura 38 – linhas proibidas de [SII] e de [FeII] da estrela WRAY 17-96. O espectro foi observado com o FEROS.

não havia sido publicado. Portanto, resumiremos os resultados obtidos na análise anterior e compararemos com os novos dados.

4.7.1 RMC 40

A estrela RMC 40 já foi analisada, envolvendo um total de dez espectros de alta resolução, dos quais oito foram obtidos com o FEROS pelo nosso grupo e dois pelo UVES pelo banco de dados do ESO. Seus respectivos espectros são apresentadas no apêndice A, nas figuras 43 a 47.

Dentre os dez espectros, os que abrangem 2002 a 2008 são correspondentes a um período em que a estrela se encontrava na quiescência, de forma que eles não nos apresentam variabilidade significativa. Esses espectros foram caracterizados como sendo semelhantes aos de uma estrela supergigante B [CAMPAGNOLO ET AL., 2018]. Além disso, os espectros que correspondem a 2014 a 2022 são correspondentes ao período eruptivo da estrela.

CAMPAGNOLO ET AL. [2018] obtiveram uma velocidade radial média de $169 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$ com base em linhas de metais ionizados em absorção, notadamente Fe II, Cr II, Ti II e Mg II. Além disso, eles sugeriram que a estrela experimentou uma redução gradual da temperatura com o início de uma nova erupção de acordo com que essas linhas de metais neutros e ionizados tornaram-se mais intensas nos anos subsequentes. De fato, como podemos notar em sua curva de luz (ver a Figura 13), em 2005 a estrela começou a reduzir sua magnitude.

Em geral, os espectros da RMC 40 durante a erupção são caracterizados majoritariamente por linhas em absorção. Havendo muita presença de metais neutros, como o Fe I, e, no geral, os metais ionizados estão mais presentes na parte azul do espectro. Além disso, podemos observar que a cima de 7000 \AA temos a presença de linhas como as de Ca I, Fe I, S I, Ti I e Ti II, como também La II, Eu II, aparecendo apenas no momento de erupção da estrela (2014 em diante). Pudemos observar que algumas linhas da série de Balmer, como $H\beta$, apresentam perfis P Cygni (ver a Figura 39), no estado de quiescência (2002 - 2008) da estrela, tornando-se linhas em absorção e menos intensas durante a erupção (2014 - 2022).

Diferentemente de outras LBVs, a estrela RMC 40 não apresentou nenhuma linha proibida, o que pode ser atribuído a resquícios da primeira erupção (erupção que ocorreu em 1988) que causaram um aumento na densidade, inibindo a formação dessas linhas. Esta teoria, embora plausível, não pode ser confirmada, já que o trabalho de STAHL ET AL. [1985] também mencionou a ausência de linhas proibidas antes da erupção de 1988.

Os espectros de 2014 a 2017 correspondem ao período de atividade eruptiva da estrela, marcando a transição de um tipo espectral B ou A para um tipo F tardio (essa mudança espectral pode ser visto nas figuras 43 a 47). A mudança parece coincidir com o pico da nova erupção e a formação de uma pseudo-fotosfera. CAMPAGNOLO ET AL. [2018] estimaram o tipo espectral F tardi com base na semelhança dos espectros com os

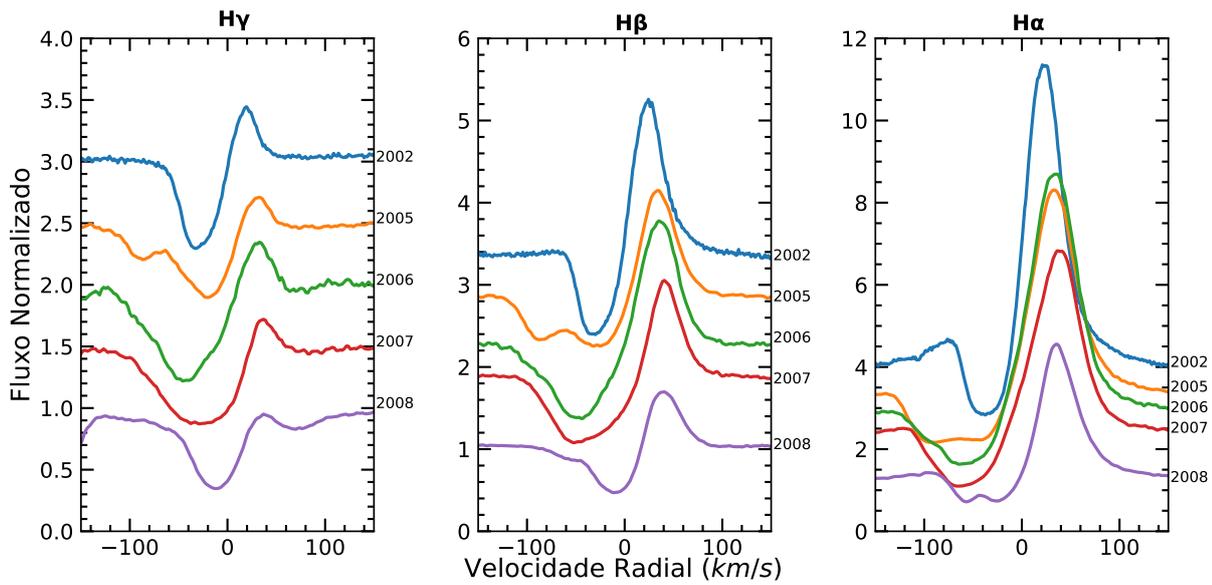


Figura 39 – Linhas de $H\gamma$, $H\beta$ e $H\alpha$ da estrela RMC 40, observados pelo espectrógrafo do FEROS e UVES (2002), na quiescência.

da estrela HD 546054, classificada como F8Iab. Esse tipo espectral é incomum para LBVs durante uma erupção, que normalmente são do tipo A tardio ou F inicial.

Outra característica notável é a mudança nas linhas, como as de Ca II e He I (ver a Figura 40), que eram estreitas até 2008, com uma separação evidente entre as componentes estelar e interestelar. Nos espectros de 2014 a 2017, essas linhas assumem uma forma mais larga e intensa, com as diferentes componentes (estelar e interestelar) mescladas, assemelhando-se ao espectro de uma estrela F8Iab.

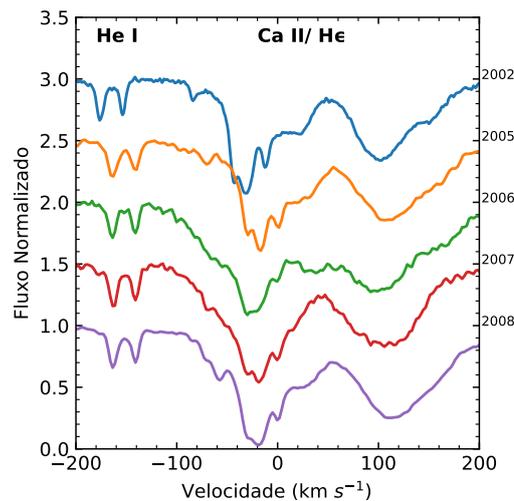


Figura 40 – Linhas de Ca II em 3968 Å e He I da estrela RMC 40, observados pelo espectrógrafo do FEROS e UVES (2002), durante a quiescência. Há presença de linhas de He I em torno de 3964 Å.

CAMPAGNOLO ET AL. [2018] identificaram a atual erupção da estrela, sendo a maior erupção experimentada pela RMC 40. Essa erupção teve início em torno de 2005, e

seus espectros de 2017 e 2022 nos revelam que a mesma se perpetua até o momento, tendo atingindo uma magnitude menor que a registrada anteriormente, com $m_v = 9.0$. Finalmente, [CAMPAGNOLO ET AL. \[2018\]](#) estimaram que a estrela atingiu uma temperatura efetiva de $T_{eff} = 5.800 \sim 6.300$ K, representando uma das menores temperaturas efetivas já observadas durante uma erupção de uma LBV.

4.7.2 RMC 110

Para esta estrela, os espectros utilizados são todos de alta resolução obtidos com o FEROS pelo nosso grupo (2005, 2007, 2014, 2016, 2017, e 2022). Da mesma forma que para a RMC 40, utilizamos o espectro de 2017, que ainda não havia sido publicado, e obtivemos espectros em 2022.

Em comparação com a estrela RMC 40, a variabilidade da RMC 110 é menos intensa. Se observarmos a sua curva de luz, podemos notar que RMC 110 sofreu uma erupção com seu máximo provável em torno de 2011. Atualmente, podemos observar que ela apresenta oscilações, aumentando sua magnitude gradualmente, de forma que nenhum de seus espectros são do período eruptivo da estrela. Ou seja, todos os seus seis espectros são característicos dos respectivos períodos em que a estrela se encontrava na quiescência, sendo caracterizados por um tipo espectral que se assemelha a um B tardio ou A inicial, com uma classificação estimada de B9 [[CAMPAGNOLO ET AL., 2018](#)].

Os espectros da RMC 110 são caracterizados por diversas linhas, como algumas linhas da série de Balmer e algumas linhas de metais ionizados (como Fe II e Ti II), em P Cygni (ver a Figura 41). Podemos observar que esses perfis são intensos e complexos, apresentando duas componentes em absorção, produzindo, ao decorrer dos anos, perfis em absorção mais alargados. Além disso, há uma clara diminuição da emissão de 2005 até 2022, podendo estar relacionada com um possível aumento da perda de massa, ou uma possível nova erupção. Essa possível diminuição da magnitude, relacionada a esse enfraquecimento na linha em emissão, não podem ser visto por não termos dados.

[CAMPAGNOLO ET AL. \[2018\]](#) estimaram a velocidade radial em 265 ± 5 km s^{-1} utilizando as linhas proibidas. Elas eram intensas e simétricas em emissão, em 2005, contudo, ao passar dos anos, essas linhas enfraqueceram ao ponto de desaparecer (ver a Figura 42). Podemos dizer que a intensidade dessas linhas nos indica a presença de uma pseudo-fotosfera, de forma que quanto menos intensa, mais provável que tenha havido a formação de uma pseudo-fotosfera. De acordo com o espectro de 2022 podemos dizer que a estrela permanece envolta por essa pseudo-fotosfera.

Quanto à temperatura da estrela, estimou-se que atingiu cerca de $T_{eff} \sim 10.500$ K em 2005, com base na razão das linhas de Mg II 4482 Å/He I 4471 Å [[CAMPAGNOLO ET AL., 2018](#)]. Posteriormente, a temperatura diminuiu para cerca de 9.000 K em 2007

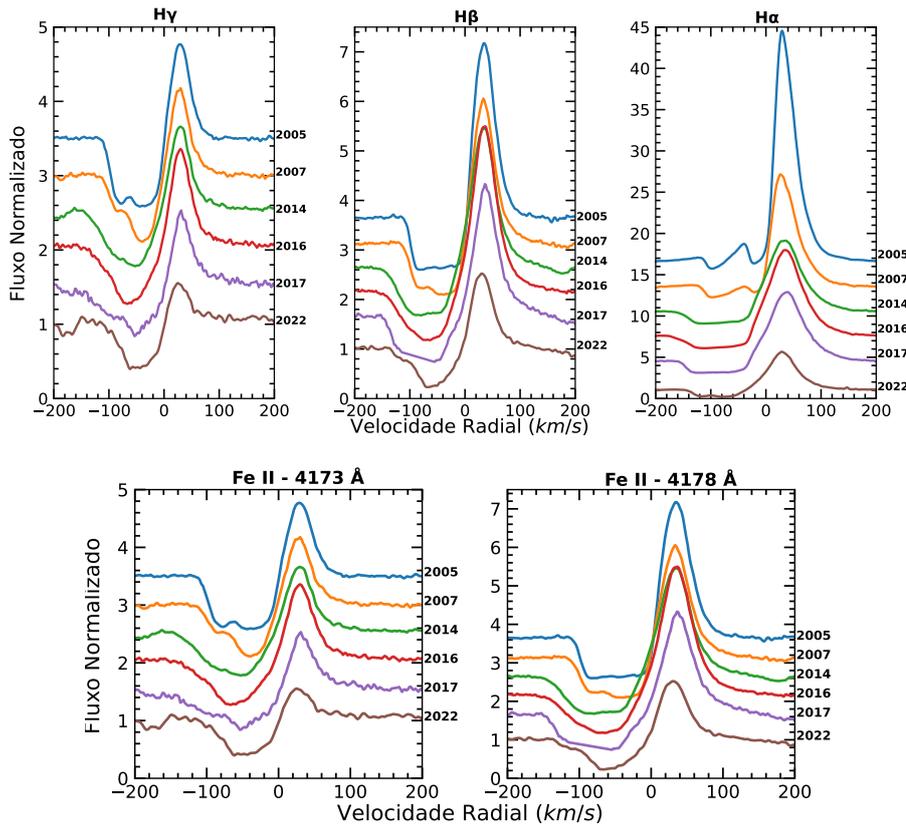


Figura 41 – Linhas da série de Balmer e linhas de Fe II da estrela RMC 110, observados pelo espectrógrafo do FEROS.

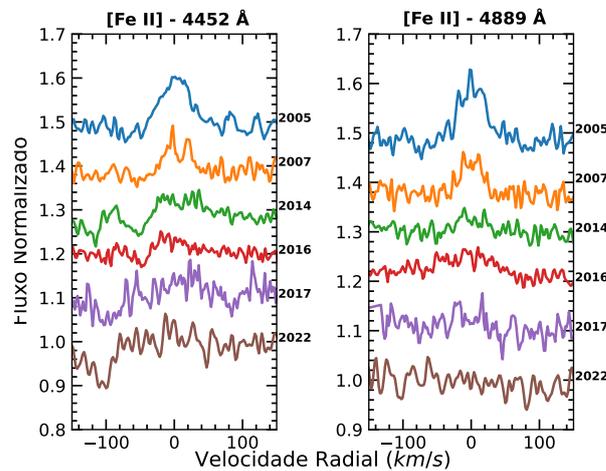


Figura 42 – Linhas proibidas de [Fe II] da estrela RMC 110, observados pelo espectrógrafo do FEROS.

e 2014, alcançando aproximadamente 8.500 K em 2016, com pouca variação observada em 2017. No entanto, é crucial ressaltar que essa queda de temperatura observada não parece condizer com o comportamento da curva de luz histórica da estrela, levantando a possibilidade de contaminação por emissões formadas no vento nas linhas de He I. Portanto, é necessário interpretar essa estimativa de temperatura com cautela.

Com base na análise de [CAMPAGNOLO ET AL. \[2018\]](#), a magnitude bolométrica estimada para a estrela RMC 110 foi de $M_{Bol} = -8,8 \pm 0,2$ mag, um valor praticamente

constante, em consonância com a literatura. Isso classifica a RMC 110 como uma LBV de baixa luminosidade, que pode ter passado por uma fase anterior como supergigante vermelha. Os valores estimados de temperatura efetiva e magnitude bolométrica sugerem que a RMC 110 se encontra em uma fase de transição no diagrama HR, passando de uma BSG para uma RSG, o que é típico para estrelas com massa entre 20 e 25 M_{\odot} , de acordo com os modelos evolutivos de [GEORGY ET AL. \[2013\]](#).

Um aspecto notável da análise espectral da RMC 110 é a variabilidade na velocidade radial de expansão, relacionada às múltiplas componentes de absorção nos perfis P Cygni das linhas de Fe II e Balmer. Essas variações são possivelmente decorrentes da presença de diferentes camadas no vento em expansão, formadas devido ao aumento da taxa de perda de massa durante as erupções ou, em casos semelhantes à estrela AG Car, devido a mudanças dramáticas nas velocidades terminais e nas taxas de perda de massa causadas pelo efeito de biestabilidade [[GROH ET AL., 2009](#)].

5 Conclusões e Perspectivas

O foco principal deste trabalho centrou-se em uma classe específica e peculiar de estrelas: as estrelas Variáveis Azuis Luminosas (LBV). Como mencionado no capítulo 1, persistem questões não totalmente esclarecidas sobre esse tema. Buscamos, assim, revisar trabalhos prévios sobre as LBVs e analisar dados fotométricos e espectroscópicos mais recentes, com o intuito de identificar novas erupções e obter esclarecimentos adicionais sobre esses objetos em seus estados eruptivos e durante a quiescência.

Ao longo dos anos, tem havido um esforço contínuo para identificar e caracterizar essas estrelas. A classe se torna peculiar devido à sua intensa e irregular atividade de perda de massa, causando uma alta variabilidade, tanto fotométrica quanto espectroscópica, resultando em alterações momentâneas no tipo espectral durante a curta fase de vida dessas estrelas (normalmente, de um tipo O ou B para o tipo A ou F). Além da ejeção de matéria por processos eruptivos, essas estrelas geralmente apresentam ventos intensos, alta temperatura e luminosidade elevada, sendo todas de alta massa e evoluídas.

Existem pelo menos oito possíveis causas para as instabilidades que as caracterizam (ver Seção 1.2.5). As causas mais prováveis parecem estar relacionadas à uma proximidade com o Limite de Eddington, ou devido ao salto de biestabilidade ou à uma alta velocidade de rotação. No entanto, provavelmente se trata de uma combinação desses e de outros fatores atuando juntos.

Além disso, pudemos notar que os modelos de evolução estelar concordam que estrelas com massa $M \geq 25 M_{\odot}$ podem ou devem passar pela fase de LBV. Contudo, ainda podemos notar discrepâncias sobre em que estágio da vida da estrela a fase de LBV ocorreria. Algumas teorias sugerem que a fase de LBV ocorre logo após a estrela sair da SP ou da fase de BSG, precedendo a fase WR. Outras teorias apresentam indícios de que a LBV também pode ocorrer após a fase de RSG, sendo potencialmente progenitora de supernovas. Essa discussão revela diversos caminhos pelos quais uma estrela pode passar pela fase de LBV, mas, ao mesmo tempo que a compreensão sobre a evolução de uma estrela de alta massa ainda é bem limitada.

Para contribuir com a discussão sobre LBVs e o estado atual do conhecimento sobre esses objetos, realizamos uma filtragem de objetos, limitando-se a apenas 15, que apresentaram erupções em suas curvas de luz analisadas. Entre as estrelas selecionadas, a maioria pertence à Galáxia, mas também há estrelas das Nuvens de Magalhães e de M31. Mais especificamente, podemos destacar seis LBVs que foram pouco estudadas na literatura, que são AE And; AF And; VRMD 55; Wray 16-137; Wray 17-96 e [GKM2012]WS1.

A partir das curvas de luz dessas 15 estrelas, pudemos confirmar erupções já

descritas na literatura e identificamos novos eventos, especialmente nos objetos que ainda são pouco conhecidos. Podemos destacar que AE And estava em erupção antes de 2013, mas, no momento, permanece estável em sua quiescência. Em contraste, AF And passou por uma erupção com um pico de quase 15,75 mag em 2019, aparentemente retornando depois à quiescência. Vimos que para RMC 40, no ano de 2019 ela experimentou novamente um máximo próximo a uma magnitude visual de 9. Os dados de 2022 para a RMC 127 nos mostra que ela permanece estável em torno de $V = 11,5$ mag. η Car permanece diminuindo sua magnitude gradualmente, tendo atingido $m_v = 4,0$ em 2022.

Já a análise espectroscópica dos espectros obtidos para oito das 15 estrelas (HR Car, S Dor, HD 269582, RMC 40, RMC 71, RMC 110, RMC 127 e WRAY 17-96) permitiu confirmar a grande variação espectral descrita na literatura associada às fases de erupção e quiescência. Nós utilizamos espectros de alta resolução observados com quatro diferentes espectrógrafos (FEROS, HARPS, UVES e XSHOOTER). Os espectros obtidos com o FEROS são provenientes de observações ocorridas pelo nosso grupo. Já os espectros do XSHOOTER, UVES e HARPS foram obtidos pelo banco de dados do ESO.

As fases de quiescência dessas estrelas são caracterizadas com tipos espectrais O ou B, apresentando no geral, fortes linhas de hidrogênio, especialmente a série de Balmer, linhas de He I e He II, linhas de metais ionizados, como N II, C II, O II, assim como uma importante presença de Fe II e Mg II. Tivemos contato com os espectros das estrelas HD 269582, e S Dor, por exemplo, que estavam no período de quiescência. Geralmente, as linhas são em emissão, mas devido à presença de intensos ventos estelares, há presença de linhas de H, Fe (entre outros) em perfis P Cygni, intensos e bem definidos.

Em contraste, a fase eruptiva das LBVs apresentam características espectrais de estrelas A ou F. Ainda apresentam linhas de H, mas menos proeminentes do que as estrelas quentes (do tipo OB), linhas de metais ionizados, como ferro e cálcio, e as linhas de hélio, também com menor intensidade. Além disso, é comum a presença de metais neutros, diferente das estrelas mais quentes, como o Fe I. As estrelas que se destacaram foram RMC 71 e RMC 40 que nos permitiram observar a transição de seus espectros na quiescência para a erupção. Para todas as duas obtivemos espectros mais recentes e ainda não publicados, confirmando a permanência de ambas no estado eruptivo. A partir de então, o estado eruptivo é caracterizado por linhas em absorção.

Os espectros da estrela RMC 110 também nos mostra variabilidade, mas de forma menos intensa do que a RMC 40 e RMC 71. De acordo com o espectro de 2022 pudemos confirmar seu estado eruptivo, e que a estrela apresenta linhas mais fracas ou linhas que desapareceram, indicando uma possível pseudo-fotosfera.

Por fim, obtivemos dados inéditos espectroscópicos no óptico para a estrela WRAY 17-96. Devido à sua posição na galáxia e ao seu fraco brilho, a parte azul do espectro apresenta muito ruído, impossibilitando a identificação das linhas. Contudo, após 5600

À conseguimos identificar algumas linhas, com dificuldade e grande margem de erro. De acordo com essa parte do espectro podemos observar que a estrela possivelmente se encontra em quiescência, com a presença de intensos ventos, já que em sua grande maioria, suas linhas espectrais se encontram como perfis P Cygni. Mesmo que poucas e incertas, há linhas proibidas, proeminentes, sugerindo a ausência de uma pseudo-fotosfera.

Com relação as perspectivas deste trabalho:

- É necessário ter um acompanhamento fotométrico e espectroscópico das LBVs não somente no óptico quanto também no IV, tanto para identificar novas erupções, mas também para verificar a evolução/dissipação da pseudo-fotosfera e formação de poeira;
- Aplicar códigos de transferência radiativa como o MOOG, CMFGEN e o HDUST que permitam reproduzir os espectros dessas estrelas nas diferentes fases e determinar os seu parâmetros físicos;
- Obter dados de alta resolução angular, através da interferometria, para identificar companheiras e determinar a geometria circunstelar;
- Através de grandes telescópicos, realizar imageamento das envoltórias desses objetos e acompanhar a evolução delas, especialmente aqueles em outras galáxias.

A Apêndice A - Espectroscopia

Nesta dissertação, conseguimos obter dados espectroscópicos de sete estrelas da nossa amostra. Todos os espectros são de alta resolução e foram adquiridos por meio de diferentes espectrógrafos, como o XSHOOTER, HARPS e FEROS. No entanto, é importante destacar que, devido a limitações de tempo no contexto deste trabalho, utilizamos espectros já reduzidos pelos pipelines dos instrumentos.

Dado que as LBVs são estrelas geralmente quentes e massivas, tipicamente classificadas nas classes espectrais O ou B, durante a quiescência, nossa análise concentrou-se na caracterização do espectro óptico dessas estrelas. Portanto, aqui apresentamos os dados espectroscópicos obtidos para RMC 40 que abrangem um intervalo de comprimento de onda de 3850 a 8850 Å, e para RMC 71, entre 3850 e 6850 Å, onde identificamos a grande maioria das linhas.

A.1 RMC 40

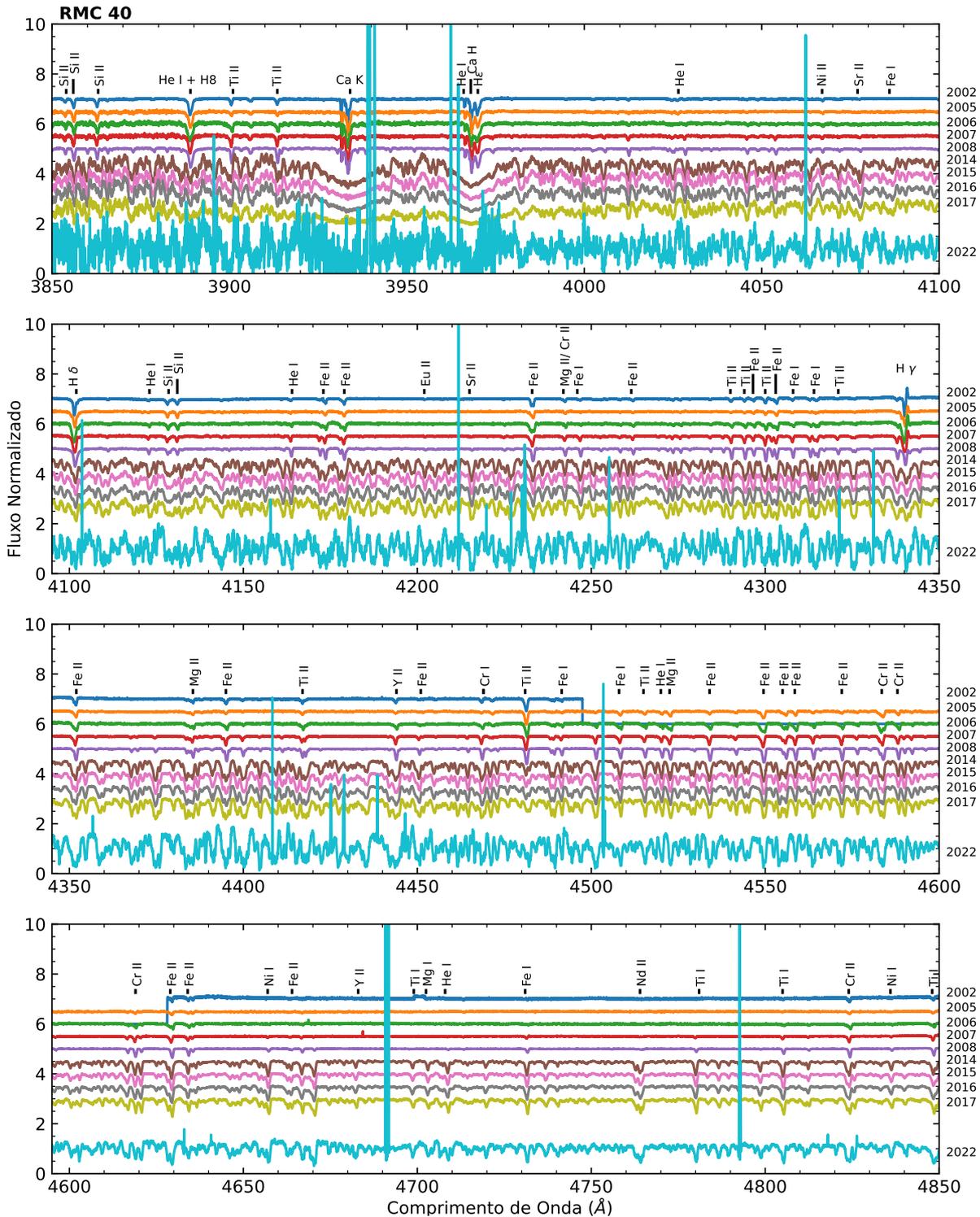


Figura 43 – Espectro óptico completo da estrela RMC 40 observado em 2002 com o UVES e 2005-2022 com o FEROS.

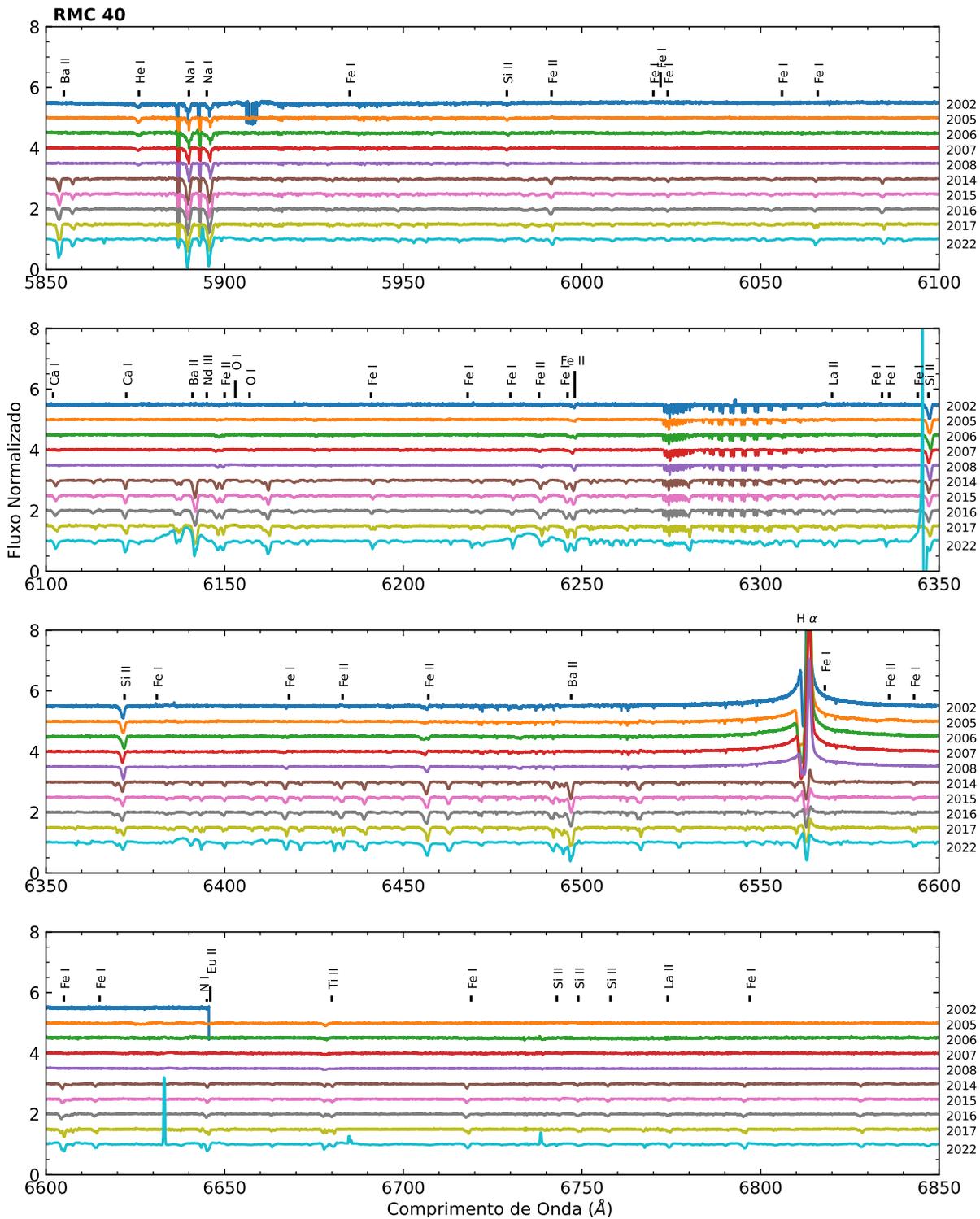


Figura 45 – Continuação.

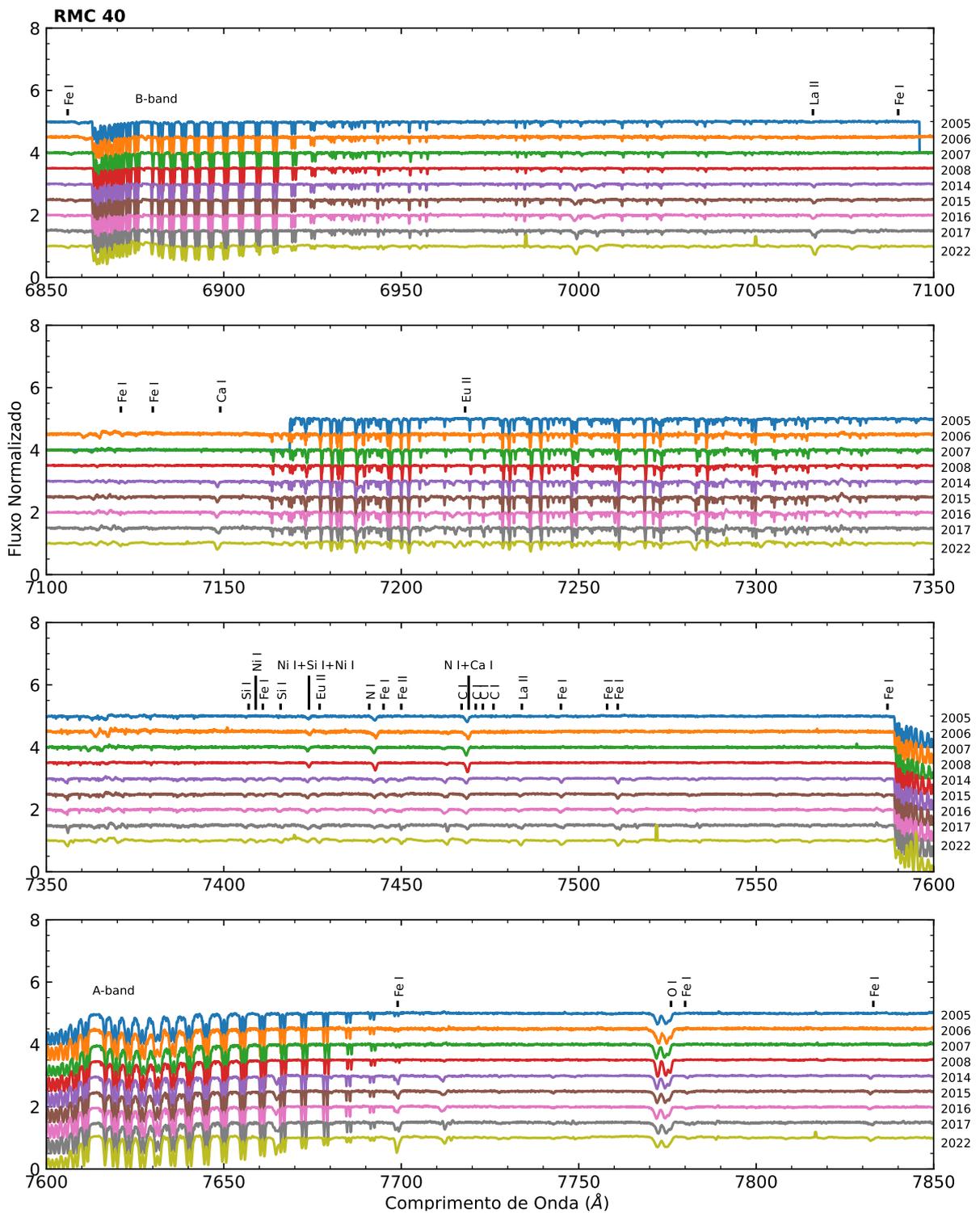


Figura 46 – Continuação.

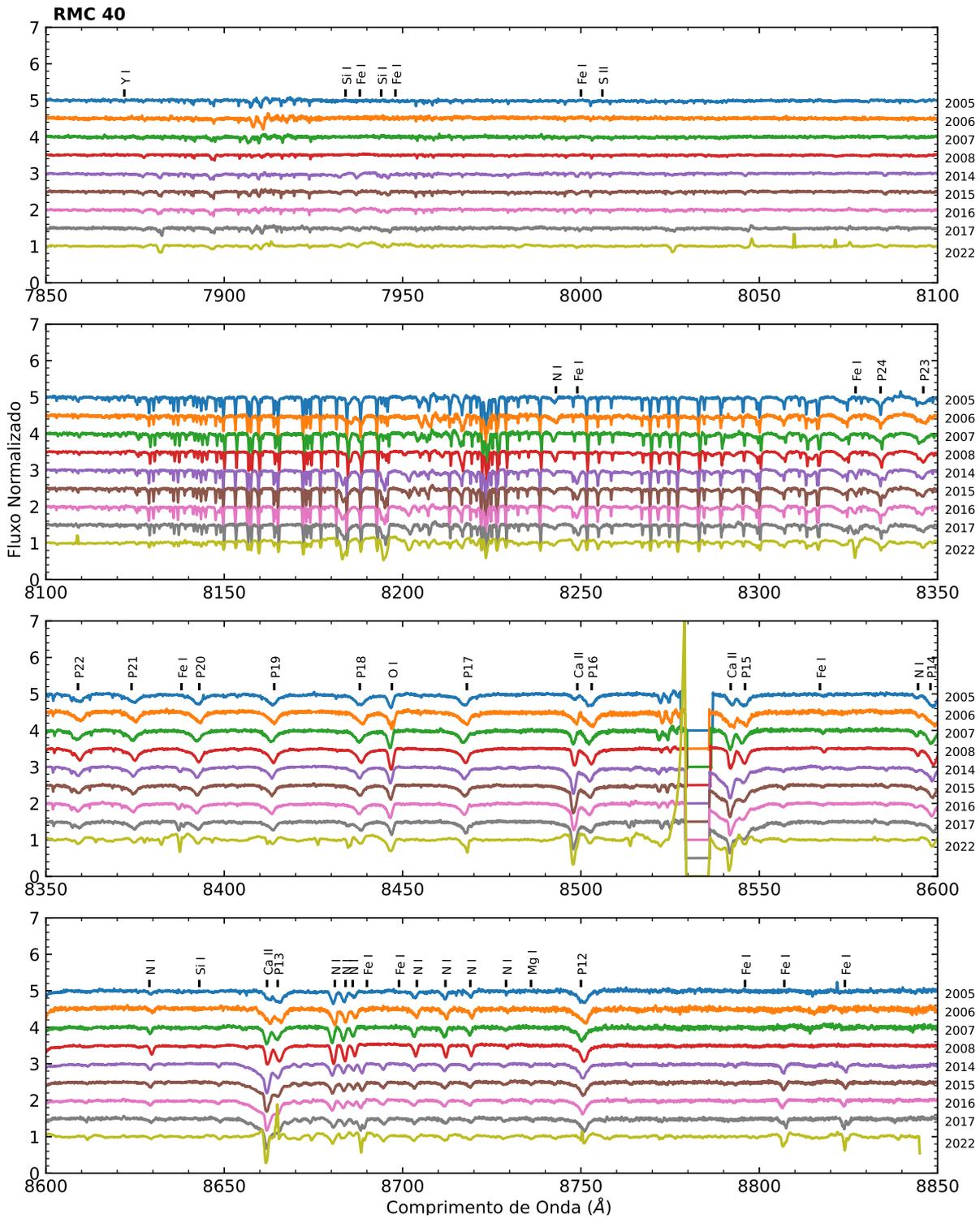


Figura 47 – Continuação.

A.2 RMC 71

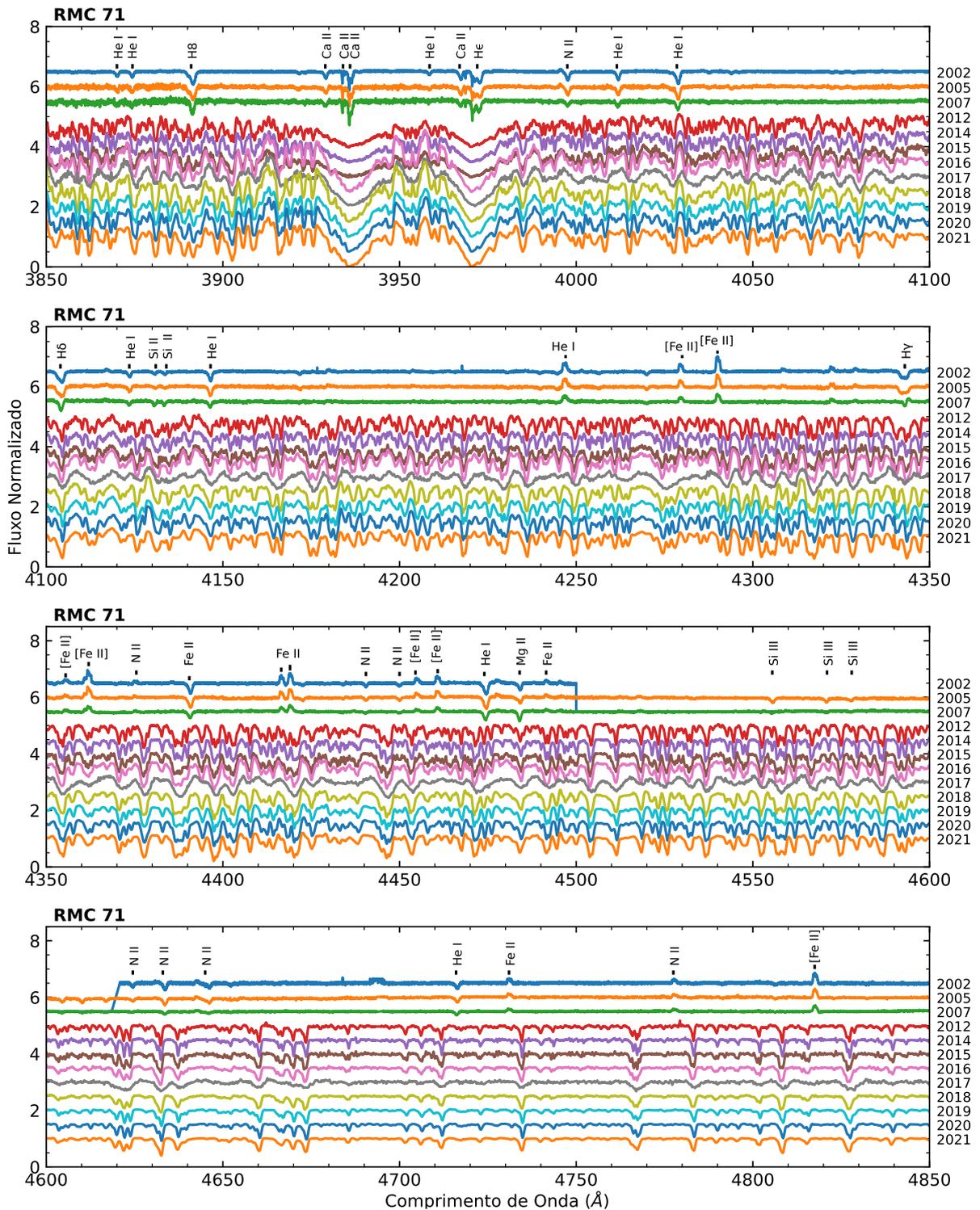


Figura 48 – Evolução do espectro visível da estrela RMC 71. 2002 observado com o UVES e 2005-2021 com o FEROS, nas regiões espectrais de 3850 a 6850 Å.

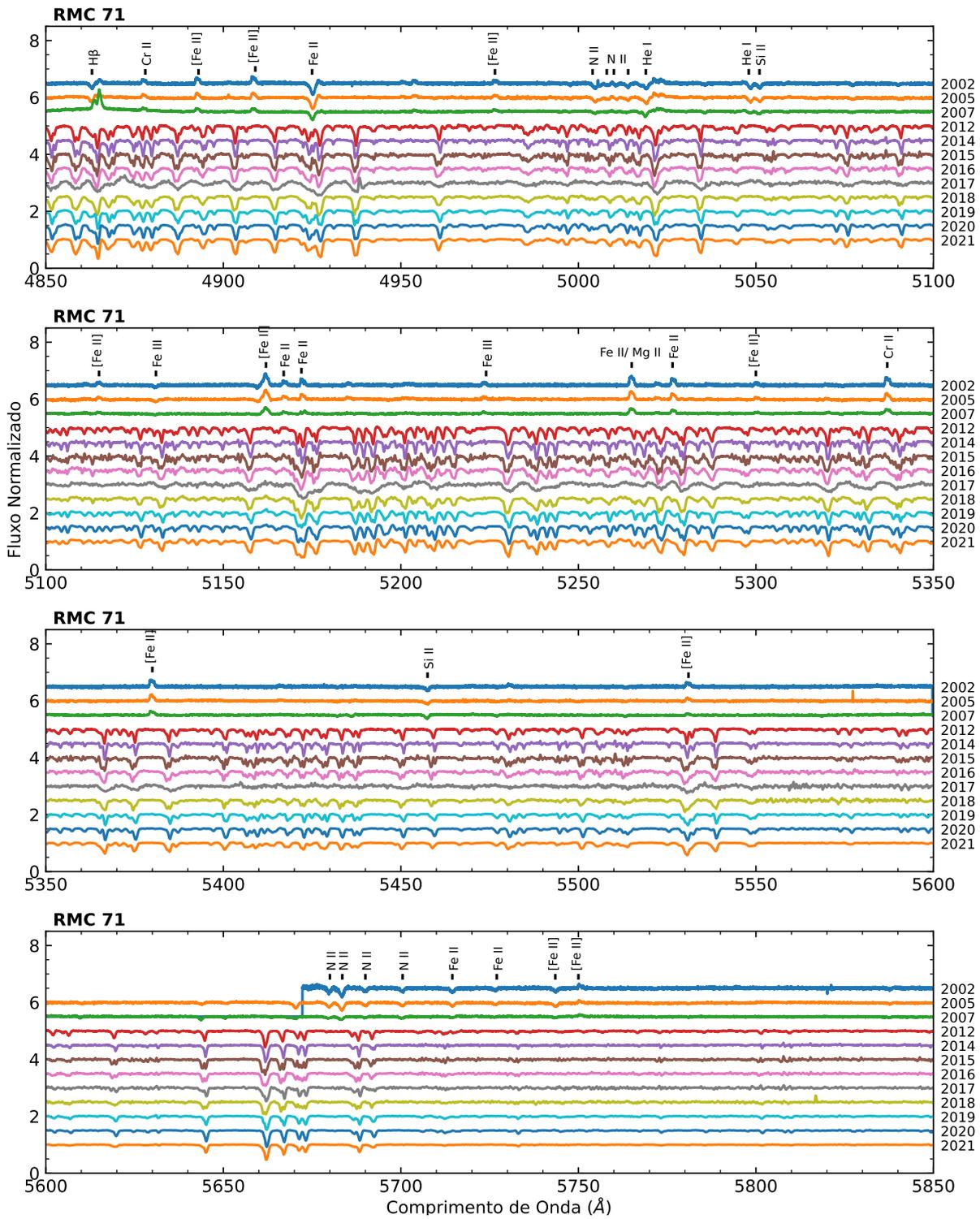


Figura 49 – Continuação.

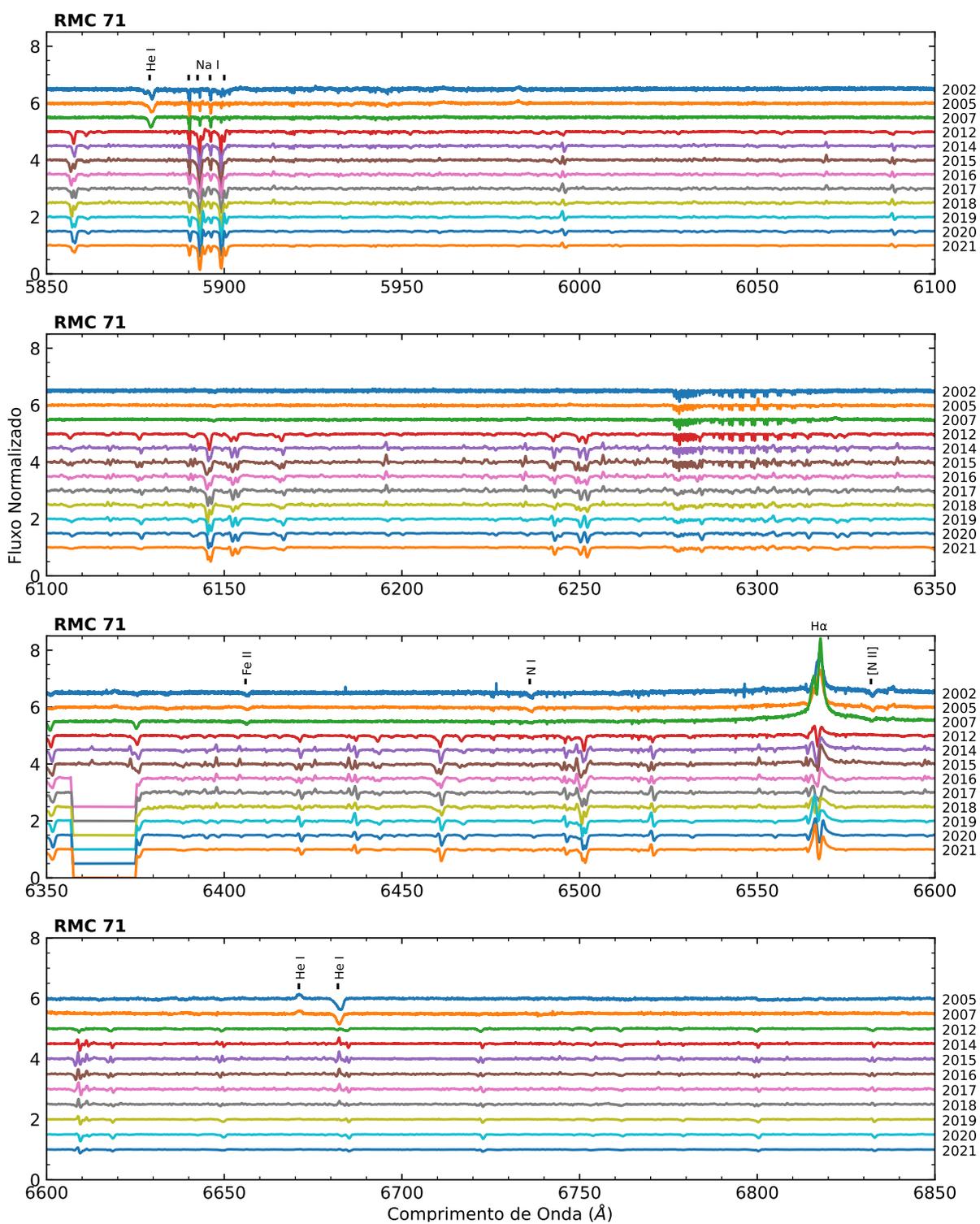


Figura 50 – Continuação.

Referências

- Aghakhanloo**, M., Murphy, J. W., Smith, N. & Hlozěk, R., MNRAS, 472, 591, (2017)
- Appenzeller**, I., Proceedings of the Symposium, A87-16301, 149, (1986)
- Barba**, R. & Niemela, V., IAU, 6099, 1 (1994)
- Bartlett**, E. S. & Clark, J. S., SALT Science Conference (SSC) (2015)
- Bohannon**, B. & Walborn, N. R., Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 101, 520 (1989)
- Brown**, T. M., et al., 2013, PASP, 125, 1031 (2013)
- Campagnolo**, J. C. N., Dissertação de Mestrado, Observatório Nacional (2014)
- Campagnolo**, J. C. N., Tese de Doutorado, Observatório Nacional (2018)
- Campagnolo**, J. C. N., Borges Fernandes, M., Drake, N. A., Kraus, M., Gerrero, C. A., & Pereira, C. B., A&A, 613, 33 (2018)
- Cannon**, A. J., Harvard College Observatory Bulletin, 801, 1 (1924)
- Cannon**, J. B., Journal of the Royal Astronomical Society of Canada, 10, 377 (1916)
- Cantiello**, M., Langer, N., Brott, I., de Koter, A., Shore, S. N., Vink, J. S., Voegler, A. & Yoon, S. -C., Proceedings of "38th Liege International Astrophysical Colloquium, 158, 61 (2009)
- Carlson**, E. D. & Henize, K. G., Vistas in Astronomy, 23, 213 (1979)
- Castelli**, F. & Kurucz, R. L., IAU Symp., 210 (2004)
- Clampin**, M., Nota, A., Golimowski, D. A., Leitherer, C. & Durrance, S. T., ApJ, 410, 35 (1993)
- Clark**, J. S., Egan, M. P., Crowther, P. A., Mizuno, D. R., Larionov, V. M. & Arkharov, A., A&A, 412, 185 (2003)
- Clark**, J. S., Larionov, V. M. & Arkharov, A., A&A, 435, 239 (2005)
- Conti**, P. S., Memoires of the Societe Royale des Sciences de Liege, 9, 193 (1975)
- Conti**, P. S., IAU Symposium, 105, 233 (1984)
- Cousins**, A. W. J., Memoirs of the Royal Astronomical Society, 81, 25 (1976)

- Cox, J.P., Theory of Stellar Pulsation, Princeton University Press, 135 (1980)
- Crowther, P. A. & Smith, L. J., A&A, 320, 500 (1997)
- Dachs, J., A&A, 9, 95 (1970)
- Damineli, A., AJL, 460, 49 (1996)
- Damineli, A., Kaufer, A., Wolf, B., Stahl, O., Lopes, D. F. & de Araújo, F. X., ApJ, 528, L101 (2000)
- Davidson, K., MNRAS, 154, 415 (1971)
- Davidson, K., Moffat, A. F. J. & Lamers, H. J. G. L. M., IAU, 113 (1989)
- Davies, B., Oudmaijer, R. D. & Vink, J. S., A&A, 439, 1107 (2005)
- Davies, B., Crowther, P. A. & Beasor, E. R., MNRAS, 478, 3138 (2018)
- de Groot, M., Bull. Astron. Inst. Netherlands, 20, 225 (1969)
- de Groot, M., New Directions in Spectrophotometry, 48, 335 (1988)
- de Jager, C., A&A, 138, 246 (1984)
- de Vaucouleur, G. & Eggen, O. J., Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 64, 185 (1952)
- Eddington, A. S., Cambridge University Press, ISBN 9780521337083 (1926)
- Egan, M. P., Clark, J. S., Mizuno, D. R., Carey, S. J., Steele, I. A. & Price, S. D., ApJ, 572, 288 (2002)
- Ekström, S., Georgy, C., Eggenberger, P., Meynet, G., Mowlavi, N., Wyttenbach, A., Granada, A., Decressin, T., Hirschi, R., Frischknecht, U., Charbonnel, C. & Maeder, A., A&A, 537, 18 (2012)
- Ekström, S., Georgy, C., Meynet, G., Groh, J. & Granada, A., EAS, 60, 31 (2013)
- Ekström, S., Meynet, G., Georgy, C., Groh, J., Choplin, A. & Song, H., IAU S, 344, 153 (2019)
- Feast, M. W., Thackeray, A. D. & Wesselink, A. J., MNRAS, 121, 337 (1960)
- Frew, D. J., The Journal of Astronomical Data, 10, 6 (2004)
- Gallagher, J. S., ASSL, 157, 185 (1989)
- Gallagher, J. S., Kenyon, S. J. & Hege, E. K., ApJ, 249, 83 (1981)

- Gaviola**, E., *ApJ*, 111, 408 (1950)
- Georgy**, C., Ekström, S., Eggenberger, P., et al., *A&A*, 558, 103 (2013)
- Girard**, T. M., van Altena, W. F., Zacharias, N., Vieira, K., Casetti-Dinescu, D. I., Castillo, D., Herrera, D., Lee, Y. S., Beers, T. C., Monet, D. G. & Lopez, C. E., *ApJ*, 142, 12 (2011)
- Glass**, I. S., *MNRAS*, 209, 759 (1984)
- Grindlay**, J., Tang, S., Los, E., & Servillat, M., in *IAU Symposium*, Vol. 285, *New Horizons in Time Domain Astronomy*, ed. E. Griffin, R. Hanisch, & R. Seaman, 29–34 (2012)
- Gvaramadze**, V. V., *RNAAS*, 2, 4 (2018)
- Gvaramadze**, V. V., Kniazev, A. Y. & Berdnikov, L. N., *MNRAS*, 454, 3710 (2015)
- Gvaramadze**, V. V., Kniazev, A. Y., Berdnikov, L. N., Langer, N., Grebel, E. K. & Bestenlehner, J. M., *MNRAS*, 445, L84 (2014)
- Gvaramadze**, V. V., Kniazev, A. Y. & Fabrika, S., *MNRAS*, 405, 1047 (2010)
- Gvaramadze**, V. V., Kniazev, A. Y., Miroshnichenko, A. S., Berdnikov, L. N., Langer, N., Stringfellow, G. S., Todt, H., Hamann, W. -R., Grebel, E. K., Buckley, D., Crause, L., Crawford, S., Gulbis, A., Hettlage, C., Hooper, E., Husser, T. -O., Kotze, P., Loaring, N., Nordsieck, K. H., O’Donoghue, D., Pickering, T., Potter, S., Romero Colmenero, E., Vaisanen, P., Williams, T., Wolf, M., Reichart, D. E., Ivarsen, K. M., Haislip, J. B., Nysewander, M. C. & LaCluyze, A. P., *MNRAS*, 421, 3325 (2012)
- Groh**, J. H., Hillier, D. J. & Daminieli, A., *ApJ*, 638, L33 (2006)
- Groh**, J. H., Hillier, D. J., Daminieli, A., Whitelock, P. A., Magang, F. & Rossi, C., *ApJ*, 698, 1698 (2009)
- Groh**, J. H. & Vink, J. S., *A&A*, 531, 10 (2011)
- Guha Niyogi**, S., Min, M., Meixner, M., Waters, L. B. F. M., Seale, J. & Tielens, A. G. G. M., *A&A*, 569, 80 (2014)
- Guzik**, J. A. & Lovekin, C. C., *Astronomical Review*, 7, 13 (2012)
- Halley**, E., *Catalogue des estoilles australes ou supplement du Catalogue de Tycho*, 13 (1679)
- Heger**, A., Fryer, C. L., Woosley, S. E., Langer, N. & Hartmann, D. H., *ApJ*, 591, 288 (2003)

- Heger**, A., Woosley, S. E., Rauscher, T., Hoffman, R. D. & Boyes, M. M., *New Astron. Rev.*, 46, 463 (2002)
- Henize**, K. G., Thesis (PHD), The University of Michigan, 15, 486 (1955)
- Hoffleit**, D., *Harvard College Observatory Bulletin*, 892, 19 (1933)
- Hoffleit**, D., *Harvard College Observatory Bulletin*, 913, 4 (1940)
- Holoien**, T. W.-S., et al., *MNRAS*, 471, 4966 (2017)
- Hubble**, E. & Sandage, A., *ApJ*, 118, 353 (1953)
- Humphreys**, R. M., *Bulletin of the American Astronomical Society*, 7, 238 (1975)
- Humphreys**, R. M. & Davidson, K., *ApJ*, 232, 409 (1979)
- Humphreys**, R. M. & McElroy, D. B., *ApJ*, 284, 565 (1984)
- Humphreys**, R. M., *IAU Colloq.*, 113, 3 (1989)
- Humphreys**, R. M., Lamers, H. J. G. L. M. & Hoekzema, N., Cassatella, A., *A&A*, 218, 17 (1989)
- Humphreys**, R. M. & Davidson, K., *Astronomical Society of the Pacific*, 106, 1025 (1994)
- Humphreys**, R. M., Weis, K., Davidson, K., Bomans, D. J. & Burggraf, B., *ApJ*, 790, 21 (2014)
- Humphreys**, R. M., Davidson, K., Gordon, M. S., Weis, K., Burggraf, B. & Bomans, D. J., *The Astrophysical Journal Letters*, 782, 4 (2014)
- Humphreys**, R. M., Davidson, K., Hahn, D., Martin, J. C. & Weis, K., *ApJ*, 844, 9 (2017)
- Innes**, R. T. A., *Circular of The Union Observatory Johannesburg*, 29, 226 (1915)
- Ishibashi** K., Gull, T. R., Davidson, K., Smith, N., Lanz, T., Lindler, D., Feggans, K., Verner, E., Woodgate, E. B. & Kimble, R. A., et al., *ApJ*, 125, 6 (2013)
- Jayasinghe**, T., Kochanek, C. S., Stanek, K. Z., Shappee, B. J., Holoien, T. W. -S., Thompson, Todd A., Prieto, J. L., Dong, Subo, Pawlak, M., Pawlak, M., Shields, J. V., Pojmanski, G., Otero, S., Britt, C. A. & Will, D., *MNRAS*, 477, 3145 (2018)
- Jayasinghe**, T., Stanek, K. Z., Kochanek, C. S., Shappee, B. J., Holoien, T. W. -S., Thompson, Todd A., Prieto, J. L., Dong, Subo, Pawlak, M., Pejcha, O., Shields, J. V., Pojmanski, G., Otero, S., Britt, C. A. & Will, D., *MNRAS*, 486, 1907 (2019)

- Jiang**, Y. -F., Cantiello, M., Bildsten, L., et al., *Nature*, 561, 498 (2018)
- Johnson**, H. L., *Annales d'Astrophysique*, 18, 292 (1955)
- Joshi**, Y. C., Sharma, K., Gangopadhyay, A., Gokhale, R. & Misra, K., *ApJ*, 158, 13 (2019)
- King**, N. L., Walterbos, R. A. M. & Braun, R., *ApJ*, 507, 210 (1998)
- Kniazev**, A. Y., Gvaramadze, V. V. & Berdnikov, L. N., *MNRAS*, 449, L60 (2015)
- Kochanek**, C. S., Beacom, J. F., Kistler, M. D., Pietro, J. L., Stanek, K. Z., Thompson, T. A. & Yüksel, H., *ApJ*, 684, 1336 (2008)
- Kochanek**, C. S., *MNRAS*, 493, 4945 (2020)
- Lamers**, H. J. G. L. M., de Groot, M. & Casatella, A., *A&A*, 128, 299 (1983)
- Lamers**, H. J. G. L. M., *A&A*, 159, 90 (1986)
- Lamers**, H. J. G. L. M., *IAU Colloq.*, 113, 135 (1989)
- Lamers**, H. J. G. L. M., *IAU*, 176 (1995)
- Lamers**, H. J. G. L. M. & Cassinelli, J. P., Cambridge, UK: Cambridge University Press (1999)
- Lamers**, H. J. G. L. M. & Fitzpatrick, E. L., *ApJ*, 324, 279 (1988)
- Lamers**, H. J. G. L. M. & Pauldrach, A. W. A., *A&A*, 244 (1991)
- Lamers**, H. J. G. L. M., Bastiaanse, M. V. & Aerts, C., *Proceedings of a Conference held in Los Alamos*, 135, 159 (1998)
- Leitherer**, C., Appenzeller, I., Klare, G., Lamers, H. J. G. L. M., Stahl, O., Waters, L. B. F. M. & Wolf, B., *A&A*, 153, 168 (1985)
- Luyten**, W. J., *Harvard College Observatory Bulletin*, 851, 4 (1927)
- Luyten**, W. J., *Harvard College Observatory Bulletin*, 859, 1 (1928)
- MacConnell**, D. J., *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofísica*, 8, 39 (1983)
- Madura**, T. I., Gull, T. R., Owocki, S. P., Groh, J. H., Okazaki, A. T. & Russel, C. M. P., *MNRAS*, 420, 2064 (2012)
- Maeder**, A. & Conti, P. S., *ARA&A*, 32, 227 (1994)
- Maeder**, A. & Meynet, G., *A&A*, 361, 159 (2000)

- Maeder**, A. & Meynet, G., *New Astronomy Reviews*, 54, 32 (2010)
- Masetti**, N., Parisi, P., Palazzi, E., Jiménez-Bailón, E., Chavushyan, V., Bassani, L., Bazzano, A., Bird, A. J., Dean, A. J., Charles, P. A., Galaz, G., Landi, R., Malizia, A., Mason, E., McBride, V. A., Minniti, D., Morelli, L., Schiavone, F., Stephen, J. B. & Ubertini, P., *A&A*, 519, 21 (2010)
- Mahy**, L., Lanthermann, C., Hutsemékers, D., Kluska, J., Lobel, A., Manick, R., Miszalski, B., Reggiani, M., Sana, H. & Gosset, E., *A&A*, 657, 15 (2022)
- Martayan**, C., Lobel, A., Baade, D., Blomme, R., Frémat, Y., LeBouquin, J. B., Selman, F., Girard, J., Mérand, A., Montagnier, G., Patru, F., Mawet, D., Martins, F., Rivinius, Th., Štefl, S., Zorec, J., Semaan, T., Mehner, A., Kervella, P., Sana, H. & Schödel, R., *Astronomical Society of the Pacific*, 464, 293 (2012)
- Matteucci**, F. & Calura, F., *MNRAS*, 360, 447 (2005)
- Mauerhan**, J., Smith, N., Filippenko, A. V., Silverman, J., Cenko, B. & Clubb, K., *AAS*, 221, 233 (2013)
- Mehner**, A., Baade, D., Rivinius, T., Lennon, D. J., Martayan, C., Stahl, O. & Štefl, S., *A&A*, 555, 10 (2013)
- Mehner**, A., Baade, D., Groh, J. H., Rivinius, T., Hambusch, F. J., Bartlett, E. s., Asmus, D., Agliozzo, C., Szeifert, T. & Stahl, O., *A&A*, 124, 18 (2017)
- Mehner**, A., Janssens, S., Agliozzo, C., de Wit, W. -J., Boffin, H. M. J., Baade, D., Bodensteiner, J., Groh, J. H., Mahy, L. & Vogt, F. P. A., *A&A*, 655, 10 (2021)
- Meynet**, G. & Maeder, A., *A&A*, 429, 581 (2005)
- Miller**, G. E. & Scalo, J. M., *ApJ Supplement Series*, 41, 513 (1979)
- Mitra**, P. M. & Dufour, R. J., *MNRAS*, 242, 98 (1990)
- Monnier**, J. D., Tuthill, P. G., Danchi, W. C., Murphy, N. & Harries, T. J., *ApJ*, 655, 1033 (2007)
- Morris**, P. W., Gull, Theodore R., Hillier, D. J., Barlow, M. J., Royer, P., Nielsen, K., Black, J. & Swinyard, B., *ApJ*, 842, 26 (2017)
- Nazé**, Y., Rauw, G. & Hutsemékers, D., *A&A*, 538, 13 (2012)
- Nota**, A., Livio, M., Clampin, M. & Schulte-Ladbeck, R., *ApJ*, 448, 788 (1995)
- Nota**, A., Smith, L., Pasquali, A., Clampin, M. & Stroud, M., *ApJ*, 486, 338 (1997)
- Owocki**, S. P., Gayley, K. G. & Shaviv, N. J., *ApJ*, 616, 525 (2004)

- Perryman**, M. A. C., & ESA, ESA Special Publication, Vol. 1200, The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA HIPPARCOS Space Astrometry Mission, (1997)
- Petrov**, B., Vink, J. S. & Gräfener, G., MNRAS, 458, 1999 (2016)
- Pickering**, E. C., Annals of Harvard College Observatory, 53, 143 (1904)
- Pickering**, E. C. & Fleming, W. P., ApJ, 6, 459 (1897)
- Pickering**, E. C. & Fleming, W. P., ApJ, 14, 144 (1901)
- Rodríguez**, R. et al., Res. Notes Am. Astron. Soc., 2, 8 (2018)
- Sana H.**, de Mink, S. E., de Koter, A., Langer, N., Evans, C. J., Gieles, M., Gosset, E., Izzard, R. G., Le Bouquin, J. -B. & Schneider, F. R. N., Science, 337, 444 (2012)
- Sandage**, A. & Tammann, G. A., ApJ, 191, 603 (1974)
- Sanduleak**, N., Information Bulletin on Variable Stars, 1093, 1 (1976)
- Sanyal**, D., Grassitelli, L., Langer, N. & Bestenlehner, J. M., A&A, 580, 24 (2015)
- Schneller**, H., Vierter Band, 4 (1957)
- Shapley**, H. & Wilson, H. H., Harvard College Observatory Circular, 271, 1 (1925)
- Sharov**, A. S., IAU Symposium, 67, 275 (1975)
- Sharov**, A. S., Soviet Astronomy Letters, 16, 85 (1990)
- Shore**, S. N., Altner, B. & Waxin, I., ApJ, 112, 2744 (1996)
- Shore**, S. N. & Sanduleak, N., ApJ, 55, 1 (1984)
- Smartt**, S. J., ARA&A, 47, 63 (2009)
- Smith**, N., Aghakhanloo, M., Murphy, J. W., Drout, M. R., Stassun, K. G. & Groh, J. H., MNRAS, 488, 1760 (2019)
- Smith**, L. J., Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 407, 137 (1957)
- Smith**, L. J., Stroud, M. P., Esteban, C. & Vilchez, J. M., MNRAS, 290, 265 (1997)
- Smith**, N., Li, W., Silverman, J. M., Ganeshalingam, M. & Filippenko, A. V., MNRAS, 447, 598 (2011)
- Smith**, N., ARA&A, 52, 487 (2014)
- Smith**, N., Philos. Trans. R. Soc. A, 375, Issue 2105 (2017)

- Stahl, O.**, *A&A*, 164, 321 (1986)
- Stahl, O.**, *A&A*, 182, 229 (1987)
- Stahl, O.**, Jankovics, I., Kovács, J., Wolf, B., Schmutz, W., Kaufer, A., Rivinius, Th. & Szeifert, Th., *A&A*, 375, 54 (2001)
- Stahl, O.**, Wolf, B., de Groot, M., Leitherer, C., Zickgraf, F. J., Krautter, J. & de Groot, M., *A&A*, 140, 459 (1984)
- Stahl, O.**, Wolf, B., de Groot, M. & Leitherer, C., *A&A*, 61, 237 (1985)
- Stahl, O. & Wolf, B.**, *A&A*, 158, 371 (1986)
- Stahl, O.**, Wolf, B., Klare, G., Juettner, A. & Cassatella, A., *A&A*, 228, 379 (1990)
- Stahl, O.**, Wolf, B. & Klare, G., *A&A*, 127, 49 (1983)
- Steffen, W.**, Teodoro, M., Madura, T. I., Groh, J. H., Gull, T. R., Mehner, A., Corcoran, M. F., Damineli, A. & Hamaguchi, K., *The Messenger*, 158, 26 (2014)
- Strömgren, B.**, *ApJ*, 89, 526 (1939)
- Szeifert, T.**, Clumping in hot-star winds: proceedings of an international workshop held in Potsdam, Germany, 18. - 22. June 2007. Hamann, Wolf-Rainer (ed.); Feldmeier, Achim (ed.) ; Oskinova, Lidia M. (ed.), 159 (2008)
- Szeifert, T.**, Humphreys, R. M., Davidson, K., Jones, T. J., Stahl, O., Wolf, B. & Zickgraf, F. J., *A&A*, 314, 131 (1996)
- Szeifert, Th.**, Stahl, O., Wolf, B. & Zickgraf, F. J., *New Aspects of Magallanic Cloud Research*, 416, 280 (1993)
- Thackeray, A. D.**, *MNRAS*, 168, 221 (1974)
- Tucker, M. A. et al.**, *ApJ*, 867, L9 (2018)
- Udalski, A.**, Szymański, M., Kubiak, M., Pietrzyński, G., Wyrzykowski, Ł., Szewczyk, O., Ulaczyk, K. & Poleski, R., *Acta Astronomica*, 58, 89 (2008)
- Ulaczyk, K.**, Szymański, M. K., Udalski, A., Kubiak, M., Pietrzyński, G., Soszyński, I., Wyrzykowski, Ł., Poleski R., Gieren, W., Walker A. R. & Garcia-Varela, A., *Acta Astron.*, 63, 159 (2013)
- Ulaczyk, K.**, Szymański, M. K., Udalski, A., et al., *VizieR Online Data Catalog* (2017)
- van Genderen, A. M.**, *A&A*, 7, 49 (1970)

- van Genderen**, A. M., Sterken, C., *A&A*, 38, 151 (1979)
- van Genderen**, A. M., Sterken, C., *A&A*, 112, 61 (1982)
- van Genderen**, A. M., Thé, P. S., Heemskerk, M., Heynderickx, D., Larsen, I., Wanders, I. & van Weeren, N., *Astrophysics and Space Science Library*, 157, 273 (1989)
- van Genderen**, A. M., *Journal of Astronomical Data*, 4, 10 (1998)
- van Genderen**, A. M., van Leeuwen, F. & Brand, J., *A&AS*, 47, 591 (1982)
- van Genderen**, A. M. & Sterken, C., *A&A*, 308, 763 (1996)
- van Genderen**, A. M. & Sterken, C., *A&A*, 423, L1 (2004)
- van Genderen**, A. M., *A&A*, 366, 508 (2001)
- Vega**, E. I., Rabolli, M., Muzzio, J. C. & Feinstein, A., *ApJ*, 85, 1207 (1980)
- Verner**, E., Bruhweiler, F. & Gull, T., *ApJ*, 624, 973 (2005)
- Vink**, J. S., *Astrophysics and Space Science Library*, 384, 221 (2012)
- von Zeipel**, H., *MNRAS*, 84, 684 (1924)
- Voors**, R. H. M., Waters, L. B. F. M., Morris, P. W., Trams, N. R., de Koter, A. & Bouwman, J., *A&A*, 523, 279 (1999)
- Voors**, R. H. M., Waters, L. B. F. M., de Koter, A., Bouwman, J., Morris, P. W., Barlow, M. J., Sylvester, R. J. & Trams, N. R., *A&A*, 356, 501 (2000)
- Walborn**, N. R., *ApJ*, 215, 53 (1977)
- Walborn**, N. R., *ApJ*, 256, 452 (1982)
- Walborn**, N. R., Gamen, R. C., Barba, R. H. & Morrell, N. I., *The Astronomer's Telegram*, 6295 (2014)
- Walborn**, N. R., Gamen, R. C., Barba, R. H., Morrell, N. I., Barba, R. H., Fernández, L. E. & Angeloni, R., *ApJ*, 154, 26 (2017)
- Walker**, R., *Spectral Atlas for Amateur Astronomers*, Cambridge University Press (2017)
- Weigelt**, G. & Ebersberger, J., *A&A*, 163, L5 (1986)
- Weis**, K. & Bomans, D. J., *Galaxies*, 8, 20 (2020)
- Weis**, K., *A&A*, 408, 205 (2003)
- Weis**, K., *IAU Symposium*, 272, 372 (2011)

- Wesselink**, A. J., MNRAS, 116, 3 (1956)
- Wray**, J. D., PhD thesis, Northwestern Univ. (1966)
- Wood**, H. E., MNRAS, 74, 698 (1914)
- Wolf**, B., Reviews in Modern Astronomy, 5, 1 (1992)
- Wolf**, B., Appenzeller, I. & Stahl, O., A&A, 103, 94 (1981)
- Yoon**, S. -C. & Langer, N., A&A, 435, 967 (2005)
- Zacharias**, N., Monet, D. G., Levine, S. E., Urban, S. E., Gaume, R. & Wycoff, G. L.,
American Astronomical Society Meeting, 36, 1418 (2004)