



Observatório  
Nacional

DISSERTAÇÃO DE MESTRADO

EXPLORANDO VARIÁVEIS CATACLÍSMICAS COM SIMILARIDADES  
OBSERVACIONAIS DE ANÃS BRANCAS ACRETANTES MAGNÉTICAS  
E NÃO-MAGNÉTICAS

AMANDA SILVA DE ARAUJO

RIO DE JANEIRO

2024



Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovações e Comunicações

Observatório Nacional

Programa de Pós-Graduação

Dissertação de Mestrado

EXPLORANDO VARIÁVEIS CATACLÍSMICAS COM SIMILARIDADES  
OBSERVACIONAIS DE ANÃS BRANCAS ACRETANTES MAGNÉTICAS  
E NÃO-MAGNÉTICAS

por

Amanda Silva de Araujo

Dissertação submetida ao Programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório Nacional, como parte dos requisitos necessários para a obtenção do Grau de Mestre em Astronomia.

Orientador: Dr. Raimundo Lopes de Oliveira  
Filho

Rio de Janeiro, RJ – Brasil

Julho de 2024

S

Silva de Araujo, Amanda

EXPLORANDO VARIÁVEIS CATACLÍSMICAS COM  
SIMILARIDADES OBSERVACIONAIS DE ANÃS BRANCAS  
ACRETANTES MAGNÉTICAS E NÃO-MAGNÉTICAS [Rio  
de Janeiro] 2024.

xxii, 184 p. 29,7 cm: graf. il. tab.

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

1. astrofísica estelar. 2. variáveis cataclísmicas. 3. novas  
anãs. 4. polares intermediárias. I. Observatório Nacional. II.  
Título.

CDU

“EXPLORANDO VARIÁVEIS CATACLÍSMICAS COM SIMILARIDADES  
OBSERVACIONAIS DE ANÃS BRANCAS ACRETANTES MAGNÉTICAS  
E NÃO-MAGNÉTICAS”

AMANDA SILVA DE ARAUJO

DISSERTAÇÃO 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. Raimundo Lopes de Oliveira Filho – ON,UFS  
(Orientador)

---

Dr. Antonio Nemer Kanaan Neto – UFSC

---

Dr. Raimundo Lopes de Oliveira Filho – ON,UFS

---

Dr. Gerardo Juan Manuel Luna – Conicet/Argentina

RIO DE JANEIRO, RJ – BRASIL

18 DE JULHO DE 2024



*Ao meu querido e amado  
Aguinaldo, meu “ti” Guina.*



# Agradecimentos

Dedico este trabalho aos meus pais, Maria Eliene, Carlos Antonio e Edson, que sob muito sol, fizeram-me chegar até aqui, na sombra. Sua paciência, amor e encorajamento constante foram essenciais.

Ao meu orientador, Prof. Dr. Raimundo Lopes, expresso minha mais sincera gratidão pela orientação meticulosa, pelo tempo dedicado e pelos conselhos sempre perspicazes. Sua orientação e apoio foram fundamentais para o desenvolvimento deste trabalho.

À minha família e amigos próximos, cujo apoio inabalável e encorajamento foram essenciais ao longo deste caminho desafiador. Gostaria de agradecer também aos meus colegas, especialmente Romualdo, José Wesley e Marçal, pela ajuda mútua e pelo companheirismo ao longo desses anos.

Ao Observatório Nacional, por proporcionar um ambiente acadêmico estimulante e pelos recursos oferecidos, sem os quais esta pesquisa não teria sido possível.

Agradeço também às agências de fomento CAPES e FAPERJ, cujo suporte financeiro foi indispensável para a realização deste projeto.

Gostaria de agradecer especialmente ao Dr. Albert Bruch e à Dra. Angela Krabbe, pelo aprendizado valioso sobre como trabalhar com dados do TESS e do Gemini. Suas orientações e ensinamentos foram cruciais para o sucesso desta pesquisa.

A todos os que, direta ou indiretamente, contribuíram para a realização deste projeto, deixo aqui meu agradecimento mais profundo. Suas palavras de incentivo, apoio moral e sugestões foram vitais para a concretização deste trabalho.

Por fim, dedico este trabalho em memória do meu tio Aguinaldo, cujo amor, sabedoria e inspiração continuam a guiar meu caminho, mesmo na ausência física. Seu legado perdura em cada conquista alcançada.

“Ao verme que primeiro roeu as  
frias carnes do meu cadáver  
dedico como saudosa lembrança  
estas memórias póstumas.”

---

Machado de Assis

EXPLORANDO VARIÁVEIS CATACLÍSMICAS COM SIMILARIDADES  
OBSERVACIONAIS DE ANÃS BRANCAS ACRETANTES MAGNÉTICAS  
E NÃO-MAGNÉTICAS

**RESUMO**

Variáveis Cataclísmicas (VCs) são sistemas binários nos quais uma anã branca (AB) acumula matéria de uma estrela companheira de sequência principal ou perto dela. Algumas das incógnitas sobre esses sistemas giram em torno dos seguintes pontos: estudos populacionais e determinação do espaço de parâmetros no limiar entre sistemas abrigando anãs brancas acretantes magnéticas e não-magnéticas. Esses pontos foram abordados neste trabalho através de uma análise multiespectral. Na primeira abordagem, utilizamos uma amostra de sistemas classificados como novas anãs (NAs), porém com características espectrais ópticas semelhantes às de polares intermediárias de baixa luminosidade em raios X (PIBLs), de PIBLs e de polares. Na segunda abordagem, focamos na caracterização de VCs identificadas no S-PLUS. O trabalho fez uso de (i) uma coleção de observações, com espectroscopia no óptico realizada com o GMOS/Gemini-Sul e em raios X com o satélite Swift, além de fotometria no óptico e em ultravioleta com o mesmo satélite, (ii) de observações e informações de bancos de dados públicos, como curvas de luz do satélite TESS e do projeto ASAS-SN, espectroscopia no óptico com o LAMOST e com o SDSS, medidas de magnitude e distâncias a partir do satélite GAIA, e medidas de fluxo com o satélite eROSITA, e (iii) de informações disponíveis na literatura.

No quesito populacional, caracterizamos e assim confirmamos 11 novas VCs com base em linhas características da série de Balmer do H, HeI e HeII em 4686 Å. Confirmação adicional de tal natureza para quarto dos sistemas veio através de observações em raios X realizadas com o telescópio Swift. As luminosidades observadas em raios X foram consistentes com as esperadas para PIBLs e NAs. Destaca-se um sistema do qual determinamos um período orbital de 1,81 horas, revelado em curvas de luz do TESS, cujas características orbitais e espectrais são consistentes com as de PIBLs e de certas NAs. Entretanto, a não detecção do período de rotação da AB a partir de observações do TESS sugere tratar de uma NA. Ademais, dois desses onze sistemas foram identificados, por semelhanças espectrais (notadamente, das emissões em HeII 4686, H $\alpha$  e H $\beta$ ),

como sendo polares.

Em relação ao espaço de parâmetros entre VCs, as polares tendem a ter menores valores de largura equivalente para as linhas  $H\alpha$  e  $H\beta$ , existindo uma relação que sugere que valores maiores de  $EW(H\alpha)$  estão associados a valores maiores de  $H\beta$ . Nas polares a razão  $EW(H\alpha)/EW(H\beta)$  em função da  $EW(HeII\ 4686)$  indica que emissões intensas de HeII em 4686 Å estão preferencialmente associadas a meios astrofísicos opticamente espessos aos fótons  $H\alpha$ . Além disso, as polares exibem maior variação em  $EW(HeII\ 4686)/EW(H\alpha)$ , sempre superior a 0,2, mas sem correlação com os valores de  $EW(H\alpha)$ . Por outro lado, as NAs e PIBLs apresentam uma maior dispersão nos valores de  $EW(H\alpha)$  e  $EW(H\beta)$ , com medidas que se estendem até aproximadamente 200 Å. A emissão em HeII em 4686 Å nas NAs e PIBLs está sempre associada a valores de  $EW(HeII\ 4686)$  inferiores a 15 Å, indicando emissões relativamente fracas em comparação com as polares. Não há distinção entre as emissões em HeII 4686,  $H\alpha$  e  $H\beta$  entre as NAs e PIBLs investigadas, impossibilitando diferenciá-las apenas com base nessas linhas. A razão  $EW(HeII\ 4686)/EW(H\alpha)$  para as NAs e PIBLs é sistematicamente baixa, inferior a 0,2, refletindo emissões fracas de HeII em 4686 Å em comparação com  $H\alpha$ . Além disso, não foram observadas tendências significativas entre as larguras equivalentes e os períodos orbitais dos sistemas em nenhuma das classes.

EXPLORING CATAclySMIC VARIABLES WITH OBSERVATIONAL  
SIMILARITIES OF ACCRETING MAGNETIC AND NON-MAGNETIC  
WHITE DWARFS

**ABSTRACT**

Cataclysmic Variables (CVs) are binary systems in which a white dwarf (WD) accretes matter from a companion star on or near the main sequence. Some of the uncertainties about these systems revolve around the following points: population studies and determination of parameter space at the threshold between systems harboring accreting magnetic and non-magnetic white dwarfs. These points were addressed in this work through a multispectral analysis. In the first approach, we used a sample of systems classified as dwarf novae (DNs), yet with optical spectral characteristics similar to those of low-luminosity intermediate polar-like X-ray sources (LLIPs), LLIPs, and polars. In the second approach, we focused on characterizing CVs identified in S-PLUS. The work utilized (i) a collection of observations, with optical spectroscopy performed using GMOS/Gemini-South and X-ray observations with the Swift satellite, along with optical and ultraviolet photometry from the same satellite, (ii) observations and information from public databases such as light curves from the TESS satellite and the ASAS-SN project, optical spectroscopy from LAMOST and SDSS, magnitude and distance measurements from the GAIA satellite, and flux measurements from the eROSITA satellite, and (iii) information available in the literature.

In terms of population, we characterized and confirmed 11 new CVs based on characteristic lines from Balmer Series of H, HeI, and HeII at 4686 Å. Additional confirmation of this nature for four systems came through X-ray observations performed with the Swift telescope. The observed X-ray luminosities were consistent with those expected for LLIPs and DNs. One system stands out, in which we determined an orbital period of 1.81 hours, revealed in TESS light curves, whose orbital and spectral characteristics are consistent with those of IPs and certain NAs. However, the non-detection of the white dwarf spin period from TESS observations suggests it is an DN. Furthermore, two of these eleven systems were identified, based on spectral similarities (notably in HeII 4686 emissions, H $\alpha$ , and H $\beta$ ), as polars.

Regarding the parameter space between CVs, polars tend to have lower equivalent widths for  $H\alpha$  and  $H\beta$  lines, with a relationship suggesting higher  $EW(H\alpha)$  values are associated with higher  $H\beta$  values. In polars, the ratio  $EW(H\alpha)/EW(H\beta)$  as a function of  $EW(\text{HeII } 4686)$  indicates that intense emissions of HeII at 4686 Å are preferentially associated with optically thick astrophysical environments to  $H\alpha$  photons. Additionally, polars exhibit greater variation in  $EW(\text{HeII } 4686)/EW(H\alpha)$ , always exceeding 0.2, but without correlation with  $EW(H\alpha)$  values. On the other hand, DNs and LLIPs show greater dispersion in  $EW(H\alpha)$  and  $EW(H\beta)$  values, extending up to approximately 200 Å. HeII emission at 4686 Å in DNs and LLIPs is always associated with  $EW(\text{HeII } 4686)$  values below 15 Å indicating relatively weak emissions compared to polars. There is no distinction among HeII 4686,  $H\alpha$ , and  $H\beta$  emissions between DNs and LLIPs studied, making differentiation based solely on these lines impossible. The ratio  $EW(\text{HeII } 4686)/EW(H\alpha)$  for DNs and LLIPs is consistently low, below 0.2, reflecting weak HeII emissions at 4686 Å compared to  $H\alpha$ . Furthermore, no significant trends were observed between equivalent widths and orbital periods of the systems in any of the classes.

# Sumário

<b>Lista de Figuras</b>	<b>xvii</b>
<b>Lista de Tabelas</b>	<b>xxi</b>
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
1.1 Contextualização científica deste trabalho . . . . .	2
1.2 Variáveis Cataclísmicas . . . . .	6
1.2.1 A estrela degenerada . . . . .	6
1.2.2 A estrela secundária . . . . .	7
1.2.3 Geometria do sistema . . . . .	7
1.2.4 Formação e evolução . . . . .	9
1.2.4.1 Período de <i>gap</i> . . . . .	10
1.2.5 Erupções termonucleares em VCs . . . . .	12
1.2.6 Modo de acreção e o campo magnético da anã branca . .	13
1.2.6.1 Variáveis cataclísmicas não-magnéticas . . . . .	13
1.2.6.2 Variáveis cataclísmicas magnéticas . . . . .	15
<b>2 Alvos deste trabalho</b>	<b>21</b>
2.1 Amostra 1 . . . . .	22
2.1.1 Seleção das NAs que compõem a Amostra 1 . . . . .	22
2.1.2 Seleção das PIBLs que compõem a Amostra 1 . . . . .	23
2.1.3 Seleção das Polares que compõem a Amostra 1 . . . . .	23
2.2 Amostra 2 . . . . .	24
2.2.1 Seleção da Amostra 2 . . . . .	24
2.3 Relação entre as amostras . . . . .	25
<b>3 Observações e redução dos dados</b>	<b>27</b>
3.1 Instalação e ambientação de programas usados para redução de dados . . . . .	28
3.2 O Observatório Gemini . . . . .	31

3.2.1	Espectroscopia com o GMOS/Gemini Sul . . . . .	32
3.2.2	Redução de dados do GMOS . . . . .	34
3.3	O telescópio TESS . . . . .	56
3.3.1	Obtenção e utilização dos dados . . . . .	58
3.4	O levantamento ASAS-SN . . . . .	59
3.4.1	Obtenção dos dados . . . . .	59
3.5	O Observatório Swift . . . . .	60
3.5.1	Obtenção dos dados . . . . .	61
3.5.2	Redução de dados do Swift . . . . .	62
3.6	Os levantamentos SDSS e LAMOST . . . . .	68
3.7	O levantamento S-PLUS . . . . .	70
3.8	O repositório VSX . . . . .	72
<b>4</b>	<b>Metodologia: análises espectroscópica e temporal</b>	<b>75</b>
4.1	Espectroscopia no óptico . . . . .	76
4.1.1	Medidas de linhas espectrais . . . . .	76
4.1.2	Validação do método de medidas de linhas espectrais . . . . .	78
4.2	Espectroscopia em raios X . . . . .	80
4.3	Análise temporal . . . . .	81
<b>5</b>	<b>Resultados e discussões</b>	<b>85</b>
5.1	Investigação dos alvos da Amostra 1 . . . . .	85
5.1.1	Distribuição em distância . . . . .	87
5.1.2	Distribuição em luminosidade em raios X . . . . .	87
5.1.3	Distribuição em período orbital . . . . .	89
5.1.4	Espectros ópticos e curvas de luz ASAS-SN . . . . .	89
5.1.5	Curvas de luz TESS e periodogramas . . . . .	91
5.2	Investigação dos alvos da Amostra 2 . . . . .	92
5.2.1	Espectros ópticos . . . . .	93
5.2.2	Observações com o Swift . . . . .	94
5.2.2.1	Análise espectral em raios X . . . . .	95
5.2.2.2	Fotometria no óptico e em UV . . . . .	97
5.3	O caso do sistema SPLUS #4 . . . . .	100
5.3.1	Análise temporal no óptico . . . . .	100
5.3.1.1	ASAS-SN . . . . .	100
5.3.1.2	TESS . . . . .	102
5.4	Análise espectral no óptico . . . . .	105

5.4.1	Avaliação de tendências entre medidas de larguras equivalentes . . . . .	106
5.4.2	Avaliação de tendências entre medidas de larguras equivalentes e períodos orbitais . . . . .	110
<b>6</b>	<b>Considerações finais</b>	<b>113</b>
<b>7</b>	<b>Perspectivas</b>	<b>119</b>
<b>A</b>	<b>Tarefas do Python</b>	<b>121</b>
<b>B</b>	<b>Tabelas</b>	<b>123</b>
<b>C</b>	<b>Espectros ópticos e curvas de luz ASAS-SN</b>	<b>139</b>
<b>D</b>	<b>Curvas de Luz e Periodogramas</b>	<b>167</b>
	<b>Referências Bibliográficas</b>	<b>177</b>



# Lista de Figuras

1.1	A distribuição em classes de VCs de sistemas com emissão em raios X duros. . . . .	3
1.2	Espectros ópticos de dois sistemas PIBLs. . . . .	4
1.3	Corte bidimensional da geometria de Roche. . . . .	8
1.4	Esquema da evolução e formação de um sistema VC. . . . .	9
1.5	Distribuição de períodos orbitais de VCs. . . . .	11
1.6	Curvas de luz de novas anãs dos tipos U Gem, Z Cam e SU UMa. . . . .	14
1.7	Representação da geometria de um sistema do tipo polar. . . . .	15
1.8	Representação da geometria de um sistema do tipo polar intermediária. . . . .	16
1.9	Exemplos de espectros exibindo harmônicos cíclotron e divisão de Zeeman. . . . .	18
2.1	Amostra 2: distribuição de energia espectral como vista pelo S-PLUS. . . . .	25
3.1	Caminho óptico do espectrógrafo GMOS. . . . .	32
3.2	Formulário de busca do <i>Gemini Observatory Archive</i> . . . . .	33
3.3	Registro da tela do IRAF com o espectro de uma lâmpada de calibração. . . . .	38
3.4	Tela do IRAF com ajuste da solução em comprimento de onda. . . . .	39
3.5	Tela do IRAF na etapa de determinação da região de extração a ser utilizada. . . . .	44
3.6	Tela do IRAF com traço e ajuste da abertura. . . . .	45
3.7	Tela do IRAF com <i>bandpasses</i> . . . . .	47
3.8	Tela do IRAF com o ajuste da função sensibilidade. . . . .	48
3.9	Tela interativa do Dragons com o ajuste da normalização do <i>flatfield</i> . . . . .	52
3.10	Tela interativa do Dragons com o ajuste da solução em comprimento de onda da lâmpada. . . . .	53

3.11	Tela interativa do Dragons da seleção de abertura. . . . .	54
3.12	Tela interativa do Dragons referente ao ajuste da função sensibilidade. . . . .	55
3.13	Tela interativa do Dragons referente a determinação da abertura do alvo na fenda. . . . .	55
3.14	Esquema do telescópio espacial TESS e seus instrumentos. (Fonte: MIT). . . . .	56
3.15	Representações do campo de visão de uma câmera do TESS. . .	57
3.16	A função de resposta espectral do TESS (linha preta) em comparação com outras faixas de filtros. . . . .	57
3.17	Formulário de busca do <i>MAST</i> . . . . .	58
3.18	Representação do satélite Swift. . . . .	60
3.19	Formulário de busca das observações do Swift disponibilizado pelo UKSSDC. . . . .	62
3.20	Regiões correspondentes a fonte SPLUS #4 e seu <i>background</i> . .	65
3.21	Cobertura da esfera celeste com o LAMOST. . . . .	69
3.22	Sistema de 12 filtros do S-PLUS. . . . .	70
3.23	Campo de visão do telescópio T80S. . . . .	71
4.1	Descrição de linha espectral usando a ferramenta <i>Specutils</i> do Python. . . . .	78
4.2	Medida de linha espectral no IRAF. . . . .	79
4.3	Comparação de medidas de EW( $H\alpha$ ) via IRAF e Python. . . . .	79
5.1	Amostra 1: distribuição de NAs em distâncias. . . . .	88
5.2	Amostra 1: distribuição em luminosidade em raios X de NAs . .	89
5.3	Amostra 1: distribuição de NAs em período orbital. . . . .	90
5.4	Esboço de como as linhas de emissão de perfil duplo são formadas.	95
5.5	Espectros em raios X de quatro sistemas da Amostra 2 a partir de observações com o XRT/Swift. . . . .	96
5.6	SPLUS #4: curva de luz disponibilizada pelo ASAS-SN. . . . .	102
5.7	SPLUS #4: curvas de luz disponibilizadas pelo TESS. . . . .	103
5.8	SPLUS #4: periodogramas obtidos com o Lomb-Scargle. . . . .	103
5.9	SPLUS #4: “curvas de luz dobradas” em fase via TESS. . . . .	105
5.10	Comparações entre medidas de larguras equivalentes de linhas espectrais. . . . .	111
5.11	Comparações entre medidas de larguras equivalentes de linhas espectrais e períodos orbitais. . . . .	112

C.1	Amostra 1: espectros e curvas de luz no óptico dos sistemas NAs.	140
C.1	Continuação.	141
C.1	Continuação.	142
C.1	Continuação.	143
C.1	Continuação.	144
C.1	Continuação.	145
C.1	Continuação.	146
C.1	Continuação.	147
C.1	Continuação.	148
C.1	Continuação.	149
C.1	Continuação.	150
C.2	Amostra 1: espectros no óptico (casos sem curvas de luz ASAS-SN).	151
C.3	Curvas de luz ASAS-SN de 11 PIBLs.	152
C.4	Amostra 1: espectros ópticos dos sistemas polares com medidas de EW.	153
C.4	Continuação.	154
C.4	Continuação.	155
C.4	Continuação.	156
C.5	Amostra 1: espectros ópticos dos sistemas polares sem medidas de EW.	157
C.5	Continuação.	158
C.6	Amostra 2: espectros no óptico obtidos com o GMOS.	159
C.6	Continuação.	160
C.6	Continuação.	161
C.6	Continuação.	162
C.6	Continuação.	163
C.6	Continuação.	164
C.6	Continuação.	165
D.1	Amostra 1: curvas de luz e periodogramas de NAs obtidos com o TESS.	168
D.1	Continuação.	169
D.1	Continuação.	170
D.1	Continuação.	171
D.1	Continuação.	172
D.1	Continuação.	173
D.1	Continuação.	174

D.2 Amostra 1: curvas de luz e periodogramas adicionais de oito NAs obtidos com o TESS. . . . .	175
D.2 Continuação. . . . .	176

# Lista de Tabelas

5.1	Sumário das observações GMOS/Gemini-Sul dos alvos da Amostra 2. . . . .	93
5.2	Sumário das observações realizadas pelo telescópio Swift. . . . .	97
5.3	XRT/Swift: resultados do ajuste do espectro em raios X de quatro dos alvos da Amostra 2 a partir do modelo <code>phas*apec</code> . . . . .	98
5.4	UVOT/Swift: magnitudes no óptico ou em UV de cinco dos alvos da Amostra 2. . . . .	101
5.5	SPLUS #4: períodos correspondentes aos picos apresentados nos periodogramas. . . . .	104
B.1	Amostra 1: sistemas NAs com características espectrais no óptico similares as de PIBLs. . . . .	123
B.2	Amostra 1: sistemas PIBLs com espectros ópticos SDSS e LAMOST, ou com medidas de linhas espectrais disponíveis na literatura. . . . .	126
B.3	Amostra 1: sistemas polares com espectros ópticos SDSS e linhas em emissão mensuráveis. . . . .	127
B.4	Amostra 2: sistemas identificados a partir do SPLUS como potenciais variáveis cataclísmicas . . . . .	129
B.5	Amostra 1: medidas de largura equivalente, fluxo e FWHM dos sistemas NAs com espectros SDSS. . . . .	130
B.6	Amostra 1: medidas de largura equivalente, fluxo e FWHM dos sistemas NAs com espectros LAMOST. . . . .	132
B.7	Amostra 1: medidas de largura equivalente, fluxo e FWHM dos sistemas PIBLs com espectros SDSS ou medidas de linhas disponíveis na literatura. . . . .	134
B.8	Amostra 1: medidas de largura equivalente, fluxo e FWHM dos sistemas polares com espectros SDSS. . . . .	135

B.9 Amostra 2: medidas de largura equivalente, fluxo e FWHM dos sistemas identificados a partir do SPLUS como potenciais variáveis cataclísmicas. . . . .	137
---	-----

# Capítulo 1

## Introdução

Acredita-se que mais da metade das estrelas da Galáxia faz parte de sistemas binários ou mesmo múltiplos (King et al., 2012) e que, em geral ( $\sim 95\%$ ) são estrelas de baixa massa ( $< 10 M_{\odot}$ ). Também é sabido que as estrelas em parte dos sistemas binários estão próximas o suficiente entre si para que ocorra troca efetiva de matéria de uma para a outra em algum momento da evolução.

Entre as binárias ditas interagentes estão as Variáveis Cataclísmicas (VCs), sistemas nos quais uma anã branca (AB), normalmente referenciada como estrela primária, captura matéria de uma estrela de sequência principal ou próxima da sequência principal que transborda seu lóbulo de Roche (Mukai, K., 2017; Sion & Godon, 2022). Elas são caracterizadas por episódios de aumento repentino e significativo de brilho, conhecidos como “erupções”, que podem ser observados em todo o espectro eletromagnético e que as adjetivam de “cataclísmicas”. Esses eventos estão associados a transferência de massa entre as estrelas. Uma das formas de se classificar as VCs está relacionada à intensidade do campo magnético da AB, peça chave na definição do modo de acreção de matéria. As novas anãs (NAs) são sistemas com baixa intensidade de campo magnético ( $< 0,1 \text{ MG}$ ), e por isso nomeadas de “não-magnéticas”. Nelas as linhas de campo magnético não interagem de modo substancial com a matéria em queda sobre a anã branca e por isso é comum a formação de um disco de acreção. Na classe de sistemas “magnéticos” estão as polares intermediárias (PIs) com ABs com intensidade moderada de campo magnético ( $0,1 - 10 \text{ MG}$ ), e as polares na categoria de alta intensidade de campo magnético ( $> 10 \text{ MG}$ ). Em ambos os sistemas magnéticos acontece a formação de pelo menos uma coluna de acreção, com a matéria sob acreção tendo seu fluxo definido pela interação com linhas do campo magnético. Isso vem do fato do campo magnético na AB ser de tipo dipolar e, portanto, com densidade de linhas

de campo maior nas proximidades das regiões dos polos magnéticos formando “funis magnéticos de acreção”, ou colunas de acreção. No que diz respeito à acreção, uma distinção entre as PI e as polares diz respeito à formação de um disco de acreção. Nas PIs é possível a formação de um disco de acreção, ainda que truncado por “erosão” de linhas magnéticas em suas regiões internas, enquanto nas polares a interação das linhas de campo com a matéria em queda impossibilita a formação de um disco.

Dentre as PIs encontram-se as polares intermediárias de baixa luminosidade em raios X, com valor inferior a  $2,5 \times 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$  (0,3 - 10 keV). Acredita-se que os campos magnéticos desses sistemas são de intensidade moderada, comumente menor do que nas PIs clássicas – já que tendem a abrigar anãs brancas com rotação elevada ( $P_{rot}$  tipicamente inferior a 100 s, e se assim não fosse a rotação de linhas de campo intensas impediria a acreção de matéria sobre a anã branca por efeito *propeller*). Apenas 13 sistemas são conhecidos atualmente como membros da classe de PIBLs: EX Hya, DO Dra, CC Scl, DW Cnc, V1025 Cen, HT Cam, CTCV J2056-3014, V598 Peg, AX J1853.3-0128, V455 And, V1460 Her, AE Aqr e DQ Her. (ver Mukai, 2022)<sup>1</sup>

Neste capítulo é feita uma breve revisão bibliográfica sobre as VCs, abordando questões fundamentais sobre formação, evolução e comportamento dinâmico do sistema. Além disso, é apresentado o contexto no qual este trabalho se insere, discutindo nossos objetivos e bases utilizados no decorrer da pesquisa.

## 1.1 Contextualização científica deste trabalho

Os levantamentos profundos do céu em raios X e raios gama têm sido fundamentais para ampliar nossa compreensão sobre a classe das polares intermediárias. Exemplos são os mapeamentos realizados pelos levantamentos INTEGRAL/IBIS-ISGRI (Bird et al., 2016) e Swift/BAT (Oh et al., 2018). Porém, estudos da função de luminosidade em raios X e da densidade espacial de VCs sugerem que pode haver uma população significativa de sistemas de baixa luminosidade em raios X, tão numerosa quanto a de sistemas mais luminosos (Pretorius & Mukai, 2014). Esse entendimento está em linha com o que é argumentado por de Martino et al. (2020), de que a classe das PIs é mais numerosa do que se acreditava, o que reforça a ideia de que as PIs, incluindo as PIBLs, desempenham um papel significativo na população galáctica de fontes

<sup>1</sup><https://asd.gsfc.nasa.gov/Koji.Mukai/iphome/catalog/llip.html>. Acesso em: 31/05/2024.

Acesso em:

de raios X. A Figura 1.1 mostra a distribuição em classes de VCs detectadas pelos levantamentos citados acima, destacando a presença abundante das PIs e reforçando a ideia de que essa classe contribui substancialmente para a população Galáctica de fontes de raios X.

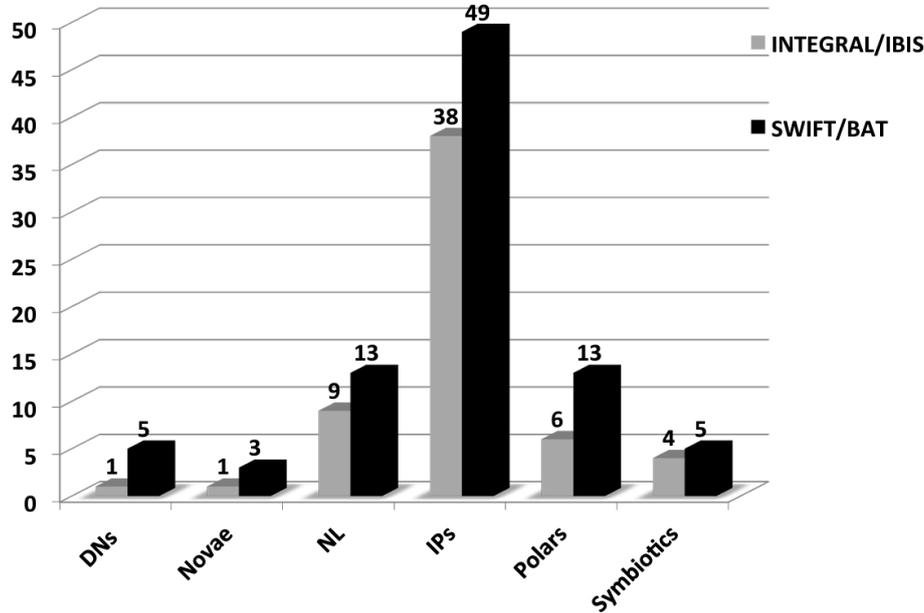


Figura 1.1: A distribuição em classes de VCs de sistemas com emissão em raios X duros detectados pelos satélites INTEGRAL/IBIS-ISGRI e Swift/BAT, conforme apresentada por de Martino et al. (2020). DNs são as novas anãs, *Novae* são as novas, NL são as *novas-like*, IPs são as polares intermediárias, *polars* são as polares e *symbiotics* são as simbióticas.

Pelo exposto, o reconhecimento de apenas 13 sistemas PIBLs até o momento é indicativo do desafio observacional que enfrentamos, com o viés de favorecer a observação de fontes mais brilhantes em raios X quando a busca é feita em raios X. A dificuldade em detectar e classificar sistemas como PIBLs é agravada pela semelhança espectral no óptico entre PIBLs e outros tipos de sistemas estelares, como é o caso de algumas NAs ou candidatas. Para esse caso específico, levantamos o questionamento de que parte dos sistemas classificados como NAs pode ser, na verdade, de PIBLs. Os espectros ópticos de PIBLs apresentam linhas intensas da série de Balmer do H e linhas em emissão de He, como HeI em 5876 Å, e HeII em 4686 Å e em 5016 Å. A presença da linha de HeII em 4686 Å é comumente interpretada como indicativa de se tratar de sistemas magnéticos, já que pode ser formada em plasma de temperatura elevada (Mukai, K., 2017). A Figura 1.2 apresenta espectros ópticos de DW Cnc e V598 Peg, duas PIBLs.

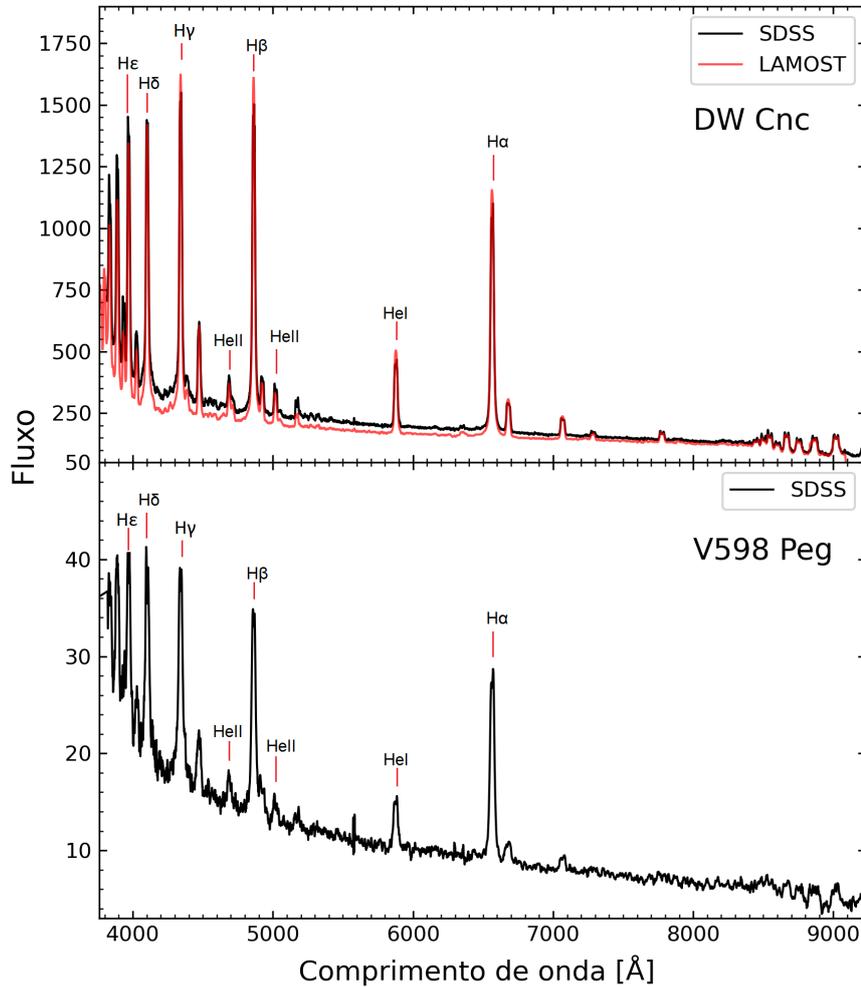


Figura 1.2: Espectros ópticos de dois sistemas PIBLs, DW Cnc (SDSS e LAMOST) e V598 Peg (SDSS). (Fluxo em unidades de  $10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ .)

As medidas das linhas espectrais é, portanto, pedra fundamental na classificação estelar, visto que sistemas em diferentes classes tendem a ter características espectrais específicas, não só pela presença de linhas, mas também pela razão entre os seus fluxos (Lopes de Oliveira et al., 2020; Oliveira et al., 2017). Além das medidas de linhas, há características peculiares frequentes em PIBLs que permitem a confirmação desses sistemas como membros dessa classe, como período orbital do sistema ( $\sim$  horas) e período de rotação da anã branca ( $\sim$  segundos) curtos, revelando anãs brancas acretantes sob condições extremas (Lopes de Oliveira et al., 2020).

Este trabalho explora as duas vertentes apresentadas: a populacional das PIBLs, que impacta no reconhecimento dos sistemas e, portanto, em aspectos de formação e de evolução de sistemas binários; e a de acesso e exploração das características físicas específicas das VCs, e que são de suma importância para impor vínculos aos processos físicos e evolutivos dos sistemas. Para isso exploramos sistemas distribuídos em duas amostras. Na primeira, reunimos três tipos de VCs a serem investigados no que constitui nossa Amostra 1: sistemas não-magnéticos (NAs), sistemas fracamente magnetizados (PIBLs) e sistemas magnéticos (polares). O objetivo é explorar os limites do espaço de parâmetros entre esses diferentes tipos de VCs, especialmente através da análise das larguras equivalentes de linhas dos espectros ópticos investigados.

Na primeira amostra estão NAs ou candidatas a NAs que apresentam espectros comuns em PIBLs e que estão disponíveis nos bancos de dados dos mapeamentos SDSS e LAMOST. As PIBLs incluídas são as que dispõem de espectros disponíveis nos bancos de dados do SDSS e as que possuem medidas de larguras equivalentes relatadas na literatura. Nela também estão sistemas listados no *The International Variable Star Index* (VSX; Watson et al., 2006)<sup>2</sup> como sendo polares, e que possuem espectros ópticos disponíveis no banco de dados do SDSS com linhas em emissão mensuráveis.

A segunda amostra é constituída por sistemas candidatos a VCs com base na distribuição espectral de energia (SED, no acrônimo em inglês) de objetos observados com o S-PLUS. A seleção foi feita em projeto independente, pelo orientador deste trabalho, considerando objetos cujas SEDs são compatíveis com o que tem sido comum em PIBLs. Este projeto se inseriu no processo de classificação de objetos dessa segunda amostra a partir de espectroscopia no óptico obtida pelo telescópio Gemini Sul e por meio de observações em raios X realizadas para parte dos alvos com o telescópio de raios X (XRT) a bordo do observatório espacial Swift. Ênfase maior é dada a um dos sistemas (S-PLUS#4) por dispormos de informações adicionais disponíveis com o telescópio TESS. Um detalhamento das amostras, dos alvos deste trabalho, é o foco do Capítulo 2.

---

<sup>2</sup><https://www.aavso.org/vsx/>

## 1.2 Variáveis Cataclísmicas

### 1.2.1 A estrela degenerada

As estrelas anãs brancas representam um dos estágios finais na evolução estelar, caracterizando-se como remanescentes densos de estrelas que esgotaram seu combustível nuclear. Para uma revisão mais detalhada sobre o tema, ver Saumon et al. (2022).

Uma anã branca é formada após uma estrela de massa moderada, tipicamente com até 10 massas solares ( $M_{\odot}$ ), ter esgotado o seu H e passado pelas fases de gigante vermelha do ramo assintótico e, eventualmente, de nebulosa planetária. Durante essas fases, a estrela expõe suas camadas externas, deixando para trás um núcleo denso e quente que constitui a AB. Este núcleo é sustentado pela pressão de degenerescência dos elétrons que é “justificado” pelo Princípio da Exclusão de Pauli, segundo o qual dois elétrons não podem ocupar o mesmo estado quântico simultaneamente. Quando isto ocorre, elétrons são comprimidos a tal ponto que a pressão resultante compensa a ação da gravidade, impedindo que a estrela colapse. No entanto, há um limite para o quão alta essa pressão pode ser e que define o chamado de limite de Chandrasekhar.

O limite de Chandrasekhar define, em última instância, a massa máxima que uma anã branca pode ter, e que é cerca de  $1,4 M_{\odot}$ . Para valores de massa superior a esse limite, a pressão de degenerescência dos elétrons não é mais suficiente para manter o equilíbrio hidrostático numa anã branca e a estrela colapsa, podendo se transformar em uma estrela de nêutrons ou, se a massa for suficientemente grande, em um buraco negro. Esse limite tem implicações significativas na evolução das estrelas, inclusive na ocorrência de supernovas do tipo Ia, situação na qual ocorre um colapso catastrófico com liberação de quantidades enormes de energia ( $\sim 10^{50} - 10^{51}$  ergs) e matéria no espaço num curto intervalo de tempo ( $\sim$  dias).

As anãs brancas possuem massa comparável à do Sol (tipicamente de 0,3 a  $1,3 M_{\odot}$ ), mas com um volume similar ao da Terra, resultando em densidades de cerca de  $10^9$  kg/m<sup>3</sup>. Em termos de composição, elas são geralmente constituídas por uma mistura de C e O, embora algumas possam conter núcleos de He ou outras composições, dependendo da massa da estrela progenitora e dos processos evolutivos específicos.

A temperatura superficial de uma anã branca varia significativamente ao longo de sua evolução. Inicialmente, após a formação, uma AB é muito quente, com temperaturas superficiais de aproximadamente  $10^4$  K - e com emissão de

radiação predominante no limite entre o ultravioleta e raios X. O resfriamento da AB é um processo lento e contínuo, que leva bilhões de anos, durante os quais a anã branca torna-se menos luminosa e portanto mais difícil de ser detectada.

### 1.2.2 A estrela secundária

Como mencionado, as estrelas secundárias em VCs estão na sequência principal do diagrama HR ou perto dela, geralmente anãs vermelhas. Estrelas da sequência principal, ou estrelas “anãs”, representam uma fase no ciclo de vida estelar no qual a fusão do H em He ocorre em seus núcleos. A temperatura, a cor, o tamanho, a luminosidade e o tempo de vida de uma estrela na sequência principal são determinados principalmente pela massa da estrela. A estrela mais massiva, que fica na parte superior da sequência principal, é mais quente, mais azul e mais luminosa, e tem um menor tempo de vida, com  $L \propto M^4$ . Isso é devido à enorme taxa de produção de energia que consomem seu H em um período muito mais curto do que as estrelas na extremidade inferior da sequência principal.

As estrelas secundárias de VCs geralmente possuem massa entre  $0,075 M_{\odot}$  e  $0,5 M_{\odot}$  e temperatura superficial de  $\sim 3000$  K a  $6000$  K, com tipo espectral variando de G8 a M6 (Giovannelli, 2008). Elas preenchem seus lóbulos de Roche (não por aumentarem de tamanho, e sim por serem comprimidas por ele) e transferem matéria em direção à primária. A seguir, apresentamos o conceito de lóbulo de Roche.

### 1.2.3 Geometria do sistema

As VCs exibem dois estados principais: quiescência e erupção. Durante o estado de quiescência, o sistema exibe uma baixa emissão de radiação, enquanto na erupção existe um aumento no brilho, que pode variar de 2 a 10 magnitudes no espectro óptico. As principais fontes de radiação eletromagnética resultantes da interação entre a AB e a estrela secundária são a própria acreção e fusão nuclear na superfície da estrela ou na região interna de um disco de acreção. As VCs possuem período orbital que varia de 80 minutos a 10 horas (Mukai, K., 2017), o que implica na proximidade entre as estrelas do sistema, no qual a distância entre elas é da ordem da distância Terra-Lua. Essa proximidade entre as estrelas resulta em fortes interações gravitacionais, incluindo o efeito de maré, que pode deformar a estrela companheira e induzir a transferência

de matéria por transbordamento do lóbulo de Roche.

O conceito de lóbulo de Roche, introduzido pelo matemático Edouard Roche no século XIX, descreve superfícies equipotenciais gravitacionais em sistemas estelares binários. Considerando um sistema de coordenadas cartesianas com o eixo  $x$  ao longo da linha que conecta os centros das estrelas, o eixo  $y$  ao longo do plano orbital e o eixo  $z$  perpendicular ao plano orbital, podemos descrever o potencial gravitacional no ponto  $P(x, y, z)$  como a soma dos potenciais gravitacionais das estrelas e efeito da dinâmica do sistema segundo (Kopal, 1959)

$$\Phi = -\frac{GM_1}{r_1} - \frac{GM_2}{r_2} - \frac{\omega^2}{2} \left[ \left( x - \frac{M_2}{M_1 + M_2} \right)^2 + y^2 \right] \quad (1.1)$$

em que  $r_1$  e  $r_2$  são as distâncias do centro de gravidade de cada estrela até o ponto  $P(x, y, z)$ , e  $\omega$  é a velocidade angular do sistema.

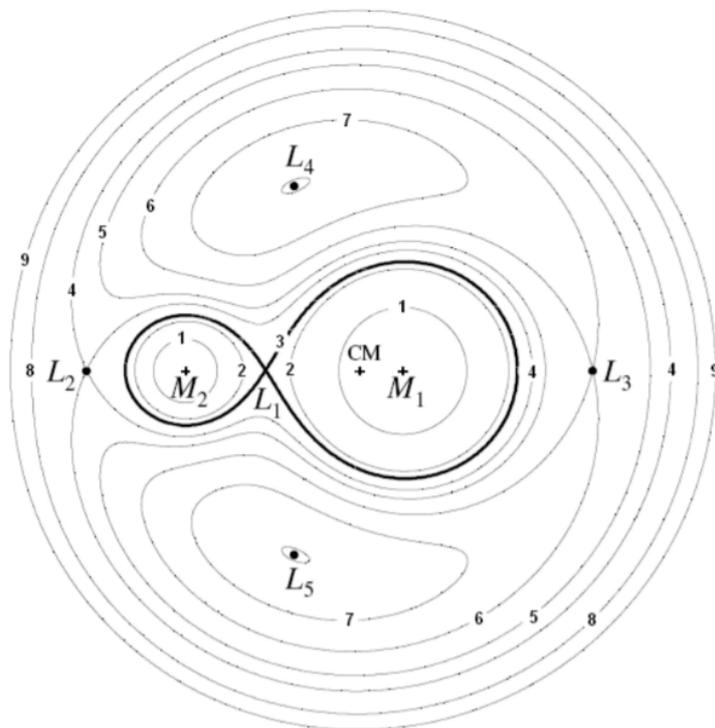


Figura 1.3: Corte bidimensional da geometria equipotencial, destacando o lóbulo de Roche em negrito. Os pontos de Lagrange L1 a L5 estão indicados, sendo o ponto L1 responsável por canalizar matéria entre as estrelas. (Fonte: Frank et al., 2002)

A geometria de Roche decorrente das superfícies equipotenciais (listadas de 1 a 9) são ilustradas num plano 2D na Figura 1.3. As superfícies próximas às estrelas são aproximadamente esféricas (1), perdendo essa forma à medida

que se afastam das estrelas (2), até formarem um lóbulo, o lóbulo de Roche (3). A figura aponta os ditos pontos de Lagrange, de  $L_1$  a  $L_5$ , que são pontos especiais nos quais um objeto de massa negligenciável (chamado massa teste) pode permanecer em equilíbrio relativo as componentes do sistema. Os pontos  $L_4$  e  $L_5$  são máximos locais do campo de equipotenciais, representando pontos de equilíbrio estáveis ao longo da órbita das estrelas. Por outro lado, os pontos  $L_1$ ,  $L_2$  e  $L_3$  são pontos de sela, e portanto de equilíbrio instável.

O ponto  $L_1$  é particularmente relevante no contexto das VCs, sendo conhecido como o ponto interno de Lagrange. É na vizinhança deste ponto que ocorre a transferência de matéria da estrela secundária para a estrela primária. Esse processo começa quando a estrela secundária preenche seu lóbulo de Roche, algo que pode acontecer devido à expansão evolutiva da própria estrela secundária ou à redução da separação entre as estrelas do sistema, com a diminuição do volume associado ao lóbulo. A tendência natural de VCs é a de reduzir seus períodos orbitais, por perda de momento angular, até que o “estrangulamento” da secundária aconteça e o sistema entre de fato no estágio de VC.

#### 1.2.4 Formação e evolução

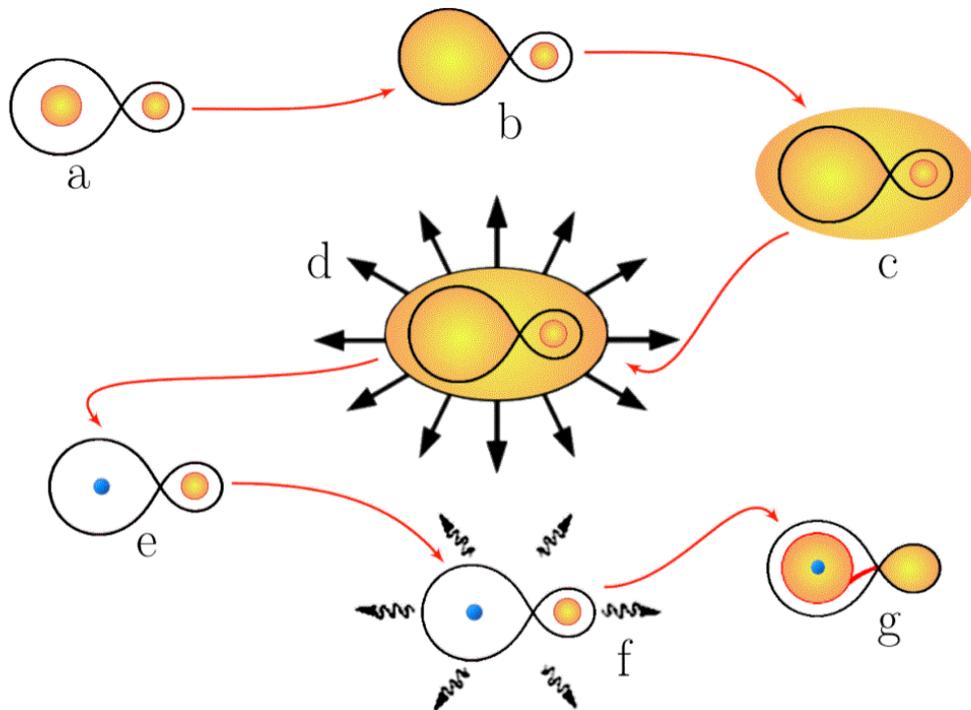


Figura 1.4: Esquema da evolução e formação de um sistema VC. (Fonte: Pala, 2018)

A Figura 1.4 ilustra a evolução de um sistema binário que resulta numa VC. (a) No início, as estrelas estão internas aos seus lóbulos de Roche. (b) Nesse processo o lóbulo de Roche diminui, pois o sistema tem uma tendência em diminuir o seu período orbital, e a estrela de maior massa é comprimida e começa a doar matéria para a sua companheira de menor massa. (c) Devido ao fato de que a razão de massas entre essas duas estrelas é maior que 1 ( $M_2 > M_1$ ) ocorre a formação de um envelope comum e a transferência de massa é dinamicamente instável (Warner, 1995). (d) Em seguida, a energia orbital, que é a soma de suas energias cinética e potencial, é transferida pelas estrelas para o envelope que é propenso a se dissipar. (e) A distância entre as duas estrelas é significativamente reduzida e, eventualmente, o envelope é ejetado, resultando em um sistema composto por uma AB e uma estrela companheira de baixa massa, conhecido como binária pós-envelope comum. (f) A radiação gravitacional, prevista pela teoria da relatividade geral, ocorre devido às alterações rítmicas na curvatura do espaço causadas pelo movimento orbital das duas estrelas. Essas alterações rítmicas geram ondas gravitacionais que extraem energia do sistema, reduzindo o momento angular e forçando o par a se aproximar do centro de massa. A perda de energia por emissão de ondas gravitacionais é inicialmente pequena, mas torna-se significativa à medida que a órbita diminui e a velocidade orbital aumenta. (g) As binárias pós-envelope evoluem sem transferência de massa. Porém, a estrela perde momento angular devido ao vento de frenagem magnética (Verbunt & Zwaan, 1981). As linhas de campo magnético capturam as partículas ionizadas no vento estelar, forçando-as a rotacionar com a estrela por uma certa distância antes de escaparem para o espaço interestelar. À medida que as partículas ionizadas se movem para fora ao longo das linhas do campo magnético, elas carregam momento angular da estrela, resultando em uma diminuição do período orbital do sistema binário. Conforme o período orbital diminui e a estrela secundária se aproxima da anã branca, sendo comprimida por seu lóbulo de Roche mais rapidamente, iniciando a transferência de massa. Desse modo, um sistema de variável cataclísmica é formado.

#### 1.2.4.1 Período de *gap*

Os períodos orbitais de uma VC inferiores a 2h são dominados pela perda de momento angular na forma de radiação de ondas gravitacionais (Faulkner, 1971). Já em períodos orbitais superiores a 3h o domínio da perda de momento se dá pela frenagem magnética e os sistemas estão perdendo momento

angular através dos ventos magnetizados da estrela secundária e sua massa vai sendo transferida para a AB (Eggleton et al., 1976). Quando o período orbital atinge cerca de 3 horas, ocorrem várias mudanças significativas no sistema: a frenagem magnética começa a diminuir e a estrela secundária perde massa, até atingir a massa de uma estrela totalmente convectiva, causando uma redução da taxa de transferência de massa (Reiners & Basri, 2009). No intervalo de períodos entre 2h a 3h, chamado de período de *gap* (Figura 1.5), a estrela companheira começa a contrair devido à perda de matéria. Isso leva à interrupção temporária da transferência de massa, uma vez que a estrela companheira perde o contato com seu lóbulo de Roche. A diminuição na transferência de matéria resulta em uma redução na luminosidade observada do sistema, dificultando sua detecção. A taxa de transferência da secundária e o período orbital do sistema continuam a diminuir até que a massa da secundária seja muito baixa para sustentar a queima de hidrogênio e se torne uma anã marrom, momento em que o sistema atinge seu “período orbital mínimo” (Paczynski & Sienkiewicz, 1983). Após a estrela secundária perder mais massa o momento angular do sistema aumenta, levando a um aumento subsequente da separação orbital e do período orbital, fenômeno conhecido como *period bouncer*. Esses sistemas apresentam menor luminosidade devido à menor taxa de acreção de matéria. Alguns trabalhos buscam por sistemas que apresentam *period bouncer* explorando velocidade radial e curvas de luz dos objetos por meio de mapeamentos do céu (Inight et al., 2023a), ou combinando dados em diferentes comprimentos de onda (Muñoz-Giraldo et al., 2024).

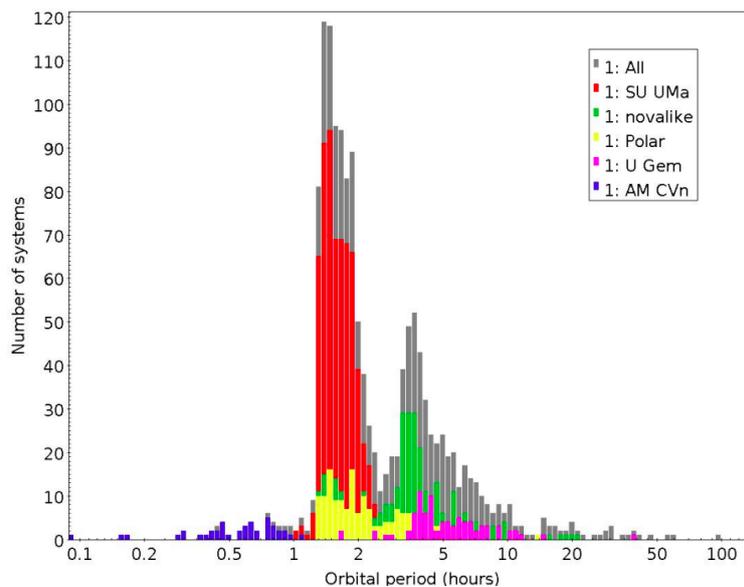


Figura 1.5: Distribuição de períodos orbitais de VCs. (Fonte: Webb, 2023)

### 1.2.5 Erupções termonucleares em VCs

As erupções termonucleares ocorrem quando a matéria acumulada na superfície da anã branca atinge condições críticas para a fusão nuclear, tanto em sistemas magnéticos quanto em sistemas não-magnéticos. Essas erupções se manifestam em novas clássicas e em novas recorrentes.

As novas clássicas foram observadas pela primeira vez por astrônomos chineses, sendo também as primeiras VCs observadas (Clark et al., 1977). O fenômeno das novas clássicas surge de um processo altamente energético conhecido como fuga nuclear térmica (TNR - *thermal nuclear runaway*) (Starrfield, 1971). Esse processo se inicia com a transferência de material rico em hidrogênio da estrela companheira para a superfície da anã branca, aumentando suas condições de temperatura e densidade locais. Em anãs brancas, que se encontram em um estado degenerado, o hidrogênio acumulado é gradualmente convertido em hélio sob condições extremas de pressão e temperatura. Esse processo de fusão nuclear aumenta ainda mais a temperatura, desencadeando o TNR. Como resultado, a pressão da radiação se torna forte o suficiente para ejetar o material acumulado na superfície da anã branca, produzindo uma explosão conhecida como *nova*. Durante uma nova clássica, o brilho das VCs no óptico pode aumentar entre 6 a 19 magnitudes. Essa explosão pode durar desde algumas semanas até meses ou anos, dependendo da quantidade de material acumulado e das condições físicas específicas da anã branca.

As novas recorrentes distinguem-se por terem múltiplas explosões de *novas* em intervalos de 10 a 80 anos, justificando assim o termo “recorrente” (Warner, 1995). Segundo Starrfield (1971), existem 10 sistemas confirmados como nova recorrente na Via Láctea, sendo considerados eventos raros. Assim como as novas clássicas, as novas recorrentes são desencadeadas pelo TNR ou por outras instabilidades na taxa de transferência de massa entre a anã branca e sua estrela companheira. As erupções se repetem em novas recorrentes porque, após a erupção, a acreção continua e o processo de acúmulo de matéria, com erupção posterior, se repete. Essas explosões podem variar em brilho de 6 a 11 magnitudes no óptico, sendo menos intensas do que as erupções de novas clássicas, mas ainda assim notáveis.

### 1.2.6 Modo de acreção e o campo magnético da anã branca

Entre as formas de classificar as VCs está aquela fundamentada na intensidade do campo magnético da anã branca, e conseqüentemente, no modo de acreção de matéria do sistema. Nesta seção discutiremos os sistemas ditos “não-magnéticos” e magnéticos, e seus respectivos modos de acreção de matéria.

#### 1.2.6.1 Variáveis cataclísmicas não-magnéticas

Em se tratando dos sistemas não-magnéticos, daremos ênfase as novas anãs, que são os principais objetos de estudo e peças fundamentais desse trabalho. Mesmo sendo apelidadas de não-magnéticas, as NAs possuem anãs brancas com campo magnético de intensidade fraca o suficiente ( $< 0,1MG$ ) para permitir que a matéria proveniente da estrela secundária forme um disco de acreção ao redor da anã branca. Este disco é formado devido à conservação do momento angular da matéria em queda sobre a estrela primária logo após passar pelo ponto  $L_1$  de Lagrange, e pode acumular matéria até se tornar instável. Essa instabilidade está relacionada às mudanças na temperatura e na opacidade do disco de acreção. Quando a taxa de transferência de massa para o disco é baixa, o disco permanece em um estado frio e opaco. À medida que a matéria se acumula, a densidade e a temperatura aumentam, eventualmente atingindo um ponto crítico onde a opacidade do disco diminui, desencadeando o despejo mais rápido do material que aquece o disco de acreção e libera altas quantidades de energia (Osaki, 1974).

A *boundary layer* é a região de transição onde a matéria do disco de acreção encontra a superfície da anã branca, resultando em uma desaceleração abrupta e na conversão de energia cinética em calor. Esta área emite intensamente em raios X devido ao aquecimento extremo da matéria. A opacidade da região depende da taxa de acreção e da temperatura alcançada na *boundary layer*. Segundo Mauche (2002), NAs em quiescência têm taxa de acreção de cerca de 10 a 11  $M_{\odot}$ /ano e a temperatura pode chegar a aproximadamente  $10^7$  K, resultando em uma *boundary layer* opticamente fina. Já em *novas-like* e NAs em erupções, a taxa de acreção é alta, em volta de 8 a 10  $M_{\odot}$ /ano, e fria, com temperatura de  $\sim 10^4$  K, e a região é opticamente espessa.

Analisando a morfologia das curvas de luz (Ver Figura 1.6) de sistemas NAs, podemos subclassificá-las em três diferentes tipos:

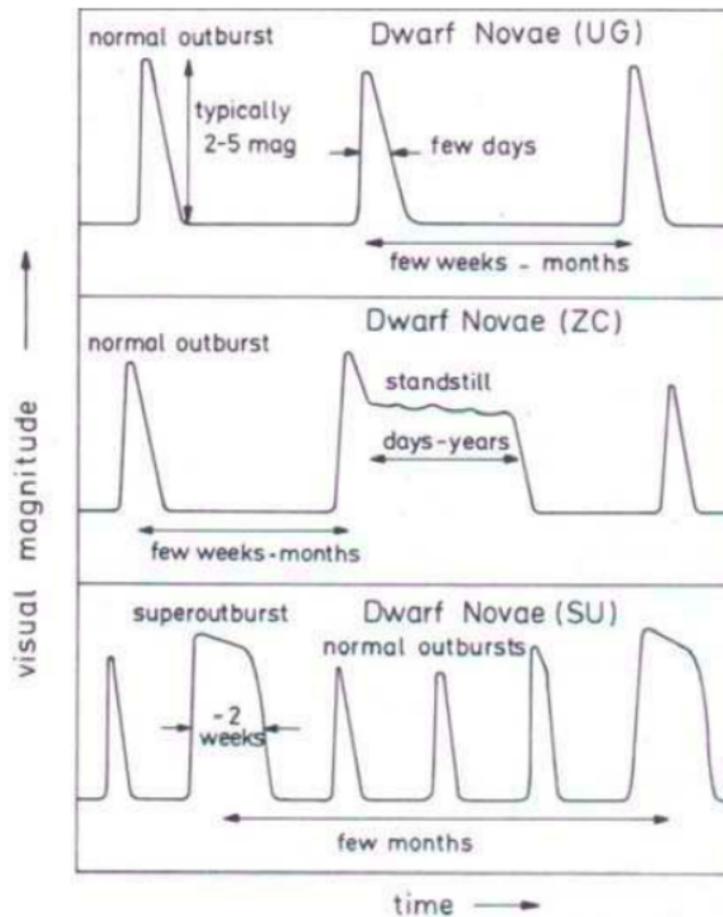


Figura 1.6: Curvas de luz de novas anãs dos tipos U Gem, Z Cam e SU UMa. (Fonte: Adaptado de Ritter, 1992)

- **U Gem:** em erupções aumentam seu brilho em 2 a 6 magnitudes durante 1 a 2 semanas e possuem períodos orbitais maiores que o período de *gap*;
- **SU UMa:** caracterizadas por super-erupções, que são cerca de 5 a 10 vezes mais brilhantes e mais longas que as erupções clássicas;
- **Z Cam:** mantém temporariamente seu brilho num valor abaixo do brilho máximo, normalmente mostrando apenas variações insignificantes, num processo chamado de *standstill*, que pode durar dias a meses com período de baixas erupções.

As novas anãs também podem apresentar modulações periódicas em seu brilho conhecidas como *superhumps*, que são atribuídas a alterações do disco de acreção quando há ressonância entre os períodos de rotação e orbital. Bruch (2022) relata uma busca por variações periódicas em uma amostra de VCs usando dados do TESS, revelando a ocorrência de *superhumps* e determinando

o período orbital dos alvos.

### 1.2.6.2 Variáveis cataclísmicas magnéticas

Acredita-se que cerca de um terço das VCs possuem anãs brancas com campo magnético de intensidade superior a 1 MG (Pala, 2018). Segundo o modelo proposto por Schreiber et al. (2021), quando um sistema de VCs que se tornará magnéticas é formado, a anã branca não possui um campo magnético intenso. Ao passo que a AB se cristaliza em seu processo de resfriamento, ela forma um dínamo, intensificando o campo magnético, o que resulta no desacoplamento das componentes do sistema. O vento estelar da secundária é então a única fonte de acreção e segue as linhas do campo magnético em um estágio chamado de pré-polar (Reimers et al., 1999), preservado até que a estrela doadora se torne totalmente convectiva (Hakala et al., 2022). Nesse momento, o sistema reinicia a transferência de matéria e, portanto, se transforma em uma polar ou polar intermediária (Wilson et al., 2021). A intensidade do campo magnético da anã branca é o fator determinante para a subclassificação e a definição da dinâmica de acreção desses sistemas.

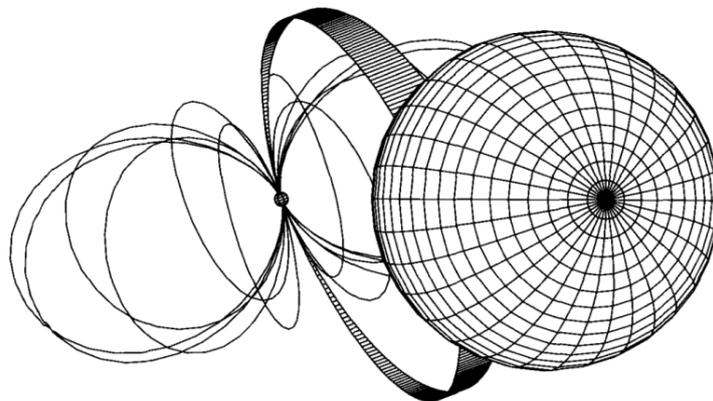


Figura 1.7: Representação da geometria de um sistema do tipo polar. O fluxo de acreção se divide em dois seguindo as linhas do campo magnético até os polos da anã branca. (Fonte: Hellier, 2001)

Nos sistemas do tipo polar, também nomeadas de AM Her em referência à primeira polar identificada (Cropper, 1990; Wu, 2000), a intensidade do campo magnético da AB é tipicamente  $> 10$  MG. Essa é uma intensidade suficientemente alta para que as linhas de campo interceptem a matéria em queda ionizada, guiando-a antes que possa formar um disco de acreção. Neste processo, conhecido como interação carga-campo, o campo magnético da AB

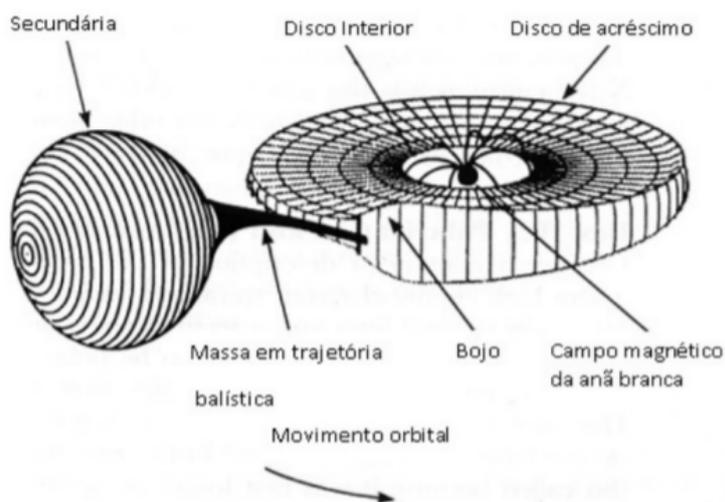


Figura 1.8: Representação da geometria de um sistema do tipo polar intermediária. (Fonte: Adaptada de NASA, 2017)

direciona o material ionizado em queda para os polos magnéticos da AB, e acaba formando coluna(s) de acreção. Essa(s) coluna(s) canalizam o material em direção aos polos magnéticos da AB, resultando em funil(is) magnético(s) (Figura 1.7). No topo dessa coluna de acreção, ocorre uma onda de choque devido ao impacto de velocidade supersônica no meio onde se encontra material, aquecendo-o a temperaturas extremas, em torno de  $10^8$  K e gerando emissão de raios X e intensas linhas espectrais de emissão no óptico, como HeII em  $4686 \text{ \AA}$ . Este plasma aquecido tende a se resfriar à medida que desce pelo funil magnético, principalmente através do processo radiativo de *Bremsstrahlung*, que se torna mais intenso com o aumento da densidade do material. Nas polares, tanto raios X moles quanto duros podem ser emitidos simultaneamente devido a diferentes processos físicos. Uma componente em raios X moles, com energias mais baixas (0,1 a 2 keV), pode ser decorrente da região onde o material da estrela companheira impacta e aquece a superfície da anã branca. Por outro lado, raios X duros, com energias que vão além de 2 keV, são emitidos ao longo da coluna de acreção.

Um aspecto distintivo das polares é a sincronização entre o período de rotação da AB e o período orbital do sistema binário. Os campos magnéticos intensos favorecem o acoplamento das linhas de campo da anã branca com as da estrela doadora e exerce um torque sobre o material em queda. Isso limita o movimento de rotação da estrela primária e resulta em uma proporção de 1:1 entre o período rotacional da AB e o período orbital do sistema (Campbell, 1984; Cropper, 1990). Esta sincronização é uma característica crucial e serve

como um critério de identificação dos sistemas polares. Embora a maioria das polares sejam sincronizadas, existem exceções conhecidas como polares assíncronas (Campbell & Schwobe, 1999; Piirola et al., 1994). Nestes sistemas, o período de rotação da AB difere do período orbital, detectável através de periodogramas. Segundo Pavlenko et al. (2018), essa assincronia pode ser causada por eventos disruptivos, como explosões de novas, que temporariamente dessincronizam o sistema.

Outro processo nas polares é a emissão cíclotron. Esta radiação é causada pelo movimento em espiral do plasma ao longo das linhas de campo magnético e pode ser observada como “corcundas” nos espectros (ver Figura 1.9). A frequência cíclotron depende diretamente da intensidade do campo magnético e os seus harmônicos podem aparecer em diferentes partes do espectro eletromagnético das polares. A emissão cíclotron é direcional e resulta em feixes polarizados de radiação. Isso permite que as polares sejam identificadas por técnicas de polarimetria, dado que a radiação cíclotron é fortemente polarizada (Chanmugam & Dulk, 1981). Além disso, a divisão Zeeman das linhas Balmer na anã branca, visível em espectros obtidos durante estados baixos de acreção, pode ser usada para estimar a intensidade do campo magnético (Ferrario et al., 2015). Esse feito surge da exposição de átomos de H a condições de campos magnéticos intensos da AB, com subsequente permissão de subníveis eletrônicos para o que antes se mostrava como transição única, e assim a manifestação de perfis característicos em linhas (ver Figura 1.9).

Em ABs com campo magnético moderado, entre 0,1 MG e 10 MG, estão as polares intermediárias, também apelidadas de DQ Her (Patterson, 1994). O campo magnético da anã branca, embora não tão intenso quanto nas polares clássicas, ainda é forte o suficiente para influenciar significativamente o comportamento do material que ela acumula, incluindo a formação de um disco de acreção (Hameury & Lasota, 2017, ver Figura 1.8). No entanto, o campo magnético moderado da anã branca pode não ter intensidade o suficiente para induzir a sincronização entre o período de rotação da AB e o período orbital do sistema. Essa falta de sincronização resulta em um período de rotação da anã branca mais curto do que o período orbital do sistema, característica observacional crucial na classificação de um sistema VC ser do tipo polar intermediária (Norton et al., 2004).

Sobre o modo de acreção, à medida que o material do disco truncado se aproxima da AB, ele entra na região onde o campo magnético começa a dominar a dinâmica do movimento. Esta região é conhecida como o raio magne-

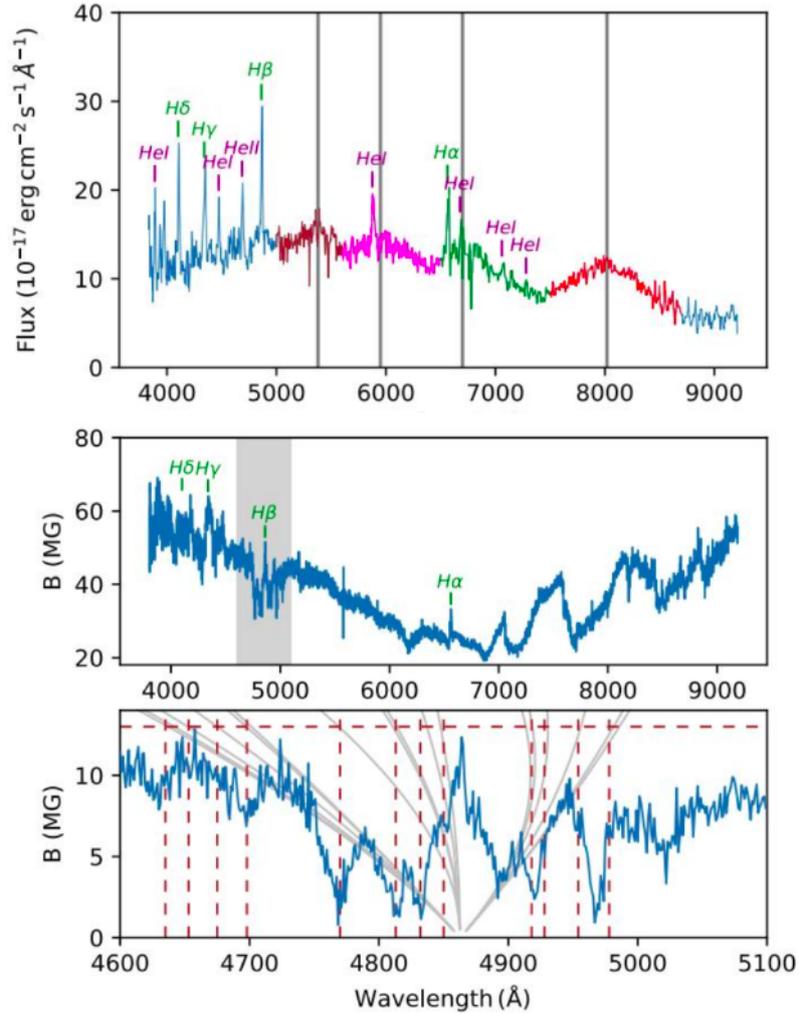


Figura 1.9: Topo: espectro óptico da polar J0921+2038 mostrando os harmônicos da frequência cíclotron representados pelas linhas verticais em cinza, e as ditas “corcundas” referenciadas pelas cores marrom, magenta, verde e vermelho. Meio: espectro óptico da polar ST LM cuja divisão de Zeeman pode ser visualizada. Abaixo: deslocamento das componentes de Zeeman da linha  $H\beta$  do espectro de ST LM em função da intensidade do campo magnético representado pelas linhas em cinza, enquanto as linhas pontilhadas na vertical identificam as linhas divisórias. (Fonte: Inight et al., 2023b)

tosférico. Dentro deste raio, o campo magnético da AB se torna dominante, interrompendo o fluxo de material no plano do disco. O material do disco é então canalizado ao longo das linhas do campo magnético da AB e guiado para os polos magnéticos da anã branca, formando colunas de acreção (ver discussão em Lopes de Oliveira & Mukai, 2019). Assim como nas polares, esse material despejado na AB resulta em um choque que aquece o material a temperaturas muito elevadas e emite radiação de alta energia, predominantemente

na faixa dos raios X. A intensidade dessa emissão varia periodicamente devido à rotação da AB, que faz com que os polos magnéticos e as regiões de impacto passem dentro e fora da linha da visão dos telescópios, gerando pulsações nas curvas de luz de raios X das VCs magnéticas (Hellier et al., 1991).



# Capítulo 2

## Alvos deste trabalho

Os alvos investigados neste trabalho estão distribuídos em dois blocos, aqui nomeados de Amostra 1 e de Amostra 2. No primeiro bloco, ou Amostra 1, estão sistemas de tipo “nova anã” (NA) cujos espectros ópticos referenciados na literatura são remissivos do que predomina entre as polares intermediárias de baixa luminosidade em raios X ( $L_X(0,3 - 10\text{keV}) < 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$ ; PIBLs). Nele também estão os sistemas PIBLs que dispõem de espectros SDSS ou medidas de linhas espectrais discutidas na literatura, e os sistemas classificados como polares pelo *The International Variable Star Index* (VSX; Watson et al., 2006)<sup>1</sup>, com espectros SDSS disponíveis. Como será abordado com mais detalhes a seguir, a intenção ao explorar objetos dessas três classes é mapear o espaço de parâmetros no limite entre sistemas ditos não-magnéticos (como são as anãs brancas em NAs) e sistemas com anãs brancas de campos magnéticos de intensidade moderada a baixa, tais como as PIBLs, tendo as polares como limites extremos para comparação. Acrescenta-se a isso a expectativa de identificar PIBLs entre sistemas tidos como NAs.

No segundo bloco, ou Amostra 2, estão sistemas classificados como candidatos a VCs a partir do *Southern Photometric Local Universe Survey* (S-PLUS; Mendes de Oliveira et al., 2019)<sup>2</sup> em projeto conduzido pelo grupo de pesquisa no qual se deu o desenvolvimento deste trabalho. Aqui o objetivo é classificar tais sistemas a partir de espectroscopia obtida com o telescópio Gemini Sul, e para alguns casos também em raios X com observações do satélite Swift. Os princípios de construção das amostras serão detalhados neste capítulo.

---

<sup>1</sup><https://www.aavso.org/vsx/>

<sup>2</sup><https://www.splus.iag.usp.br/>

## 2.1 Amostra 1

Em seu Trabalho de Conclusão de Curso (TCC) enquanto bacharelanda em Física: Astrofísica na Universidade Federal de Sergipe, a mestranda selecionou 98 sistemas classificados na literatura como NAs e que tem (ou demonstraram em algum momento ter) linhas em emissão no óptico que são similares ao que é comum entre as PIBLs. O procedimento foi realizado por meio de exploração de catálogos e inspeção visual de espectros ópticos disponíveis nas bases de dados dos projetos *Sloan Digital Sky Survey* (Alam, 2015, SDSS;) e *Large Sky Area Multi-Object Fibre Spectroscopic Telescope* (LAMOST; Luo et al., 2022) e/ou em artigos científicos. Uma parte da Amostra 1 deste trabalho diz respeito aos 59 dos 98 sistemas para os quais há espectros SDSS e LAMOST. Agregado a ela estão os sistemas PIBLs e polares com espectros disponíveis no SDSS ou medidas de linhas documentadas na bibliografia. Sua exploração foi baseada na investigação quantitativa das linhas observadas em tais espectros. No que segue discorreremos sobre os pilares da construção da Amostra 1 (Seção 2.1).

### 2.1.1 Seleção das NAs que compõem a Amostra 1

Para apresentar o que resultou na Amostra 1, iniciaremos com a formação da amostra de NAs construída no TCC da pós-graduanda. Como primeira abordagem, foi feita uma coleção de NAs ou candidatas a tais presentes em catálogos. Isso foi feito utilizando a biblioteca de catálogos astronômicos Vizieur/Strasbourg<sup>3</sup>, oferecida pelo *Centre de Données Astronomiques de Strasbourg* (CDS). Exploramos os seguintes catálogos:

- *Catalogue of Northern dwarf novae* (Bruch et al., 1987),
- *Stroemgren photometry of Dwarf Novae* (Echevariia et al., 1993),
- *Dwarf novae characterization using SDSS colors* (Kato et al., 2012),
- *New Dwarf novae in SDSS, GALEX and astrometric catalogues* (Wils et al., 2015),
- *New OGLEIII dwarf novae in Galactic disk* (Mróz et al., 2013),
- *One thousand new dwarf novae from the OGLE Survey* (Mróz et al., 2015), e

---

<sup>3</sup><https://vizier.u-strasbg.fr/>

- *Dwarf novae outbursts properties* (Otulakowska-Hypka et al., 2016).

Os catálogos foram concatenados a partir de programação em linguagem Python <sup>4</sup> e, após a exclusão de sistemas em comum, resultaram em 2144 objetos. Fazendo uso do *TopCat* (Taylor, 2005)<sup>5</sup>, um programa que possibilita explorar catálogos astronômicos, foram identificados por correlação cruzada de coordenadas espaciais os sistemas que possuíam espectros disponíveis nas bases de dados mencionadas anteriormente. Ao fim, dos 2144 objetos inicialmente listados, 193 dispunham de espectros SDSS e 72 de espectros LAMOST, com 36 desses tendo espectros de ambos. Todos os espectros foram avaliados visualmente e assim foram selecionados os 59 sistemas que compõem uma parte da Amostra 1 deste trabalho, para os quais os espectros eram análogos de PIBLs.

### 2.1.2 Seleção das PIBLs que compõem a Amostra 1

Foram realizadas consultas nas bases de dados do SDSS e LAMOST para recuperar os espectros disponíveis das PIBLs mencionadas na Seção 1. Dos 13 sistemas conhecidos como PIBLs, apenas dois possuem espectros disponíveis: DW Cnc, com espectros nos dois mapeamentos, e V598 Peg, com espectros apenas no SDSS. Para os sistemas PIBLs que não possuem espectros disponíveis no SDSS e LAMOST, foi necessária a coleta de medidas de linhas espectrais diretamente da literatura disponível. Esta etapa envolveu uma revisão da literatura para identificar artigos e publicações que contivessem as medidas necessárias. Esta abordagem permitiu agregar mais seis sistemas à amostra inicial.

Assim, na Amostra 1 estão oito sistemas PIBLs, que são os dois com espectros disponíveis no SDSS e LAMOST, e os seis sistemas cujas medidas de linhas espectrais foram obtidas da literatura. A inclusão de dados de múltiplas fontes, combinando levantamentos espectroscópicos e literatura, foi essencial para construir uma amostra robusta e representativa de PIBLs.

### 2.1.3 Seleção das Polares que compõem a Amostra 1

A seleção de sistemas polares que compuseram sua representação na Amostra 1 começou com uma busca inicial no VSX. Esta etapa resultou numa lista preliminar de 286 apontados como sendo polares. Usando o *TopCat*, seguimos

---

<sup>4</sup><https://www.python.org/>

<sup>5</sup><http://www.star.bris.ac.uk/~mbt/topcat/>

para a etapa de identificar para quais desses sistemas há espectros ópticos disponíveis no SDSS. Considerando uma distância angular máxima de projeção na esfera celeste ( $d_{proj,max}$ ) de 15 segundos de arco, identificamos contrapartidas no SDSS para 121 dos 286 sistemas polares. Entretanto, apenas 50 desses 121 sistemas dispunham de espectros ópticos – com verificação feita através do número de identificação dos espectros dos objetos (SpObjId). Portanto, na Amostra 1 estão 50 representantes de sistemas polares.

## 2.2 Amostra 2

A Amostra 2 vem de um projeto piloto conduzido pelo orientador deste trabalho, projeto esse de exploração do potencial dos dados oferecidos pelo S-PLUS para revelar VCs. O desenvolvimento do mestrado seguiu *pari passu* tal projeto piloto, ocupando-se da análise da espectroscopia óptica (GMOS/Gemini) e da análise da emissão em raios X (XRT/Swift) de parte dos sistemas – nas duas vertentes, com observações que decorreram de solicitações de nosso grupo. Para um dos sistemas foi dada atenção especial e foi nele que de fato se debruçou este trabalho, o dito S-PLUS#4, pela presença de variabilidade periódica investigada com dados do TESS que permitiram uma investigação mais detalhada (vide Seção 5.3).

### 2.2.1 Seleção da Amostra 2

Como antecipado, a Amostra 2 é composta por objetos identificados pelo orientador deste trabalho, como resultado de um projeto piloto que fez uso das 12 bandas fotométricas do S-PLUS para revelar anãs brancas acretantes. A identificação partiu de características comuns desses sistemas, como a presença de linha  $H\alpha$  em emissão, que foi inferida a partir do contraste da magnitude do filtro que observou a região  $H\alpha$  (J0660) e os filtros que cercam tal região ( $r$  e  $i$ ), pelo excesso de emissão no azul que indica presença de uma anã branca e de linhas espectrais em emissão formadas pela matéria em captura pela anã branca, e por fim por uma componente vermelha devido a estrela companheira. Essas características estão evidenciadas na distribuição de energia espectral dos alvos apresentadas na Fig. 2.1, construídas a partir das 12 magnitudes oferecidas pelo S-PLUS. Nela os valores de magnitude de cada filtro estão subtraídos do que é o correspondente, sistema a sistema, ao valor de magnitude com o filtro J0515. Essa escolha permite evidenciar os excessos crescentes para os fins azul e vermelho da SED, com um “vale” em torno de 5000 Å.

Aqui nos limitamos à investigação dos alvos da Amostra 2, já que sua seleção não fez parte do escopo deste trabalho (Lopes de Oliveira; comunicação pessoal). E isso foi feito via espectroscopia no óptico de treze sistemas obtida com a câmera GMOS acoplada ao telescópio Gemini Sul (PI: R. Lopes de Oliveira) e observações em raios X (e no UV ou óptico) realizadas pelo satélite Swift para cinco deles (PI: R. Lopes de Oliveira). Para um dos alvos (SPLUS #4) há observações públicas disponíveis no banco de dados do satélite TESS e que também foram exploradas neste trabalho. Acrescentamos ainda investigação de fotometria óptica disponível no projeto ASAS-SN e levamos em conta distâncias determinadas por astrometria com o satélite Gaia.

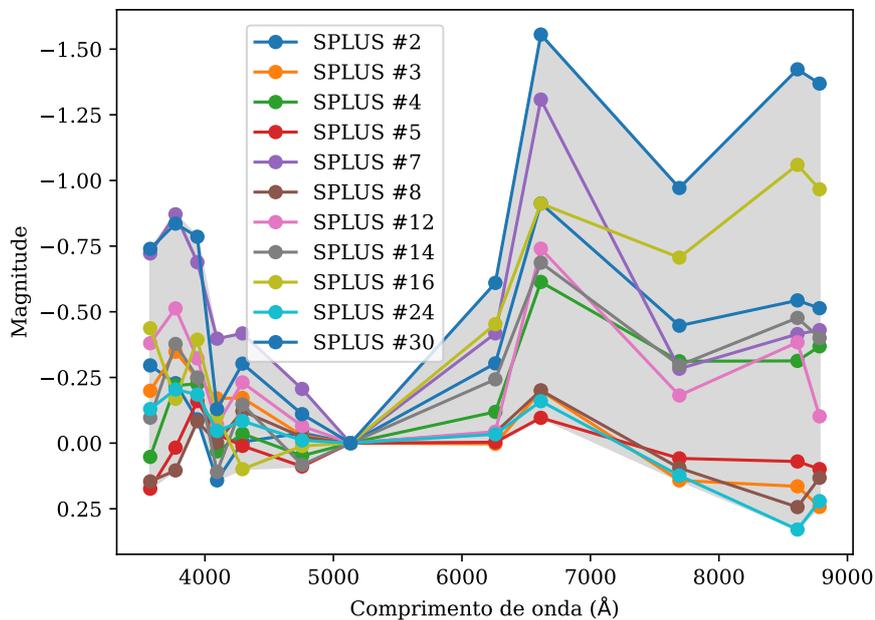


Figura 2.1: Amostra 2: distribuição de energia espectral como vista pelo SPLUS.

### 2.3 Relação entre as amostras

As amostras 1 e 2 se complementam no contexto em que se dá este trabalho. Por um lado, a Amostra 1 nos permite explorar aspectos no limite entre VCs com anãs brancas magnéticas e não-magnéticas. Com ela queremos explorar o espaço de parâmetros no limiar entre NAs, PIBLs e polares. Já com Amostra 2 o objetivo é confirmar sistemas como VCs e investigá-los, e assim trafegar entre quesitos populacionais e caracterização física.



# Capítulo 3

## Observações e redução dos dados

Este é um projeto de caráter observacional baseado em observações disponíveis publicamente em banco de dados e em observações obtidas como respostas a propostas submetidas pelo grupo de pesquisa no qual esse trabalho se insere. Assim se deu a abordagem do que é alvo desta dissertação.

No que diz respeito às análises espectroscópicas no óptico, o foco está em identificação de linhas intensas em emissão, medidas de seus fluxos e larguras equivalentes, e posterior comparação dos valores para linhas espectrais diferentes. Para isso fizemos uma pesquisa de disponibilidade de espectros para fontes de interesse nos bancos de dados *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS - DR12; Alam, 2015)<sup>1</sup> e *Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope* (LAMOST - DR7; Luo et al., 2022)<sup>2</sup>. As observações espectroscópicas próprias foram obtidas com o espectrógrafo GMOS acoplado ao telescópio Gemini Sul, nesse caso exclusivamente para os sistemas que foram classificados como VCs a partir do S-PLUS (Lopes de Oliveira et al., em preparação).

No que tange as investigações em raios X, essas foram baseadas em observações do telescópio *The Neil Gehrels Swift Observatory* (Swift; Gehrels et al., 2004)<sup>3</sup> realizadas em resposta a pedidos de tempo de nosso grupo. Atenção foi dada aqueles aos alvos com espectroscopia Gemini com maior chance de serem classificados como PIBLs e que são próximos o suficiente ( $< 700$  pc) para que fossem detectados com as exposições curtas ( $\sim$  ks; *snapshots*) solicitadas ao satélite, na condição de luminosidade esperada ( $< 10^{32}$  erg s<sup>-1</sup>).

No que segue estão descritas as ferramentas utilizadas, os procedimentos para obtenção e tratamentos dos dados das fontes observadas pelas nossas solicitações de tempo de observação e das fontes catalogadas em *surveys*. Serão

---

<sup>1</sup><https://skyserver.sdss.org/>

<sup>2</sup><http://www.lamost.org/>

<sup>3</sup><https://swift.gsfc.nasa.gov/ci>

apresentadas também as informações relevantes dos projetos explorados.

### 3.1 Instalação e ambientação de programas usados para redução de dados

Para reduzir os dados foram utilizados os seguintes programas<sup>4</sup>:

- **Anaconda:** é uma distribuição de *software* que fornece ferramentas e bibliotecas necessárias para programação, e que permite criação de ambientes virtuais. O uso de ambientes virtuais é indicado pela especificidade em configurações exigidas por diferentes programas, de modo que as dependências computacionais de um dado programa sejam atendidas no ambiente que foi criado para ele. Para baixar e instalar o Anaconda basta executar os seguintes comandos no diretório de escolha, aqui o `/home/user`:

1. Obtenção do instalador:

```
$ curl -O https://repo.anaconda.com/archive/
Anaconda3-<INSTALLER_VERSION>-Linux-x86_64.sh
```

2. Instalação do programa:

```
$ bash ~/Downloads/Anaconda3-
<INSTALLER_VERSION>-Linux-x86_64.sh
```

Para mais informações, acessar <https://docs.anaconda.com/free/anaconda/install/linux/>

- **IRAF:** o *Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF) é um programa que consiste em uma extensa gama de ferramentas de redução e análise de observações astronômicas. A instalação é feita com os seguintes passos:

1. Adição de canais e configuração do Anaconda para instalar pacotes diretamente do repositório AstroConda:

```
$ conda config -add channels conda-forge
$ conda config -add channels http://astroconda.
gemini.edu/public
```

2. Criação de um ambiente virtual `iraf`, aqui nomeado como `iraf27` em menção a versão 2.7 do Python, e instalação das

---

<sup>4</sup>os comandos aqui listados são para os usuários de Linux Ubuntu - arquitetura Linux x86 e sintaxe `bash`

### 3.1. INSTALAÇÃO E AMBIENTAÇÃO DE PROGRAMAS USADOS PARA REDUÇÃO DE DA

ferramentas de redução de dados:

```
$ conda create -n iraf27 python=2.7 iraf-all  
pyraf-all stsci
```

3. Criação do diretório `~/iraf` e declaração de uma variável chamada `iraf` no arquivo `.bashrc`, e que servirá para entrar nesse diretório e ativar o ambiente virtual criado:

```
$ alias iraf='cd ~/iraf; conda activate iraf27'
```

Desta forma, bastará digitar `iraf` no terminal para abrir o programa.

- **Dragons:** é um programa que reúne tarefas automatizadas para a redução e processamento de dados do telescópio Gemini. Para a instalação do Dragons é necessário realizar o passo 1 da instalação do IRAF (vide acima), continuando com os seguintes:

1. Criação do ambiente virtual dragons:

```
$ conda create -n dragons python=3.7 dragons  
ds9 bokeh=2.4.3
```

2. Definição da variável dragons para ativação do ambiente virtual:

```
$ alias dragons='conda activate dragons'
```

A abertura do Dragons se dá, então, digitando `dragons` no terminal.

- **HEASoft:** é um *software* com pacotes de redução e análises espectrais, análises temporais e de imageamento de dados em raios X de diferentes missões, além de leitura, escrita e manipulação de arquivos em formato `fits`. Os passos para instalar o HEASoft são<sup>5</sup>:

1. Obtenção do instalador em:

```
https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/software/heasoft/download.html
```

2. Configuração e instalação do programa:

```
$ cd heasoft-6.33/BUILD_DIR/  
$ ./configure > config.txt 2>&1  
$ make > build.txt 2>&1  
$ make install > install.txt 2>&1
```

3. Adição dos comandos de inicialização no arquivo `.bashrc` (adaptando corretamente o endereçamento):

---

<sup>5</sup>Os pré-requisitos necessários estão listados em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/software/heasoft/linux.html>

```
$ export HEADAS=/caminho/instalado/heasoft-
6.33/
(PLATFORM)
$ . $HEADAS/headas-init.sh
```

Em que (PLATFORM) é a *string* especificando a plataforma que designa a arquitetura dos binários pré-compilados escolhidos na instalação, como por exemplo "x86\_64-pc-linux-gnu-libc2.31".

Com isso, o HEASoft inicializa automaticamente em cada sessão de terminal que for aberta.

- **CALDB:** é um banco de dados de calibração (*Calibration Data Base - CALDB*) necessários para o tratamento de observações em raios X realizadas com ferramentas do HEASoft. O CALDB pode ser acessado virtualmente, o que demanda acesso a internet, ou instalado no computador com o qual a análise será realizada. Aqui é considerado o segundo caso, com instalação do CALDB sendo feita do seguinte modo:

1. Definição de uma variável chamada CALDB indicando o diretório onde os arquivos de calibração serão colocados:

```
$ export CALDB =/caminho/instalado/caldb
```

2. Obtenção e instalação dos arquivos de calibração, usando o comando utilitário de *download* WGET no diretório criado:

```
$ cd $CALDB
$ wget https://heasarc.gsfc.nasa.gov/FTP/caldb/
software/tools/caldb_setup_files.tar.Z
```

Uma vez concluído o *download*, é necessário descompactar os arquivos.

3. Atualização da variável CALDB e inserção da inicialização no arquivo `.bashrc`:

```
$ export CALDB =/caminho/instalado/caldb
$ . $CALDB/software/tools/caldbinit.sh
```

4. *Download* do banco de dados de calibração pelo site

"[https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/heasarc/caldb/caldb\\_supported\\_missions.html](https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/heasarc/caldb/caldb_supported_missions.html)", de acordo com as missões e instrumentos desejados. Por fim, se faz necessário descompactar os arquivos.

Para verificar se a instalação e inicialização estão corretas, basta abrir uma nova sessão de terminal e digitar "\$ caldbinfo INST <missão> <instrumento>". A resposta ao chamado é uma indicação de erro ou de que a inicialização foi concluída com sucesso. Por exemplo, no caso da missão ROSAT e instrumento PSPC, se a inicialização for bem sucedida teremos a seguinte mensagem:

```
$ caldbinfo INS ROSAT PSPC
** caldbinfo 1.0.2
... Local CALDB appears to be set-up & accessible
** caldbinfo 1.0.2 completed successfully
```

## 3.2 O Observatório Gemini

O Observatório Gemini possui dois telescópios gêmeos em dois dos melhores sítios astronômicos, um no hemisfério norte e outro no hemisfério sul terrestre. O Gemini Norte fica localizado no Mauna Kea, no Havaí, um vulcão adormecido a uma altitude de 4220 m. O Gemini Sul está situado na Cordilheira dos Andes, em Cerro Páchon, a 2700 m de altitude. Ambos os telescópios possuem espelho primário com diâmetro de 8,1 m projetado para observar no óptico e no infravermelho. O Gemini é operado numa parceria internacional entre Estados Unidos, Canadá, Chile, Brasil, Argentina e Coreia. Cientistas desses países membros podem submeter projetos para solicitação de tempo de uso dos telescópios, com o Brasil tendo atualmente direito a 7% do tempo para observações científicas.

Ambos os telescópios Gemini tem espectrógrafos equivalentes, o *Gemini Multi-Object Spectrographs* (GMOS). Esse instrumento proporciona espectroscopia no modos *long-slit* e *multi-slit* numa faixa de comprimento de onda que pode ser acomodada no intervalo total observável de 360 nm a 1030 nm, de acordo com o ângulo de posição da rede, *integral field* com cobertura total de 400 nm a 1100 nm, e imageamento que cobre um campo de visão de 5,5 minutos de arco quadrados. O sistema óptico do GMOS usa óptica refrativa e grade de reflexão, além de incluir um compensador integrado de dispersão atmosférica e um corretor a fim de aprimorar a qualidade das imagens. Como antecipado, este trabalho fez uso de espectroscopia realizada pelo GMOS acoplado ao telescópio Gemini Sul, cujos detalhes estão explicitados a seguir.

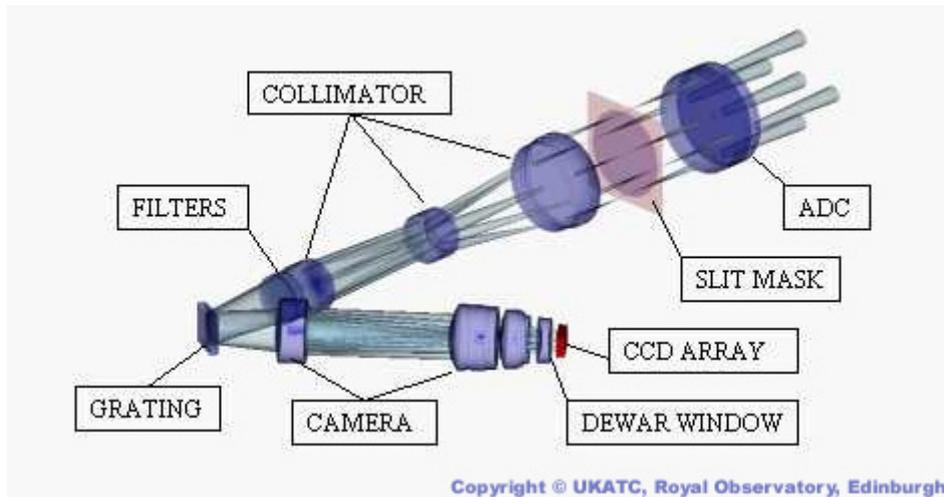


Figura 3.1: Caminho óptico do espectrógrafo GMOS. (Fonte: UKATC, Royal Observatory, Edinburgh. Disponível em: <https://www.roe.ac.uk/atc/projects/gmos/>)

### 3.2.1 Espectroscopia com o GMOS/Gemini Sul

Treze alvos da Amostra 2 foram observados pelo *Gemini South Multi-Object Spectrographs* (GMOS-S) em resposta aos programas GS\_2021B\_Q\_407, GS\_2023A\_Q\_411 e GS\_2023B\_Q\_302 na condição de *Poor Weather*, e GS\_2023

A\_FT\_212 na condição de *Fast Turnaround*. Os arquivos correspondentes estão disponíveis *online* no *Gemini Observatory Archive*<sup>6</sup>. Nele preenchemos um formulário para acessar o conteúdo correspondente a cada um dos programas, no qual podemos especificar a data, o instrumento, a classe e o tipo da observação (ver Figura 3.2).

O *Flexible Image Transport System*<sup>7</sup>, ou FITS, é o formato no qual os arquivos das observações são estruturadas. Um cabeçalho e os dados binários são os dois componentes que constituem cada *Header Data Unit* (HDU) em um arquivo FITS. Em se tratando dos dados do GMOS, o cabeçalho é composto por uma série de palavras-chave que caracterizam os detalhes das observações, como data, instrumento e sítio.

Os arquivos gerados pelo GEMINI, tanto para alvos de ciência quanto para estrelas padrão em fluxo (aquelas cuja luminosidade é conhecida para ser usada na calibração em fluxo), são:

<sup>6</sup><https://archive.gemini.edu/searchform/>

<sup>7</sup><https://fits.gsfc.nasa.gov/>

Figura 3.2: Formulário de busca do *Gemini Observatory Archive*.

- Arquivos de ciência: imagens do alvo;
- Arquivos de lâmpada (a adotada foi a de CuAr): espectros de uma lâmpada para calibração da correspondência entre as coordenadas físicas do detector e o comprimento de onda associado à radiação;
- Arquivos de *flat-field*: imagens com um alto número de contagens para corrigir variações pixel a pixel no CCD;
- Arquivos de *bias*: imagens com tempo de exposição zero feitas com obturador fechado para identificar o nível de ruído gerado pela eletrônica da câmera;
- Arquivo *Bad pixel mask* - *BPM*: imagem que contém pixels ruins, “mortos” ou os ditos quentes.

Para selecionar os arquivos de *bias* é necessário acessar a aba *Load Associated Calibrations* e procurar por aqueles que foram feitos no mesmo dia ou próximos da observação da fonte em questão. Enquanto os demais tipos de arquivos podem ser selecionados acessando a aba *Search Results*.

As reduções dos dados espectroscópicos foram feitas de duas formas diferentes, uma usando o IRAF e a outra usando o Dragons. Ao final os resultados das duas formas foram comparados. Essa foi a opção adotada de modo que fosse adquirida ao longo do trabalho habilidade com uma ferramenta que pode

ser usada de modo geral, o IRAF, pavimentando o caminho para exploração de espectros obtidos em outros telescópios. Por outro lado, os resultados obtidos a partir do IRAF validaram aqueles encontrados a partir do Dragons, recém disponibilizado para a comunidade e uma novidade em nosso grupo de pesquisa.

### 3.2.2 Redução de dados do GMOS

As etapas necessárias para tratamento de dados espectroscópicos do Gemini seguem o padrão em espectroscopia astronômica que, grosso modo, são: correção das imagens de ciência por imagens de *bias* e de *flatfield*; correlação espacial entre as posições físicas do detector e os comprimentos de onda da radiação que o ilumina; extração dos espectros e calibração em fluxo. Detalhes de como foram feitos os tratamentos de dados são apresentados a seguir. No que segue, os exemplos mostrados são parte da redução de dados de um dos alvos deste trabalho, o sistema SPLUS #4.

- **Via IRAF:**

Os passos aqui descritos devem ser seguidos tanto para as imagens correspondentes ao alvo científico quanto para aquelas da estrela padrão, com exceção do uso da tarefa GSSTANDARD que diz respeito à geração da função de sensibilidade associada à estrela padrão. Os arquivos do alvo e da estrela padrão devem ser separados em diretórios e reduzidos independentemente, até que sejam usados em conjunto no processo de calibração em fluxo do espectro do alvo de ciência.

No ambiente `iraf` deve-se, primeiramente, carregar os pacotes necessários para a redução de dados de espectroscopia disponibilizados pelo Gemini:

```
cl> gemini
gemini> gmos
```

Todos os dados brutos devem passar por um preparo inicial para a redução usando a tarefa GPREPARE. Essa tarefa adiciona valores corretos para ganho e leitura de ruído do CCD, como o nível de saturação e a definição de máscara dos arquivos (*Mask Definition File - MDF*), os quais são constituídos por tabelas que listam o tamanho, a direção e a localização das fendas em uma determinada máscara de fenda usada para capturar uma coleção de espectros.

Para executar a tarefa é necessário editar os parâmetros para ativar a adição da MDF, alterando o parâmetro `FL_ADDM` para “yes”. Para isso, usamos um editor interativo que mostra todos os parâmetros e suas configurações atuais, chamado EPAR. As teclas de seta,  $\uparrow$  e  $\downarrow$ , permitem navegar entre os parâmetros e inserir novas configurações. Para salvar os parâmetros e efetuar a tarefa devemos teclar `: + g`. Os arquivos de entrada são todos os dados dispostos, no qual os inserimos escrevendo “S\*.fits”, e os arquivos resultantes tiveram a letra “g” adicionada ao nome original, ficando “gS\*.fits”.

```
gmos> epar gprepare
PACKAGE = gmos
TASK = gprepare
inimages=      S*.fits Input GMOS images or list
(rawpath=      ) Path for input raw images
(outimag=      ) Output images or list
(outpref=      g) Prefix for output images
(fl_addm=      yes) Add Mask Definition File
(LONGSLIT/MOS/IFU modes)
.
.
.
```

Em seguida, para facilitar a entrada dos arquivos nas reduções, foi necessário criar listas para cada tipo de arquivo (ciência, lâmpada, *flatfield* e *bias*) que possuem mais de uma observação em cada comprimento de onda central (510 nm e 570 nm, nesse exemplo). Mas primeiro verificamos as informações do *header* de cada arquivo, como o tempo de exposição (em segundos), o comprimento de onda central (em nm), e o nome:

```
gmos> hselect S*.fits[0] $I,exptime,centwave,title yes

gS20230415S0093.fits[0] 600.  510.  #4
gS20230415S0094.fits[0] 600.  510.  #4
gS20230415S0095.fits[0]  3.   510.  GCALflat
gS20230415S0096.fits[0] 20.   510.  CuAr
gS20230415S0097.fits[0] 40.   570.  CuAr
gS20230415S0098.fits[0]  3.   570.  GCALflat
```

```

gS20230415S0099.fits[0] 600. 570. #4
gS20230415S0100.fits[0] 600. 570. #4
gS20230415S0206.fits[0] 0. open Bias
gS20230415S0207.fits[0] 0. open Bias
gS20230415S0208.fits[0] 0. open Bias
gS20230415S0209.fits[0] 0. open Bias
gS20230415S0210.fits[0] 0. open Bias

```

Os números entre as letras “S” do nome do arquivo correspondem à data em que a observação foi realizada em formato de AAAAMMDD, enquanto os últimos algarismos servem para identificar cada observação dessa data. Com isso, criamos listas para cada tipo de arquivo baseadas nos nomes dos arquivos e o comprimento de onda central. Por exemplo:

```

# para os arquivos de ciência com comprimento de onda
central 510 nm:
gmos> gemlist gS20230415S 93-94 > sci_510.lis
# para os arquivos de ciência com comprimento de onda
central 570 nm:
gmos> gemlist gS20230415S 99-100 > sci_570.lis
# para os arquivos de bias do alvo:
gmos> gemlist gS20230415S 206-210 > bias.lis

```

Durantes as reduções, é necessário que os arquivos sejam associados ao mesmo comprimento de onda central. Ou seja, para arquivos de ciência obtidos na condição de rede de dispersão tal que o valor central do espectro observado corresponda a 510 nm devem ser usados os arquivos de *bias*, *flatfield* e lâmpada correspondentes as mesmas, enquanto para arquivos de ciência centrados em 570 nm devem ser usados os arquivos de *bias*, *flatfield* e lâmpada também centrados em 570 nm.

Quando uma exposição se inicia, os pixels do CCD normalmente não têm contagem zero. Essa carga inicial de pixel, também conhecida como *bias*, é uma característica adicional na imagem gerada pelo próprio instrumento. Já a *overscan* é uma correção adicional ao *bias*, são áreas extras do CCD usadas para medir o nível de *bias* e o ruído de fundo em tempo real. Para a correção por *bias* é necessário combinar as exposições individuais de *bias* utilizando

a tarefa GBIAS, de modo a ter uma única imagem a ser usada na correção. Usamos tal tarefa aplicando a correção *overscan* e subtraindo o nível de *overscan* (FL\_OVER+), cortando a imagem (FL\_TRIM+), criando imagens de variação e qualidade de dados (FL\_VARDQ+) e ajustando o *overscan* sem modo interativo (FL\_INTER-). O arquivo de entrada foi a lista “bias.lis” e o arquivo de saída foi o “gbias.fits”, o qual será usado para realizar a subtração dos dados de *arc*, *flatfield* e ciência:

```
gmos> gbias @bias.lis gbias fl_over+ fl_trim+ fl_vardq+
fl_inter-
```

A calibração em comprimento de onda é uma passagem crucial na redução de espectros. Ela consiste em relacionarmos a coordenada espacial física  $x$  do detector, em pixels, ao longo da direção de dispersão da luz, com o comprimento de onda associado à radiação que incide nos diferentes pixels. Para tanto, são usados espectros de lâmpadas cujas linhas em emissão tem conhecidos seus comprimentos de onda e, juntamente com a determinação de suas posições no detector, tem-se um conjunto de pontos que são usados para um ajuste funcional (geralmente um polinômio de ordem 4) entre tais grandezas. Tal função é por fim aplicada ao domínio de cobertura espacial.

Reduzimos os arquivos de lâmpada para calibração em comprimento de onda usando o GSREDUCE, aplicando a subtração do *bias* (FL\_BIAS+), sem correção por *flatfield* (FL\_FLAT-), sem interpolar os *gaps* do chip ao converter as múltiplas extensões de imagem em uma só (FL\_FIXPIX-) e sem examinar ajustes à região de *overscan* interativamente (OVS\_FLINTER-). Entramos com o nome do arquivo e informamos o arquivo “gbias.fits” criado previamente, e obtivemos um arquivo com as letras “gs” adicionadas ao seu nome. O processo deve e foi feito para todos os arquivos de lâmpada.

```
gmos> unlearn gsreduce # volta para os parâmetros padrões do
sistema
gmos> gsreduce gS20230415S0096 fl_bias+ fl_flat- fl_fixpix-
bias=gbias ovs_flinter-

saída = gsgS20230415S0096
```

Posteriormente, calculamos a solução de comprimento de onda com o modo interativo da tarefa GSWAVELENGTH ativado.

```
gmos> gswavelength gsgS20230415S0096.fits

saída = gsgS20230415S0096.fits
```

Ao executar o comando indicando o arquivo de lâmpada gerado no passo anterior, uma nova tela é aberta apresentando o espectro da lâmpada com as linhas de emissão identificadas automaticamente (Figura 3.3).

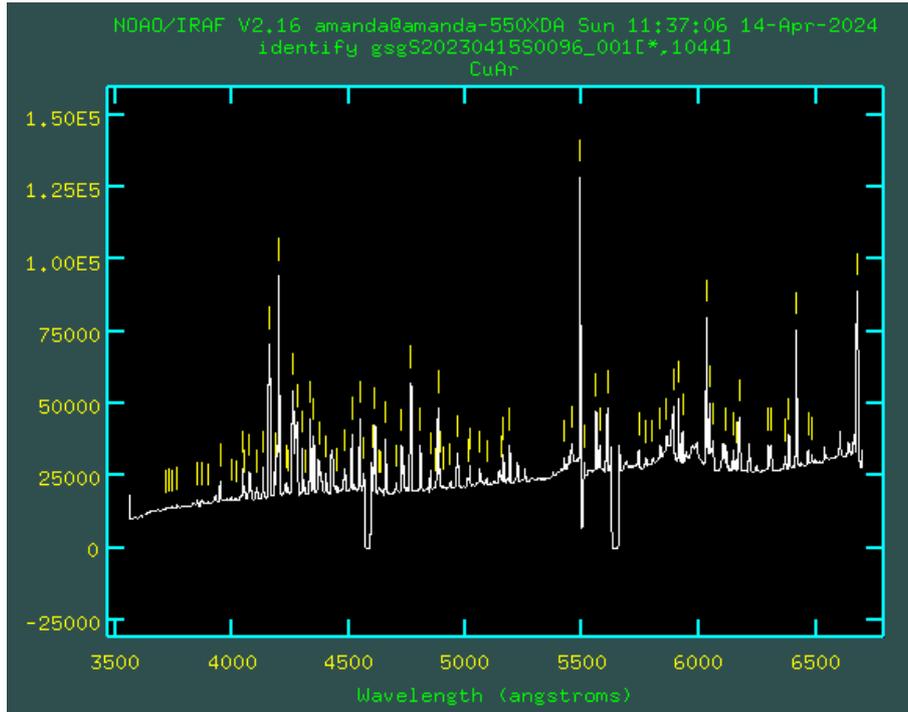


Figura 3.3: Registro da tela do IRAF com o espectro de uma lâmpada de calibração.

Se a identificação das linhas espectrais for bem sucedida, o próximo passo é realizar interativamente o ajuste da solução em comprimento de onda. Apertamos **f** para checar o ajuste e **l** para apresentar o conteúdo do eixo *y* em escala logarítmica. Para excluir um ponto da análise, por exemplo, por estar fora da curva, basta posicionar a seta sobre ele e teclar **d**. Para a redução do GMOS, esse ajuste sempre se assemelha a uma parábola, como podemos observar na Figura 3.4. Em seguida, é necessário teclar **q** duas vezes para sair do modo interativo. Ao perguntar se queremos ajustar a função de dispersão interativamente, respondemos “NO” para o programa ajustar e efetuar todas as atividades referentes a essa etapa. Em seguida, respondemos “yes” para o ajuste da solução em comprimento de onda. Uma nova tela é aberta contendo

os resíduos, bastando teclar **q** para seguir para o próximo passo. Por fim, uma resposta “yes” completa o ciclo, com a escrita do mapa de coordenadas.

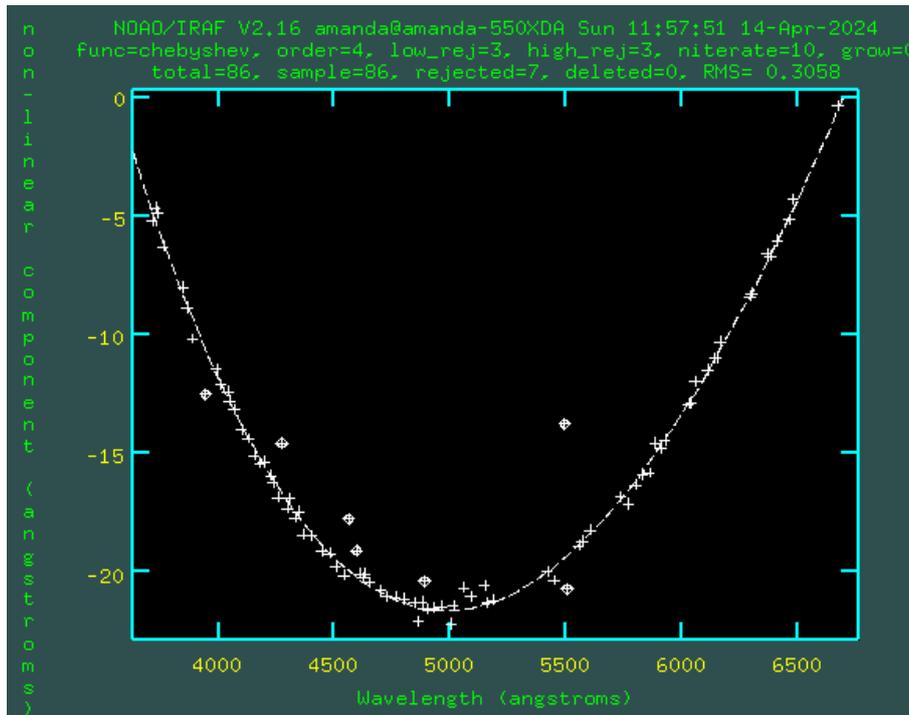


Figura 3.4: Tela do IRAF com ajuste da solução em comprimento de onda.

A sensibilidade do pixel depende dos materiais utilizados, do design e das técnicas de fabricação. O ambiente de fabricação, incluindo o controle de contaminação, temperatura e umidade, é crucial para garantir a qualidade e o desempenho do CCD. Esses fatores combinados determinam a eficiência do pixel na conversão de fótons em sinais elétricos, afetando diretamente a qualidade da imagem capturada. Para corrigir essas discrepâncias na sensibilidade dos pixels, com respostas diferentes a estímulos similares, devemos aplicar a correção por *flatfield* nas imagens de ciência. Essa imagem *flatfield* é criada iluminando o CCD de forma homogênea, muitas vezes utilizando uma fonte de luz uniforme como um painel de LED ou uma tela branca. Ao capturar uma imagem dessa iluminação uniforme, destacam-se as variações na sensibilidade dos pixels, criando uma referência para a correção. Na prática, divide-se a imagem de ciência pela imagem *flatfield*, compensando as variações na sensibilidade dos pixels, resultando em uma imagem corrigida com uma resposta mais representativa da realidade.

Para a redução do *flatfield* usamos novamente a tarefa GSREDUCE. Com ela realizamos (apenas) a subtração do nível de *overscan* e do *bias*, o corte da imagem e a junção das múltiplas imagens contidas no arquivo FITS em

uma só, deixando os demais parâmetros desativados. Inserimos o nome do arquivo como entrada, enquanto, mais uma vez, os arquivos de saída tiveram “gs” acrescido no nome. O arquivo “gbias.fits” gerado anteriormente também deve ser informado para remover o ruído eletrônico de fundo.

```

gmos> unlearn gsreduce # volta para os parâmetros padrões do
sistema
gmos> epar gsreduce
PACKAGE = gmos
TASK = gsreduce

inimages=      gS20230415S0095 Input GMOS images or list
(outimag=     ) Output images or list
(outpref=     gs) Prefix for output images
(fl_over=     yes) Subtract overscan level
(fl_trim=     yes) Trim off the overscan section
(fl_bias=     yes) Subtract bias image
(fl_gscr=     no) Clean cosmic rays (old GSCRREJ method)
(fl_crsp=     no) Clean cosmic rays (new LA Cosmic method)
(fl_dark=     no) Subtract (scaled) dark image
(fl_qeco=     yes) QE correct the input images?
(fl_flat=     no) Apply flat field correction
(fl_gmos=     yes) Mosaic science extensions
.
.
.
saída = gsgS20230415S0095.fits

```

Adicionalmente, foi preciso normalizar o *flatfield* corrigido pelo ganho do CCD. Para a normalização foi usado o GSFLAT, considerando separadamente os casos com distintos valores de comprimento de onda central (ângulo de rede de difração) sob os quais o *flatfield* foi obtido. Como entrada, inserimos cada arquivo gerado previamente (se caso apenas um arquivo de *flatfield* for fornecido para cada comprimento de onda central, é necessário informá-lo duas vezes). O arquivo de saída é nomeado de acordo com o comprimento de onda central da condição de exposição.

```

gmos> epar gsflat
PACKAGE = gmos
TASK = gsflat

inflats = gsgS20230415S0095, gsgS20230415S0095 Input
flatfields
specflat=      gflat_sci_510 Output normalized flat (MEF)
(fl_slit=      no) Correct output for Illumination/
Slit-Function

```

Os arquivos de ciência também foram reduzidos com o GSREDUCE. A eles foi aplicada a subtração do *bias*, a correção do *flatfield*, a remoção de raios cósmicos com o método de LA<sup>8</sup>, a correção por eficiência quântica e outros efeitos como podemos visualizar na caixa de texto abaixo. Foi necessário informar os arquivos *bias*, *flatfield* e a lâmpada de referência gerados anteriormente, e o arquivo *BPM* baixado, o que foi feito via parâmetros BIAS, FLATIM, QE\_REFI e BPM.

```

gmos> unlearn gsreduce
gmos> epar gsreduce
PACKAGE = gmos
TASK = gsreduce

inimages=      @sci_510.lis Input GMOS images or list
(outimag=      ) Output images or list
(outpref=      gs) Prefix for output images
(fl_over=      yes) Subtract overscan level
(fl_trim=      yes) Trim off the overscan section
(fl_bias=      yes) Subtract bias image
(fl_gscr=      no) Clean cosmic rays (old GSCRREJ method)
(fl_crsp=      yes) Clean cosmic rays (new LA Cosmic method)
(fl_dark=      no) Subtract (scaled) dark image
(fl_qeco=      yes) QE correct the input images?
(fl_flat=      yes) Apply flat field correction

```

<sup>8</sup><http://www.astro.yale.edu/dokkum/lacosmic/>

```

(fl_gmos=      yes) Mosaic science extensions
(fl_fixp=     yes) Interpolate across chip gaps if mosaicing
(fl_gsap=     no) Run gsappwave on reduced image
(fl_scat=     no) Remove scattered light with gsscatsby?
(fl_cut =     no) Cut MOS slits into separate spectra if
mosaicing
(fl_titl=     no) Put object id in title of cut spectra
(MOS only)
(fl_over=     no) Use 1.05x slit length to accommodate
distortion?
(fl_varde=    yes) Create variance and data quality frames
(fl_full=     yes) Decompose DQ during gmosaic
transformation; apply correct handling?
.
.
.
saídas = gsgS20230415S0093.fits; gsgS20230415S0094.fits

```

A tarefa GSTRANSFORM foi utilizada para realizar a calibração em comprimento de onda em cada arquivo de ciência reduzido. Para tal, foi usada a solução em comprimento de onda que deve ser informada no parâmetro WAVTRANAME. Os arquivos de saída tem a letra “t” adicionada ao nome.

```

gmos> gstransform gsgS20230415S0093 wavtraname=gsgS20230415S0096
saída = tgsgS20230415S0093.fits

```

Em seguida, extraímos os espectros 1D aplicando a tarefa GSEXTRACT. Essa tarefa calcula a contribuição do céu realizando o ajuste de uma função aos pixels de cada coluna da fenda, em áreas específicas definidas ao redor da fonte. Ao executá-la, mantivemos os parâmetros padrão do sistema, alterando FL\_INTE para “yes” para ativar o modo interativo. Caso o ajuste não seja satisfatório, também é necessário alterar a ordem da função ajustada (ORDER), o número de linhas de dispersão a serem somadas (TNSUM) e os passos do traço (TSTEP). O traço é o que determina o formato da abertura ao longo do eixo de dispersão. Ele identifica a posição do espectro, ajusta uma curva

para modelar a sua trajetória e corrige distorções, garantindo uma extração precisa e eficiente do espectro.

```

gmos> epar gsextract
PACKAGE = gmos
TASK = gsextract

inimages=      tgsGS20230415S0093 Input images
(outimag=     ) Output images
(outpref=     ) Output prefix
(refimag=     ) Reference images for tracing apertures
(apwidth=     1.) Extraction aperture in arcsec (diameter)
(fl_inte=     yes) Run interactively?
(databas=     database) Directory for calibration files
(find=        yes) Define apertures automatically?
(recente=     yes) Recenter apertures?
(trace=       yes) Trace apertures?
(coloffs=     0) Adjustment to column for finding source pea
(tfuncti=     chebyshev) Trace fitting function
(torder=     5) Trace fitting function order
(tnsum=      15) Number of dispersion lines to sum for trace
(tstep=      50) Tracing step

```

Em seguida foi realizada a seleção da abertura (Figura 3.5). Uma tela é aberta e a identificação da abertura é feita manualmente. Entretanto, é necessário verificar se se trata realmente da região correspondente ao alvo desejado (que normalmente teve a luz posicionada no meio da fenda ou próximo dele). Em não sendo, é possível excluir a abertura apertando **d** com o cursor sobre ela, e selecionar uma nova região apertando a tecla **f**. Para alterar o limite inferior da abertura digitamos **:lower -N**, sendo N o número escolhido, enquanto para o limite superior o termo é **:upper N**.

Nessa mesma etapa é preciso informar a região do detector a ser associada ao *background*. Para isso teclamos **b**, e na sequência selecionamos uma região “anterior” e uma região “posterior”, circunvizinhas a que está associada ao objeto em questão, pressionando **ss** em cada uma delas. Para traçar a abertura pressionamos **q** e respondemos “yes” as perguntas feitas. O traço da abertura e seu respectivo ajuste é exposto (Figura 3.6), e os pontos fora da curva podem

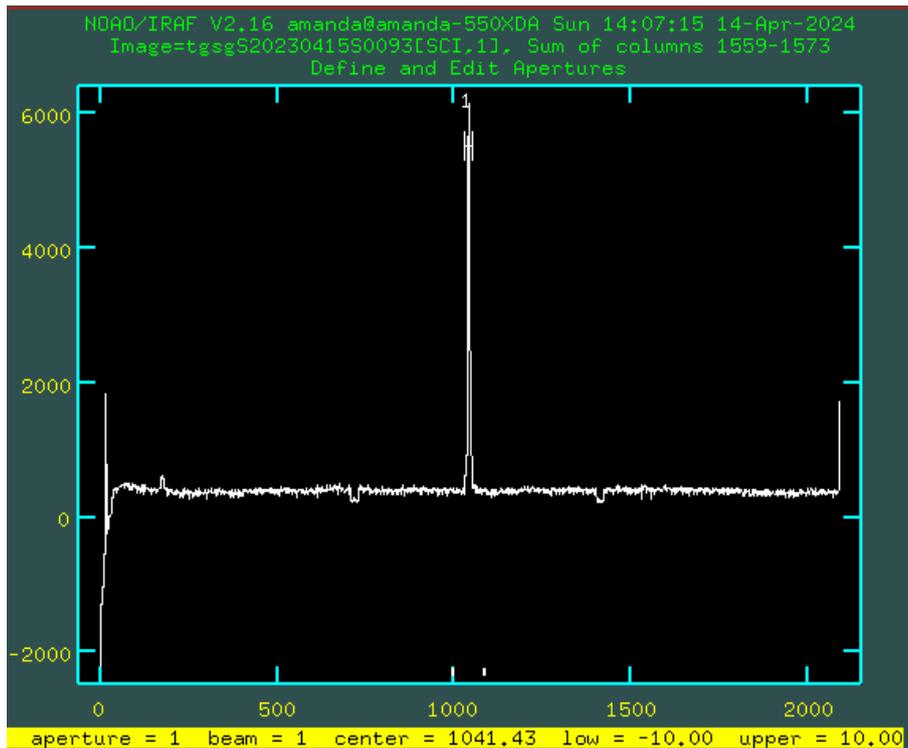


Figura 3.5: Tela do IRAF na etapa de determinação da região de extração a ser utilizada.

ser excluídos pressionando **d** tendo o cursor sobre eles. Para finalizar o modo interativo digitamos **q** e respondemos “yes” para as perguntas seguintes. O arquivo gerado por essa tarefa tem o nome acrescido da letra “e”.

O próximo passo foi realizado apenas para a estrela padrão, por ser com seu espectro que geramos a função sensibilidade para a calibração em fluxo dos espectros de ciência, por meio da tarefa GSSTANDARD. A discrepância entre o que foi observado como espectro e o que o espectro estelar de fato é, é quantificada e conhecida como função de sensibilidade. Essa função depende de uma série de características do observatório (telescópio e detector) e de seu local (estado da atmosfera na linha de visada ao alvo) – como a área de coleta do telescópio e a atenuação atmosférica da radiação.

Para garantir uma calibração espectrofotométrica precisa dos espectros obtidos, é fundamental que a estrela padrão em fluxo seja observada imediatamente após a estrela de ciência, sob as mesmas condições técnicas de observação. Isso inclui a escolha de uma estrela padrão que esteja próxima à estrela de ciência no céu, de modo a assegurar que ambas estejam sujeitas a influências atmosféricas semelhantes, como a mesma massa de ar e cobertura de nuvens. Essa abordagem minimiza as discrepâncias causadas pela variação das condi-

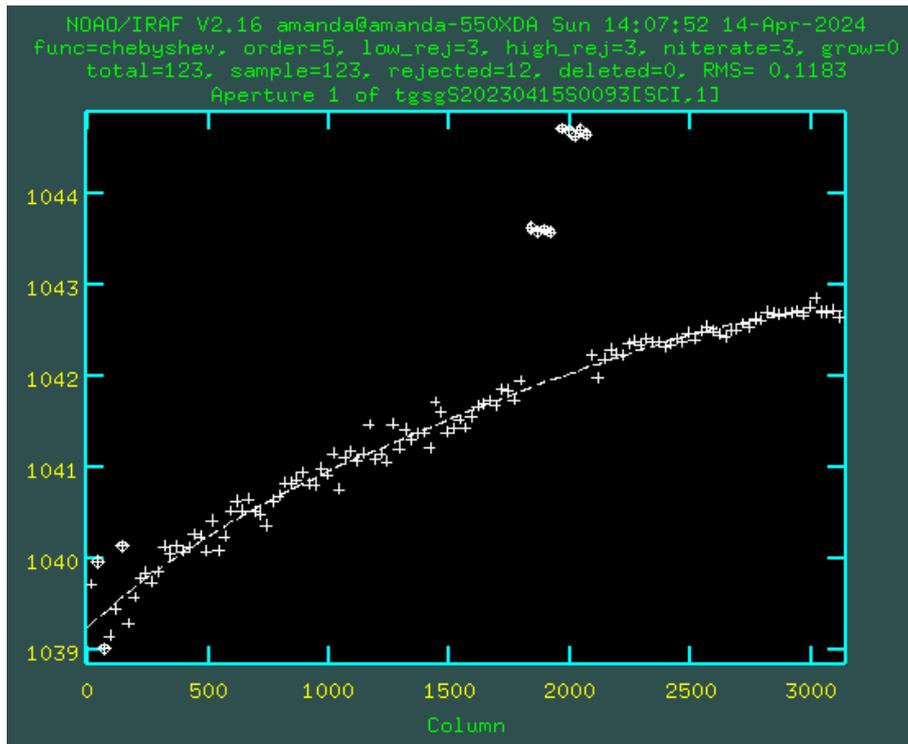


Figura 3.6: Tela do IRAF com traço e ajuste da abertura.

ções atmosféricas, permitindo uma calibração mais confiável. É importante ressaltar que a unidade em fluxo é relativa e não absoluta.

A estrela padrão usada na redução da fonte SPLUS #4 foi LTT 7987, e nesse procedimento precisamos saber como o seu espectro óptico padrão aparenta, no sentido de relação fluxo versus comprimento de onda. O IRAF oferece tabelas com essas informações, então o primeiro passo é achar essa estrela em seu banco de dados. Para isso checamos lista de estrelas padrões disponibilizado pelo NOIRLab<sup>9</sup> e entramos no diretório `onedstds` para procurar o nome do arquivo de extinção correspondente.

```
gmos> dir onedstds

README          ctioical        irscal          redcal
blackbody       ctioextinct.dat kpnoextinct.dat spec16cal
bstdscal        ctionewcal      names.men       spec50cal
ctio            iidscal         oke1990         spechayescal
```

Nesse exemplo, a tabela de LTT 7987 encontra-se em

<sup>9</sup><https://nsf-noirlab.gitlab.io/csdc/usngo/gmos-cookbook/Processing/Supplement.html#stdstar-list>

onedstds\$ctioewcal e o nome da estrela no IRAF é “17987”, enquanto o arquivo de extinção chama-se “ctioextinct.dat”. Usaremos tais informações ao executar o comando GSSTANDARD.

```

gmos> epar gsstandard
PACKAGE = gmos
TASK = gsstandard

input=      etgsgS*.fits Input image(s)
sfile=      std Output flux file (used by SENSFUNC)
sfunctio=   sens Output root sensitivity function image
name
(sci_ext=   SCI) Name or number of science extension
(var_ext=   VAR) Name or number of variance extension
(dq_ext=    DQ) Name or number of data quality extension
(key_air=   AIRMASS) Header keyword for airmass
(key_exp=   EXPTIME) Header keyword for exposure time
(fl_inte=   yes) Run the task interactively
(starnam=   17987) Standard star name(s) in calibration
list
(samesta=   yes) Same star in all apertures
(apertur=   ) Aperture selection list
(beamswi=   no) Beam switch spectra
(bandwid=   INDEF) Bandpass width
(bandsep=   INDEF) Bandpass separation
(fnuzero=   3.6800000000000E-20) Absolute flux zero point
(caldir =   onedstds$ctioewcal/) Directory containing
calibration data
(observa=   Gemini-South) Observatory
(mag=       ) Magnitude of stars
(magband=   ) Magnitude types/bands (U|B|V|R|I|J|H|K|L|Lp
(teff =     ) Effective temperature of spectral types
(ignorea=   yes) Ignore apertures and make one sensitivity
function
(extinct=   ctioextinct.dat) Extinction file
(out_ext=   extinct.dat) Output revised extinction file
(funcio=    spline3) Fitting function

```

```
(order =      6) Order of fit
.
.
.
```

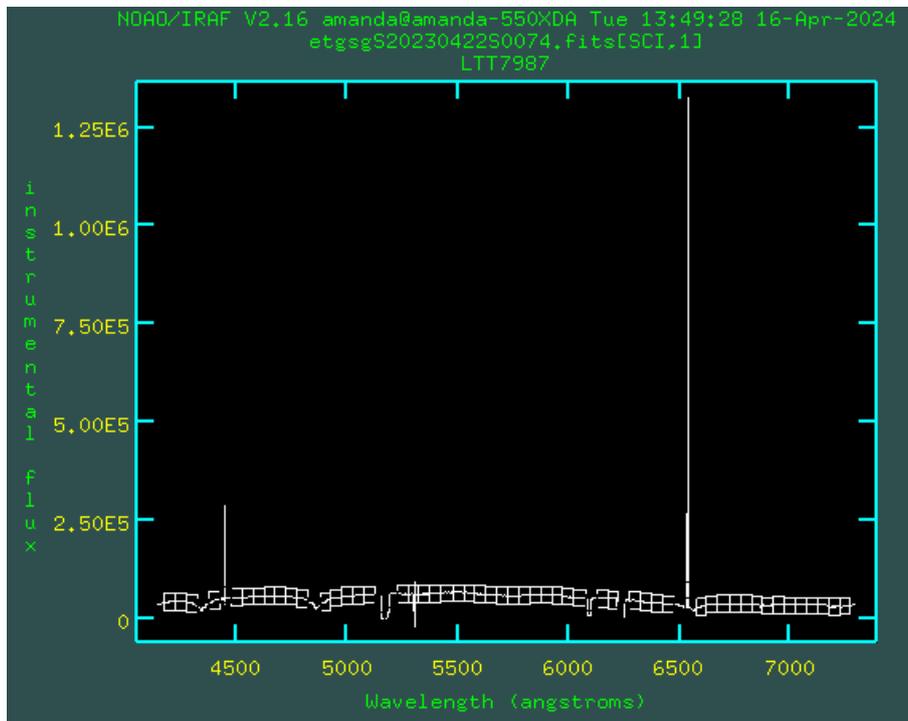


Figura 3.7: Tela do IRAF com *bandpasses*.

Ao executar a tarefa, o programa pergunta se queremos editar o *bandpasses* e respondemos “yes”. Uma nova janela é aberta contendo o fluxo instrumental versus comprimento de onda (Figura 3.7). As pequenas caixas brancas indicam as regiões que estão sendo usadas para ajustar o formato do sinal. É necessário excluir as caixas brancas que estão em cima das linhas espectrais, deixando apenas aquelas que estão no contínuo. Também é possível adicionar mais dessas regiões tecendo **a**.

Após finalizar esse modo interativo, uma nova pergunta é feita se desejamos ajustar a abertura interativamente, e respondemos “yes”. A próxima tela interativa mostra a função de sensibilidade já ajustada e seu resíduo (Figura 3.8). Se o ajuste não estiver adequado podemos alterar a ordem do ajuste tecendo **:order N**, em que N é o número da ordem desejado. Depois digitamos **f** para realizar o novo ajuste, e **q** para finalizar a tarefa. Com isso, um arquivo nomeado “sens.fits” é criado.

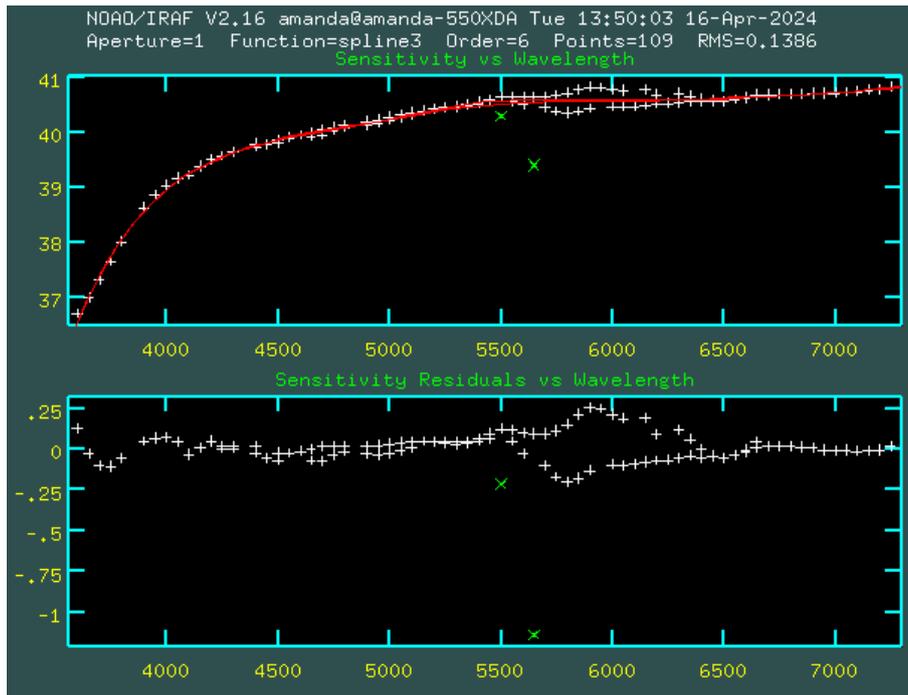


Figura 3.8: Tela do IRAF com o ajuste da função sensibilidade.

Por fim, mas não menos importante, fizemos a calibração em fluxo nos espectros do nosso alvo, mediante o comando GSCALIBRATE. Ao editar os parâmetros da tarefa informamos o arquivo da função sensibilidade, alteramos o parâmetro FL\_EXT para “yes” para aplicar correção de extinção, informamos o nome do arquivo de extinção e o observatório. O arquivo resultando terá o nome acrescido da letra “c”.

```
gmos> epar gscalibrate
PACKAGE = gmos
TASK = gscalibrate

input = etgsgS20230415S0093 Input spectra to calibrate
(output =          ) Output calibrated spectra
(outpref=         c) Output prefix
(sfuncti=        sens) Input image root name for sensitivity
funct

(sci_ext=        SCI) Name of science extension
(var_ext=        VAR) Name of variance extension
(dq_ext =        DQ) Name of data quality extension
(key_air=        AIRMASS) Airmass header keyword
```

```

(key_exp=      EXPTIME) Exposure time header keyword
(fl_var=       no) Propagate VAR/DQ planes
(fl_ext =      yes) Apply extinction correction to input
spectr
(fl_flux=      yes) Apply flux calibration to input spectra
(fl_scal=      yes) Multiply output with fluxscale
(fluxsca=     10000000000000000.) Value of the flux scale
(fl_scale=yes)
(ignorea=      yes) Ignore aperture numbers in flux
calibration
(fl_fnu =      no) Create spectra having units of FNU
(extinct=      onedstds$ctioextinct.dat) Extinction file
(observa=     Gemini-South) Observatory
(logfile=      ) Logfile name
(verbose=      yes) Verbose?
(status =      0) Exit status (0=good)
(scanfil=      ) For internal use only
(mode =       ql)

saída= cetgsgS20230415S0093.fits

```

Para visualizar o resultado usamos o comando `SPLIT`. Caso haja contaminação de linhas que tendem a fluxos muito altos e muito baixos, podemos marcá-las digitando `x` nos extremos em que elas começam e terminam, e depois excluí-las digitando `c`. Para salvar o espectro após customizá-lo teclamos `i` e escrevemos o nome do arquivo de saída escolhido. Após todos os espectros da fonte terem sido reduzidos, nós unimos todos em um só através do comando `GSCOMBINE`, sem fazer distinção entre os diferentes comprimentos de ondas centrais.

- **Via Dragons:**

Um *script* em linguagem `bash` foi criado para a redução dos dados via `Dragons`, de modo a otimizar tempo e possíveis equívocos. Nessa parte, serão descritos os comandos usados no *script*, assim como as variáveis declaradas para facilitar as entradas de dados.

No ambiente `dragons`, devemos primeiramente entrar no diretório em que se encontram os arquivos de observação. Em seguida, assim como feito para a

redução via IRAF, criamos as listas para cada tipo de arquivos: *bias*, *flatfield*, lâmpada e ciência. Para isso, foram declaradas duas variáveis: `$inifonte` com as iniciais do alvo; e `$inistd` com as iniciais da estrela padrão. Assim facilita para o programa identificar os arquivos e criar as nossas listas.

```
$ echo -n inifonte:  ;read inifonte # iniciais da fonte
$ echo -n inistd:   ;read inistd # iniciais da estrela
padrão
```

Para criar as listas usamos o comando DATASELECT, uma tarefa muito prática que permite identificar os arquivos por tipo e gerar as listas.

```
$ dataselect $inistd*.fits -tags BIAS -o biasstd.lis
$ dataselect $inifonte*.fits -tags BIAS -o biassci.lis
$ dataselect $inistd*.fits -tags FLAT -o flatsstd.lis
$ dataselect $inifonte*.fits -tags FLAT -o flatssci.lis
$ dataselect $inistd*.fits -tags ARC -o arcsstd.lis
$ dataselect $inifonte*.fits -tags ARC -o arcssci.lis
$ dataselect *.fits -tags STANDARD -o std.lis
$ dataselect *.fits -xtags CAL -expr='object==
"$fonte"' -o sci.lis
```

Antes de iniciar a redução é preciso adicionar os arquivos de *bad pixel masks* (BPMs) na lista de calibração:

```
$ caldb add bpm*.fits
```

Para a redução dos dados foi usado o comando REDUCE, com o modo interativo ativado para todos os tipos de arquivos, exceto o *bias*. Ao final, depois que o REDUCE for concluído, devemos adicionar os arquivos reduzidos na lista de calibração. Segue abaixo como processar os arquivos de *bias*:

```
# Processando o bias
$ reduce @biasstd.lis # Bias para a estrela padrão
$ reduce @biassci.lis # Bias para o alvo
$ caldb add *bias.fits # Adicionar na lista de calibração
```

O tratamento dos dados de *flatfield* e lâmpada inclui alguns passos interativos. Os exemplos mostrados a seguir são para os arquivos de ciência, mas o procedimento realizado para os arquivos da estrela padrão é similar.

No processamento de *flatfield*, a etapa interativa corresponde à normalização, no qual uma nova janela do *browser* é aberta mostrando o ajuste das contagens por pixels em cada um dos CCDs. Vários parâmetros podem ser alterados como a ordem da função e o número de iterações. Com o curso sobre o gráfico, podemos acrescentar uma nova região teclando a letra **R**, editar a região digitando **E**, e excluir a região com **D**. Ao finalizar as edições e ajustes prosseguimos clicando em **Accept**. Mais detalhes são apresentados na Figura 3.9.

```
# Processando o flatfield
$ reduce @flatstd.lis -p interactive=True # Flatfield para a
estrela padrão
$ reduce @flatsci.lis -p interactive=True # Flatfield para o
alvo
$ caldb add *flat.fits # Adicionar na lista de calibração
```

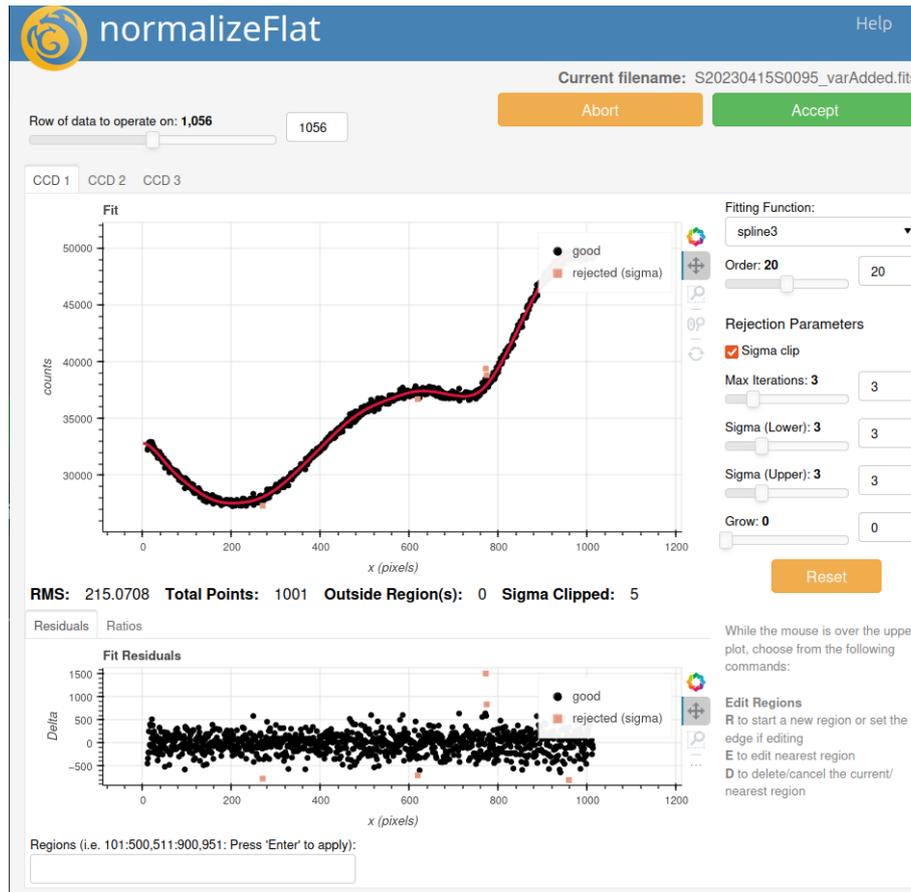


Figura 3.9: Tela interativa do Dragons com o ajuste da normalização do *flat-field*.

Na redução das lâmpadas o modo interativo equivale à identificação das linhas espectrais e à solução em comprimento de onda. A identificação das linhas é feita automaticamente, mas podemos deletar alguma delas pressionando **D**, ou identificar uma nova linha com a letra **I**. Podem ser alterados parâmetros como a ordem da função, o número de iterações, o número de linhas a serem somadas, e outros revelados na Figura 3.10.

```
# Processando a lâmpada de calibração
$ reduce @arcstd.lis -p interactive=True # Lâmpada para a
estrela padrão
$ reduce @arcsci.lis -p interactive=True # Lâmpada para o
alvo
$ caldb add *arc.fits # Adicionar na lista de calibração
```

Já o tratamento de dados dos arquivos de ciência engloba vários estágios de interação. É imprescindível que a estrela padrão seja reduzida primeiro,



Figura 3.10: Tela interativa do Dragons com o ajuste da solução em comprimento de onda da lâmpada.

pois o programa precisa identificar a função sensibilidade durante a redução do alvo, caso contrário, apresentará erro.

```
# Processando a estrela padrão
$ reduce @std.lis -p interactive=True
# Processando o alvo
$ reduce @sci.lis -p interactive=True
```

Primeiramente, escolhemos a abertura adequada para nosso alvo por meio de uma nova tela. O programa identifica automaticamente aberturas para os objetos da fenda, assim é necessário selecionar aquelas aberturas que não forem de nosso interesse pressionando **F** e depois excluí-las com a letra **D**. Para criar uma nova abertura basta teclar **A** com o curso em cima da região, e podemos editar os limites da abertura manualmente nos parâmetros **Lower** e **Upper** e depois apertar em **Renumber Apertures**. A Figura 3.11 demonstra como funciona essa etapa.

Na parte da correção do céu da fenda apenas alteramos o parâmetro **Aper-**

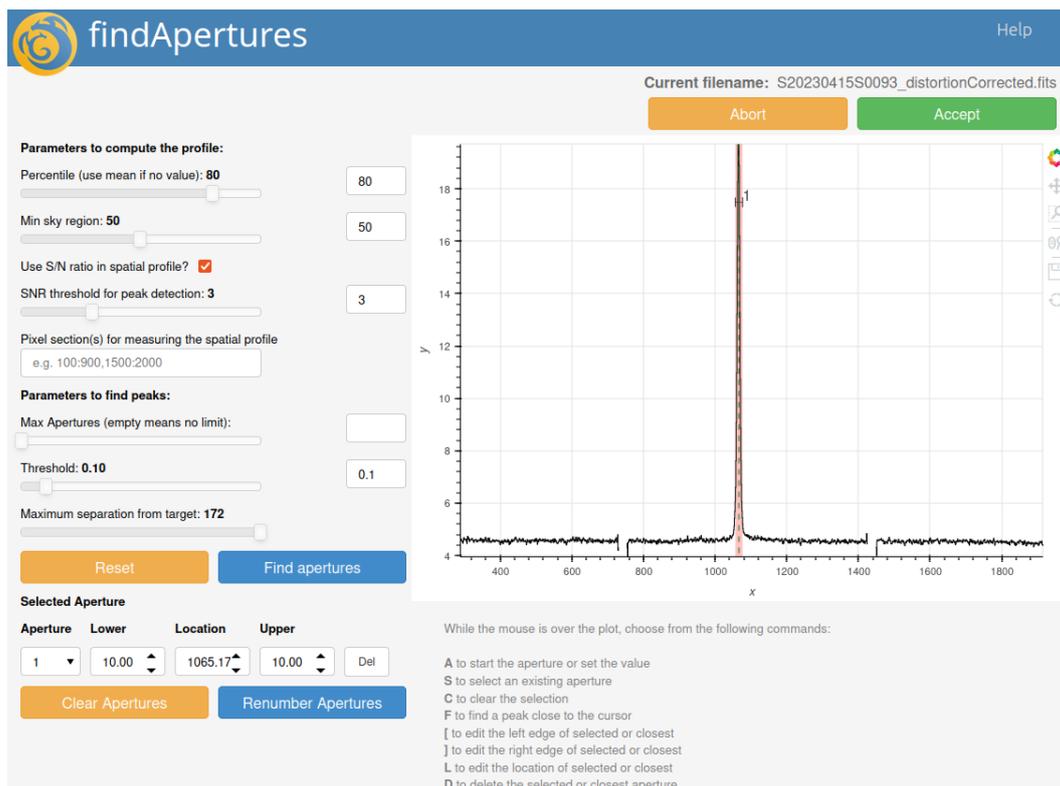


Figura 3.11: Tela interativa do Dragons da seleção de abertura.

**ture avoidance distance** para 10 pixels, isso para afastar o máximo abertura da *background*.

Após essa etapa, em se tratando apenas da estrela padrão, o próximo passo é traçar a abertura e calcular a função sensibilidade. Como apresentamos na Figura 3.12, no ajuste da função sensibilidade podemos alterar o tipo de função e sua ordem, assim como marcar um grupo de pontos a serem rejeitados pelo ajuste digitando **M**, ou desmarcá-los com a letra **U**.

Posteriormente, o programa combina todos os espectros em um só, e novamente é necessário selecionar uma abertura, assim como feito anteriormente, para extrair o espectro da fonte. O último passo é traçar a abertura, realizando um ajuste usando a função Chebyshev, dada por:

$$T_n(x) = \cos(n \cos^{-1} x) = x^n - \binom{n}{2} x^{n-2} (1-x^2) + \binom{n}{4} x^{n-4} (1-x^2)^2 - \dots \quad (3.1)$$

A janela interativa (Figura 3.13) permite alterar a ordem  $n$  da função Chebyshev (Equação 3.1), o número de linhas e passos da soma, assim como marcar e desmarcar um grupo de pontos.

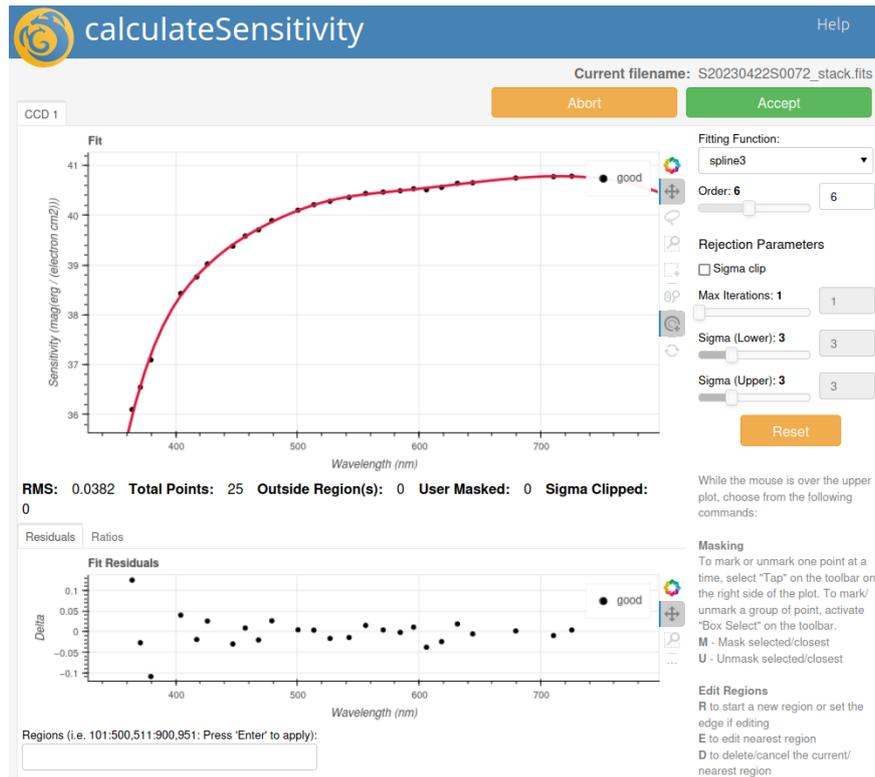


Figura 3.12: Tela interativa do Dragons referente ao ajuste da função sensibilidade.

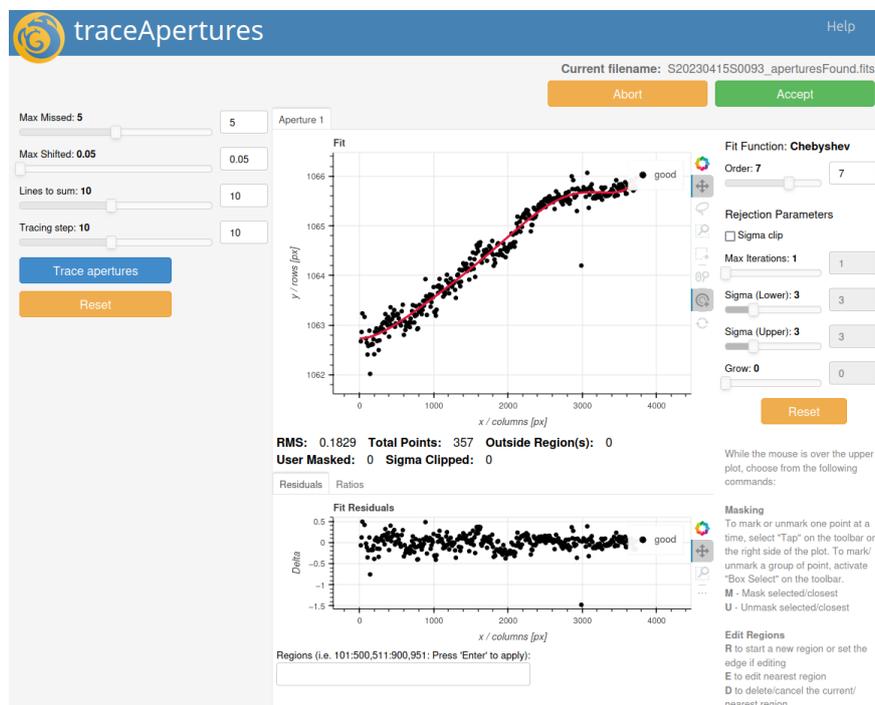


Figura 3.13: Tela interativa do Dragons referente a determinação da abertura do alvo na fenda.

### 3.3 O telescópio TESS

O *Transiting Exoplanet Survey Satellite* (TESS) é um telescópio espacial da NASA liderado pelo *Massachusetts Institute of Technology* (MIT) e lançado em abril de 2018 a bordo do foguete *Falcon 9* da *SpaceX*. O TESS tem como objetivo principal mapear o céu em busca de trânsitos planetários, um fenômeno que ocorre quando um planeta passa na frente de sua estrela hospedeira, causando uma leve diminuição no brilho observado da estrela. Além de sua busca por exoplanetas, o TESS também tem o potencial de apontar diversos fenômenos astrofísicos, como o de variabilidade no brilho de estrelas e variabilidade de posição de asteroides do sistema solar.

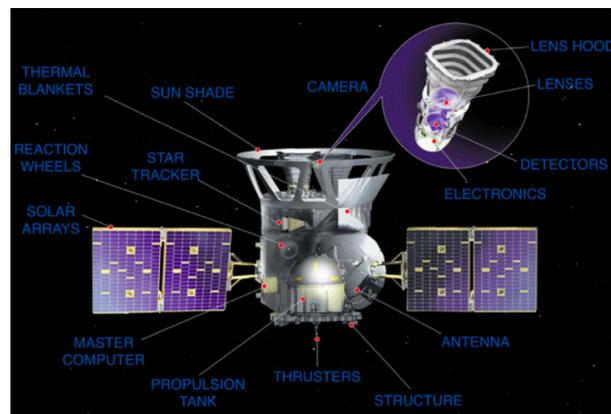


Figura 3.14: Esquema do telescópio espacial TESS e seus instrumentos. (Fonte: MIT).

O TESS usa quatro câmeras *Wide Field Cameras* (WFCs) de alta resolução posicionadas estrategicamente em sua estrutura para otimizar a cobertura da esfera celeste. Cada uma dessas câmeras é equipada com 4 CCDs com  $4096 \times 4096$  pixel e cobre um campo de visão de  $24^\circ \times 24^\circ$  (para se ter uma ideia da escala, a constelação de Órion está inteiramente dentro do campo de visão de uma câmera TESS). Combinadas, as câmeras totalizam um campo de visão de  $24^\circ \times 96^\circ$ , permitindo que o telescópio observe segmentos significativos do céu de uma vez, chamados de setores, sendo que cada hemisfério do planeta é observado por 13 setores. A Figura 3.15 apresenta o campo de visão de uma câmera do TESS e a distribuição dos setores de observação da esfera celeste.

Para garantir a precisão das observações, o TESS está equipado com um filtro na faixa de 600 nm a 1000 nm, centrado na banda tradicional Cousins I ( $I_C$ ; ver Figura 3.16). Uma vez processados e verificados, os dados são transmitidos à Terra por meio de uma rede de comunicação de alta velocidade, o que ocorre durante a passagem do satélite pelo perigeu orbital e dura entre 3

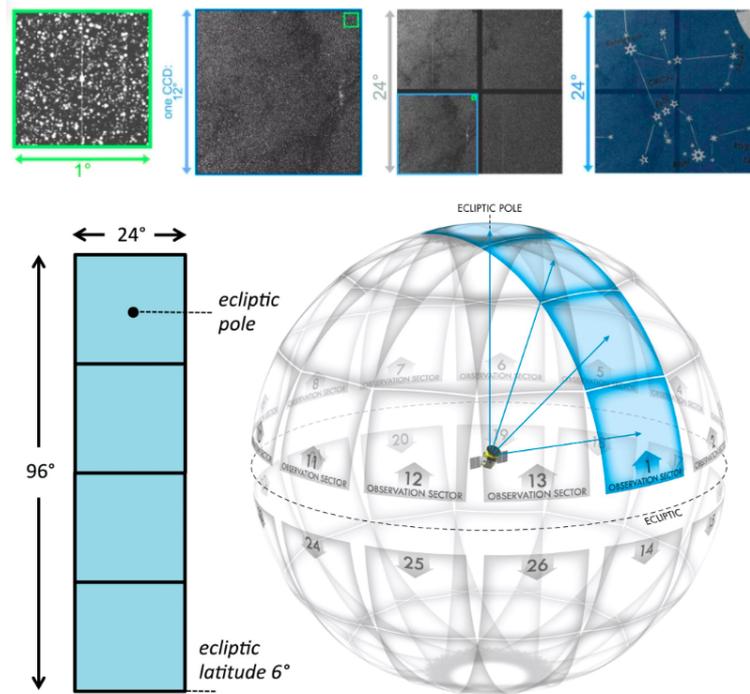


Figura 3.15: Representações do campo de visão de uma câmera do TESS junto com seus CCDs e da distribuição de seus setores de observação. (Fonte: MIT e NASA/GSFC).

e 4 horas (Vanderspek et al., 2018).

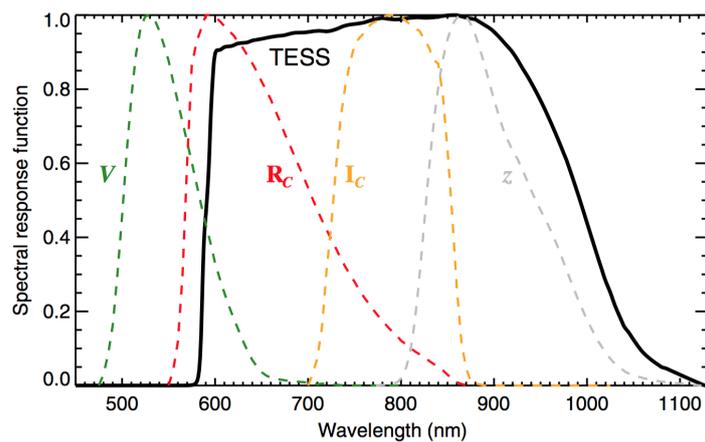
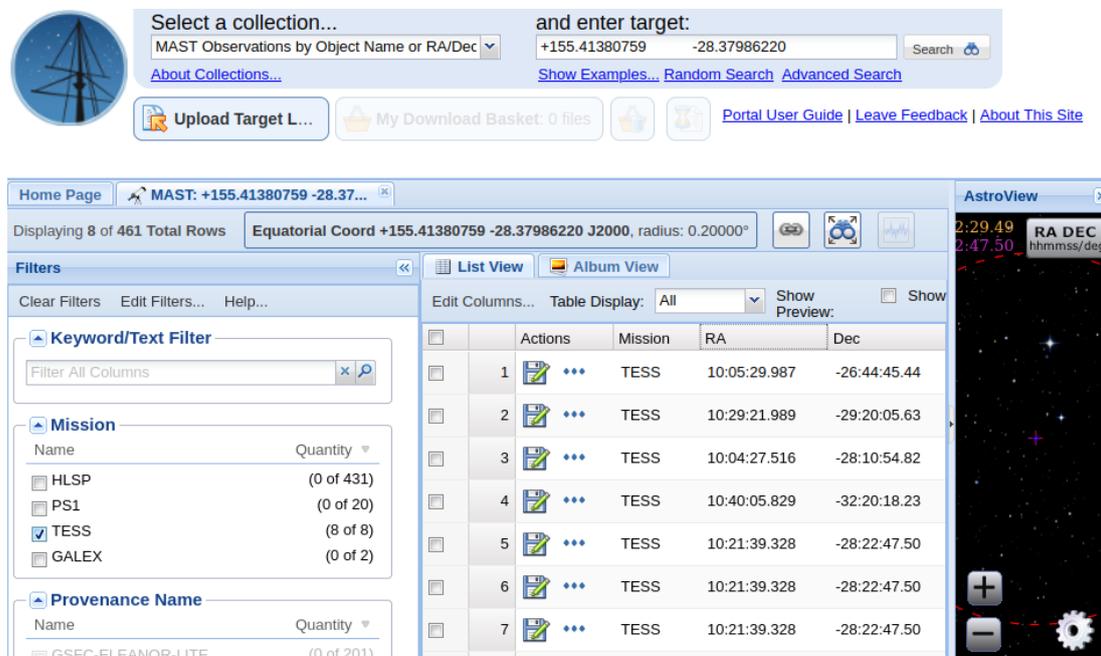


Figura 3.16: A função de resposta espectral do TESS (linha preta) em comparação com outras faixas de filtros. (Fonte: MIT e NASA/GSFC).

### 3.3.1 Obtenção e utilização dos dados

Buscamos por curvas de luz do telescópio TESS dos sistemas de ambas as amostras para procurar por variabilidade e eventual período característico. Isso foi feito acessando o banco de dados *MAST: Barbara A. Mikulski Archive for Space Telescopes*<sup>10</sup> e realizando uma busca através do formulário *online*, tendo como ponto de partida o nome ou as coordenadas celestes da fonte (ver Figura 3.17). Para facilitar a busca, na coluna *Filters* marcamos a opção TESS na seção *Mission*. A partir dos resultados oferecidos foi feita uma verificação da correspondência com a contrapartida em questão usando o *AstroView*. O *MAST* oferta a opção de utilizar uma lista contendo as coordenadas dos alvos, facilitando o procedimento no caso de uma amostra numerosa. O *download* dos arquivos é a partir de seleções correspondentes na coluna *Actions*.



The screenshot displays the MAST search portal interface. At the top, there is a search form with a dropdown menu for 'Select a collection...' and input fields for 'and enter target:' containing the coordinates '+155.41380759' and '-28.37986220'. Below the search form, there are buttons for 'Upload Target L...', 'My Download Basket: 0 files', and links for 'Portal User Guide', 'Leave Feedback', and 'About This Site'. The main interface shows a table of search results with columns for 'Actions', 'Mission', 'RA', and 'Dec'. The 'Mission' filter is set to 'TESS'. The table contains 7 rows of results. On the right side, there is an 'AstroView' window showing a star field with RA and DEC coordinates.

Actions	Mission	RA	Dec
1	TESS	10:05:29.987	-26:44:45.44
2	TESS	10:29:21.989	-29:20:05.63
3	TESS	10:04:27.516	-28:10:54.82
4	TESS	10:40:05.829	-32:20:18.23
5	TESS	10:21:39.328	-28:22:47.50
6	TESS	10:21:39.328	-28:22:47.50
7	TESS	10:21:39.328	-28:22:47.50

Figura 3.17: Formulário de busca do *MAST*.

As curvas de luz do TESS foram exploradas utilizando linguagem de programação Python. Para gerar espectro de potências, utilizamos o periodograma *Lomb-Scargle* conforme implementação via *AstroPy*, baseado em técnicas de Fourier (Lomb, 1976; Scargle, 1982). A faixa de frequência na qual o periodograma foi aplicado começa da mínima frequência associada ao menor sinal coletado e a máxima correspondente a frequência de Nyquist.

<sup>10</sup><https://mast.stsci.edu/portal/Mashup/Clients/Mast/Portal.html>

## 3.4 O levantamento ASAS-SN

O projeto *All-Sky Automated Survey for Supernovae* (ASAS-SN) é um levantamento fotométrico automatizado que utiliza 24 telescópios espalhados pelo mundo. Esses telescópios são geralmente de pequeno porte, com diâmetros de espelho variando de cerca de 0,3 a 0,5 metros. Eles são projetados para observações de campo amplo, permitindo a cobertura eficiente de grandes áreas do céu.

O projeto ASAS-SN possui um *software* dedicado à análise automatizada de observações astronômicas, e que é capaz de processar grandes volumes de imagens, identificar automaticamente eventos transientes e gerar alertas de tais eventos aos astrônomos. As observações fotométricas sucessivas de regiões da esfera celeste com o ASAS-SN abre horizontes para detecção de eventos transientes que vão além daquela que é sua missão primária, de identificação de supernovas, como por exemplo, ao de monitoramento e eventual revelação de VCs. De fato, o projeto tem sido responsável pela descoberta de milhares de eventos transientes, e assim contribuído de modo significativo para nossa compreensão da evolução estelar, da dinâmica galáctica e da natureza do universo em larga escala. Além disso, o ASAS-SN desempenha um papel crucial na identificação de potenciais ameaças à Terra, como asteroides em eventual rota de colisão, fornecendo dados essenciais para estudos de mitigação de riscos.

### 3.4.1 Obtenção dos dados

Curvas de luz das fontes de nossas amostras foram buscadas no banco de dados do levantamento ASAS-SN a partir do *ASAS-SN Sky Patrol*<sup>11</sup> (também possível pelo *MAST*). A busca demanda o nome ou as coordenadas do alvo, e o número de dias passados dos quais comporão as informações fotométricas a serem utilizadas na construção da curva de luz, além de determinação de qual método de fotometria será utilizado, no qual as opções são: fotometria de abertura, fotometria de subtração de imagem (fluxo de referência adicionado), fotometria de subtração de imagem (sem fluxo de referência adicionado) e estrela saturadas (*machine learning*).

---

<sup>11</sup><https://asas-sn.osu.edu/>

### 3.5 O Observatório Swift

O Observatório *Neil Gehrels Swift* - mais conhecido como Swift - é um satélite que foi lançado em novembro de 2004 pela NASA, numa colaboração internacional envolvendo os Estados Unidos e a Itália. Sua missão principal é a identificação e monitoramento de explosões de raios gama (*Gamma rays bursts* - GRBs) e de fenômenos transientes em altas energias (Gehrels et al., 2004). Os GRBs são fenômenos explosivos frequentemente associados a eventos cataclísmicos, como colapsos de estrelas massivas, fusões de estrelas de nêutrons e buracos negros. O Swift conta com três instrumentos: o *Burst Alert Telescope* (BAT), o *X-Ray Telescope* (XRT) e o *Ultraviolet/Optical Telescope* (UVOT; ver Figura 3.18). Operando em faixas diferentes do espectro eletromagnético, essa instrumentação permite não só a detecção de GRBs (com o BAT), mas também o acúmulo de informações em raios X (com o XRT), e no ultravioleta e luz óptica (com o UVOT).

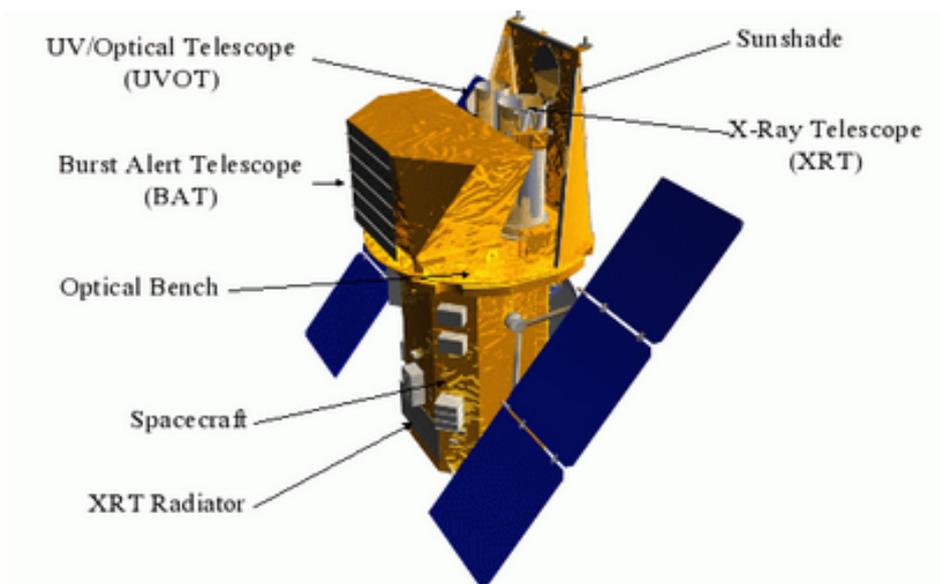


Figura 3.18: Representação do satélite Swift. (Fonte: NASA).

Uma das características distintivas do Swift é sua capacidade de orientação rápida em resposta a detecções de GRBs. Dentro de poucos minutos após a detecção de uma explosão de raios gama com o BAT, o telescópio pode apontar seus instrumentos para a região do céu onde o evento ocorreu. Alertas são enviados a observatórios terrestres e outras missões espaciais, aumentando o potencial de acúmulo de informações que podem ser utilizadas para um melhor entendimento científico dos eventos de GRBs observados.

O instrumento XRT é um componente essencial do Telescópio Espacial

Swift, e seu uso vai além ao do estudo de GRBs. Contando com sensibilidade e resolução ( $\sim 18$  segundos de arco em raios X de 1 keV) espacial moderadas, o XRT opera na faixa de energia de aproximadamente 0,2 a 10 keV. Ele utiliza um conjunto de espelhos, dispostos de forma concêntrica para refletir e focalizar os raios X incidentes numa câmera CCD. O módulo de espelho de raios X, um defletor térmico, um colar de espelho e um defletor de elétrons compõem esse conjunto de espelhos. O módulo de espelho possui doze conchas de Ni eletroformadas revestidas de ouro com distância focal de 3500 mm. O detector é ligeiramente desfocado para maximizar a resolução angular no campo de visão. A *Point Spread Function* (PSF) e a imagem podem ser afetadas e distorcidas por gradientes de temperatura no espelho. Para evitar este problema, o calor perdido para o espaço através dos espelhos é equilibrado com um defletor térmico alimentado por aquecedores.

O XRT pode operar em dois modos de observação: o modo de imagem e o modo de espectro. No modo de imagem, o XRT obtém imagens de raios X com exposição de 0,1 ou 2,5 segundos e é usado apenas para a determinação da posição da fonte a ser observada. Já no modo de espectro, o instrumento permite a construção e posterior análise de espectros em raios X. O modo de espectro é dividido em 3 categorias: o *photo-diode* (PD), inativado desde maio de 2005, atuava com 0,14 mili segundos de resolução temporal e sem informação espacial; o *windowed timing* (WT) com exposição de 0,18 mili segundos de resolução temporal e imagens unidimensionais; e o *photon counting* (PC) com 2,5 segundos de resolução temporal e imagens bidimensionais.

O instrumento UVOT dispõe de um CCD que observa fontes astrofísicas em ultravioleta ou no óptico, de  $\sim 170$  a 650 nanômetros. Seu uso permite, por exemplo, identificação de fontes individuais, caracterização de sua morfologia e propriedades fotométricas. A banda espectral a ser observada depende do filtro a ser utilizado: UVW2 (200-280 nm), UVM2 (200-300 nm), UVW1 (250-450 nm), U (300-400 nm), B (300-500 nm), V (500-600 nm) e White (160-650 nm).

### 3.5.1 Obtenção dos dados

Podemos acessar e executar o *download* dos dados do observatório Swift por meio do banco de dados disponibilizado pelo portal *UK Swift Science Data Centre* (UKSSDC)<sup>12</sup>. As observações estão disponíveis na opção *Data Access* e em uma busca simples, é necessário informar o nome do objeto ou as suas

---

<sup>12</sup><https://www.swift.ac.uk/>

coordenadas celestes. Se houver contrapartida no catálogo, uma tabela com algumas informações sobre a fonte é apresentada, assim como a opção de baixar os dados. A Figura 3.19 apresenta o formulário de busca do UKSSDC com o exemplo da busca por observações do sistema SPLUS #4.

**Query the Swift swiftmastr catalogue**

Querying the swiftmastr catalogue. [About this catalogue.](#) [Change catalogue.](#)

Search type: **Simple** | [Advanced](#).

Name or position:   Radius:  arcmin System:

Retrieve:  Sort by:  Include distance and download columns?

Output: Coordinate format:  System:  Output Format:  Show in:

**Search**

*Parsed '10h 21m 29.10s -28° 18' 35.4"' as (155.37125, -28.30983)*

*Searching around J2000: RA=10<sup>h</sup> 21<sup>m</sup> 29.10<sup>s</sup>, Dec=-28° 18' 35.4" (155.3713, -28.3098), radius=12.0'.*

[Permanent link to this search.](#)

Retrieved 3 datasets.

**Simple search results**

Download	_r	name	target_id	ra	decl	roll_angle	start_time
<a href="#">Obs</a>   <a href="#">Object</a>	0.1"	SPLUS4_55v1	15951	10h 21m 29.10s	-28° 18' 35.4"	249.540102	2023-04-15T04:44:35
<a href="#">Obs</a>   <a href="#">Object</a>	106"	SPLUS4_55v1	15951	10h 21m 30.21s	-28° 20' 20.9"	251.998625	2023-04-21T00:16:34
<a href="#">Obs</a>   <a href="#">Object</a>	247"	SPLUS4_55v1	15951	10h 21m 32.50s	-28° 22' 39.0"	266.298532	2023-04-26T06:07:35

Figura 3.19: Formulário de busca das observações do Swift disponibilizado pelo UKSSDC.

### 3.5.2 Redução de dados do Swift

Os dados do Swift explorados neste trabalho foram processados com o programa padrão HEASoft versão 6.30.1, considerando os arquivos de calibração disponíveis no CALDB versão 20220331. As fontes aqui investigadas foram observadas com o XRT (modo *PC*) e UVOT. Foi criado um *script* (em essência, sucessão otimizada de linhas de comando em ambiente Linux) para o tratamento de tais dados, cujos detalhes estão relatados a seguir.

- **XRT:**

O primeiro passo foi inicializar e configurar o banco de dados de calibração (CALDB) para a missão SWIFT e instrumento XRT:

```

$ caldbinfo INS SWIFT XRT
** caldbinfo 1.0.2
... Local CALDB appears to be set-up & accessible
** caldbinfo 1.0.2 completed successfully

```

Na sequência, criamos os arquivos de eventos limpos e calibrados a partir da tarefa XRTPipeline. Para tal foi necessário indicar o diretório em que estão os dados a serem reduzidos (a pasta baixada é nomeada com o ID da observação), o *stem* dos arquivos FITS de entrada (“sw + ID da observação”; em que “sw” é o prefixo indicando a missão Swift) e um novo diretório onde ficarão os resultados:

```

$ xrtpipeline indir=/caminho/do/diretório/$ID
outdir=/caminho/do/diretório/$ID-xrt steminputs=$stem
srcra=OBJECT srcdec=OBJECT

```

As tarefas usadas pelo XRTPipeline no modo PC são:

1. *coordinator*: considerando a posição do satélite, essa faz a correspondência entre as coordenadas físicas do detector e as coordenadas da esfera celeste em observação.
2. *xrtflagpix*: sinaliza os eventos que estão associados a pixels ruins (por exemplo, pixels “quentes” ou colunas inteiras defeituosas), eventos associados às fontes de calibração de canto e, dependendo da temperatura do CCD, eventos em pixels localizados na região de pontos queimados. No modo PC, se o computador de bordo detectar que algum dos pixels da vizinhança de 3x3 como saturados, então o evento é rotulado como ruim. Neste modo, o usuário deve indicar na entrada o arquivo *Housekeeping Header Packet*, também conhecido como o parâmetro *hdfile*. Isso permitirá identificar os pixels ruins sinalizados que não estão presentes nos arquivos CALDB de pixels ruins.
3. *xrtpcgrade*: calcula o valor da altura total do pulso no evento (*pulse height analyzer*-PHA), que atribui o nível para o evento.
4. *xrthotpix*: indica os pixels anômalos, buscando por pixels quentes e cintilantes, aplicando teste estatístico.

5. *xrtcalcpi*: computa os valores de pulso invariante (PI) definido por  $PI = [(energia/14.6 \text{ eV}) + 1]$ , sendo calculados contabilizando as mudanças temporais de ganho.
6. *xrtfilter*: cria um arquivo de filtro MKF – “*makefilter*”, agrupando informações a partir de dados *housekeeping*-HK e *attitude*.
7. *xrtscreen*: calcula bons intervalos de tempo (*Good Time Intervals*-GTIs) e limpa os dados usando o GTI calculado para rastrear e eliminar os eventos previamente sinalizados como ruins, isto é, eliminar pixels ruins e fontes de calibração.

Usamos a tarefa XSELECT para ler o arquivo de eventos, filtrar os dados de forma interativa e extrair a imagem do objeto. A seguir estão exemplos dos passos seguidos, considerando o caso da fonte SPLUS #4.

Para a leitura do arquivo de eventos e extração da imagem a ser investigada, a tarefa XSELECT foi aplicada do seguinte modo:

```

$ xselect

                ** XSELECT V2.5a **
> Enter mission name > xsel
xsel:SUZAKU > read event
>Enter the Event file dir > /caminho/do/diretório/$ID
> Enter Event file list > sw$IDxpcw3po_cl.evt

Got new mission: SWIFT
> Reset the mission ? > yes

xsel:SWIFT-XRT-PHOTON > extract image
xsel:SWIFT-XRT-PHOTON >save image /caminho/do/diretório/$ID/
fonte.img
xsel:SWIFT-XRT-PHOTON > exit

```

Após extrair a imagem, determinamos a partir do programa DS9 as regiões circulares que delimitam os eventos que foram considerados como sendo do alvo (+ *background*) e os eventos ditos de *background*. A região de *background* adotada é vizinha mas suficientemente distante da fonte para que não fosse contaminada por eventos associados à fonte. As regiões foram consideradas

com o mesmo raio (seja em unidades físicas ou angulares, na esfera celeste). Seus parâmetros (coordenadas centrais e raios) foram salvos em formato de texto (\*.reg) para serem posteriormente usadas na extração do espectro. A Figura 3.20 mostra um exemplo de seleção de regiões para a fonte SPLUS #4.

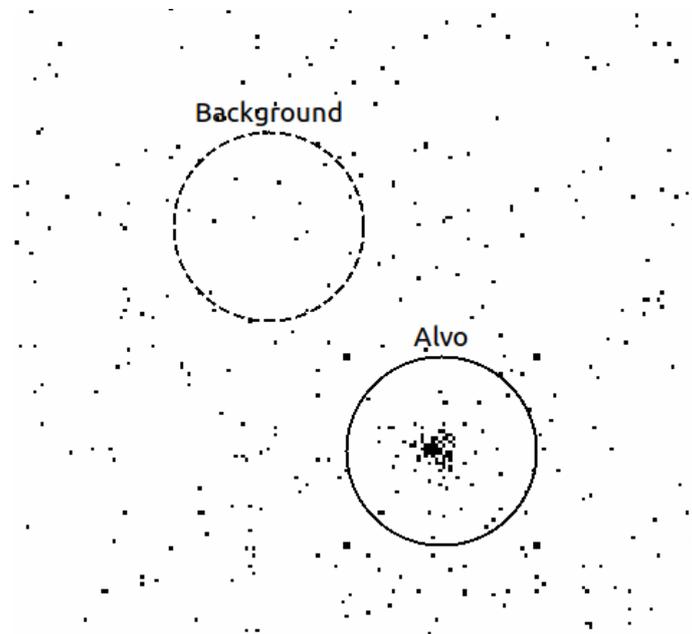


Figura 3.20: Regiões correspondentes a fonte SPLUS #4 e seu *background*.

Usamos novamente o XSLECT, dessa vez para extrair o espectro. Nessa etapa, as regiões de extração definidas anteriormente com uso do DS9 foram aplicadas, e assim os espectros do objeto (+ *background*) e do *background* foram extraídos. Essa etapa é ilustrada a seguir:

```
$ xselect

                ** XSELECT V2.5a **
> Enter mission name > xsel
xsel:SUZAKU > read event
>Enter the Event file dir > /caminho/do/diretório/$ID
> Enter Event file list > sw$IDxpcw3po_cl.evt

Got new mission:  SWIFT
> Reset the mission ? > yes

xsel:SWIFT-XRT-PHOTON > extract image
```

```
xsel:SWIFT-XRT-PHOTON > extract image
xsel:SWIFT-XRT-PHOTON > filter region /caminho/do/diretório/
$ID/fonte.reg
xsel:SWIFT-XRT-PHOTON > extract spectrum
xsel:SWIFT-XRT-PHOTON > save spectrum /caminho/do/diretório/
$ID/fonte.pha
xsel:SWIFT-XRT-PHOTON > clear region
xsel:SWIFT-XRT-PHOTON > filter region /caminho/do/diretório/
$ID/background.reg
xsel:SWIFT-XRT-PHOTON > extract spectrum
xsel:SWIFT-XRT-PHOTON > save spectrum /caminho/do/diretório/
$ID/background.pha
xsel:SWIFT-XRT-PHOTON > exit
```

Foi preciso criar um arquivo de resposta auxiliar para ajustar as contagens perdidas como resultado de colunas quentes e pixeis ruins. Para isso usamos a tarefa XRTMKARF, com a correção de PSF ativada (`psfflag=yes`). Ao finalizar, a tarefa também indica qual é o arquivo de matriz de resposta entre os arquivos de calibração CALDB que deverá ser utilizado no próximo passo.

```
$ xrtmkarf phafile=/caminho/do/diretório/$ID/fonte.pha
srcx=-1 srcy=-1 outfile=/caminho/do/diretório/$ID/fonte.arf
psfflag=yes
```

Em conclusão, utilizamos a tarefa GRPPHA para agrupar os dados, escolhendo o número  $N$  de contagens por bin para obter um  $S/N$  suficiente para a obtenção do espectro. Dessa forma, fazemos tentativas de valores de contagens por bin até encontrarmos o valor adequado, ou seja, até termos sinais suficiente no espectro para a realização de um ajuste. O que vem a seguir ilustra como agrupar os dados, em que `$rmf` é o diretório e o nome do arquivo de matriz de resposta:

```
$ grppha /caminho/do/diretório/$ID/fonte.pha
/caminho/do/diretório/$ID/fonte_grp.pha
comm="group min $N & bad 0-29 & chkey BACKFILE
/caminho/do/diretório/$ID/background.pha & chkey ANCRFILE
```

```
/caminho/do/diretório/$ID/fonte.arf & chkey RESPFILE $rmf &
exit"
```

Concluída essa etapa, os espectros já estão prontos para serem explorados pelo usuário a partir do XSPEC.

- **UVOT:**

Assim como foi para o XRT, a primeira etapa para exploração dos dados do UVOT também é inicializar e configurar o banco de dados de calibração (CALDB) para a missão SWIFT e para o instrumento UVOT (aqui sendo chamado de UVOTA):

```
$ caldbinfo INS SWIFT UVOTA
** caldbinfo 1.0.2
... Local CALDB appears to be set-up & accessible
** caldbinfo 1.0.2 completed successfully
```

Cada arquivo de imagem possui extensões com mais de uma imagem que devem ser somadas, gerando uma imagem a ser utilizada. A tarefa UVOTIMSUM efetua essa soma de imagens, sendo para isso necessário informar o diretório e o nome do arquivo que contem as imagens a serem somadas (designado aqui de \$img), assim como o arquivo de saída (a exemplo, “sum.fits”):

```
$ uvotimsum infile=/caminho/do/diretório/$ID/uvot/image/$img
outfile=/caminho/do/diretório/$ID/uvot/image/sum.fits
```

Através da ferramenta UVOTMAGHIST, aplicamos a fotometria de abertura a todas as extensões especificadas de uma imagem. Antes de executar essa tarefa é necessário que primeiro façamos uma extração da área da fonte e do *background* usando o programa DS9, tal como feito anteriormente.

```
$ uvotmaghist infile=/caminho/do/diretório/$ID/uvot/image/
$sum.fits outfile=/caminho/do/diretório/$ID/uvot/image/
maghist_$fonte.fits
plotfile=/caminho/do/diretório/$ID/uvot/image/
```

```
maghist_$fonte.gif
srcreg=/caminho/do/diretório/$ID/uvot/image/src.reg
bkgreg=/caminho/do/diretório/$ID/uvot/image/back.reg
expfile=NONE
```

Uma tabela com magnitudes e suas incertezas, taxas de contagem e fluxos é criada como arquivo de saída de UVOTMAGHIST. Essas são as informações científicas a serem consideradas.

### 3.6 Os levantamentos SDSS e LAMOST

Com intuito de mapear o céu através da obtenção em grande escala dados e expandir a nossa compreensão a respeito de diferentes campos da astronomia e questões fundamentais sobre as origens do universo, o projeto SDSS é um dos maiores e mais abrangentes mapeamentos do mundo, englobando cerca de 35% do céu noturno proporcionando imagens multiespectrais e espectroscópicas de milhões de objetos. Usando uma câmera CCD e um par de espectrógrafos acoplados a um telescópio óptico angular de 2,5 m no Observatório *Apache Point*, no Novo México, Estados Unidos, a coleta de dados iniciou em 2000, com financiamento significativo da Fundação Alfred P. Sloan e, em razão disso, recebeu o nome de *Sloan Digital Sky Survey*.

Desde que o levantamento de imagens ópticas foi finalizado no final de 2009, o telescópio tem observado no modo espectroscópico. As imagens eram feitas usando um sistema fotométrico com os filtros *u*, *g*, *r*, *i* e *z*, e a câmera CCD podia observar uma área do céu de 1,5 graus quadrados. O espectrômetro opera com o auxílio de uma fibra óptica individual para cada alvo mediante um furo feito em uma placa de alumínio e, portanto, cada campo no qual os espectros serão adquiridos necessita de uma placa única. Anualmente, os dados do SDSS são disponibilizados em *Data Releases*, no qual estão acessíveis na base de dados *SkyServer*. Atualmente, o projeto conta com 18 *Data Releases* (até 19/01/2023), todos com acesso público. A Figura 3.21 apresenta a cobertura do céu do *Data Release 12*.

O projeto LAMOST tem duas vertentes: LAMOST *ExtraGalactic Survey* (LEGAS), que objetiva pesquisa extragaláctica para o entendimento da estrutura do Universo em grande escala, e LAMOST *Experiment for Galactic Understanding and Exploration* (LEGUE), com o propósito de contribuir para o entendimento da estrutura estelar da Via Láctea. O LAMOST está

localizado na Estação Xinglong, província de Hebei, na China. O projeto faz uso de um telescópio com dois espelhos, Ma na extremidade norte e Mb na extremidade sul, e entre eles há uma superfície focal. Ma possui as dimensões de 5,72 m x 4,40 m e 24 segmentos hexagonais planos com diâmetro diagonal de 1,1 m e espessura de 25 mm. Já o Mb tem um tamanho de 6,67 m x 6,05 m e possui 37 segmentos hexagonais esféricos com diâmetro de 1,1 m e espessura de 75 mm. A superfície focal é revestida com 4000 unidades de posicionamento de fibras, e que alimentam 16 espectrógrafos de baixa resoluções – cada um suportando até 250 fibras.

O LAMOST já lançou 12 *Data Releases* (até 20/02/2024), sendo que os três últimos, DR10, DR11 e DR12, são internos e não estão públicos. O último *Data Release*, DR12, só possui a versão zero e, diante disso, pouca cobertura do céu. Podemos ver na Figura 3.21 as coberturas do céu para o levantamento de baixa e média resolução do *Data Release* DR11.

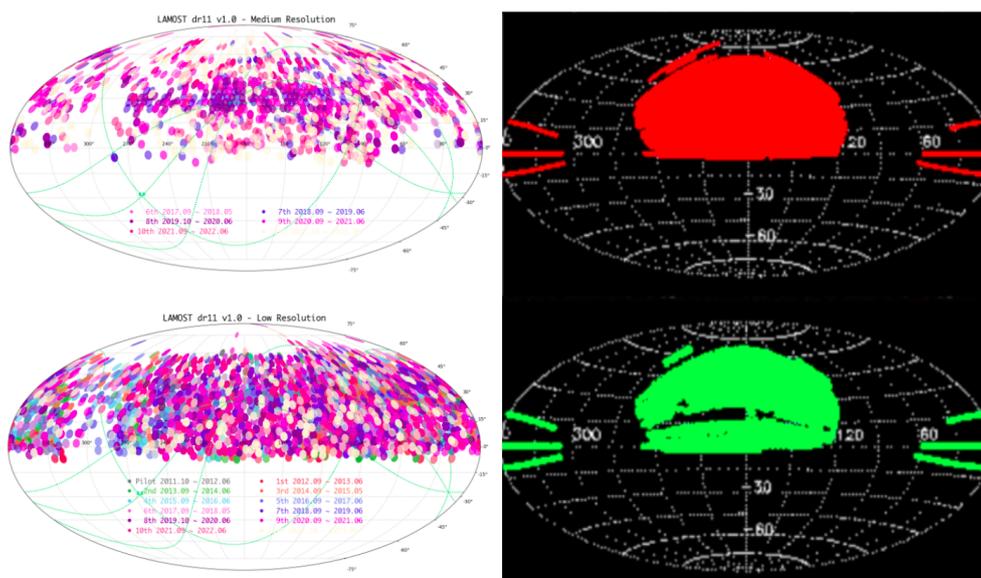


Figura 3.21: Cobertura da esfera celeste com o LAMOST. Esquerda: Cobertura do céu do levantamento de média resolução do LAMOST-DR11 (acima); cobertura do céu do levantamento de baixa resolução do LAMOST-DR11 (abaixo). Direita: Cobertura do céu de dados de imagem (acima) e de espectroscopia (abaixo) para o lançamento de dados DR12 do mapeamento SDSS. (Fonte: Disponível em <https://skyserver.sdss.org/dr12/en/sdss/release/release.aspx>); <https://www.lamost.org/lmusers/>)

### 3.7 O levantamento S-PLUS

O projeto *Southern Photometric Local Universe Survey* (S-PLUS) foi fundado através da parceria entre instituições brasileiras: Universidade de São Paulo (USP), Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo (FAPESP), Observatório Nacional (ON), Universidade Federal de Sergipe (UFS) e Universidade Federal de Santa Catarina (UFSC). Usando um telescópio de montagem equatorial alemã, o T80S, com espelho primário de 0,8 m de diâmetro, em Cerro Tololo, Chile, o levantamento cobrirá uma região no céu de aproximadamente 9300 graus quadrados.

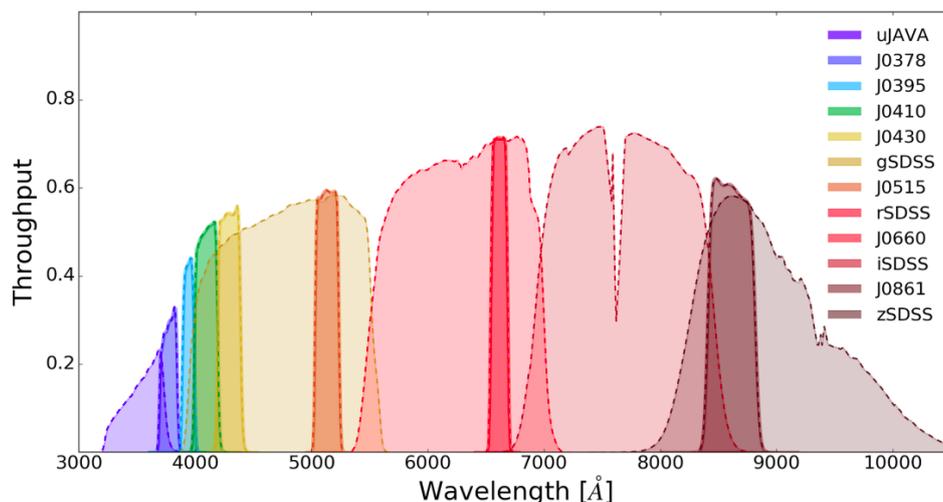


Figura 3.22: Sistema de 12 filtros do S-PLUS. (Fonte: Mendes de Oliveira et al., 2019)

O S-PLUS utiliza uma abordagem fotométrica para mapear o céu, com observações realizadas em 12 bandas espectrais distribuídas, sendo com 7 filtros de banda estreita (J0378, J0395, J0410, J0430, J0515, J0660, J0861) e 5 filtros de banda larga ( $u$ ,  $g$ ,  $r$ ,  $i$  e  $z$ ; ver Figura 3.22). Essa abordagem permite obter informações sobre brilhos e cores de objetos celestes, dando margem a investigações de suas propriedades físicas e classificações.

O T80S vem com um gerador de imagens ópticas chamado T80Cam-S, que consiste em um obturador, janela de entrada, criostato, detector e sistema eletrônico e de controle associado. O sistema de 12 filtros é dividido entre duas rodas de filtros. O campo de visão da câmera é de  $1,4 \times 1,4$  graus, e a escala de placa associada ao sistema é  $0,55 \text{ arcseg pixel}^{-1}$ .

O potencial do S-PLUS examinado em várias escalas astronômicas é ilustrado na Figura 3.23. O campo inteiro de uma única imagem, medindo  $1,4 \times 1,4$  graus quadrados, é exibido no painel esquerdo. O painel direito mostra am-

pliações sucessivas da mesma imagem, com campos medindo  $15 \times 15$  arcmin quadrados, que corresponde à escala de um grupo ou aglomerado próximo,  $2 \times 2$  arcmin quadrados, que representa a escala de uma galáxia próxima, e  $12 \times 12$  arcseg quadrados, que indica a escala do bojo de uma galáxia próxima.

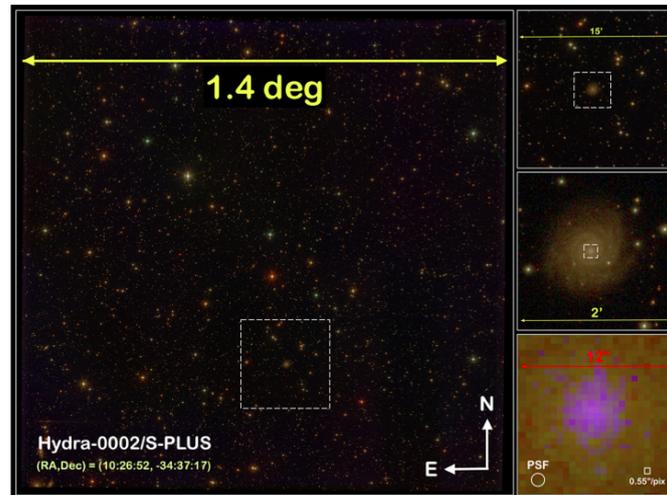


Figura 3.23: Campo de visão do telescópio T80S. (Fonte: (Mendes de Oliveira et al., 2019))

O S-PLUS é dividido em 5 sub levantamentos, cada um englobando uma área de interesse dos colaboradores. O *Main Survey* (MS) cobre 8000 graus quadrados com tempo de exposição de cerca de uma hora e meia e tem uma ampla gama de aplicações como estudos extragaláticos que permite a exploração da estrutura em grande escala local, taxas de formação estelar e estudos de populações estelares em nossa galáxia, incluindo estrelas jovens, velhas e variáveis. O *Ultra-Short Survey* (USS) cobre a mesma área do levantamento principal, porém, como o próprio nome sugere, com tempo de exposição total curto de 5 segundos. Em todas as bandas o limite de saturação é brilhante, permitindo a busca por estrelas brilhantes de baixa metalicidade. O *Variability Fields Survey* (VFS) visa estudar objetos variáveis, tais como VCs, supernovas, estrelas pulsantes, binárias eclipsantes, asteroides e AGNs. As observações são feitas com tempo de exposição a ser determinado, configurado pela frequência de noites não fotométricas. O *Galactic Survey* (GS) engloba o plano, o disco e o bojo da Via Láctea, cobrindo uma área de 1420 graus quadrados. Alguns de seus objetivos são estudar a estrutura e a dinâmica da Via Láctea, identificar objetos como estrelas variáveis, binárias eclipsantes e eventos de microlentes. O *Marble Field Survey* (MFS) objetiva revisar campos específicos do céu quando a visão é realmente ruim para observações de MS. O MFS poderá ser usado para estudar galáxias vizinhas, grupos de galáxias e aglomerados, bem como

seus arredores, como halos de galáxias, fazendo observações repetidas que irão aprofundar as imagens MS. A identificação e caracterização de fontes variáveis também poderão ser realizadas com o MFS.

### 3.8 O repositório VSX

O *International Variable Star Index* (Watson et al., 2006, VSX) é uma iniciativa da *American Association of Variable Star Observers* (Searle et al., 2006, AAVSO), concebido como um banco de dados abrangente para estrelas variáveis conhecidas e suspeitas. Através de uma *interface web*<sup>13</sup>, o VSX permite que os visitantes acessem e visualizem informações detalhadas, enquanto os usuários registrados podem revisar e adicionar informações. A verificação e manutenção da precisão do banco de dados são garantidas por moderadores autorizados. O VSX é de grande importância porque centraliza informações atualizadas sobre estrelas variáveis, em linha com a constante evolução devido a novas pesquisas e correções de dados.

O banco de dados do VSX foi inicialmente populado com informações do *Combined General Catalogue of Variable Stars* (Samus et al., 2004, GSVS 4.2) e outros catálogos importantes, como *The All Sky Automated Survey 3* (Pojmański, 2001, ASAS-3) e *The Robotic Optical Transient Search Experiment I* (Akerlof et al., 2000, ROTSE-I). Novas identificações cruzadas entre vários catálogos foram geradas e verificadas, aumentando a abrangência e a precisão dos dados disponíveis.

A interface do usuário do VSX é intuitiva, oferecendo links para busca, submissão de novas estrelas variáveis, registro de novos usuários e acesso a perfis de usuários registrados. A página de busca permite pesquisas detalhadas por nome, coordenadas, tipo de variável, entre outros critérios, enquanto a página de resultados exibe informações básicas e permite reordenar os resultados conforme a preferência do usuário.

O processo de submissão de registro de novas estrelas variáveis pode ser feito através de um formulário de página única ou de um assistente que guia o usuário por várias etapas. Todas as submissões são revisadas por moderadores antes de serem incorporadas ao banco de dados principal. Para garantir que apenas usuários autorizados possam modificar os dados, é necessário registrar-se no site, recebendo um login protegido por senha.

Neste trabalho, o VSX se insere no contexto de identificar as VCs classifi-

---

<sup>13</sup><https://www.aavso.org/vsx/>

casas como polares, etapa importante na coleção de sistemas da Amostra 1. Além disso, utilizamos o banco de dados para buscar informações acerca dos alvos da Amostra 2. Cinco alvos estão listadas no VSX como variáveis cataclísmicas, sendo três deles classificados como NAs (SPLUS #4 (Shappee et al., 2014), SPLUS #14 (Szkody et al., 2020) e SPLUS #16 (Shappee et al., 2014)), e os demais (SPLUS #7 (Keller et al., 2008) E SPLUS #8 (Gaia Collaboration, 2022)) não apresentam informações sobre o tipo de variabilidade.



## Capítulo 4

# Metodologia: análises espectroscópica e temporal

A Astronomia profissional nasceu com a fotometria, iniciando com observações a olho nu até que o advento da tecnologia fez somar telescópios e registradores/detectores, sob a qual se sustentou em diversas vertentes. Entre elas estão a determinação e evolução temporal da posição de astros na esfera celeste, estudos morfológicos e que incluem dinâmica, aspectos físicos que se traduzem em diversidade em cores, na investigação de variabilidade em brilho - aperiódicas ou periódicas, como aquelas associadas à rotação e translação de estrelas. Os anos 1800 foram concluídos com a espectroscopia astronômica em curso. De fato, há quem tenha na espectroscopia o limiar entre Astronomia e Astrofísica, possivelmente pelo avanço que a própria Física teve em acessar o “micro”, pelos princípios que estavam por nascer com a Quântica, e que se mostrou ao macro, com o ingresso da Relatividade. A aplicação de técnicas espectroscópicas se somou na investigação de sistemas astrofísicos para o acesso a informações sobre condições físicas, químicas e dinâmicas. Este trabalho fez uso dessas duas técnicas, tanto no óptico quanto em raios X, para dar cabo da investigação pretendida.

Em se tratando de VCs, a espectroscopia no óptico nos permite explorar os diversos aspectos, como o processo de acreção em si e a natureza magnética do objeto, enquanto a espectroscopia em raios X possibilita, por exemplo, caracterizar a matéria que está sendo acretada. Neste último caso, quantificamos parâmetros como temperatura e luminosidade do(s) plasma(s) e mensuramos efeitos de absorção fotoelétrica local que complementam o entendimento de distribuição de matéria (aspectos geométricos, por exemplo). A análise temporal também se faz necessária para o entendimento da natureza do sistema.

Por exemplo, variabilidades periódicas podem ser representativas de fenômenos de eclipses, que são formas diretas de medida de períodos orbitais, ou mesmo representar a rotação da anã branca acreta. Neste capítulo estão descritas as técnicas usadas para as análises espectroscópicas e temporal em brilho de alvos investigados nesta dissertação. Nesse caminho utilizamos programação em linguagem Python, especialmente para as análises no óptico, e o programa XSPEC, dedicado a espectroscopia em raios X.

## 4.1 Espectroscopia no óptico

A investigação de espectros ópticos partiu da identificação e caracterização de linhas observadas em emissão, com medidas de fluxo, largura equivalente (EW) e largura à meia altura (FWHM). De modo a garantir uma sistematização do processo de medição de tais características, foi desenvolvido um código em linguagem Python que fez uso da “biblioteca” *SpecUtils*. A seguir estão apresentados o código criado e os procedimentos de execução das medições das linhas (Seção 4.1.1), cujos resultados foram validados por consistência com valores inferidos com uso do IRAF (Seção 4.1.2).

### 4.1.1 Medidas de linhas espectrais

*SpecUtils* é uma biblioteca do *Astropy/Python* desenvolvida para a manipulação e análise de dados espectroscópicos. Essa biblioteca é o grande pilar do código criado neste trabalho para análise de espectros ópticos, somando-se às ferramentas de leitura de arquivos em seus respectivos diretórios e as de extração e inserção de parâmetros a serem utilizados pelo programa. O Apêndice A lista como importar todas as classes do Python utilizadas nessa etapa.

Para medir fluxo e FWHM de linhas é necessário subtrair a contribuição em emissão como contínuo dos espectros, enquanto para a largura equivalente é necessário normalizá-los. Sendo assim, o primeiro passo foi efetuar o ajuste do contínuo em cada espectro. Como nossos espectros possuem muitas linhas próximas umas das outras, especialmente na região do azul, foi mais pertinente separá-los em dois e ajustar os contínuos em cada região, e depois concatená-los. A primeira região escolhida foi a de 3800 Å a 4300 Å, e a segunda de 4150 Å a 7200 Å. A seleção foi feita com a (sub)tarefa `SpectralRegion` e a extração conduzida com `extract_region`. Já os ajustes do contínuo foram realizados com a ferramenta `fit_generic_continuum`, para a qual informamos as regiões que deveriam ser desconsideradas por serem correspondentes

a linhas de emissão. Após esse procedimento, criamos dois novos espectros para cada uma das faixas espectrais mencionadas: um com o espectro original subtraído da componente associada ao contínuo (apelidos aqui por “espectro subtraído”); e um espectro normalizado, ou seja, com espectro original dividido “ponto-a-ponto” pela função representativa do contínuo. Por fim, unimos os espectros com diferentes faixas espectrais em um só, para cada tipo de espectro, “subtraído” e normalizado, usando a tarefa `vstack` do NumPy. As incertezas das medidas foram calculadas através do comando `StdDevUncertainty` do Astropy, que implementa a propagação de incerteza do desvio padrão assumindo propagação de erro gaussiano de primeira ordem, e portanto, está relacionado com a razão sinal ruído do espectro.

Realizamos medições de três linhas espectrais por serem largamente exploradas na literatura e convenientes para o propósito deste trabalho:  $H\alpha$  (6562,8 Å),  $H\beta$  (4862,3 Å) e He II em 4686 Å. Nessa parte, selecionamos a região da linha sob investigação e informamos como parâmetros os limites inferior e superior da mesma – ou seja, definimos os limites de integração a ser considerada. Ao selecionar a região da linha, o programa constrói um gráfico de tal região para visualizarmos quantos picos são evidentes na linha. Ao fecharmos o gráfico, inserimos como parâmetro o número de picos da linha. Em seguida, o código esboça um gráfico interativo do espectro abrangendo apenas essa mesma região, permitindo escolher os limites de integração da linha clicando neles no próprio gráfico. Isso é feito usando a tarefa `matplotlib.pyplot.connect`, que conecta o evento com *string* “`button_press_event`” com a função evento definida. Sendo assim, ao clicarmos em um ponto do gráfico, a variável `event.xdata` é definida pelo valor da coordenada x correspondente a esse ponto.

Após informamos o número N de picos da linha e selecionar os limites inferior e superior da linha, o programa ajusta N funções Gaussianas que a representem. Definimos uma função que estima os parâmetros da linha baseado no modelo Gaussiano, que são amplitude, média e o desvio padrão, por meio da classe `estimate_line_parameters`. Em seguida usamos `models.Gaussian1D` e `fit_lines` para realizar o ajuste da linha. No caso de linhas com mais de um pico, ajustamos gaussianas a cada um deles e depois o programa as transformam em uma única função que represente toda a linha, como ilustra a Figura 4.1.

As medidas, por suas vez, são feitas usando os ajustes por meio das ferramentas `equivalent_width` para a EW, `line_flux` para o fluxo da linha e

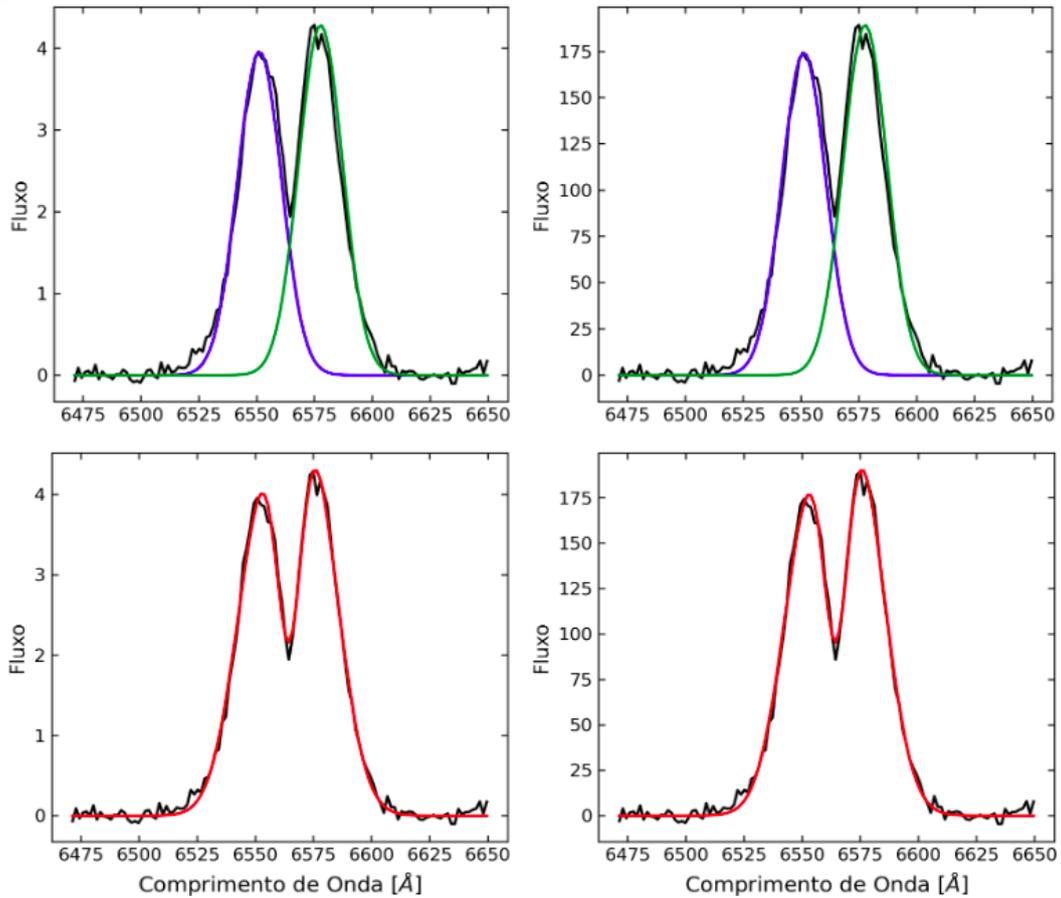


Figura 4.1: Descrição de linha espectral usando a ferramenta *Specutils* do Python, tomando como exemplo a linha  $H\alpha$  do sistema NZ Boo (espectro LAMOST). As imagens do topo mostram o ajuste da linha com duas gaussianas, uma para cada pico, enquanto as imagens abaixo mostram o resultado que decorre da combinação das duas gaussianas. As imagens da esquerda apresentam os espectros normalizados e as imagens da direita os espectros originais subtraídos da componente associada ao contínuo. (Fluxo em unidades de  $10^{-17}$   $\text{erg s}^{-1}\text{cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ ).

`gaussian_fwhm` para a FWHM.

#### 4.1.2 Validação do método de medidas de linhas espectrais

O método de medida de linhas espectrais desenvolvido neste trabalho a partir de programação Python foi validado por comparação de seus resultados com os resultados obtidos a partir do IRAF. Para isso foram medidas as larguras equivalentes da linha  $H\alpha$  do espectro LAMOST de 8 sistemas. No que diz respeito ao IRAF, a medida foi feita implementando um ajuste de função

gaussiana utilizando a tarefa *splot*. Isso é feito selecionando a região da linha e em seguida apertando a letra “k” nos correspondentes ao início e término da linha (ver Figura 4.2).

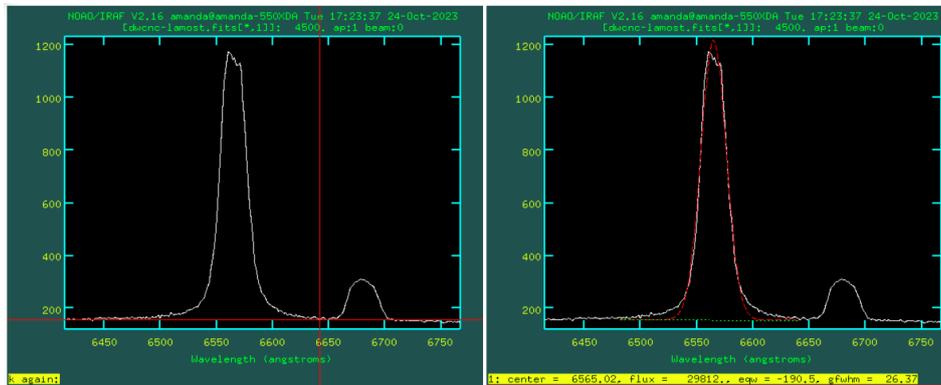


Figura 4.2: Medida de linha espectral no IRAF, usando como exemplo a linha  $H\alpha$  do sistema DW Cnc. A imagem à esquerda mostra a parte da seleção dos limites inicial e final da linha enquanto à direita está o resultado do ajuste da linha com suas respectivas medidas de centro, fluxo, largura equivalente e largura a meia altura em unidades de  $\text{\AA}$ ,  $10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ ,  $\text{\AA}$ , e  $\text{\AA}$ , respectivamente.

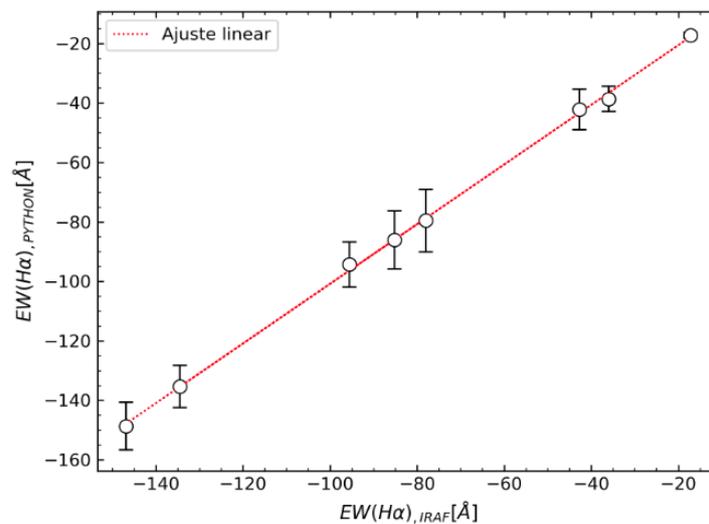


Figura 4.3: Comparação de medidas de  $EW(H\alpha)$  via IRAF e Python para as fontes AK Cnc, CC Cnc, GK Per, HH Cnc, HW Boo, IR Gem, KS UMa e NY Ser.

A Figura 4.3 apresenta um gráfico com a comparação entre as medidas dos dois métodos. Os espectros utilizados são do LAMOST e os sistemas escolhidos apresentam apenas linhas de pico único. Nela o eixo y representa as medidas de  $EW(H\alpha)$  obtidas pelo Python, enquanto o eixo x representa

as medidas de  $EW(H\alpha)$  a partir do IRAF. Observa-se uma tendência linear entre as duas medidas e ao aplicar um ajuste com uma função linear usando obtivemos um coeficiente angular de  $(1,00 \pm 0,01)$  e um coeficiente linear de  $(0,55 \pm 0,77) \text{ \AA}$ . Também fizemos um teste com regressão linear que resultou em  $R^2 = 0,999$ . Com isso, podemos concluir que o método de análise de linhas é válido e funciona com êxito.

## 4.2 Espectroscopia em raios X

As análises espectrais em raios X foram conduzidas com o programa XSPEC, em sua versão 12.12.1. Um espectrômetro mede a contagem de fótons ( $C$ ) em canais de energia específicos ( $I$ ), que ao fim deve corresponder ao espectro da fonte ( $f(E)$ ). Esta correlação, entre o que é observado e a que ele corresponde, depende da resposta instrumental  $R(I, E)$ . Assim, temos que:

$$C(I) = \int f(E)R(I, E) dE. \quad (4.1)$$

Como explica Arnaud et al. (1999), para calcular o espectro de uma fonte teríamos que inverter a equação e obter  $f(E)$  para um conjunto específico de  $C(I)$ . Porém, inversões são instáveis a pequenas mudanças em  $C(I)$ , e por isso a tarefa pode se tornar inviável. Uma abordagem comum é selecionar um modelo de espectro com múltiplos parâmetros ( $p_i$ ) tal como  $f(E, p_1, p_2, \dots)$ , e ajustá-lo aos dados do espectrômetro. Para cada espectro da fonte, os parâmetros livres do modelo selecionado são empregados para que o espectro de contagem previsto ( $C_p(I)$ ) gerado seja condizente com o que foi observado ( $C(I)$ ). Um método estatístico é aplicado para avaliar se o espectro do modelo se ajusta aos dados do espectrômetro enquanto os valores dos parâmetros são alterados, de modo que ao final uma proposta de ajuste é apresentada. A estatística de ajuste mais frequentemente usada para a obtenção de um ajuste espectral é  $\chi^2$ , determinado como:

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^N \frac{(C(I)_i - C_p(I)_i)^2}{(\sigma(I)_i)^2}, \quad (4.2)$$

sendo  $\sigma(I)$  a incerteza associada ao canal  $I$ .

Outra estatística comum para ajustar o espectro é a estatística  $C$  (Cash,

1979), cujo parâmetro estatístico de análise é dado por:

$$C = 2 \sum_{i=1}^N (tC_p(I)_i) - C(I)_i + C(I)_i (\ln(C(I)_i) - \ln(tC_p(I)_i)) \quad (4.3)$$

Neste trabalho usamos o método  $\chi^2$  no caso de espectro agrupado com mais de 25 contagens por bin, pois os dados tendem a ser distribuídos como uma Gaussiana, e a estatística C para menos de 25 contagens por bin, pois os dados se distribuem como dados de Poisson. Avaliamos se o ajuste foi satisfatório baseado no teste do  $\chi^2$  reduzido, definido pelo  $\chi^2$  dividido pelos graus de liberdade. Assim, quanto mais próximo de 1 o  $\chi^2$  reduzido estiver, maior é a certeza de que os valores observados podem ser aceitos como regidos pelo modelo.

O processo de análise espectral com o XSPEC começa com duas entradas: com o espectro em raios X devidamente reduzido e com as seleções de eventos necessárias, e com o modelo espectral que será aplicado para o ajuste. O programa oferece uma ampla gama de modelos espectrais, permitindo a representação de diferentes processos físicos que ocorrem nos alvos. Neste trabalho usamos um modelo de emissão e um modelo de destruição de fótons por absorção fotoelétrica. O modelo de emissão adotado foi o de emissão térmica proveniente de um plasma aquecidos a altas temperaturas e em estado de equilíbrio de ionização colisional, chamado *apec* (Smith et al., 2001). Esse modo tem como parâmetros a temperatura do plasma em unidades de energia kT e sua metalicidade, o *redshift* (que no caso em questão é nulo por se tratar de sistemas da Galáxia) e a normalização, que é função do fluxo observado e que permite, também, análise de medidas de emissão do gás. O modelo de absorção fotoelétrica adotado foi o *phabs*. Essa componente permite caracterizar como a radiação é atenuada ao atravessar materiais interestelares (e intergalácticos, quando é o caso), e materiais intrínsecos aos sistemas, na linha de visada ao observador. O modelo *phabs* nos retorna o equivalente em densidade colunar de H ( $\eta_H$ ) necessário para explicar a atenuação observada.

### 4.3 Análise temporal

As análises temporais realizadas neste trabalho foram baseadas em dois conjuntos distintos, que foram o de curvas de luz a partir de fotometria disponibilizada pelo ASAS-SN e o de curvas de luz obtidas com o TESS, ambos disponíveis em bancos de dados de acesso público.

Com o ASAS-SN, visamos identificar momentos eruptivos mediante uma análise de dispersão dos dados para examinar a variação na magnitude e a amplitude das mudanças ao longo do tempo. Para avaliar a confiabilidade das medições de magnitude ao longo do tempo, recorreremos à análise do intervalo de confiança na curva de luz. Para isso, aproveitamos a biblioteca Scipy em Python, permitindo-nos quantificar a incerteza associada às medições e garantir uma interpretação precisa dos dados observados.

Para os dados do TESS buscamos por períodos característicos dos sistemas, sejam orbitais ou de rotação da anã branca acreta, a partir de periodograma. O periodograma adotado foi o Lomb-Scargle (Lomb, 1976; Scargle, 1982), implementado com a biblioteca Astropy em linguagem Python. O método Lomb-Scargle é uma técnica de análise de séries temporais. Desenvolvido por Lomb (1976) e posteriormente refinado por Scargle (1982), esse método é amplamente utilizado para identificar periodicidades em conjuntos de dados que não seguem um padrão regular de amostragem. O algoritmo opera a partir de cálculos de transformada de Fourier de séries temporais representadas por uma combinação de componentes senoidais. No entanto, em vez de assumir um espaçamento uniforme entre os dados, o Lomb-Scargle considera a média da frequência angular de cada observação, ajustando-se à distribuição temporal variável dos dados. O procedimento começa pela determinação de um conjunto de frequências candidatas, representando possíveis oscilações na série temporal. Para cada frequência candidata, o Lomb-Scargle calcula uma estimativa da densidade espectral de um sinal, conhecida como periodograma, que é uma medida da concordância entre a série temporal e um modelo senoidal naquela frequência. Isso resulta em um gráfico de “potências” associadas a cada frequência investigada, entre as quais se destacam aquelas, como picos, que são indicativos de sinais periódicos na série temporal. A frequência que maximiza essa estatística é então identificada como a frequência dominante nos dados – e que pode ter também demonstrados seus valores de harmônicos. Os níveis de confiança dos periodogramas foram calculados usando o comando `false_alarm_level`.

No entanto, é importante ter em mente que o método Lomb-Scargle não é isento de limitações. Por exemplo, sua eficiência é reduzida à medida que a razão sinal-ruído se torna mais baixa e/ou os padrões de modulação aumentem a dissonância com descrições senoidais. Além disso, a interpretação dos resultados requer cuidado, pois o método pode identificar falsos positivos tanto por fatores observacionais quanto por fatores técnicos. Isso inclui, por exemplo, a

janela observacional que é finita e descontínua, intervalos na aquisição de dados decorrentes de condições climáticas, manutenção de equipamentos ou ciclos de observação, efeitos dos *clocks* dos CCDs, e movimentos orbitais do satélite que pode incluir precessão, nutação e outras variações orbitais. Outras considerações importantes incluem a correção de efeitos sistemáticos, como variações do *background* e a escolha adequada de parâmetros, como o fator de Nyquist, para garantir uma análise precisa e confiável das curvas de luz utilizando o método Lomb-Scargle (VanderPlas, 2018).



# Capítulo 5

## Resultados e discussões

Este capítulo apresenta os resultados e discussões derivados das análises espectroscópicas e temporais realizadas no contexto deste estudo, por meio da combinação das técnicas de análises apresentadas anteriormente. Inicialmente, apresentamos os resultados tais como as amostras coletadas, as medidas de linhas espectrais ópticas, os parâmetros encontrados no ajuste dos espectros em raios X, e os periodogramas das curvas de luz. Ao fim, esses resultados são discutidos no contexto da problemática apresentada.

### 5.1 Investigação dos alvos da Amostra 1

A Amostra 1 reúne 59 sistemas cujos espectros ópticos são remanescentes do que é frequente entre as PIBLs, 8 sistemas classificados como PIBLs e 50 sistemas polares. Além dos aspectos associados à investigação espectroscópica, outros fatores são relevantes para a análise e entendimento de seus objetos. Devido à natureza eruptiva de VCs, há variações significativas em brilho. Ao realizar comparações para classificação, é preferível considerar os sistemas durante períodos de quiescência, excluindo análises relacionadas a erupções que apresentam características específicas dos objetos. Esses efeitos são atenuados quando os dados são derivados de mapeamentos celestes realizados a qualquer momento. As observações de mapeamento tem propensão em detectar os sistemas em seu estado mais comum, que corresponde a maior parcela do tempo evolutivo das VCs, ou seja, de quiescência. Como os períodos de erupção representam apenas uma pequena parcela desse tempo, a chance dos mapeamentos detectá-los é bem inferior, e esse foi o pilar que nos motivou a coletar dados de magnitude na banda G do catálogo *GAIA EDR3* (Gaia Collaboration, 2021) da missão GAIA. Adotamos a abordagem de usar o valor médio da magnitude

corrigido por calibração fotométrica, isto é, o valor médio das imagens que passaram por um modelo de tratamento para corrigir a saturação e determinar o fluxo de fundo em cada janela de observação precisamente. Isso foi necessário para reduzir o impacto das erupções nos valores de magnitude.

Além da magnitude, outro parâmetro importante é a distância dos sistemas. Aqui as medidas de distância foram úteis na análise de distribuição espacial dos sistemas (Seção 5.1.1) e também no processo de determinação de luminosidades em raios X, como explicitado mais adiante. Para isso, recorreremos ao GAIA explorando dessa vez o catálogo “*Distances to 1.47 billion stars in Gaia EDR3*” (Bailer-Jones et al., 2021), do qual adotamos as distâncias geométricas (*rgeo*) determinadas a partir de medidas de paralaxe. Foram buscadas contrapartidas GAIA EDR3 dos alvos da Amostra 1 por comparação de suas coordenadas espaciais com o *TopCat*. Considerando distância angular máxima de projeção na esfera celeste ( $d_{proj,max}$ ) de 1 segundo de arco, há correlação positiva para 56 dos 59 sistemas NAs, 8 dos 8 sistemas PIBLs, e 30 dos 35 sistemas polares, para os quais dispomos de informações do GAIA de magnitude G e distâncias.

Como a luminosidade em raios X é peça fundamental no entendimento de VCs, buscamos por valores de fluxo em raios X no catálogo *SRG/eROSITA all-sky Survey Catalog* (eRASS1; Merloni et al., 2024) do projeto eROSITA para estimarmos as luminosidades. Os fluxos apresentados no catálogo do eROSITA são baseados no modelo espectral **power-law** considerando o índice de fótons  $\Gamma = 2$  e a densidade de coluna  $\eta_H = 3 \times 10^{20} cm^{-2}$ . Ainda que uma descrição em lei de potência não é adequada para descrever o espectro em raios X de uma VC, o fluxo que dela é inferido não destoa substancialmente do que decorreria de modelos mais realistas. Utilizando a ferramenta PIMMS/HEASARC/NASA<sup>1</sup> em sua versão online, o fluxo em situações de emissão por um plasma com abundância solar, nas condições de  $kT = 5,4$  keV e  $kT = 27,25$  keV, seria inferior em  $\sim 7,5\%$  e  $7\%$ , respectivamente, daquele de tal lei de potência. Uma diminuição dessa monta não afeta as interpretações a partir de valores de luminosidades feitas neste trabalho, e portanto a luminosidade adotada foi a obtida a partir do fluxo oferecido no catálogo do eROSITA. Novamente usando o *TopCat*, buscamos por contrapartidas eRASS1/eROSITA dos sistemas da Amostra 1 por meio de uma correlação cruzada entre suas coordenadas espaciais. Ao adotar  $d_{proj,max}$  de 15 segundos de arco, de acordo com a resolução espacial da câmera do telescópio, obtivemos 19 correspondências de NAs, 1 correspondência para PIBLs e 6 correspondências para polares. No

---

<sup>1</sup><https://heasarc.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/Tools/w3pimms/w3pimms.pl>

caso das PIBLs, optamos por apresentar as luminosidades em raios X na faixa de energia de 0,3 - 10 keV disponibilizadas por Mukai (2022).

Também identificamos determinações de períodos orbitais para 58 sistemas NAs, 8 sistemas PIBLs e 26 sistemas polares, em buscas realizadas no colecionador de bibliografias *NASA Astrophysics Data System*<sup>2</sup>. Com isso concluímos a coleção de informações de alvos da Amostra 1 que são exploradas neste trabalho, e que estão listadas nas Tabelas B.1, B.2 e B.3 do Apêndice B.

### 5.1.1 Distribuição em distância

Apresentamos a distribuição em distâncias dos sistemas NAs da Amostra 1 na Figura 5.1. Observa-se que a maior parte dos sistemas está a uma distância de até 1000 pc, com exceção de SDSS J204448.92-045928.8 ( $1948_{-198}^{+238}$  pc). Valores de distâncias elevadas saltam aos olhos por estarem no limite do que pode ser atualmente acessado com observações do GAIA. Uma verificação da literatura, no entanto, indica se tratar de valores realistas. Peters & Thorstensen (2005) determinaram uma distância de  $1380_{-380}^{+530}$  pc para SDSS J204448.92-045928.8, baseado na paralaxe espectroscópica, técnica que depende da determinação do tipo espectral da estrela secundária e das estimativas do brilho na sua superfície. Portanto, a distância decorrente de medidas com o GAIA para esse caso específico está em conformidade com a literatura consultada.

### 5.1.2 Distribuição em luminosidade em raios X

Galiullin & Gilfanov (2021) reportaram observações em raios X de 52 novas clássicas com o eROSITA. Entre elas está GK Per, um dos sistemas da nossa amostra (sem contrapartida do eROSITA/eRASS1), indicando uma luminosidade em raios X (0,3-2,3 keV) de  $(8,90 \pm 0,30) \times 10^{31}$  erg s<sup>-1</sup>. No entanto, observamos divergências entre os valores das distâncias apresentados por Galiullin & Gilfanov (2021) e por Bailer-Jones et al. (2021), e por isso decidimos recalcular a luminosidade de GK Per tendo como base a distância GAIA. Começamos por calcular o fluxo do sistema a partir da distância e luminosidade apresentadas no artigo, já que seu fluxo não é apresentado, e em seguida usamos o fluxo calculado e a distância (geométrica) apresentada por Bailer-Jones et al. (2021) para calcular a nova luminosidade em raios X. O resultado da revisão do valor de luminosidade para GK Per, de  $(1,2 \pm 0,5) \times 10^{31}$  erg s<sup>-1</sup>, e os valores de luminosidade dos demais alvos estão apresentados na Tabela B.1.

<sup>2</sup><https://ui.adsabs.harvard.edu/>

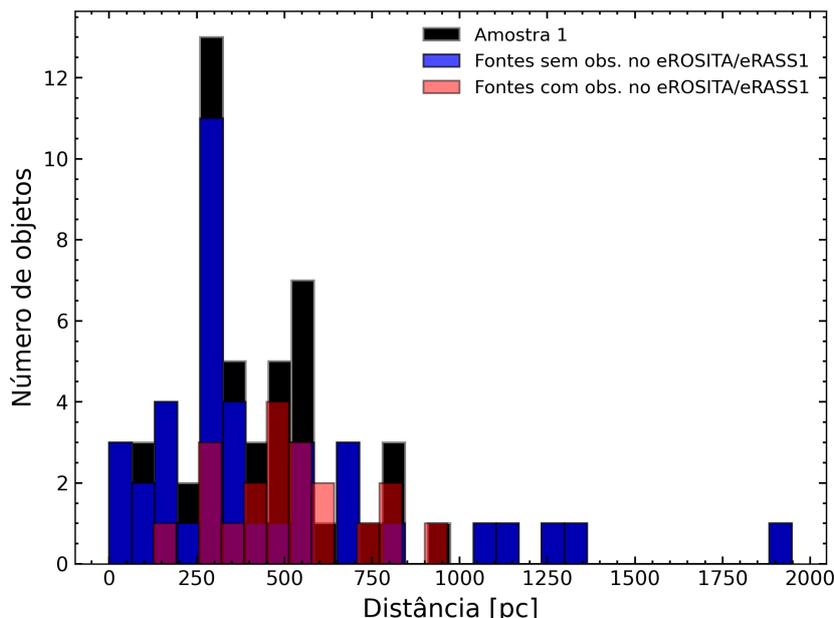


Figura 5.1: Amostra 1: distribuição em distâncias dos sistemas NAs com contrapartidas GAIA do catálogo Bailer-Jones et al. (2021).

Os valores de luminosidade em raios X das 19 NAs da Amostra 1 com contrapartidas no catálogo eROSITA/eRASS1 foram calculados usando os fluxos informados no catálogo e as distâncias GAIA seguindo a Equação 5.1. A Figura 5.2 mostra a distribuição de luminosidade em raios X desses 19 alvos e de GK Per, que não consta no catálogo eROSITA/eRASS1, mas que tem luminosidade obtida via observações do eROSITA por Galiullin & Gilfanov (2021). As luminosidades em raios X dizem respeito a emissão na faixa espectral de 0,3 keV a 2,3 keV. No entanto, uma faixa mais ampla, de 0,3 keV a 10 keV, é mais referenciada na literatura. Inclusive tal faixa é a de cobertura efetiva em raios X do Swift-XRT (assim como é a de outros satélites em raios X). Sendo assim, optamos por realizar um ajuste espectral em raios X através da ferramenta *online* WebSpec<sup>3</sup>. Ao considerarmos emissão térmica por um gás difuso, opticamente fino e ionizado por colisões, e com abundância solar, o fator multiplicativo para converter valores de luminosidade na faixa 0,3 keV a 2,3 keV para o correspondente na faixa 0,3 keV a 10 keV é:  $\sim 2,2$  para  $kT = 5$  keV;  $\sim 2,7$  para  $kT = 10$  keV; e  $\sim 3$  para  $kT = 15$  keV. Mesmo com essa correspondência entre as bandas espectrais, as luminosidades em raios X dos sistemas permanecem compatíveis com o que esperamos para PIBLs.

<sup>3</sup><https://heasarc.gsfc.nasa.gov/webspec/webspec.html>

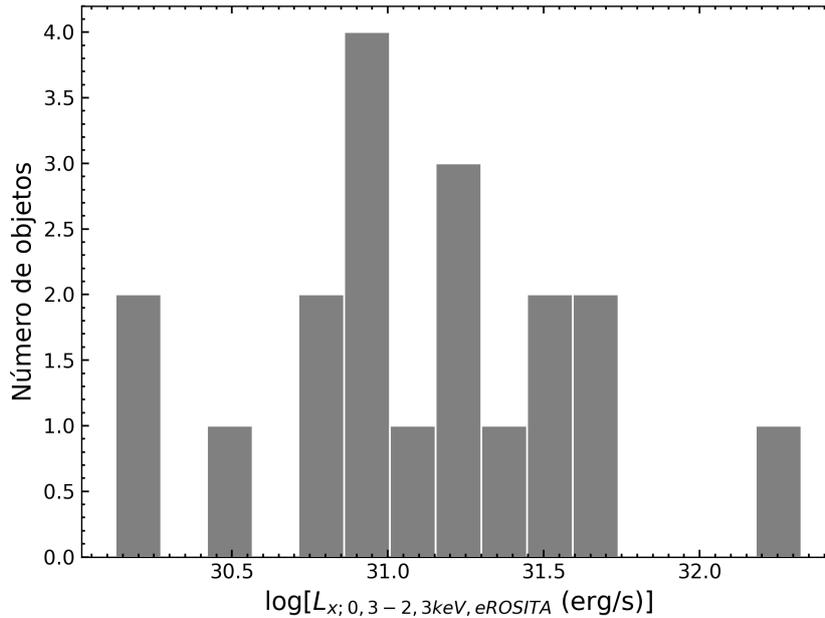


Figura 5.2: Amostra 1: distribuição em luminosidade em raios X de NAs na faixa espectral de 0,3 keV a 2,3 keV conforme catálogo eROSITA/eRASS1.

### 5.1.3 Distribuição em período orbital

A Figura 5.3 apresenta a distribuição em período orbital dos sistemas NAs. Dela é observado que os períodos orbitais estão concentrados numa faixa de 1 a 8 h, com a maioria dos sistemas tendo períodos orbitais curtos, menores que 2 horas. Também é possível observar uma falta de sistemas com período orbital na região que é consistente com o período de *gap*, entre 2 a 3 horas, intervalo esse apresentado na Seção 1.2.4.1.

Um caso destoa dos demais por ter um período orbital de quase dois dias. Esse caso é do sistema GK Per, uma candidata a IP com um período orbital de 47,92 horas determinado por Crampton et al. (1986). Os autores buscaram pelo período orbital usando a velocidade radial das linhas de absorção em espectros ópticos. Trabalhos recentes confirmam esse valor, como por exemplo, o trabalho de Álvarez-Hernández et al. (2021), que determinou um período orbital de 47,92 horas por meio da curva de velocidade radial a partir de análise de linhas espectrais.

### 5.1.4 Espectros ópticos e curvas de luz ASAS-SN

Todos os espectros ópticos coletados nos bancos de dados do SDSS e/ou LAMOST são exibidos no Apêndice C. Os espectros das NAs estão divididos em duas figuras, com a Figura C.1 incluindo curvas de luz da missão ASAS-SN

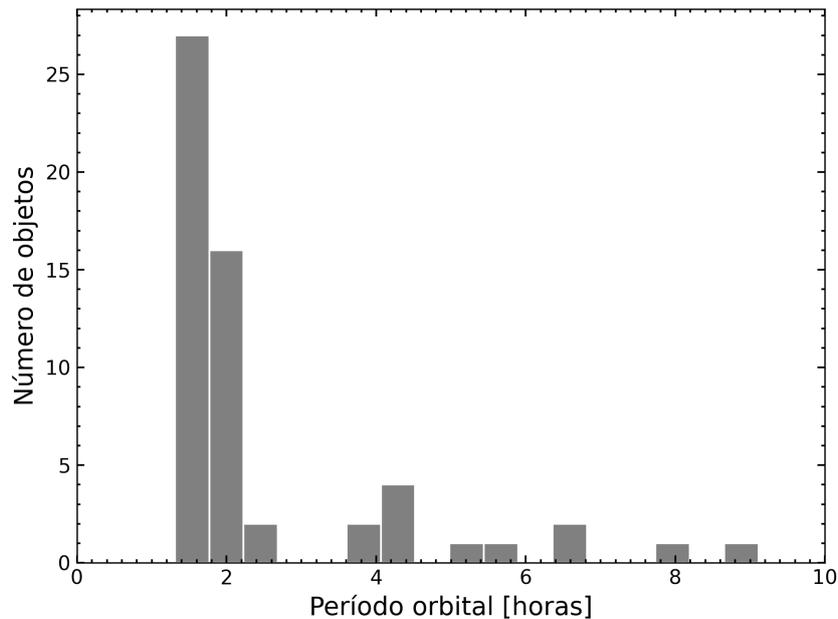


Figura 5.3: Amostra 1: distribuição em período orbital de 58 NAs da Amostra 1.

*Sky Patrol*, enquanto a Figura C.2 apresenta os espectros dos sistemas para os quais não dispomos de curvas de luz ASAS-SN.

Os espectros ópticos das polares também estão divididos em duas figuras, sendo a Figura C.4 com os 35 espectros nos quais foi possível realizar as medidas de larguras equivalentes, e a Figura C.5 com os espectros dos quais não foi possível realizar medidas – em geral, por não terem sido observadas em emissão.

Este conjunto de espectros e curvas de luz destaca características significativas dos sistemas que estão presentes em nossa amostra. O objetivo principal desta vertente foi descobrir sistemas que foram previamente classificados na literatura como NAs, mas com espectros que se assemelham aos das PIBLs. Inicialmente essas imagens nos permite notar a similaridade entre nossos espectros e o espectro de referência adotado (Figura 1.2), especialmente ao comparar as linhas de emissão em evidência. Em continuidade, as curvas de luz nos permite julgar a quiescência e as erupções dos sistemas. A título de exemplo, na Figura C.1, a fonte NZ Boo exhibe quiescência, enquanto HM Leo exhibe erupção.

Em nosso entendimento, as curvas de luz apresentadas não descartam as chances dos sistemas serem PIBLs. Isso porque, como podemos avaliar pela Figura C.3, os comportamentos temporais considerados são semelhantes aos observados em sistemas do tipo polares intermediárias, como, por exemplo, em

PIBLs.

### 5.1.5 Curvas de luz TESS e periodogramas

As curvas de luz de VCs podem exibir uma variedade de comportamentos, desde picos intensos de brilho associados a erupções até variações mais suaves causadas por eclipses e por rotação da anã branca. De fato, análise de curvas de luz, incluindo aplicação de periodogramas para verificar a existência de oscilações periódicas, são de praxe na investigação de VCs. Incluímos em nossas análises a exploração de observações fotométricas realizadas pelo satélite TESS.

O TESS disponibiliza valores de fluxos obtidos de duas formas distintas. O fluxo *Single Aperture Photometry* (SAP) é baseado na soma de pixels calibrados na abertura fotométrica ideal do TESS, enquanto o fluxo *Pre-search Data Conditioned Simple Aperture Photometry* (PDCSAP) é corrigido para variações instrumentais. Decidimos usar o fluxo SAP, por haver algumas evidências de que o processamento do fluxo PDCSAP pode ocasionalmente alterar as curvas de luz de novas anãs durante erupções (Bruch, 2022), e introduzir ruído em curvas de luz de exoplanetas que pode ser mal interpretado como sinais de trânsito (Hedges et al., 2021). Ademais, a faixa de frequência  $> 1/d$  explorada nesta pesquisa não é afetada pelo efeito instrumental (Kinemuchi et al., 2012).

As curvas de luz das NAs construídas a partir de informações extraídas da missão TESS juntamente com seus respectivos periodogramas são exibidos no Apêndice D na Figura D.1. Encontramos saltos entre os setores, isto é, diferença entre os níveis de fluxo, provavelmente devidos a efeitos instrumentais (aglomeração, contaminação de fundo, prováveis discrepâncias de ponto zero, conhecimento/flutuações de *Pixel Response Function* (PRF)) em vez de variações estelares. Por isso os dados foram normalizados, pois compreender o tempo do sistema é nossa principal intenção.

Aplicamos o método descrito na Seção 4.3 para construir periodogramas a partir das curvas de luz TESS para as NAs. Nosso interesse foi buscar por período de rotação – ignorando e portanto hipótese de que os sistemas identificados na literatura como NAs podem não se tratar de NAs. A busca, que foi feita explorando sinais de períodos no intervalo de  $P_{m\text{nin}} -$  em que  $P_{m\text{nino}}$  é o período mínimo associado a frequência mais alta, a frequência de Nyquist - a 1000s, não resultou em indicativo de existência de variação periódica. Porém, há de se notar que oito casos apontaram indícios de picos que podem ser associados a modulações periódicas, mas que foram descartados

como tais: ER Uma, FS Aur, GK Per, GY Cnc, HM Leo, IR Gem, NZ Boo e NY Ser. Discutimos esses casos a seguir.

Para confirmar a natureza periódica associada aos picos no periodograma dos sistemas supracitados, partimos para a verificação de estabilidade do sinal em observações com o TESS em épocas distintas. A Figura D.2 apresenta as curvas de luz e os periodogramas adicionais desses oito sistemas. Em particular, observa-se que o alvo GK Per apresenta um pico em evidência estimado em  $(351,33 \pm 0,02)$  s, em concordância com o que é apresentado na literatura como período de rotação da AB em uma polar intermediária (Watson et al., 1985). A propósito, GK Per também é conhecida por ter experimentado uma explosão de nova em 1901, o que a tornou objeto de estudo para compreender a evolução estelar em sistemas binários. Dois casos, NZ Boo e GY Cnc, mostram picos bem definidos, semelhantes aos apresentados na Fig. D.1, representando harmônicos de alto grau do período orbital. Para os demais sistemas é notável que os picos variam em período entre diferentes épocas, que podem ser indicativos de *Quasi-Periodic Oscillations* (QPOs) em vez de modulações referentes à rotação das ABs.

## 5.2 Investigação dos alvos da Amostra 2

No melhor de nosso conhecimento, os alvos da Amostra 2 não tem trabalhos reportados na literatura a menos de citação para cinco deles (4, 7, 8, 14 e 16) como VCs ou candidatas a VCs no banco de dados do VSX. Tais classificações foram baseadas em aspectos de variabilidade fotométrica. Assim como feito para a Amostra 1, também coletamos dados de magnitude na banda G do catálogo *GAIA EDR3* (Gaia Collaboration, 2021), e distâncias do catálogo *Distances to 1.47 billion stars in Gaia EDR3* (Bailer-Jones et al., 2021) para os alvos da Amostra 2. A Tabela B.4 apresenta as coordenadas celestes, distâncias e magnitudes na banda G do GAIA dos sistemas da Amostra 2.

Partindo de uma identificação independente dos alvos (ver Seção 2.2), conduzimos aqui a primeira investigação espectroscópica no óptico (GMOS/Gemini Sul) para todos os 13 alvos da Amostra 2, e em raios X (XRT/Swift) para 5 deles. Observações em UV ou no óptico para os mesmos 5 alvos do Swift foram realizadas com sua câmera UVOT. A Tabela 5.1 apresenta os detalhes técnicos das observações com o espectrógrafo GMOS/Gemini-Sul dos 13 alvos da Amostra 2. Apelidamos aqui nossos objetos de SPLUS + # + idsel, seguindo o número de identificação adotado na construção da amostra

Tabela 5.1: Sumário das observações GMOS/Gemini-Sul dos alvos da Amostra 2.

idssel	Data	Configuração 1		Configuração 2		Faixa espectral
		$\lambda_{central}$	Exposição	$\lambda_{central}$	Exposição	
(1)	(UT)	(Å)	(s)	(Å)	(s)	(Å)
	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
2	11/10/2021	5200	2x500	5250	2x500	3664 - 6866
3	11/06/2023	5100	2x500	5700	2x500	3558 - 7302
4	15/04/2023	5100	2x600	5700	2x600	3558 - 7301
5	01/05/2023	5100	2x1000	5700	2x1000	3558 - 7302
7	30/05/2023	5100	2x1000	5700	2x1000	3558 - 7301
8	14/06/2023	5100	2x1000	5700	2x1000	3559 - 7303
12	11/10/2021	5200	2x1200	5250	2x1200	3664 - 6866
14	11/06/2023	5100	2x1200	5700	2x1200	3559 - 7302
15	12/06/2023	5100	3x1200	5700	3x1200	3557 - 7303
16	13/06/2023	5100	1x1200	5700	3x1200	3559 - 7303
20	14/07/2023	5100	3x1200	5700	4x1200	3559 - 7302
24	14/06/2023	5100	3x1200	5700	3x1200	3559 - 7303
30	11/06/2023	5100	5x1200	5700	4x1200	3558 - 7302

Colunas: (1) - Número de identificação das fontes; (2) Data da observação no formato DD/MM/AAAA; (3) - Comprimento de onda central da Configuração 1; (4) - Tempo de exposição da Configuração 1; (5) - Comprimento de onda central da Configuração 2; (6) - Tempo de exposição da Configuração 2; (7) - Faixa espectral.

piloto de 55 candidatas a VCs. Assim, nesta seção apresentamos as análises de tais observações. Ênfase é dada na investigação da fonte SPLUS #4, da qual dispomos de um maior conjunto de dados, englobando observações do GMOS/Gemini, TESS, ASAS-SN e Swift. Vale ressaltar que os alvos observados pelo GMOS e pelo telescópio Swift estão sendo investigados pelo grupo de pesquisa no qual este trabalho se insere.

### 5.2.1 Espectros ópticos

A Tabela 5.1 exhibe as informações a respeito das observações realizadas pelo GMOS. Os espectros ópticos, de ambos os métodos de redução (IRAF e Dragons), são apresentados na Figura C.6. Observa-se concordância dos espectros obtidos a partir desses dois meios de tratamento de dados, ou seja, os resultados obtidos via IRAF validam os resultados via Dragons – ferramenta esta explorada pela primeira vez por nosso grupo, e que de agora em diante será

adotada para o tratamento de espectros de observações com o Gemini.

No geral, os sistemas possuem um contínuo bastante azul e as linhas espectrais esperadas: linhas de Balmer, linhas de HeI e linha HeII em 4686 Å. Dois casos se destoam dos demais: SPLUS #15 e #20. O espectro do alvo SPLUS #15 revelou linhas de absorção em vez de linhas de emissão, e que no conjunto se mostram às de estrelas do tipo F. Entretanto, não podemos excluir o fato de uma possível VC em mudança de fase e assim novas observações espectroscópicas do GMOS para essa fonte são desejáveis para uma melhor definição de sua natureza.

O objeto SPLUS #20 apresenta um espectro com contínuo bastante vermelho com as bandas de TiO, e com as linhas de nosso interesse ausentes, indicando a falta de uma intensa irradiação do contínuo (Schmidt et al., 2005). Provavelmente, a emissão observada é devido à irradiação da estrela secundária e não do disco de acreção em si. Além disso, como explica Szkody et al. (2004), sistemas com baixa taxa de transferência de massa normalmente possuem discos de acreção sutis que geram pouca luz em comparação com as estrelas dos sistemas. Nestes cenários, a anã branca emite linhas de absorção de Balmer largas que margeiam as linhas de emissão do disco, e também podem ser notadas as bandas de TiO da estrela secundária. Pode ser que em outro momento de observação, o espectro de SPLUS #20 seja análogo ao que esperávamos, assim como aconteceu com o alvo J204827.9+005008.9 que primeiramente apresentou espectro como o nosso de SPLUS #20 (Schmidt et al., 2005), e posteriormente apresentou um espectro como o de PIBLs (Kafka et al., 2010).

As linhas de pico duplo nos espectros ocorrem devido ao efeito Doppler provocado pelo movimento orbital do material em queda na anã branca. Como ilustra a Figura 5.4, o material se movendo em direção ao observador terá suas linhas espectrais deslocadas para comprimentos de onda menores (*blueshift*), enquanto o material se afastando do observador terá suas linhas espectrais deslocadas para comprimentos de onda maiores (*redshift*). São esses deslocamentos que criam o perfil duplo das linhas. Quanto mais bem definidas forem as linhas de pico duplo, com uma clara separação entre os picos, maior é a inclinação do sistema.

### 5.2.2 Observações com o Swift

O Swift observou cinco alvos da Amostra 2 com os telescópios XRT e UVOT entre os dias 9 e 21 de abril de 2023. As informações e detalhes sobre as

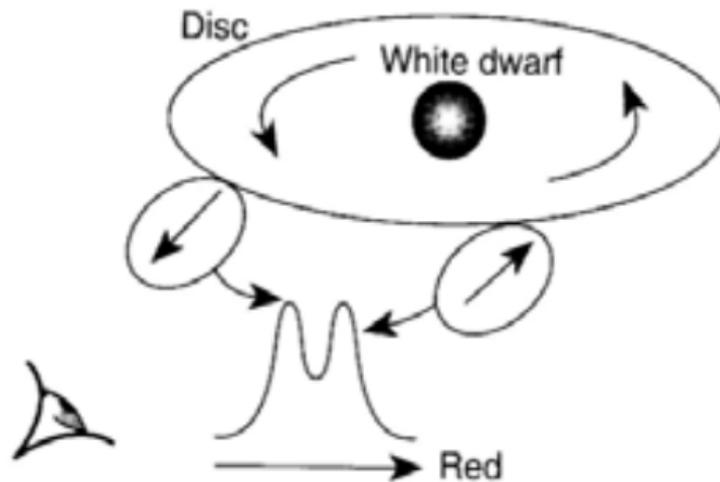


Figura 5.4: Esboço de como as linhas de emissão de perfil duplo são formadas. (Fonte: Seward & Charles, 1995)

observações estão reunidas na Tabela 5.2. Nas próximas seções mostramos os resultados de nossas análises em raios X e no óptico.

### 5.2.2.1 Análise espectral em raios X

As observações em raios X dos cinco alvos da Amostra 2 realizadas pelo satélite Swift foram exploratórias. Com o tempo de exposição curto, a intenção era verificar se são fontes emissores em raios X (guardadas as condições físicas esperadas e as limitações técnicas do satélite) e, em sendo, estimar a luminosidade em raios X – caso contrário, estimar um limite superior para a luminosidade. A expectativa era também de ter dados suficientes para a construção e investigação inicial de características espectrais. Realizadas as observações, a situação é que apenas para um dos sistemas não foi possível construir um espectro, o SPLUS #24. Para os demais sistemas, mesmo sob condições de razão sinal/ruído baixa, é evidente que se trata de fontes de raios X que são consistentes com o que é esperado de VCs (Tabela 5.3). A redução dos dados foi feita como descrito na Seção 3.5.2.

O modelo aplicado na descrição dos espectros foi `phabs*apec`. Utilizando a tabela de abundância oferecida por Asplund et al. (2009) e fixando o parâmetro de abundância (global; de todos os objetos) em 1x os valores solares, obtivemos os resultados apresentados na Tabela 5.3. Os espectros em raios X com seus respectivos ajustes estão apresentados na Figura 5.5.

Da descrição espectral foi obtido o fluxo em raios X emergente de cada sistema, dito fluxo não-absorvido, a partir do qual estimamos a luminosidade.

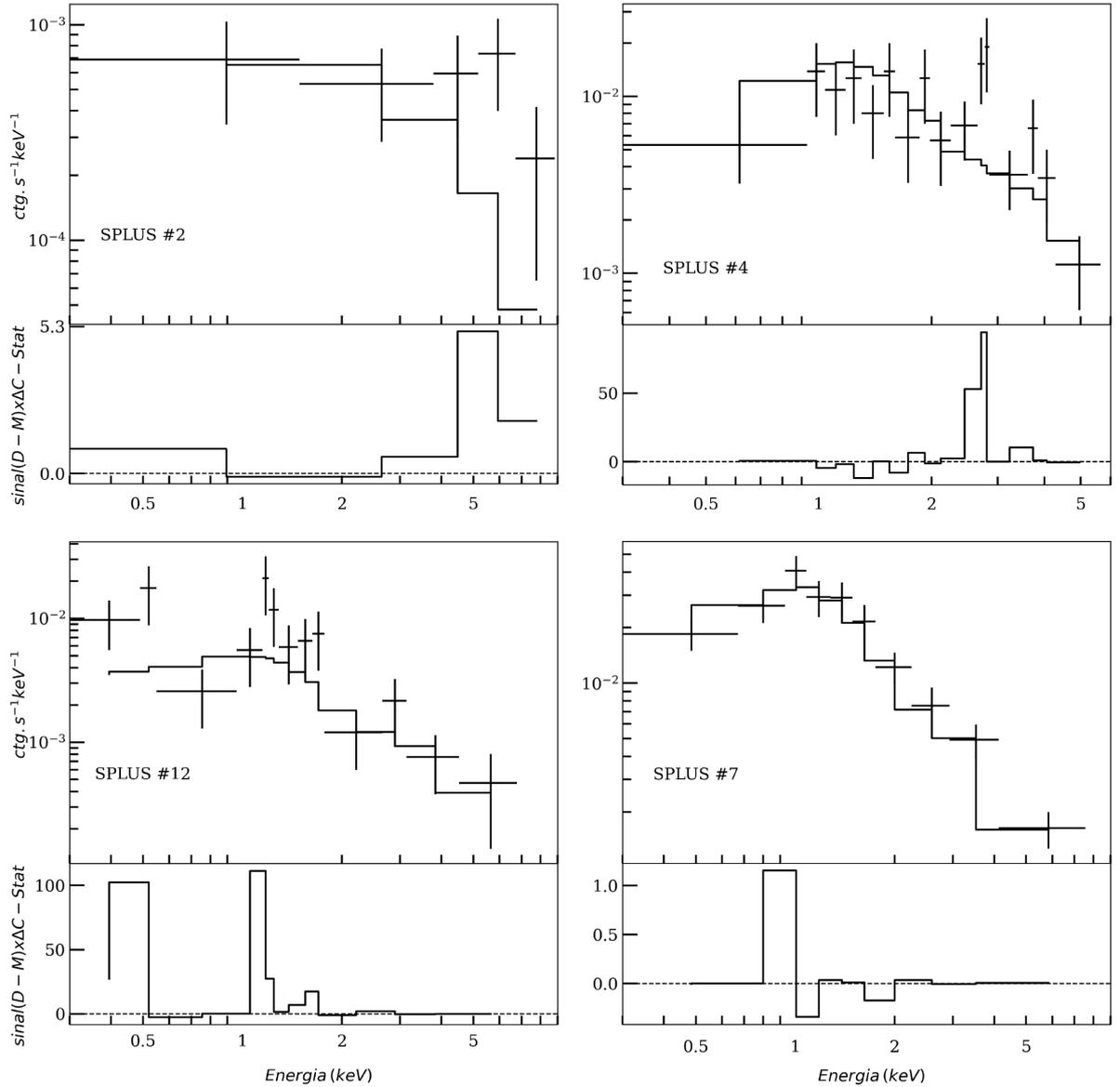


Figura 5.5: Espectros em raios X de quatro sistemas da Amostra 2 a partir de observações com o XRT/Swift.

Tal fluxo é aquele encontrado quando, depois do ajuste, fazemos  $\eta_H = 0$ , e que em última instância é dito “fluxo corrigido por absorção”.

Fluxo ( $F$ ) é uma grandeza física medida em unidades de energia detectada por unidade de tempo e por unidade de área de coleção. Se corrigido por efeito de absorção, e considerando emissão isotrópica, é possível determinar a luminosidade ( $L$ ) de um sistema localizado a uma distância  $d$  do observador a partir da equação

$$F = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (5.1)$$

Tabela 5.2: Sumário das observações realizadas pelo telescópio Swift.

idsel	Data	Exposição 1	Modo	Exposição 2	Filtro
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
	(UT)	(s)		(s)	
2	10/04/2023	4896,76	PC	4905,93	U
4	21/04/2023	3298,82	PC	3304,73	UVW1
7	10/04/2023	4111,92	PC	4295,49	UVW2
12	13/04/2023	3801,06	PC	3811,28	UVW1
24	09/04/2023	4428,84	PC	4444,53	UVW1

Colunas: (1) - Número de identificação das fontes; (2) Data da observação no formato DD/MM/AAAA; (3) - Tempo de exposição do XRT; (4) - Modo de operação do XRT; (5) - Tempo de exposição do UVOT; (6) - Filtro usado pelo UVOT. O comprimento de onda central dos filtros são: U = 3465 Å; UVW1 = 2600 Å; e UVW2 = 1928 Å. PC = *photon counting*.

Foi a partir dessa equação que determinamos as luminosidades em raios X dos nossos alvos, cujos valores estão apresentados na Tabela 5.3.

O sistema SPLUS #24 não foi detectado em raios X durante a observação realizada com o Swift, e por isso foi apenas possível estimar um limite superior para sua luminosidade em raios X em tal ocasião. Isso foi feito com a ferramenta PIMMS/HEASARC/NASA<sup>4</sup> a partir de uma taxa de contagem do *background* estimada em 0,00542 contagens por segundo e assumindo um modelo de emissão térmica tipo *apex*, com abundância solar e  $\eta_H = 3,46 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ . O fluxo em raios X na faixa de 0,3-10 keV, foi estimado para dois casos de temperatura de plasma ( $kT$ ): ( $2,27 \times 10^{-13} \text{ erg/cm}^2/\text{s}$ ) para  $kT = 5,4 \text{ keV}$ , e ( $2,87 \times 10^{-13} \text{ erg/cm}^2/\text{s}$ ) para  $kT = 27,25 \text{ keV}$ . Para uma distância de 369 pc, os limites superiores da luminosidade em raios X de SPLUS #24 são equivalentes a  $3,70 \times 10^{30} \text{ erg s}^{-1}$  ( $kT = 5,4 \text{ keV}$ ) e  $4,68 \times 10^{30} \text{ erg s}^{-1}$  ( $kT = 27,25 \text{ keV}$ ). Dessa estimativa é razoável afirmar que sua luminosidade, durante a observação em questão, é inferior a  $10^{31} \text{ erg s}^{-1}$  em 0,3-10 keV.

### 5.2.2.2 Fotometria no óptico e em UV

A Tabela 5.4 apresenta magnitudes e fluxos dos alvos observados pelo Swift, conforme medidas de sua câmera UVOT. Esses valores foram obtidos conforme descrito na Seção 3.5.2 e correspondem a três filtros (U e UVW1, UVW2).

Os resultados obtidos mostram variações significativas em alguns alvos.

<sup>4</sup><https://heasarc.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/Tools/w3pimms/w3pimms.pl>

Tabela 5.3: XRT/Swift: resultados do ajuste do espectro em raios X de quatro dos alvos da Amostra 2 a partir do modelo `phas*apec`.

idsel	Ctgs/bin	$\eta_H$ ( $10^{22} \text{cm}^{-2}$ )	kT (keV)	$\chi^2/\text{d.o.f}; \chi_{red}^2$	Fluxo não abs. $0.3-10 \text{keV}$ ( $\text{ergs}^{-1} \text{cm}^{-2}$ )	$L_{x,0.3-10 \text{keV}}$ ( $\text{ergs}^{-1}$ )
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
2	1	$29,66^{+25,31}_{-13,56}$	$4,47^{+6,06}_{-2,46}$	15,09/21; 0,72	$3,6 \times 10^{-12}$	$1,6 \times 10^{32}$
4	5	$0,30^{+0,15}_{-0,13}$	< 20,49	20,03/17; 1,18	$2,3 \times 10^{-12}$	$6,9 \times 10^{31}$
7	25	$0,04^{+0,03}_{-0,03}$	$7,52^{+5,72}_{-2,04}$	1,89/7; 0,27	$3,7 \times 10^{-12}$	$9,0 \times 10^{31}$
12	1	<0,59	< 64,00	41,97/48; 0,87	$6,6 \times 10^{-13}$	$3,3 \times 10^{31}$

Colunas: (1) Número de identificação das fontes; (2) Número de contagens por bin; (3) Coluna de hidrogênio equivalente; (4) Temperatura do plasma; (5)  $\chi^2/\text{graus de liberdade}$ ,  $\chi^2$  reduzido; (6) Fluxo não absorvido em raios X; (7) Luminosidade em raios X.

Por exemplo, SPLUS #2 e SPLUS #24 exibem alta variação nas magnitudes, resultando em uma diferença de cerca do dobro entre os fluxos. Por outro lado, magnitudes mais estáveis, como as observadas em SPLUS #4 e SPLUS #12, podem indicar um estado mais estável da fonte, o de quiescência, em que há menos flutuações observadas em períodos curtos de tempo.

Os fluxos no óptico e UV de todos os alvos observados com o UVOT/Swift foram da ordem de  $10^{-16}$  a  $10^{-15} \text{ergs}^{-1} \text{cm}^{-2}$ . Essas emissões são significativamente menos intensas quando comparadas aos seus fluxos em raios X, que variam de  $10^{-12}$  a  $10^{-13} \text{ergs}^{-1} \text{cm}^{-2}$  (ver Tabela 5.3). Esta diferença é substancial, com os fluxos em raios X sendo aproximadamente  $10^3$  a  $10^4$  vezes maiores do que os fluxos em faixas do óptico e UV. A discrepância nos fluxos entre diferentes faixas espectrais em VCs reflete as condições do meio interestelar. A absorção e o espalhamento de radiação variam significativamente com o comprimento de onda. Por exemplo, o meio interestelar pode absorver mais fortemente a radiação eletromagnética no UV e no óptico, tornando essas faixas espectrais menos visíveis em longas distâncias. Em contrapartida, a absorção por gases e poeira é muito menor nos raios X, permitindo que esses raios viajem grandes distâncias sem sofrer muita atenuação. Além disso, os fluxos em raios X apresentados estão corrigidos por absorção, sendo necessária a mesma correção para os demais fluxos.

Para a correção por absorção dos fluxos no óptico e UV partimos da relação empírica apresentada por Liszt (2013), que correlaciona a densidade colunar de H com o avermelhamento a partir da seguinte equação:

$$\eta_H = 5,8 \times 10^{21} \text{cm}^{-2} E(B - V) \quad (5.2)$$

No entanto, essa relação é uma média e assume que a quantidade de poeira e gás é proporcional ao longo da linha de visão. Usando os valores de  $\eta_H$  encontrados nos ajustes espectrais em raios X, estimamos os valores de  $E(B-V)$  para SPLUS #2, SPLUS #4, SPLUS #7, e SPLUS #12 que são, respectivamente: 37,73 mag, 0,36 mag, 0,05 mag, e  $< 0,71$  mag.

Também podemos estimar o valor de  $E(B-V)$  ao longo de diferentes linhas de visão utilizando o mapa tridimensional de extinção de Lallement et al. (2014) disponibilizado *online* em *SStructuring by Inversion the Local Interstellar Medium*<sup>5</sup>. Usando as coordenadas celestes dos alvos e suas distâncias determinadas por Bailer-Jones et al. (2021) (ver Tabela B.4) os valores estimados de  $E(B-V)$  para SPLUS #2, SPLUS #4, SPLUS #7, SPLUS #12 e SPLUS #24 são, respectivamente: 0,042 mag, 0,034 mag, 0,03 mag, 0,066 mag e 0,033 mag.

O valor do avermelhamento de 37,73 mag para SPLUS #2 encontrado via  $\eta_H$  do ajuste espectral em raios X é muito alto e improvável, indicando um problema com o ajuste ou a modelagem, e diante disso usaremos o  $E(B-V)$  encontrado via mapa de extinção. Para o sistema SPLUS #24, cujo espectro em raios X não foi extraído, também usaremos o valor de  $E(B-V)$  estimando com o mapa de extinção. Para os demais casos os valores de avermelhamento são menores quando estimados pelo mapa de extinção e conseqüentemente, seguindo a Equação 5.2, os valores de  $\eta_H$  também são. De fato, é esperado que  $\eta_H$  determinado a partir de raios X seja frequentemente maior do que aquele inferido a partir de  $E(B-V)$ , já que o meio interestelar pode absorver com menos intensidade a radiação eletromagnética em raios X. Portanto, para esses sistemas usaremos  $E(B-V)$  estimados a partir de  $\eta_H$  determinados em raios X.

Com o valor do avermelhamento é possível encontrar a extinção nos comprimentos de onda usados pelo UVOT. O método de curva de extinção de Cardelli et al. (1989) é uma das abordagens utilizadas para descrever como a extinção interestelar varia com o comprimento de onda na faixa que se estende do UV ao infravermelho próximo. Tal método fornece uma fórmula matemática para calcular a extinção  $A_\lambda$  em qualquer comprimento de onda  $\lambda$  usando o parâmetro  $R_v$ , que é a razão da extinção  $A_v$  e o excesso de cor  $E(B-V)$ , geralmente  $\sim 3,1$  na Galáxia. A extinção relativa a  $E(B-V)$  é dada por:

$$A_\lambda = E(B - V)[aR_V + b] \quad (5.3)$$

---

<sup>5</sup><https://stilism.obspm.fr/>

Os coeficientes  $a$  e  $b$  são calculados por expressões matemáticas ajustadas com base em observações astronômicas. Roming et al. (2008) usaram o método descrito anteriormente para cada filtro utilizado pelo UVOT: UVW2, UVM2, UVW1, U, B, e V. Os valores do coeficiente  $a$  em cada um dos filtros são -0,0581, 0,0773, 0,4346, 0,9226, 0,9994, e 1,0015, respectivamente. E os valores do coeficiente  $b$  em cada um dos filtros são 8,4402, 9,1784, 5,3286, 2,1019, 1,0171, e 0,0126, respectivamente.

Deste modo, para cada uma das fontes, podemos estimar a extinção no comprimento de onda em que foi observada a partir do seu avermelhamento. Por fim, o fluxo corrigido por absorção foi estimado pela seguinte expressão:

$$F_{corr}(\lambda) = F_{obs}(\lambda) \times 10^{0,4 \times A^\lambda} \quad (5.4)$$

Os fluxos corrigidos por absorção estão apresentados na Tabela 5.4.

## 5.3 O caso do sistema SPLUS #4

O sistema SPLUS #4 é um dos alvos da Amostra 2. Contudo, o destacamos nesta seção por ter sido revelado seu período orbital em análise temporal de fotometria acumulada pelo TESS – em adição a análises espectroscópicas no óptico com observações do Gemini e em raios X com o Swift, e fotométricas a partir de magnitudes listadas no ASAS-SN.

### 5.3.1 Análise temporal no óptico

#### 5.3.1.1 ASAS-SN

A curva de luz ASAS-SN da fonte SPLUS #4 é apresentada na Figura 5.6. Com cobertura temporal de 1582 dias entre os dias 18/11/2013 e 19/03/2018, o sistema não foi observado nos momentos em que ocorreram as demais observações exploradas neste trabalho. A análise das curvas de luz de estrelas VCs beneficia-se do uso tanto da média quanto da moda, cada uma oferecendo perspectivas complementares. A média, ao considerar todos os valores, fornece uma visão geral e um ponto de comparação útil entre diferentes épocas ou estados do sistema, mas é sensível a valores atípicos e não reflete a amplitude ou frequência das variações de brilho. Por outro lado, a moda representa o valor mais comum, e por isso menos influenciada por valores extremos. Porém, a moda pode não captar a variabilidade completa se a distribuição do brilho for uniforme.

Tabela 5.4: UVOT/Swift: magnitudes no óptico ou em UV de cinco dos alvos da Amostra 2.

idsel	ID da imagem	Exposição	Magnitude	Fluxo	Fluxo não abs.
(1)	(2)	(s)	(mag)	(5)	(6)
2 (Filtro U)	uu70283638I	1639,79	16,71 <sup>+0,04</sup> <sub>-0,04</sub>	7,31 <sup>+0,27</sup> <sub>-0,27</sub>	8,86 <sup>+0,33</sup> <sub>-0,33</sub>
	uu702842145I	1635,83	15,84 <sup>+0,02</sup> <sub>-0,02</sub>	16,3 <sup>+0,35</sup> <sub>-0,35</sub>	27,60 <sup>+0,42</sup> <sub>-0,42</sub>
	uu702847550I	1630,31	16,65 <sup>+0,04</sup> <sub>-0,04</sub>	7,73 <sup>+0,29</sup> <sub>-0,29</sub>	9,37 <sup>+0,35</sup> <sub>-0,35</sub>
4 (Filtro UVW1)	w1703729347I	693,63	16,56 <sup>+0,06</sup> <sub>-0,06</sub>	9,48 <sup>+0,55</sup> <sub>-0,55</sub>	83,89 <sup>+4,87</sup> <sub>-4,87</sub>
	w1703735037I	943,51	16,49 <sup>+0,05</sup> <sub>-0,05</sub>	10,10 <sup>+0,50</sup> <sub>-0,50</sub>	89,37 <sup>+4,42</sup> <sub>-4,42</sub>
	w1703740749I	1291,14	16,46 <sup>+0,05</sup> <sub>-0,05</sub>	10,30 <sup>+0,45</sup> <sub>-0,45</sub>	91,14 <sup>+3,98</sup> <sub>-3,98</sub>
	w1703758224I	376,45	16,56 <sup>+0,08</sup> <sub>-0,08</sub>	9,48 <sup>+0,70</sup> <sub>-0,70</sub>	83,89 <sup>+6,19</sup> <sub>-6,19</sub>
7 (Filtro UVW2)	w2702864083I	997,34	16,53 <sup>+0,05</sup> <sub>-0,05</sub>	13,10 <sup>+0,59</sup> <sub>-0,59</sub>	16,70 <sup>+0,86</sup> <sub>-0,86</sub>
	w2702880960I	800,50	16,65 <sup>+0,06</sup> <sub>-0,06</sub>	11,70 <sup>+0,61</sup> <sub>-0,61</sub>	17,12 <sup>+0,89</sup> <sub>-0,89</sub>
	w2702893138I	501,96	16,56 <sup>+0,07</sup> <sub>-0,07</sub>	12,50 <sup>+0,85</sup> <sub>-0,85</sub>	18,29 <sup>+1,24</sup> <sub>-1,24</sub>
	w2702908579I	841,43	16,38 <sup>+0,05</sup> <sub>-0,05</sub>	15,10 <sup>+0,65</sup> <sub>-0,65</sub>	19,70 <sup>+0,95</sup> <sub>-0,95</sub>
	w2702914517I	1023,46	16,33 <sup>+0,04</sup> <sub>-0,04</sub>	15,70 <sup>+0,59</sup> <sub>-0,59</sub>	22,97 <sup>+0,86</sup> <sub>-0,86</sub>
	w2702943010I	130,80	16,70 <sup>+0,14</sup> <sub>-0,14</sub>	11,20 <sup>+1,44</sup> <sub>-1,44</sub>	16,38 <sup>+2,11</sup> <sub>-2,11</sub>
12 (Filtro UVW1)	w1703047925I	1655,38	16,95 <sup>+0,05</sup> <sub>-0,05</sub>	6,58 <sup>+0,33</sup> <sub>-0,33</sub>	484,92 <sup>+24,32</sup> <sub>-24,32</sub>
	w1703059390I	1290,11	16,79 <sup>+0,06</sup> <sub>-0,06</sub>	7,65 <sup>+0,43</sup> <sub>-0,43</sub>	563,77 <sup>+31,89</sup> <sub>-31,89</sub>
	w1703065515I	865,79	16,93 <sup>+0,09</sup> <sub>-0,09</sub>	6,76 <sup>+0,54</sup> <sub>-0,54</sub>	498,18 <sup>+39,80</sup> <sub>-39,80</sub>
24 (Filtro UVW1)	w1702703249I	1331,00	17,73 <sup>+0,17</sup> <sub>-0,17</sub>	3,22 <sup>+0,50</sup> <sub>-0,50</sub>	3,93 <sup>+0,61</sup> <sub>-0,61</sub>
	w1702761737I	443,61	18,38 <sup>+0,60</sup> <sub>-0,60</sub>	1,78 <sup>+0,99</sup> <sub>-0,99</sub>	2,17 <sup>+1,21</sup> <sub>-1,21</sub>
	w1702765971I	1310,47	17,81 <sup>+0,18</sup> <sub>-0,18</sub>	3,00 <sup>+0,50</sup> <sub>-0,50</sub>	3,66 <sup>+0,61</sup> <sub>-0,61</sub>
	w1702771938I	1072,37	17,94 <sup>+0,23</sup> <sub>-0,23</sub>	2,66 <sup>+0,58</sup> <sub>-0,58</sub>	3,25 <sup>+0,71</sup> <sub>-0,71</sub>

Colunas: (1) - Número de identificação das fontes; (2) - Identificação da imagem; (3) - Tempo de exposição; (4) - Magnitude ; (5) - Fluxo em unidades de  $10^{-16} \text{ergs}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{A}^{-1}$ ; (6) - Fluxo não absorvido em unidades de  $10^{-16} \text{ergs}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{A}^{-1}$ .

A magnitude média do sistema SPLUS #4 com os valores oferecidos pelo ASAS-SN foi de  $17,38 \pm 0,44$  mag, com moda de 17,40 mag. Como os valores da média e da moda são consistentes entre si, com a moda no intervalo do desvio padrão da magnitude média, temos que a distribuição do brilho não é fortemente influenciada por valores extremos. Porém, uma informação física

importante diz respeito exatamente aos momentos que o brilho da fonte decompõe do valor médio, porque tais momentos traçam eventos eruptivos de SPLUS #4. Por exemplo, no caso mais extremo temos uma variação de aproximadamente 2,5 magnitudes em relação à magnitude média – correspondente a um aumento de  $\sim 10$  vezes do fluxo. Se consideramos as magnitudes acima do limite inferior em desvio padrão, podemos especular que SPLUS #4 apresentou pelo menos 15 erupções durante o intervalo de 1582 dias coberto por observações do projeto ASAS-SN – as descontinuidades das observações não permitem uma quantificação mais detalhada.

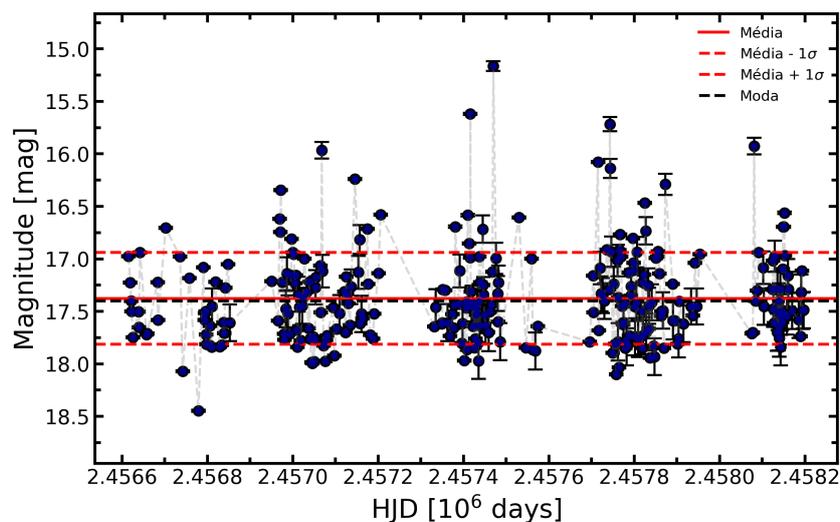


Figura 5.6: SPLUS #4: curva de luz disponibilizada pelo ASAS-SN. A linha sólida representa a média dos valores de magnitude, com seus limites em desvio padrão representados pelas linhas tracejadas em vermelho; o valor da moda é representado pela linha tracejada preta.

### 5.3.1.2 TESS

O sistema SPLUS #4 foi observado pelo TESS por 29,09 dias, de 07/03/2021 a 01/04/2021, no monitoramento do Setor 36. Em 2023 houve observações do alvo em dois setores, totalizando uma cobertura por 52,24 dias: Setor 62 entre os dias 12/02 e 10/03; e Setor 63 nos dias 10/03 a 06/04. A resolução temporal foi de 120 s em todas as ocasiões.

As curvas de luz do TESS são apresentadas na Figura 5.7. Pelas mesmas razões evidenciadas na Seção 5.1.5, usamos o fluxo SAP e normalizamos os dados. As pausas nas observações com o propósito de baixar dados para a Terra explicam as lacunas nas curvas de luz em um mesmo setor. A transmissão dos dados do satélite para a Terra durante as observações dos setores 62 e 63

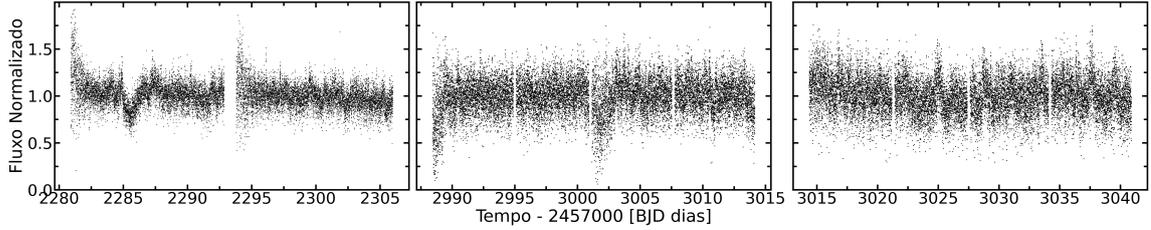


Figura 5.7: SPLUS #4: curvas de luz disponibilizadas pelo TESS. Esquerda: Setor 36; Meio: Setor 62; Direita: Setor 63.

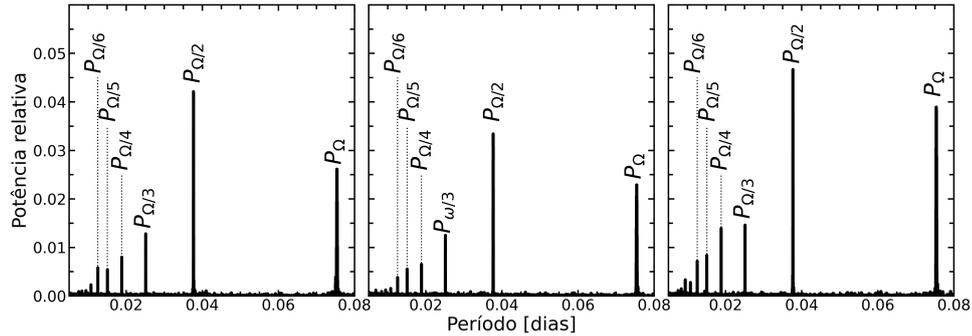


Figura 5.8: SPLUS #4: periodogramas obtidos com o Lomb-Scargle. Esquerda: Setor 36; Meio: Setor 62; Direita: Setor 63.

aconteciam a cada sete dias, enquanto as correspondentes ao Setor 36 eram transferidas a cada quatorze dias.

SPLUS #4 apresenta uma queda no fluxo durante a observação do Setor 36 do TESS entre os dias (BJD) 2285 e 2287. A variação do fluxo é consistente com uma diminuição em  $\sim 40\%$  do valor médio – estimado em intervalos de 2,5 dias antes e depois do episódio. A julgar pela duração e por não estar associado a momentos de interrupção de aquisição de dados, tal diminuição é consistente como sendo representativa de variação do sistema. Não temos elementos para determinar qual é a origem de tal diminuição, mas é possível especular que, em sendo intrínseca à fonte, pode ser explicada por eventos como instabilidades num disco de acreção e variações na taxa de acreção de matéria.

A ferramenta Lomb-Scargle foi aplicada separadamente em cada curva de luz de SPLUS #4 oferecida pelo TESS. Os periodogramas correspondentes estão apresentados na Figura 5.8, nos quais é notável a presença de picos que se destacam em potência, cujos períodos correspondentes estão denotados na figura por  $P_{\Omega}$ ,  $P_{\Omega/2}$ ,  $P_{\Omega/3}$ ,  $P_{\Omega/4}$ ,  $P_{\Omega/5}$  e  $P_{\Omega/6}$ . O pico dominante em potência no periodograma,  $P_{\Omega/2}$ , está associado a uma oscilação com período característico de 0,91 horas. No entanto, esse valor não corresponde ao período fundamental

Tabela 5.5: SPLUS #4: períodos correspondentes aos picos apresentados nos periodogramas.

Pico	Período		
	Setor 36	Setor 62	Setor 63
	(h)	(h)	(h)
(1)	(2)	(3)	(4)
$P_{\Omega}$	$1,81007 \pm 0,00185$	$1,81003 \pm 0,00190$	$1,81098 \pm 0,00186$
$P_{\Omega/2}$	$0,90495 \pm 0,00047$	$0,90499 \pm 0,00049$	$0,90501 \pm 0,00044$
$P_{\Omega/3}$	$0,60335 \pm 0,00021$	$0,60333 \pm 0,00021$	$0,60335 \pm 0,00020$
$P_{\Omega/4}$	$0,45250 \pm 0,00012$	$0,44873 \pm 0,00120$	$0,45252 \pm 0,00011$
$P_{\Omega/5}$	$0,36200 \pm 0,00008$	$0,36200 \pm 0,00008$	$0,36202 \pm 0,00007$
$P_{\Omega/6}$	$0,30166 \pm 0,00005$	$0,30171 \pm 0,00005$	$0,30167 \pm 0,00005$

Colunas: (1) - Designação dos picos tal como apresentado na Fig. 5.8;

(2) - Valores dos períodos nas observações do Setor 36;

(3) - Valores dos períodos nas observações do Setor 62;

(4) - Valores dos períodos nas observações do Setor 63.

de oscilação, pois ele e os outros picos de destaque estão associados a harmônicos de  $P_{\Omega}$ . Assim, o periodograma aponta para uma oscilação com período de  $(1,810 \pm 0,002)$  horas,  $P_{\Omega}$ , que interpretamos como sendo o período orbital do sistema SPLUS #4.

As “curvas de luz dobradas” (*folded*) em fase no período que corresponde ao período orbital do sistema SPLUS #4 estão apresentadas na Figura 5.9 (topo). Para mitigar o ruído, agrupamos os dados em intervalos de tempo de 0,2 h. De tal modo, a curva de luz revela que a periodicidade que permitiu identificar o período orbital do sistema se deve à ocorrência de eclipse - durante os quais o fluxo tem um decréscimo de  $\sim 20\%$ .

Também analisamos as “curvas de luz dobradas” considerando um período correspondente ao dobro do período orbital, ou seja, 3,62 horas, com o objetivo de verificar se trata de um eclipse duplo no sistema - ou seja, com a primária ocultando a secundária e vice-versa a cada alinhamento na linha de visada ao observador. O painel inferior da Figura 5.9 apresenta o resultado e a possibilidade de eclipse duplo é descartada. Isso porque a diminuição de fluxo é sempre igual nos eventos de eclipse, e portanto em contraste com o que é esperado para o caso de duas estrelas com emissões no óptico distintas, tal como num sistema anã branca e estrela de sequência principal. Essa verificação nos permite afirmar que o período orbital é de fato  $(1,810 \pm 0,002)$  horas.

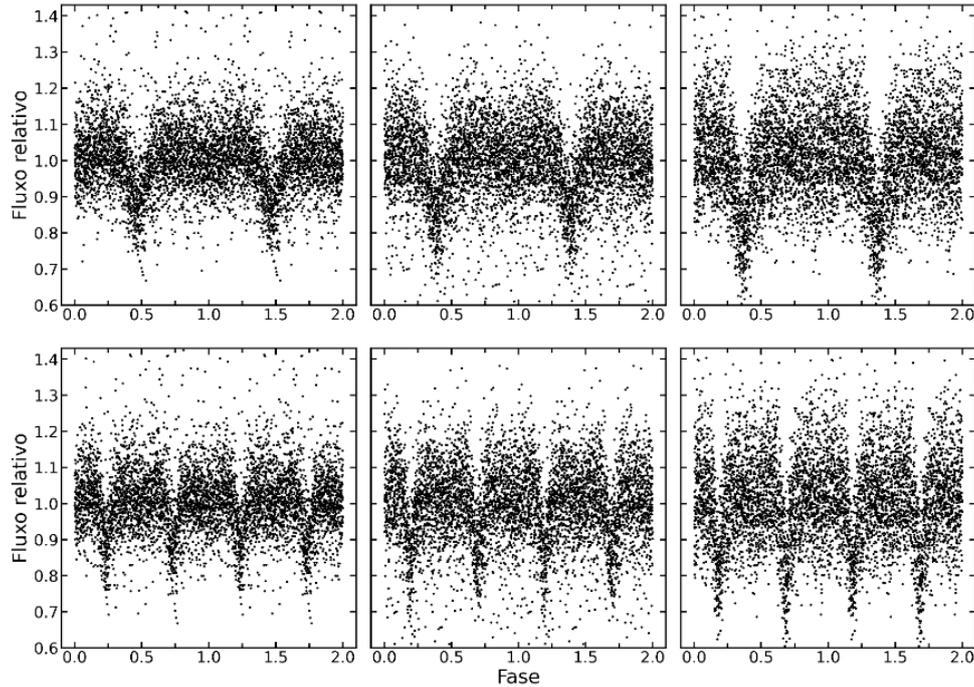


Figura 5.9: SPLUS #4: “curvas de luz dobradas” em fase considerando ciclos de 1,81h (acima) e 3,62h (abaixo). Esquerda: Setor 36; meio: Setor 62; direita: Setor 63.

## 5.4 Análise espectral no óptico

Medidas de linhas espectrais em emissão foram feitas executando o programa descrito na Seção 4.1.1. Exploramos todos os espectros de nossas amostras, tanto os próprios do Gemini quanto os públicos do SDSS e do LAMOST. Nos concentramos nas linhas  $H\alpha$ ,  $H\beta$  e He II em  $4686 \text{ \AA}$ , que são as mais relevantes na proposta deste trabalho. Algumas linhas de alguns espectros não puderam ser medidas, seja por não estarem evidentes, como em casos de baixa razão sinal-ruído que tornam impossível o ajuste, ou por não estarem em emissão. As Tabelas B.5, B.6, B.7, B.8 e B.9 apresentam os resultados das medidas de fluxo, EW, e FWHM, com suas respectivas incertezas. Incluímos nessa análise medidas feitas em espectros de 35 dos 50 sistemas listados pelo VSX como polares, para os quais há espectros SDSS disponíveis e que possibilitaram a medida das linhas. Além disso, também apresentamos medidas de linhas de 8 sistemas classificados como PIBLs.

Reforçamos aqui que uma parte da Amostra 1 incluiu apenas sistemas classificados na literatura como NAs e que tem espectros no óptico similares aos que tem sido frequentes entre as PIBLs (Fig. 1.2). Em assim sendo, ao se referir a características de NAs no que segue, estamos nos referindo aquelas que

obedeceram tal critério de similaridade e portanto não a todas que compõem a classe de NAs como um todo. Outro ponto a destacar é que o que segue, ainda que seja baseado no que há disponível, ainda é limitado a relativamente poucos sistemas - notadamente para o caso de PIBLs - e portanto podem não ser representativos de classes como um todo. Também vale destacar que os espectros de VCs são característicos do estado da fonte no momento da observação e que tal estado, e portanto características espectrais, mudam com o tempo. A propósito, variações esporádicas podem ser eventuais explicações de sistemas que destoam de comportamentos que se mostram de modo mais frequente, e assim eventuais discrepâncias em tendências retratadas na discussão a seguir.

### 5.4.1 Avaliação de tendências entre medidas de larguras equivalentes

Aqui descrevemos de modo qualitativo o conteúdo do que é apresentado nos painéis da Fig. 5.10, com itens cujas designações (a, b, ..., f) correspondem às dos painéis. Num primeiro momento serão analisados os casos para alvos da Amostra 1, para as PIBLs e para as polares adicionadas ao estudo. Somente depois avaliaremos a disposição dos alvos da Amostra 2 em tais diagramas, colocando-os num contexto global.

Fizemos o uso das larguras equivalentes das linhas em nossas análises devido às limitações na calibração em fluxo dos espectros. A largura equivalente mede a largura do contínuo espectral que tem a mesma área que a linha, oferecendo uma avaliação mais robusta da intensidade das linhas menos afetada por variações instrumentais, efeitos atmosféricos e outros fatores que podem comprometer a calibração em fluxo.

#### a. $EW(H\beta)$ versus $EW(H\alpha)$

Com poucas exceções, as polares investigadas tendem a ter os menores valores de medidas de largura equivalente das linhas  $H\alpha$  e  $H\beta$ . Em destaque está uma população dominante entre as polares cujos valores de  $|EW|$  são inferiores a 50 Å. Não obstante, é perceptível a prevalência de uma relação entre as larguras equivalentes das linhas  $H\alpha$  e  $H\beta$ , no sentido de que valores maiores de  $EW(H\alpha)$  estão associados a valores maiores de  $EW(H\beta)$ . Isso se mostra de acordo com o que também é notado na Fig. 5.10.d, que relaciona  $EW(H\alpha)/EW(H\beta)$  e  $EW(\text{HeII } 4686)$ , na qual

observa-se que a razão  $EW(H\alpha)/EW(H\beta)$  para polares, ainda que com exceções, oscilam em torno de uma unidade.

Por outro lado, a Fig. 5.10.a descrita neste item mostra que a distribuição de medidas de  $EW(H\alpha)$  e  $EW(H\beta)$  se estende de modo sistemático a valores maiores do que os que predominam entre as polares, alcançando módulos de até  $\sim 200 \text{ \AA}$ . É razoável esperar tal situação em distinção com os sistemas magnéticos, pois o quantitativo de átomos de H em estado populacional eletrônico, frente a uma condição que favoreça a existência de transições eletrônicas em  $EW(H\alpha)$  e  $EW(H\beta)$ , se torna mais pronunciada. Em sistemas com disco de acreção a distribuição de material é mais difusa, ou pelo menos mais extensa, e sob condições físicas mais distintas do que em sistemas puramente com colunas de acreção, como é o caso das polares. Notadamente, as NAs são conhecidas por terem luminosidade em raios X baixa, consistente ou ainda inferior as que são características de PIBLs. Esse balanço energético se mostra de acordo com o estado energético de átomos de H. De fato, as NAs para as quais determinamos luminosidades em raios X estão de acordo com isso (ver Seção 5.1.2 e Fig. 5.2).

b.  $EW(H\alpha)$  versus  $EW(\text{HeII } 4686)$

Com esta análise iniciamos uma verificação de relações entre a emissão em HeII 4686 e as duas principais emissões por átomos de H, que são  $H\alpha$  e  $H\beta$ . Da Fig. 5.10.b é claro que tanto os sistemas polares quanto as NAs e PIBLs apresentam, ou podem apresentar em algum estado, emissão em HeII 4686. Porém se mostra evidente que as NAs e PIBLs investigadas estão sempre associadas a valores de  $|EW(\text{HeII } 4686)|$  inferiores a  $\sim 15 \text{ \AA}$ , enquanto as polares alcançam valores de  $|EW|$  de  $55 \text{ \AA}$  para a mesma linha. Em assim sendo, reforçamos aqui manifestações na literatura de que a presença de emissão em HeII 4686 não é conclusiva para a classificação de VCs como sendo magnéticas ou não-magnéticas, enquanto emissões mais proeminentes dessa linha são sugestivas de se tratar de sistemas magnéticos. Essa associação vem do fato de que sistemas magnéticos podem abrigar situações físicas tais que a radiação produzida seja suficiente para promover excitação de níveis atômicos, eletrônicos, de maiores energias, tal como é o caso da transição em HeII 4686.

O que se destaca na Fig. 5.10.b é uma tendência entre as larguras equivalentes das linhas  $H\alpha$  e HeII 4686 para os sistemas polares enquanto

nenhuma tendência é observada para o caso das NAs e PIBLs. Também observamos que não há distinção na emissão em HeII 4686 e em  $H\alpha$  entre sistemas NAs e PIBLs, de modo que não é possível utilizar-se dessas linhas para distinguir sistemas entre essas classes.

Para as polares, a menos de duas exceções (SDSS J153817.35+512338.0 e SDSS J142256.31-022108.1), temos uma situação sugestiva de que existe uma tendência de relação linear entre  $|EW(H\alpha)|$  e  $|EW(HeII\ 4686)|$ , tal que valores maiores de uma estão associados a valores menores da outra. Uma análise de regressão linear, ignorando os dois casos discrepantes, resulta em  $R^2 = 0,695$ . Incluímos na Fig. 5.10.b, como linha tracejada, a representação gráfica do que resultou do ajuste de uma função linear com o método dos mínimos quadrados –  $|EW(H\alpha)| = 1,58 \cdot |EW(HeII\ 4686)| - 14,16$ .

c.  $EW(H\beta)$  versus  $EW(HeII\ 4686)$

Os aspectos globais discutidos a partir da Fig. 5.10.b, de análise da linha  $H\alpha$ , se repetem na Fig. 5.10.c para o caso de  $H\beta$ . Porém é observada uma dispersão dos valores de  $EW(H\beta)$ , assim destoando de uma tendência unívoca com as medidas de  $EW(HeII\ 4686)$ .

d.  $EW(H\alpha)/EW(H\beta)$  versus  $EW(HeII\ 4686)$

Na Fig. 5.10.d a avaliação da emissão em HeII 4686 não é em relação a  $EW(H\alpha)$  e  $EW(H\beta)$ , individualmente, e sim em relação à razão entre esses valores. Isso porque, como argumentado mais adiante, a razão  $EW(H\alpha)/EW(H\beta)$  é em certa medida indicativa da opacidade do meio no qual essas linhas são formadas e portanto das condições locais do plasma. A pergunta que se põe é como a emissão em HeII 4686 se demonstra nesse cenário.

Tomemos aqui o caso em que  $EW(H\alpha)/EW(H\beta) = 1$ , dissertando os fatos. Tanto as polares quanto as NAs e PIBLs tem  $EW(H\alpha)/EW(H\beta)$  superiores e inferiores a 1. Porém, a distribuição de valores sugere que  $EW(H\alpha)/EW(H\beta) > 2$  para casos em que  $|EW(HeII\ 4686)| < 20 \text{ \AA}$ . Isso é sugestivo de que emissões intensas em HeII 4686 estão associadas a situações em que há meios astrofísicos que são opticamente espessos aos fótons  $H\alpha$ .

Em condições típicas, a intensidade das linhas da série de Balmer diminui conforme se avança da linha  $H\alpha$  para as demais, devido à menor

probabilidade de emissão de fótons em estados excitados mais energéticos do átomo de H. No entanto, em regiões com alta densidade óptica de emissão, fótons de alta energia são frequentemente absorvidos antes de escaparem, enquanto fótons de menor energia escapam mais facilmente. Como resultado, é possível ter a linha  $H\beta$  mais intensa do que a linha  $H\alpha$ .

Isso se traduz em valores de  $EW(H\alpha)/EW(H\beta)$  progressivamente menores, numa situação que representa, em tradução livre, “decaimento inverso de Balmer” (Stockman et al., 1977). Como valores baixos dessa razão acontecem tanto em sistemas magnéticos quanto em sistemas não-magnéticos, como é evidente na Fig. 5.10.d, é de entender que podem estar associados a regiões de colunas de acreção ou internas de discos de acreção.

e.  $EW(\text{HeII } 4686)/EW(H\alpha)$  versus  $EW(H\alpha)$

Como apontado no próximo item, a literatura reporta sobre a razão  $EW(\text{HeII } 4686)/EW(H\beta)$  versus  $EW(H\beta)$ . Começamos aqui considerando o caso de comparação com  $H\alpha$ , apresentado na Fig. 5.10.e. Nessa situação, as polares exibem uma maior variação nos valores da razão  $EW(\text{HeII } 4686)/EW(H\alpha)$ , sempre superiores a  $\sim 0,2$ , porém sem correlação com os valores das medidas de  $EW(H\alpha)$ , que se distribuem em valores abaixo de  $\sim 100 \text{ \AA}$  em módulo. É importante notar que no espaço de parâmetros ocupado pelo correspondente às polares tem apenas um caso classificado como NA. Em contraste, todas as NAs e PIBLs apresentam  $EW(\text{HeII } 4686)/EW(H\alpha)$  menores que  $0,2$ , o que indica emissões relativamente fracas de HeII 4686 em comparação com  $H\alpha$ . As medidas de  $|EW(H\alpha)|$  para NAs e PIBLs mostram uma dispersão considerável, variando até valores tão grandes quanto  $300 \text{ \AA}$ , e sem distinção entre membros de tais classes.

f.  $EW(\text{HeII } 4686)/EW(H\beta)$  versus  $EW(H\beta)$

A região em cinza na Fig. 5.10.f destaca o *locus* supostamente preferencial para polares no diagrama  $EW(\text{HeII } 4686)/EW(H\beta)$  versus  $EW(H\beta)$ , segundo Silber (1992), que considera sistemas com correspondente a  $EW(\text{HeII } 4686)/EW(H\beta) > 0,4$  e  $|EW(H\beta)| > 20 \text{ \AA}$ . Dois fatos se mostram evidentes em tal figura: no *locus* citado estão apenas o correspondente a polares, mas  $\sim 60\%$  das polares da Amostra 1 estão fora – ou

pelo menos no limite das incertezas em suas medidas. O que nos mostra a Fig. 5.10.f é que, a menos de dois sistemas polares ( $\sim 6\%$ ), todos têm  $EW(\text{HeII } 4686)/EW(\text{H}\beta)$  consistentes com valores superiores a 0,2, independente da medida de  $EW(\text{H}\beta)$ , numa região na qual estão apenas duas NAs e uma PIBL de nossa amostra com linhas espectrais mensuráveis. É notável, portanto, que mesmo com as NAs e PIBLs tendo valores de  $|EW(\text{H}\beta)|$  tão altos quanto 200 Å, 93,5% deles tem valores de  $EW(\text{HeII } 4686)/EW(\text{H}\beta)$  inferiores a 0,2, com as três únicas exceções sendo emissores relativamente fracos em  $\text{H}\beta$  ( $|EW(\text{H}\beta)| < 45$  Å).

### 5.4.2 Avaliação de tendências entre medidas de larguras equivalentes e períodos orbitais

Avaliamos também a distribuição de medidas de linhas em função do período orbital para o caso dos sistemas dos quais se tem determinações de períodos apresentadas na literatura – mais o caso de SPLUS #4, para o qual o período foi determinado neste trabalho. Nesta etapa consideramos valores de  $EW(\text{HeII } 4686)$  e de  $EW(\text{H}\alpha)/EW(\text{H}\beta)$ , com a intenção de verificar se há dependência da opacidade do plasma emissor (em  $\text{H}\alpha$ ) e das condições de ionização (por medida de  $\text{HeII } 4686$ ) com aspectos orbitais. A conclusão a partir da Fig. 5.11 é que não há tendências destacadas entre tais parâmetros. Há de se notar que a cobertura em  $P_{\text{orb}}$  nos painéis a e b da figura são distintos porque os valores de  $EW(\text{HeII } 4686)$  para os sistemas de períodos superiores a 4,5 h não foram mensuráveis – assim como não foram o de parte dos sistemas com valores distintos de  $P_{\text{orb}}$ .

Da Fig. 5.11.a notamos que os valores de  $EW(\text{HeII } 4686)$ , ainda que inferiores para NAs e PIBLs comparados com os de polares, não tem tendência com o  $P_{\text{orb}}$ : as dispersões em valores são equivalentes entre si, independente do  $P_{\text{orb}}$  dos sistemas. A Fig. 5.11.b mostra que as polares, mesmo com dois subgrupos de  $EW(\text{H}\alpha)/EW(\text{H}\beta)$ , um com valores  $\sim 4,5$  e outro com valores inferiores a 2, também não destacam um padrão da razão dessas linhas com o  $P_{\text{orb}}$  dos sistemas. Já para as NAs, enquanto nenhuma tendência é evidente, é correto notar que sistemas com  $EW(\text{H}\alpha)/EW(\text{H}\beta) > 2$  são sempre aqueles abaixo do período de “gap” (discutido na Seção 1.2.4.1).

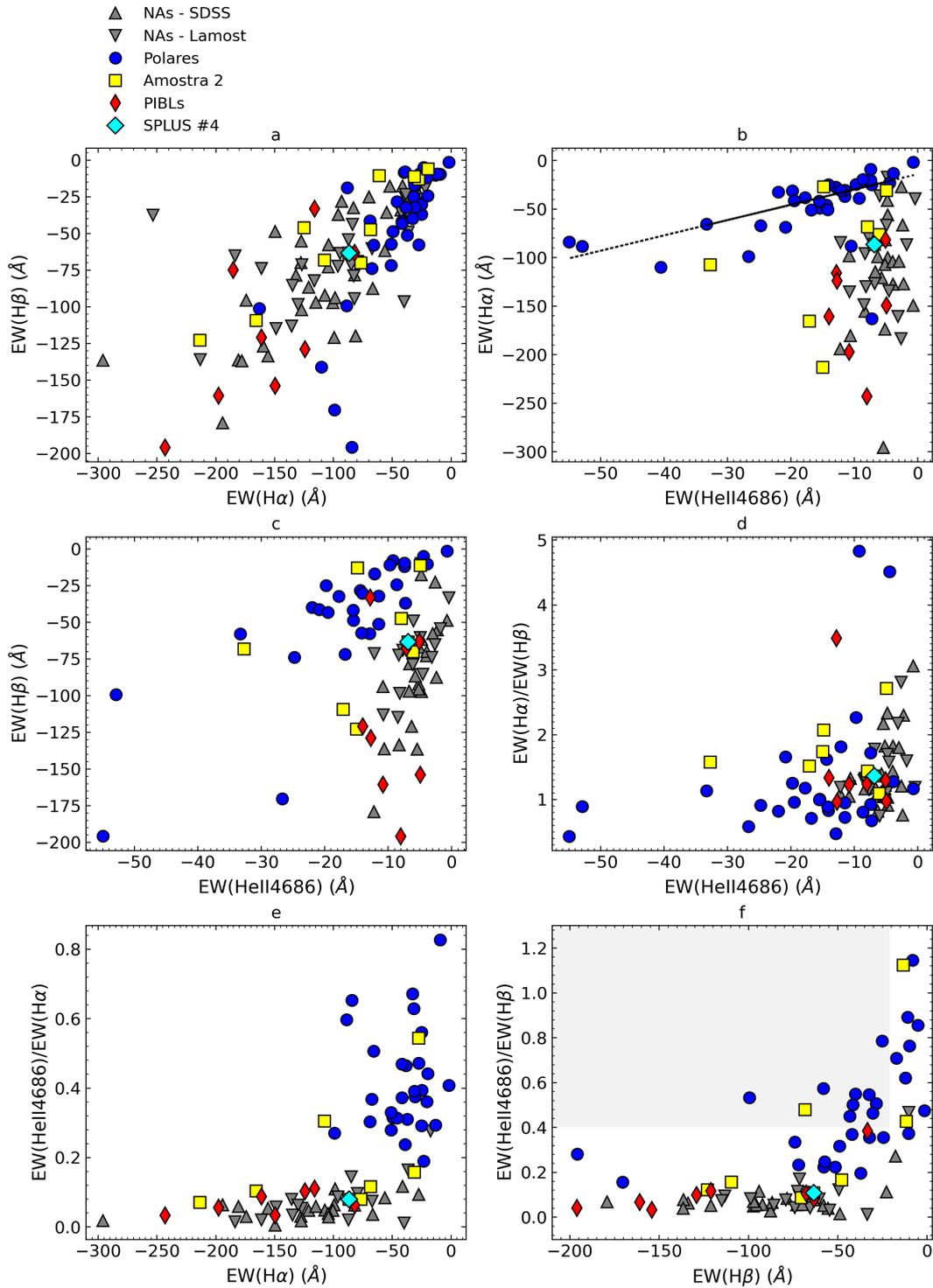


Figura 5.10: Comparações entre medidas de larguras equivalentes de linhas espectrais.

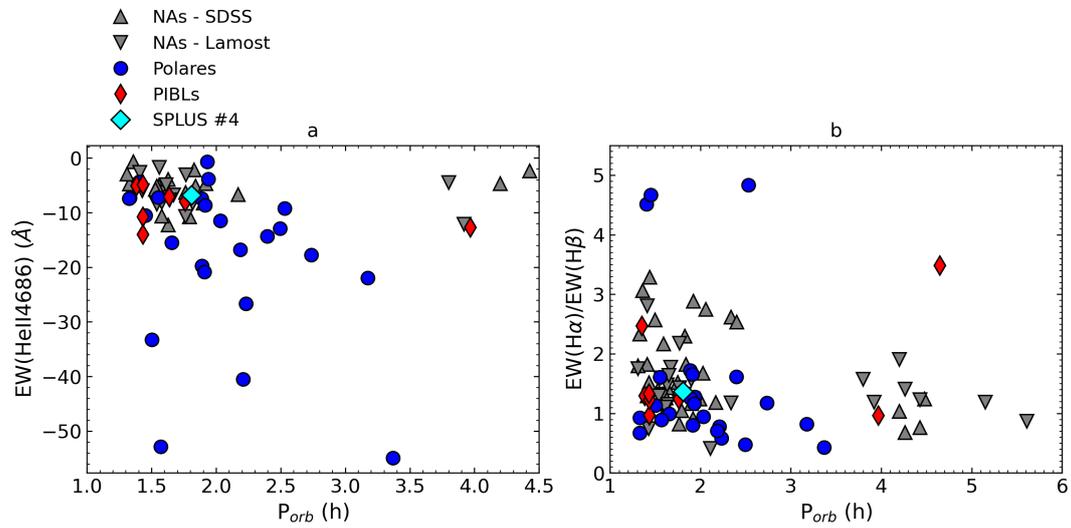


Figura 5.11: Comparações entre medidas de larguras equivalentes de linhas espectrais e períodos orbitais.

# Capítulo 6

## Considerações finais

Enquanto avançava no sentido de contribuir para um melhor entendimento de variáveis cataclísmicas, este trabalho seguiu uma trilha que permitiu o desenvolvimento de habilidades técnicas que foram documentadas e que permitirão a continuação de seus esforços. Do ponto de vista técnico, o trabalho se debruçou sobre observações próprias e observações disponíveis em bancos de dados, além da exploração da literatura. As observações próprias exigiram o trabalho usual de redução, tratamento e análise, que foi o caso de espectroscopia óptica adquirida pelo espectrógrafo GMOS do telescópio Gemini Sul, e observações do satélite Swift que envolveram espectroscopia em raios X e fotometria no óptico e no ultravioleta. Por outro lado, estavam observações públicas, prontas para a lida, de espectroscopia realizadas pelos projetos SDSS e LAMOST. Também foram exploradas curvas de luz no óptico a partir de fotometria do TESS e outras disponibilizadas pelo projeto ASAS-SN, e por fim fotometria e medidas de distâncias via astrometria segundo observações com o satélite GAIA. As abordagens lidaram com aplicativos específicos de uso amplo e de outros que foram desenvolvidos ao longo deste projeto, em linguagem de programação Python - e que privilegiaram ações automatizadas com vista a aplicações futuras.

Do ponto de vista científico, este trabalho explorou duas vertentes principais de investigação. A primeira vertente explorou características de linhas em emissão no óptico que marcam sistemas no limiar entre anãs brancas não-magnéticas e magnéticas. Já a segunda vertente focou na caracterização de VCs recém descobertas em ação paralela baseada em observações do projeto S-PLUS, fazendo uso de espectroscopia no óptico e em certos casos de observações em raios X. Em ambas as abordagens foram explorados aspectos de variabilidade do brilho das fontes no óptico.

Da investigação de sistemas magnéticos e não-magnéticos, mostramos a partir de análises espectrais que destacam-se algumas diferenças entre eles. Embora valores de larguras equivalentes isolados não sejam conclusivos sobre a natureza dos sistemas, nossos resultados confirmam a prevalência de emissão mais intensa em HeII 4686 em sistemas fortemente magnetizados, como é reportado na literatura. Porém, mostramos que não é possível fazer distinção entre sistemas não-magnéticos (NAs) e sistemas fracamente magnetizados (PIBLs), hipótese inicialmente lançada para investigação deste trabalho, a partir de medidas da linha HeII 4686. Ainda que as medidas de tal linha sejam acompanhadas de informações adicionais das linhas ( $H\alpha$  e  $H\beta$ ), mostramos que não existem loci diferentes em diagramas descritivos dessas três linhas ou mesmo tendências seguidas pelas NAs que permita distingui-las das PIBLs. Ainda no contexto da magnetização das anãs brancas em VCs, foi notado que há prevalência em polares de condições que apontam situações de opacidade maior a fótons associados à transição  $H\alpha$ , como é sugestivo a partir da razão entre larguras equivalentes das linhas  $H\alpha$  e  $H\beta$ . Foi observado que sistemas polares exibem linha  $H\beta$  com largura equivalente a da linha  $H\alpha$ . Essa situação está em acordo com a condição da matéria sob captura sendo ditada pela canalização por linhas magnéticas, nas ditas colunas de acreção, nas quais a densidade de matéria tende a ser maior nas proximidades das regiões emissoras de fótons energéticos. Por outro lado, enquanto essa situação de opacidade também se manifesta em certas NAs, o oposto é observado para outras. É plausível especular que a ocorrência ou não tal situação de mais alta opacidade a fótons ópticos em sistemas “não-magnetizados” está associada às condições de seus discos de acreção, que seriam mais ou que seriam menos extensos, e de como o perfil de densidade evolui rumo às proximidades da *boundary layer*, como região mais interna do disco e onde predomina a emissão em fótons de mais altas energias.

A análise das emissões em HeII 4686 Å mostra, como já apontado na literatura, que as polares tendem a exibir essa linha de modo mais pronunciado do que os sistemas não-magnetizados. Mostramos que essa tendência é seguida não apenas pelas NAs mas também pelas PIBLs que foram investigadas. Mais ainda, mostramos que a análise apenas dessa linha (ainda que levando em conta as linhas  $H\alpha$  e  $H\beta$ ), é insuficiente para distinguir sistemas NAs e PIBLs.

O fato de ter linhas atômicas associadas a transições de alto valor energético, tal como HeII 4686, é sinônimo de duas condições que coexistem: presença de átomos que não estão completamente ionizados (o meio) e a existência de

excitação externa suficiente para promover a transição eletrônica associada (a causa). Em VCs, o agente energético, desconsiderando a radiação da anã branca em si (dominada por fótons no ultravioleta), é o que decorre da acreção via processos radiativos. E os processos radiativos estão associados ao modo de acreção, frente a condições da matéria sob acreção. E nesse aspecto o que distingue os sistemas polares dos demais é que neles há um campo magnético intenso o suficiente para que a acreção se dê sem a formação de um disco de acreção e diretamente no funil magnético que se forma rumo às regiões dos polos da anã branca. A matéria em acreção é acelerada, passa por um processo de choque que eleva sua temperatura, seguido de um processo de resfriamento, e assim uma multitude de fótons de altas a baixas energias, e em quantidade geralmente alta (luminosidades tipicamente acima de  $10^{32}$  erg s $^{-1}$ ). Por isso é natural utilizar-se da presença de linhas de alto potencial energético, no caso em questão HeII 4686 Å, como indicador indireto da existência de campos magnéticos intensos e por isso que se trata de VCs ditas magnéticas.

Ao explorar as razões  $EW(H\alpha)/EW(H\beta)$  versus  $EW(HeII\ 4686)$ , observa-se que sistemas com emissões intensas em HeII 4686 Å estão frequentemente associados a situações nas quais o meio é opticamente espesso aos fótons  $H\alpha$ . Com relação à Amostra 2, os alvos exibem uma diversidade de comportamentos nos parâmetros espectrais ópticos. No entanto, dois dos sistemas, SPLUS #2 e SPLUS #3, mostram características típicas de polares, com intensa emissão em HeII 4686 Å, além de seguirem a mesma tendência das polares na Fig.5.10.f.

Quando investigadas no contexto de comparação com períodos orbitais ( $P_{orb}$ ), observamos que não há uma dependência entre eles e os parâmetros espectrais ( $EW(HeII\ 4686)$  e  $EW(H\alpha)/EW(H\beta)$ ) dos sistemas analisados. Os valores de  $EW(HeII\ 4686)$  são menores para NAs e PIBLs em comparação com as polares, mas não mostram uma tendência definida com o período orbital, apresentando dispersões similares independentemente de  $P_{orb}$ . Além disso, nas polares, os subgrupos com diferentes valores de  $EW(H\alpha)/EW(H\beta)$  também não exibem um padrão em relação ao período orbital. Para os sistemas NAs, observou-se que aqueles com  $EW(H\alpha)/EW(H\beta)$  superiores a 2 estão sempre abaixo do período de “gap”. Concluímos que, no geral, nenhuma tendência significativa foi identificada em relação aos aspectos orbitais.

Conforme observado nos dados fotométricos do TESS da Amostra 1, a ausência de detecção de períodos de rotação nos sistemas NAs está de acordo com as expectativas teóricas para esses sistemas. Isso confirma a precisão da classificação desses sistemas, uma vez que o campo magnético em NAs não

é suficientemente intenso para canalizar o material de acreção para os polos da anã branca. Como resultado, não são observadas modulações periódicas detectáveis que indicariam variações na rotação estelar durante o ciclo orbital.

A partir da análise dos sistemas revelados pela fotometria do projeto S-PLUS, confirmamos 11 sistemas como variáveis cataclísmicas (VCs) com base em suas características espectrais ópticas, incluindo linhas de Balmer, HeI e HeII em 4686 Å. No entanto, dois sistemas apontados como candidatas a VCs via SED do SPLUS, SPLUS #15 e SPLUS #20, apresentaram, em espectroscopia óptica, características atípicas em VCs. SPLUS #15 mostrou linhas de absorção, como típico de estrela do tipo F. Uma incógnita é se a divergência entre a SED que foi inferida da fotometria com o S-PLUS e o que foi observado via espectroscopia se deve a mudança de estado do sistema: novo monitoramento via espectroscopia no óptico é necessário para confirmação da natureza de SPLUS #15. Situação similar ocorreu com outra candidata a VC, SPLUS #20, que exibiu um contínuo significativamente vermelho e bandas de TiO, e sem as linhas em emissão esperadas.

As observações em raios X com o telescópio Swift corroboraram a natureza de VC de quatro dos cinco alvos observados, por apresentarem emissões de raios X típicas de VCs: SPLUS #2, SPLUS #4, SPLUS #7 e SPLUS #12. O quinto sistema é SPLUS #24, que não foi detectado em raios X e teve apenas estimado um limite superior de luminosidade em raios X. As luminosidades em raios X dos sistemas observados foram consistentes com o esperado para PIBLs. No entanto, é importante ressaltar que NAs detectadas em raios X também apresentam baixa luminosidade em raios X. Nossos resultados mostram que espectros ópticos não são peças de distinção entre as populações de NAs e PIBLs, complicando a identificação precisa sem que haja uma análise complementar de variabilidade – em que a presença de período de rotação da anã branca seja observada, situação na qual determinaria a classificação como polar intermediária.

A investigação do sistema SPLUS #4 foi conduzida a partir de dados de múltiplos instrumentos, o que permitiu uma análise mais detalhada de suas propriedades. As curvas de luz do TESS revelaram que SPLUS #4 é um sistema eclipsante, com uma diminuição de fluxo de cerca de 20% durante os eventos de eclipse, a partir dos quais inferimos um período orbital de  $1,810 \pm 0,002$  horas. A análise da curva de luz do ASAS-SN, cobrindo 1582 dias, mostrou uma magnitude média de  $17,38 \pm 0,44$  mag, com a moda próxima à média, sem forte influência de valores extremos. Durante este período, foram

identificadas pelo menos 15 eventos eruptivos de pequeno porte, com variações de magnitude de até 2,5. As observações em raios X com o Swift indicaram que a luminosidade de SPLUS #4 é consistente com as de PIBLs, sendo de  $6,9 \times 10^{31}$  erg/s em 0,3-12 keV. No entanto, a ausência de um período de rotação detectável nas observações com o TESS sugere que o sistema deve ser uma nova anã.



# Capítulo 7

## Perspectivas

No que diz respeito aos próximos passos, nossos esforços estarão na expansão e aprofundamento da análise que foi iniciada neste trabalho. Isso se dará com a ampliação da amostra de NAs com espectroscopia disponível tanto do SDSS quanto do LAMOST, indo além das comparações com PIBLs, e inclusão de polares para as quais há espectroscopia disponível do LAMOST. Planejamos realizar uma análise mais abrangente, explorando não apenas as características espectrais que foram exploradas neste trabalho, mas também as de outras linhas da série de Balmer do H, bem como as emissões de HeI e HeII. Esta abordagem nos permitirá caracterizar esses sistemas com maior profundidade, sobretudo o limiar do espaço de parâmetros entre suas categorias. O que foi desenvolvido neste trabalho pavimentou a continuação dos esforços de nosso grupo por este caminho, com aplicação direta das habilidades e ferramentas que foram desenvolvidas através dele.

Além disso, estamos comprometidos com a continuação da caracterização de VCs recentemente descobertas a partir do projeto S-PLUS, o que se dará com exploração de espectroscopia e fotometria no óptico e em raios X. Da espectroscopia virão as caracterizações de propriedades físicas em linha com o que foi feito neste trabalho, enquanto na fotometria estarão os esforços de busca por períodos orbitais dos sistemas e períodos de rotação da anã branca. A combinação dessas técnicas nos permitirá construir um panorama mais completo desses sistemas, favorecendo uma classificação precisa entre sistemas magnéticos e não-magnéticos.



# Apêndice A

## Tarefas do Python

Este apêndice mostra como importar as tarefas do Python que foram utilizadas no programa de medição de linhas espectrais ópticas:

```
import matplotlib
import matplotlib.pyplot as plt
from matplotlib.backend_bases import MouseButton

from scipy.optimize import curve_fit
import scipy

import numpy as np

from astropy.io import fits
from astropy.io import ascii
from astropy.table import Table
from astropy.nddata import StdDevUncertainty
from astropy.table import vstack, Table
from astropy.table import unique, Table

import pandas as pd

from specutils import Spectrum1D
from specutils import SpectralRegion
from specutils.analysis import equivalent_width
from specutils.analysis import fwhm
from specutils.analysis import line_flux
```

```
from specutils.fitting import fit_generic_continuum
from specutils.fitting import fit_lines
from specutils.manipulation import extract_region
from specutils.fitting import estimate_line_parameters
from specutils.manipulation import noise_region_uncertainty
from specutils.analysis import gaussian_sigma_width,
gaussian_fwhm, fwhm, fwzi

import warnings
import operator
```

# Apêndice B

## Tabelas

Este Apêndice contém as tabelas de alvos da Amostra 1 e da Amostra 2.

Tabela B.1: Amostra 1: sistemas NAs com características espectrais no óptico similares as de PIBLs.

Nome	RA (h m s)	DEC (° ' ")	d (pc)	$P_{orb}$ (h)	Magnitude G (mag)	$L_{x;0,3-2,3keV}$ ( $10^{31}$ erg s $^{-1}$ )
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
AC LMi	10 19 47,28	+33 57 53,65	$622^{+68}_{-54}$	1,90 (1)	$18,96^{+0,03}_{-0,03}$	$2,3^{+0,3}_{-0,3}$
AK Cnc	08 55 21,18	+11 18 15,30	$558^{+40}_{-31}$	1,56 (2)	$18,33^{+0,01}_{-0,01}$	$0,8^{+0,2}_{-0,2}$
BC UMa	11 52 15,83	+49 14 41,80	$294^{+10}_{-10}$	1,50 (3)	$18,31^{+0,004}_{-0,004}$	-
BF Eri	04 39 29,95	-04 35 58,80	$568^{+8}_{-9}$	6,50 (4)	$14,45^{+0,02}_{-0,02}$	$21,2^{+0,8}_{-0,8}$
BZ UMa	08 53 44,16	+57 48 40,50	$154^{+1}_{-1}$	1,63 (3)	$16,10^{+0,01}_{-0,01}$	-
CC Cnc	08 36 19,14	+21 21 05,35	$493^{+20}_{-24}$	1,76 (5)	$17,45^{+0,02}_{-0,02}$	$1,8^{+0,3}_{-0,3}$
CRTS J033710,9-065059	03 37 10,91	-06 50 59,50	-	1,56 (6)	-	$0,3^{+0,1}_{-0,1}$
CT Hya	08 51 07,39	+03 08 34,30	$579^{+35}_{-35}$	1,56 (7)	$18,54^{+0,02}_{-0,02}$	-
CY Uma	10 56 56,98	+49 41 18,30	$307^{+6}_{-7}$	1,67 (3)	$17,26^{+0,01}_{-0,01}$	-
CZ Ori	06 16 43,21	+15 24 11,20	$500^{+13}_{-16}$	5,15 (8)	$15,82^{+0,03}_{-0,03}$	$4,1^{+0,4}_{-0,4}$
DV UMa	09 46 36,59	+44 46 44,70	$388^{+34}_{-26}$	2,06 (9)	$18,61^{+0,01}_{-0,01}$	-
EQ Lyn	07 45 31,92	+45 38 29,62	$314^{+18}_{-19}$	1,44 (10)	$18,94^{+0,01}_{-0,01}$	-
ER UMa	09 47 11,94	+51 54 08,90	$353^{+2}_{-2}$	1,93 (11)	$14,24^{+0,03}_{-0,03}$	-
FASTT 762	16 13 32,55	-00 03 31,02	$1308^{+109}_{-89}$	-	$17,24^{+0,01}_{-0,01}$	-
FS Aur	05 47 48,36	+28 35 11,20	$568^{+13}_{-12}$	1,43 (12)	$15,65^{+0,01}_{-0,01}$	$5,0^{+0,4}_{-0,4}$
GK Per	03 31 12,00	43 54 15,36	$430^{+7}_{-6}$	47,92 (13)	$12,56^{+0,01}_{-0,01}$	$1,2^{+0,5}_{-0,5}$
GO Com	12 56 37,10	+26 36 43,20	$441^{+30}_{-25}$	1,58 (14)	$18,21^{+0,01}_{-0,01}$	-
GY Cet	01 31 32,39	-09 12 34,70	$269^{+14}_{-27}$	1,36 (15)	$20,79^{+0,01}_{-0,01}$	-
GY Cnc	09 09 50,53	+18 49 47,40	$271^{+4}_{-4}$	4,20 (16)	$15,98^{+0,02}_{-0,02}$	$0,8^{+0,1}_{-0,1}$
GZ Cet	01 37 01,07	-09 12 34,70	$299^{+13}_{-14}$	1,33 (17)	$18,28^{+0,01}_{-0,01}$	-
GZ Cnc	09 15 51,67	+09 00 49,50	$375^{+7}_{-7}$	2,12 (3)	$16,01^{+0,04}_{-0,04}$	$2,9^{+0,3}_{-0,2}$
HH Cnc	09 16 50,76	+28 49 43,10	$965^{+353}_{-259}$	4,43 (1)	$18,91^{+0,01}_{-0,01}$	$0,9^{+0,4}_{-0,3}$
HM LEO	09 38 36,98	+07 14 55,00	$506^{+19}_{-20}$	4,48 (18)	$16,66^{+0,02}_{-0,02}$	$1,7^{+0,3}_{-0,2}$

*Continua na próxima página*

HP Cet	02 33 22,60	+00 50 59,60	$683^{+430}_{-175}$	1,59 (19)	$20,12^{+0,01}_{-0,01}$	-
HT Cas	01 10 13,16	+60 04 35,20	$141^{+1}_{-1}$	1,77 (20)	$16,31^{+0,01}_{-0,01}$	-
HW Boo	13 43 23,16	+15 09 16,80	$430^{+22}_{-22}$	1,54 (21)	$17,96^{+0,02}_{-0,02}$	$0,7^{+0,1}_{-0,1}$
HY Psc	23 03 51,64	+01 06 51,00	$572^{+48}_{-48}$	1,84 (21)	$17,97^{+0,03}_{-0,03}$	-
IP Peg	23 23 08,57	+18 24 59,80	-	3,80 (22)	$14,67^{+0,02}_{-0,02}$	-
IR Gem	06 47 34,72	+28 06 22,10	$258^{+3}_{-4}$	1,64 (3)	$15,88^{+0,03}_{-0,03}$	$0,1^{+0,1}_{-0,1}$
IU Leo	10 57 56,33	+09 23 14,90	$749^{+14}_{-15}$	9,03 (23)	$15,27^{+0,01}_{-0,01}$	$3,3^{+0,6}_{-0,5}$
KS UMa	10 20 26,52	+53 04 33,00	$350^{+6}_{-4}$	1,63 (3)	$16,81^{+0,01}_{-0,01}$	-
MR UMa	11 31 22,39	+43 22 38,50	$328^{+13}_{-11}$	1,53 (3)	$17,92^{+0,01}_{-0,01}$	-
NSV 5285	11 39 50,59	+45 58 17,90	$581^{+93}_{-77}$	2,03 (25)	$19,41^{+0,01}_{-0,01}$	-
NY Ser	15 13 02,30	+23 15 08,60	$809^{+24}_{-20}$	2,34 (26)	$16,12^{+0,04}_{-0,04}$	-
NZ Boo	15 02 40,98	+33 34 23,80	$186^{+2}_{-2}$	1,41 (21)	$17,26^{+0,01}_{-0,01}$	-
OU Vir	14 35 00,22	-00 46 06,26	$485^{+44}_{-41}$	1,75 (3)	$18,29^{+0,03}_{-0,03}$	$0,2^{+0,1}_{-0,1}$
PB 7412	22 58 31,18	-09 49 31,65	$294^{+3}_{-2}$	1,92 (3)	$14,76^{+0,08}_{-0,08}$	-
QT Aqr	20 59 14,87	-06 12 20,45	$1124^{+426}_{-244}$	1,79 (27)	$18,95^{+0,02}_{-0,02}$	-
QZ Ser	15 56 54,47	+21 07 19,08	$317^{+8}_{-6}$	2,00 (28)	$17,27^{+0,004}_{-0,004}$	-
QZ Vir	11 38 26,82	+03 22 07,11	$126^{+1}_{-1}$	1,41 (28)	$15,94^{+0,01}_{-0,01}$	$0,6^{+0,1}_{-0,1}$
RZ Leo	11 37 22,25	+01 48 58,61	$281^{+13}_{-12}$	1,83 (3)	$18,2^{+0,01}_{-0,01}$	-
SDSS J083845,23+491055,5	08 38 45,23	+49 10 55,50	$709^{+102}_{-70}$	1,69 (29)	$18,3^{+0,1}_{-0,1}$	-
SDSS J094002,56+274942,0	09 40 02,56	+27 49 42,01	$791^{+87}_{-72}$	3,92 (30)	$17,9^{+0,1}_{-0,1}$	-
SDSS J155720,75+180720,2	15 57 20,76	+18 07 20,19	$692^{+85}_{-100}$	2,11 (31)	$18,7^{+0,1}_{-0,1}$	-
SDSS J204448,92-045928,8	20 44 48,92	-04 59 28,80	$1948^{+238}_{-198}$	40,32 (32)	$16,4^{+0,1}_{-0,1}$	-
SS Aur	06 13 22,40	+47 44 26,10	$251^{+2}_{-2}$	6,60 (33)	$14,32^{+0,02}_{-0,02}$	-
SS Cyg	21 42 42,80	+43 35 09,80	113	1,77 (34)	$11,67^{+0,01}_{-0,01}$	-
SX Lmi	10 54 30,43	+30 06 10,10	$312^{+8}_{-6}$	1,61 (35)	$16,63^{+0,02}_{-0,02}$	$1,6^{+0,2}_{-0,1}$
UCAC3 232-65219	06 32 13,00	+25 36 22,50	-	7,82 (36)	-	-
V1239 Her	17 02 13,25	+32 29 54,10	$301^{+6}_{-6}$	2,40 (37)	$17,79^{+0,02}_{-0,02}$	-
V2690 Oph	16 37 22,21	-00 19 57,11	$1254^{+934}_{-462}$	1,62 (38)	$19,99^{+0,02}_{-0,02}$	-
V344 Ori	06 15 18,94	+15 30 59,40	$819^{+102}_{-90}$	5,61 (23)	$17,91^{+0,02}_{-0,02}$	$0,9^{+0,4}_{-0,3}$
V368 Peg	22 58 43,48	+11 09 11,92	$529^{+92}_{-68}$	1,65 (39)	$19,02^{+0,01}_{-0,01}$	-
V405 Peg	23 09 49,09	+21 35 17,00	$172^{+1}_{-1}$	4,26 (40)	$15,37^{+0,01}_{-0,01}$	-
V493 Ser	15 56 44,22	-00 09 50,23	$292^{+11}_{-12}$	1,92 (41)	$18,24^{+0,01}_{-0,01}$	-
V589 Her	16 22 07,15	+19 22 36,60	$1097^{+238}_{-151}$	2,17 (42)	$18,75^{+0,03}_{-0,03}$	-
V627 Peg	21 38 06,63	+26 19 56,03	99	1,31 (43)	$15,64^{+0,005}_{-0,005}$	-
V844 Her	16 25 01,74	+39 09 26,36	$305^{+5}_{-5}$	1,31 (44)	$17,44^{+0,01}_{-0,01}$	-
WY Tri	02 25 00,47	+32 59 55,55	$501^{30}_{-27}$	1,82 (25)	$17,52^{+0,02}_{-0,02}$	-

Colunas: (1) - Nome das fontes; (2) - Ascensão reta; (3) - Declinação; (4) - Distâncias geométricas a partir de Bailer-Jones et al. (2021); (5) - Períodos orbitais encontrados na literatura; (6) - Valor médio da magnitude G corrigida por calibração conforme Gaia Collaboration (2021) ; (7) - Luminosidade em raios X (0,3-2,3 keV) via eROSITA/eRASS1 (Merloni et al., 2024).

Referências: (1) - Thorstensen et al. (2015); (2) - Arenas & Mennickent (1998); (3) - Uemura et al. (2010); (4) - Sheets et al. (2007); (5) - Thorstensen (1997); (6) - Thorstensen

(2020); (7) - Nogami et al. (1996); (8) - Spogli & Claudi (1994); (9) - Feline et al. (2004); (10) - Mukadam et al. (2007); (11) - Thorstensen et al. (1997); (12) - Neustroev et al. (2013); (13) - Crampton et al. (1986); (14) - Howell et al. (1995b); (15) - Southworth et al. (2007); (16) - Kato et al. (2002); (17) - Pretorius et al. (2004); (18) - Szkody et al. (2005); (19) - Southworth et al. (2006); (20) - Borges et al. (2008); (21) - Gänsicke et al. (2009); (22) - Copperwheat et al. (2010); (23) - Thorstensen et al. (2010); (24) - Thorstensen et al. (2017); (25) - Kato et al. (2009); (26) - Kato et al. (2019); (27) - Southworth et al. (2007b); (28) - Thorstensen et al. (2017); (29) - Thorstensen et al. (2015); (30) - Krajci & Wils (2010); (31) - Szkody et al. (2009); (32) - Peters & Thorstensen (2005); (33) - Shafter & Harkness (1986); (34) - Joy (1956); (35) - Wagner et al. (1998); (36) - Dai et al. (2016); (37) - Boyd et al. (2006); (38) - Southworth et al. (2008); (39) - Kato et al. (2010); (40) - Thorstensen et al. (2009); (41) - Woudt et al. (2004); (42) - Szkody et al. (2011); (43) - Sun et al. (2021); (44) - Thorstensen et al. (2002).

Tabela B.2: Amostra 1: sistemas PIBLs com espectros ópticos SDSS e Lamost, ou com medidas de linhas espectrais disponíveis na literatura.

Nome	RA (h m s)	DEC (° ' ")	d (pc)	$P_{orb}$ (h)	Magnitude G (mag)	$L_{x;0,3-10keV}$ ( $10^{31}$ erg s $^{-1}$ )
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
V598 Peg	23 33 25,92	+15 22 22,15	609,16 $^{+79,51}_{-66,91}$	1,39 (1)	18,71 $^{+0,01}_{-0,01}$	4,9
DW Cnc	07 58 53,04	+16 16 45,17	203,12 $^{+1,62}_{-1,73}$	1,44 (2)	15,45 $^{+0,02}_{-0,02}$	8,9
V455 And	23 34 01,45	+39 21 40,87	-	1,35 (3)	16,03 $^{+0,01}_{-0,01}$	0,0028
DQ Her	18 07 30,25	+45 51 32,56	491,10 $^{+3,68}_{-3,93}$	4,65 (4)	14,59 $^{+0,01}_{-0,01}$	0,035
EX Hya	12 52 24,22	-29 14 56,00	-	1,64 (5)	13,25 $^{+0,01}_{-0,01}$	0,066
CTCV J2056-3014	20 56 52,15	-30 14 39,11	253,72 $^{+5,91}_{-4,17}$	1,76 (6)	16,93 $^{+0,02}_{-0,02}$	1,81
HT Cam	07 57 01,34	+63 06 02,00	359,62 $^{+6,49}_{-5,48}$	1,43 (7)	16,60 $^{+0,01}_{-0,01}$	8,7
DO Dra	11 43 38,49	+71 41 20,56	194,87 $^{+1,11}_{-0,99}$	3,97 (8)	15,24 $^{+0,02}_{-0,02}$	28,0

Colunas: (1) - Nome das fontes; (2) - Ascensão reta; (3) - Declinação; (4) - Distâncias geométricas a partir de Bailer-Jones et al. (2021); (5) - Períodos orbitais encontrados na literatura; (6) - Valor médio da magnitude G corrigida por calibração conforme Gaia Collaboration (2021) ; (7) - Luminosidade em raios X (0,3-2,3 keV) via eROSITA/eRASS1 (Merloni et al., 2024).

\*Luminosidade em raios X (0,3 - 10keV) via Mukai (2022).

Referências: (1) - Southworth et al. (2007a); (2) - (Patterson et al., 2004); (3) - Araujo-Betancor et al. (2005); (4) - Wood et al. (2005); (5) - Sterken et al. (1983); (6) - Augusteijn et al. (2010); (7) - Kemp et al. (2002); (8) - Haswell et al. (1997).

Tabela B.3: Amostra 1: sistemas polares com espectros ópticos SDSS e linhas em emissão mensuráveis.

Nome	RA (h m s)	DEC (° ' ")	d (pc)	$P_{orb}$ (h)	Magnitude G (mag)	$L_{x,0.3-2.3keV}$ ( $10^{31} \text{ erg s}^{-1}$ )
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
AN UMa	11 04 25,65	+45 03 13,8	$333,42^{+5,33}_{-5,48}$	1,91 (1)	$16,56^{+0,02}_{-0,02}$	-
AP CrB	15 54 12,40	+27 21 51,2	-	2,53 (2)	-	-
AR UMa	11 15 44,59	+42 58 22,4	-	1,93 (3)	$16,24^{+0,01}_{-0,01}$	-
CSS 110920:153024+220646	15 30 23,65	+22 06 46,5	$330,85^{+22,37}_{-21,78}$	-	$19,50^{+0,02}_{-0,02}$	-
DDE 32	16 19 35,76	+52 46 31,9	$449,89^{+35,72}_{-29,42}$	-	$19,28^{+0,03}_{-0,03}$	-
EG Lyn	08 20 51,08	+49 34 31,8	$870,38^{+391,48}_{-241,21}$	1,66 (4)	$20,33^{+0,01}_{-0,01}$	-
EK UMa	10 51 35,16	+54 04 36,1	$753,86^{+128,94}_{-114,83}$	1,91 (5)	$18,87^{+0,02}_{-0,02}$	-
EU Lyn	07 52 40,45	+36 28 23,3	$631,53^{+224,38}_{-185,94}$	2,74 (6)	$20,00^{+0,09}_{-0,09}$	-
EU UMa	11 49 55,70	+28 45 07,3	$286,94^{+15,79}_{-14,91}$	1,50 (7)	$18,88^{+0,02}_{-0,02}$	-
EV UMa	13 07 53,86	+53 51 30,4	$673,22^{+60,54}_{-48,58}$	1,33 (8)	$19,84^{+0,02}_{-0,02}$	-
FL Cet	01 55 43,40	+00 28 07,2	-	1,45 (9)	$18,65^{+0,07}_{-0,07}$	-
FR Lyn	08 54 14,02	+39 05 37,4	$478,45^{+47,85}_{-42,37}$	1,89 (10)	$19,20^{+0,03}_{-0,03}$	$1,33^{+0,22}_{-0,22}$
GG Leo	10 15 34,68	+09 04 42,0	$258,07^{+11,23}_{-9,87}$	1,33 (11)	$18,37^{+0,04}_{-0,04}$	$0,06^{+0,03}_{-0,03}$
HU Leo	09 24 44,47	+08 01 51,0	$550,75^{+102,93}_{-85,56}$	2,19 (12)	$18,76^{+0,03}_{-0,03}$	$0,43^{+0,15}_{-0,15}$
MGAB-V3545	07 49 17,11	+36 54 28,1	$820,27^{+187,80}_{-129,10}$	-	$19,17^{+0,03}_{-0,03}$	$0,98^{+0,34}_{-0,34}$
MR Ser	15 52 47,34	+18 56 25,6	-	1,89 (13)	-	-
PW Aqr	20 50 17,86	-05 36 26,9	-	1,57 (14)	-	-
SDSS J014227,07+001729,8	01 42 27,07	+00 17 29,9	$697,61^{+261,15}_{-159,17}$	-	$19,89^{+0,02}_{-0,02}$	-
SDSS J014732,85+144443,3	01 47 32,85	+14 44 43,3	$907,83^{+721,76}_{-309,98}$	-	$19,91^{+0,01}_{-0,01}$	-
SDSS J032855,00+052254,2	03 28 55,11	+05 22 53,5	-	2,03 (15)	-	-
SDSS J085909,18+053654,5	08 59 09,18	+05 36 54,5	$440,87^{+21,56}_{-20,13}$	2,40 (16)	$18,07^{+0,01}_{-0,01}$	$0,88^{+0,17}_{-0,17}$
SDSS J092122,84+203857,1	09 21 22,84	+20 38 56,9	$705,95^{+783,34}_{-243,48}$	1,40 (17)	$20,37^{+0,02}_{-0,02}$	-
SDSS J093839,25+534403,8	09 38 39,25	+53 44 03,8	$3920,71^{+2,163,71}_{-1,161,31}$	-	$18,81^{+0,01}_{-0,01}$	-
SDSS J120724,69+223529,8	12 07 24,69	+22 35 29,8	-	-	-	-
SDSS J133309,19+143706,9	13 33 09,19	+14 37 06,9	$2028,56^{+1,276,77}_{-533,93}$	2,21 (18)	$19,55^{+0,02}_{-0,02}$	-
SDSS J134441,83+204408,3	13 44 41,83	+20 44 08,6	$598,58^{+52,77}_{-45,54}$	1,66 (19)	$18,09^{+0,02}_{-0,02}$	-
SDSS J142256,31-022108,1	14 22 56,32	-02 21 08,0	$1676,81^{+1,087,44}_{-495,60}$	3,37 (20)	$19,09^{+0,01}_{-0,01}$	$2,08^{+0,70}_{-0,70}$
SDSS J153817,35+512338,0	15 38 17,34	+51 23 38,0	$613,15^{+34,73}_{-39,90}$	1,55 (21)	$18,37^{+0,01}_{-0,01}$	-
SDSS J162608,16+332827,8	16 26 08,16	+33 28 27,8	$2429,73^{+1,320,54}_{-663,92}$	-	$19,19^{+0,04}_{-0,04}$	-
V0479 And	00 18 56,93	+34 54 44,2	$2027,94^{+407,51}_{-259,25}$	14,26 (22)	$17,12^{+0,01}_{-0,01}$	-
V0519 Ser	16 10 07,51	+03 52 32,8	$339,76^{+10,30}_{-10,29}$	3,17 (23)	$17,15^{+0,05}_{-0,05}$	-
V0654 Aur	07 29 10,71	+36 58 38,6	$1344,46^{+775,86}_{-455,76}$	2,50 (24)	$20,01^{+0,02}_{-0,02}$	-
V1189 Her	16 29 36,55	+26 35 19,7	$714,13^{+121,66}_{-78,55}$	2,23 (25)	$19,15^{+0,03}_{-0,03}$	-
V1237 Her	17 00 53,30	+40 03 57,8	$522,91^{+31,08}_{-25,46}$	1,94 (26)	$18,29^{+0,04}_{-0,04}$	-
ZTF18aalmdl	08 35 49,89	+29 26 37,1	$1244,89^{+656,89}_{-442,54}$	-	$19,85^{+0,02}_{-0,02}$	-

Colunas: (1) - Nome das fontes; (2) - Ascensão reta; (3) - Declinação; (4) - Distâncias geométricas a partir de Bailer-Jones et al. (2021); (5) - Períodos orbitais encontrados na literatura; (6) - Valor médio da magnitude G corrigida por calibração conforme Gaia

Collaboration (2021) ; (7) - Luminosidade em raios X (0,3-2,3 keV) via eROSITA/eRASS1 (Merloni et al., 2024).

Referências: (1) - Bonnet-Bidaud et al. (1996); (2) - Thorstensen & Fenton (2002); (3) - Schmidt et al. (1999); (4) - Schwobe et al. (2002); (5) - Beuermann et al. (2009); (6) - Homer et al. (2005); (7) - Howell et al. (1995a); (8) - Osborne et al. (1994); (9) - O'Donoghue et al. (2006); (10) - Dillon et al. (2008); (11) - Burwitz et al. (1998); (12) - Southworth et al. (2010); (13) - Southworth et al. (2010); (14) - Homer et al. (2006); (15) - Szkody et al. (2007); (16) - Gänsicke et al. (2009); (17) - Southworth et al. (2015); (18) - Schmidt et al. (2008); (19) - Szkody et al. (2014); (20) - Marsh et al. (2002); (21) - Gänsicke et al. (2009); (22) - Dillon et al. (2008); (23) - Rodrigues et al. (2006); (24) - Szkody et al. (2002); (25) - Gänsicke et al. (2009); (26) - Homer et al. (2005).

Tabela B.4: Amostra 2: sistemas identificados a partir do SPLUS como potenciais variáveis cataclísmicas

idsel	RA (h m s)	DEC ( $^{\circ}$ ' ")	d (pc)	Magnitude G (mag)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)
2	04 11 35,28	-30 22 14,60	$613^{+16}_{-17}$	$17,04^{+0,03}_{-0,03}$
3	21 06 48,02	-40 20 03,70	$2095^{+343}_{-259}$	$16,41^{+0,01}_{-0,01}$
4	10 21 39,31	-28 22 47,50	$499^{+23}_{-9}$	$17,74^{+0,01}_{-0,01}$
5	10 12 58,90	-38 36 01,20	$2157^{+427}_{-367}$	$17,52^{+0,01}_{-0,01}$
7	20 59 57,53	-21 39 34,90	$453^{+29}_{-26}$	$17,67^{+0,01}_{-0,01}$
8	10 41 52,79	-20 28 22,50	$1392^{+765}_{-333}$	$18,27^{+0,05}_{-0,05}$
12	04 52 31,12	-44 11 04,30	$652^{+157}_{-98}$	$19,58^{+0,03}_{-0,03}$
14	20 35 01,47	-00 19 46,30	$966^{+156}_{-30}$	$18,40^{+0,01}_{-0,01}$
15	22 09 03,91	-23 32 41,50	$2911^{+888}_{-623}$	$17,57^{+0,01}_{-0,01}$
16	10 17 59,71	-36 05 13,80	$1477^{+833}_{-409}$	$19,59^{+0,04}_{-0,04}$
20	22 20 28,92	-24 52 34,5	$524^{+60}_{-41}$	$17,99^{+0,01}_{-0,01}$
24	21 16 39,81	-23 43 16,90	$369^{+85}_{-54}$	$19,14^{+0,01}_{-0,01}$
30	13 36 10,79	-13 12 17,20	$781^{+463}_{-179}$	$19,97^{+0,02}_{-0,02}$

Colunas: (1) - Número de identificação das fontes; (2) - Ascensão reta; (3) - Declinação; (4) - Distâncias geométricas a partir de Bailer-Jones et al. (2021); (5) - Valor médio da magnitude G corrigida por calibração conforme Gaia Collaboration (2021).

Tabela B.5: Amostra 1: medidas de largura equivalente, fluxo e FWHM dos sistemas NAs com espectros SDSS.

Nome	H $\alpha$			H $\beta$			HeII $\lambda$ 4686		
	EW ( $\text{\AA}$ )	Fluxo (* (1))	FWHM ( $\text{\AA}$ )	EW ( $\text{\AA}$ )	Fluxo (* (2))	FWHM ( $\text{\AA}$ )	EW ( $\text{\AA}$ )	Fluxo (* (3))	FWHM ( $\text{\AA}$ )
AC LMi	155,42 $\pm$ 9,91	1.717,48 $\pm$ 13,69	29,73 $\pm$ 0,49	133,74 $\pm$ 11,19	1.840,68 $\pm$ 16,57	27,62 $\pm$ 0,74	8,27 $\pm$ 9,31	138,80 $\pm$ 14,70	40,96 $\pm$ 12,30
BC UMa	95,71 $\pm$ 6,83	977,28 $\pm$ 8,59	31,26 $\pm$ 0,59	37,28 $\pm$ 4,13	633,10 $\pm$ 8,79	23,85 $\pm$ 0,72	-	-	-
BZ UMa	194,19 $\pm$ 8,37	18.562,57 $\pm$ 99,26	26,84 $\pm$ 0,18	179,18 $\pm$ 7,30	20.409,40 $\pm$ 95,09	23,79 $\pm$ 0,17	12,23 $\pm$ 2,86	1.864,39 $\pm$ 42,88	38,24 $\pm$ 2,17
CC CNc	99,15 $\pm$ 7,52	1.877,36 $\pm$ 15,63	36,99 $\pm$ 0,81	121,04 $\pm$ 11,23	2.336,80 $\pm$ 20,78	37,96 $\pm$ 0,93	6,29 $\pm$ 8,88	155,89 $\pm$ 18,89	50,57 $\pm$ 15,32
CRTSJ0337	157,42 $\pm$ 45,12	13,36 $\pm$ 0,74	8,26 $\pm$ 2,90	-	-	-	-	-	-
CT Hya	81,88 $\pm$ 6,02	1.018,51 $\pm$ 7,98	37,05 $\pm$ 0,84	67,14 $\pm$ 5,56	1.175,11 $\pm$ 9,36	35,99 $\pm$ 0,84	5,12 $\pm$ 4,93	100,97 $\pm$ 8,54	46,39 $\pm$ 10,97
DV UMa	69,56 $\pm$ 6,89	389,03 $\pm$ 4,71	41,21 $\pm$ 0,72	25,33 $\pm$ 8,71	179,55 $\pm$ 5,64	44,91 $\pm$ 3,97	-	-	-
EQ Lyn	92,85 $\pm$ 4,79	647,91 $\pm$ 5,29	16,73 $\pm$ 0,35	28,27 $\pm$ 2,83	342,46 $\pm$ 5,01	12,54 $\pm$ 0,84	-	-	-
FASTT762	31,19 $\pm$ 2,84	879,80 $\pm$ 10,42	26,12 $\pm$ 0,98	20,62 $\pm$ 4,20	769,11 $\pm$ 16,65	26,38 $\pm$ 2,17	-	-	-
GO Com	180,67 $\pm$ 5,86	1.699,25 $\pm$ 6,83	29,89 $\pm$ 0,25	136,31 $\pm$ 6,25	1.562,81 $\pm$ 7,49	27,33 $\pm$ 0,45	10,61 $\pm$ 4,89	157,44 $\pm$ 6,23	42,32 $\pm$ 6,04
GY Cet	149,45 $\pm$ 4,83	845,51 $\pm$ 4,83	12,67 $\pm$ 0,17	48,85 $\pm$ 3,09	564,40 $\pm$ 5,57	9,89 $\pm$ 0,52	0,68 $\pm$ 1,55	10,98 $\pm$ 4,44	5,58 $\pm$ 26,72
GY Cnc	100,30 $\pm$ 4,20	12.432,89 $\pm$ 65,09	31,74 $\pm$ 0,27	97,21 $\pm$ 4,98	9.997,59 $\pm$ 54,11	29,58 $\pm$ 0,36	4,71 $\pm$ 3,54	599,43 $\pm$ 39,26	49,08 $\pm$ 8,23
GZ Cet	41,05 $\pm$ 5,85	417,88 $\pm$ 7,38	32,96 $\pm$ 1,50	17,62 $\pm$ 6,91	213,13 $\pm$ 10,09	22,14 $\pm$ 3,91	4,78 $\pm$ 7,57	74,11 $\pm$ 12,19	37,80 $\pm$ 13,84
HH Cnc	66,54 $\pm$ 4,65	533,14 $\pm$ 6,58	10,89 $\pm$ 0,61	87,58 $\pm$ 12,14	410,19 $\pm$ 8,37	10,37 $\pm$ 1,48	2,36 $\pm$ 6,86	17,37 $\pm$ 7,50	9,27 $\pm$ 33,72
HM Leo	126,98 $\pm$ 6,91	2.356,77 $\pm$ 18,13	17,19 $\pm$ 0,47	102,24 $\pm$ 9,56	1.515,84 $\pm$ 17,63	14,58 $\pm$ 1,10	-	-	-
HP Cet	295,78 $\pm$ 13,17	821,92 $\pm$ 4,58	28,19 $\pm$ 0,41	136,50 $\pm$ 9,19	575,46 $\pm$ 4,58	24,45 $\pm$ 0,52	5,39 $\pm$ 9,95	28,54 $\pm$ 4,77	41,96 $\pm$ 21,20
HW Boo	107,20 $\pm$ 5,77	2.180,51 $\pm$ 14,13	28,86 $\pm$ 0,44	92,19 $\pm$ 6,01	2.248,27 $\pm$ 15,31	27,00 $\pm$ 0,65	5,17 $\pm$ 4,61	149,85 $\pm$ 12,57	37,23 $\pm$ 10,16

*Continua na próxima página*

HY Psc	174,01±15,01	552,16±6,88	18,25±0,91	95,55±16,20	383,26±8,56	16,18±1,64	5,18±15,71	26,14±8,86	28,38±27,96
KS UMa	104,38±4,62	943,83±5,49	22,90±0,45	72,93±3,83	1.025,71±6,64	20,56±0,41	3,95±4,17	69,41±6,98	35,70±12,60
MR UMa	120,93±6,29	2.710,27±19,95	19,93±0,34	86,76±5,90	2.617,67±22,29	19,17±0,49	5,71±6,59	212,83±21,67	47,97±12,41
NSV5285	131,74±13,65	490,42±5,42	40,91±1,20	78,68±13,88	457,64±7,18	40,48±2,26	-	-	-
NY Ser	18,71±4,16	154,66±4,86	24,58±1,88	7,16±4,54	83,48±6,11	22,25±6,85	-	-	-
NZ Boo	127,42±8,02	3.032,80±21,77	45,15±0,41	69,91±6,92	2.738,02±25,80	42,34±0,86	3,89±4,59	191,41±21,72	38,21±12,51
OU Vir	54,58±8,78	587,30±10,49	41,30±1,80	35,85±12,41	588,89±18,29	49,18±3,84	-	-	-
PB7412	56,23±2,84	10.883,35±82,80	13,14±0,43	61,84±3,79	15.849,84±101,90	24,07±0,54	4,71±1,28	1.252,82±48,30	12,30±2,73
QT Aqr	98,47±6,78	725,64±6,40	26,56±0,71	93,96±10,94	777,25±10,13	24,54±1,20	10,79±12,90	93,38±10,66	41,76±12,64
QZ Ser	42,32±3,88	820,18±10,97	21,66±0,78	34,11±5,12	589,55±12,09	17,65±1,17	-	-	-
QZ Vir	177,67±5,30	24.129,96±97,97	22,48±0,12	136,99±3,98	24.038,69±84,70	20,77±0,14	-	-	-
RZ Leo	127,12±6,43	1.320,86±7,57	41,35±0,45	55,37±5,21	773,63±7,55	33,15±0,86	2,20±3,90	37,63±6,84	30,70±20,96
SDSSJ20444	27,31±1,73	2.087,61±23,05	11,33±0,54	22,67±2,18	1.523,86±20,73	11,96±0,90	2,54±2,01	187,60±18,59	15,14±9,50
SX Lmi	81,88±5,17	5.313,76±35,80	38,92±0,62	78,44±5,28	6.710,66±42,19	37,00±0,58	6,57±3,74	651,03±30,84	48,70±7,05
V1239 Her	82,72±6,73	944,88±9,26	37,30±0,54	32,64	462,14	31,15	-	-	-
V2690 Oph	159,53±15,96	320,77±4,84	15,67±1,13	126,97±19,77	279,17±5,93	15,05±1,45	-	-	-
V405 Peg	81,10±3,80	12.604,61±86,96	14,94±0,30	120,03±5,13	9.347,21±55,98	14,16±0,19	-	-	-
V493 Ser	51,81±6,56	550,35±9,01	30,80±1,21	17,95±6,98	261,83±11,95	26,23±3,44	-	-	-
V589 Her	114,73±6,23	1.231,41±9,85	14,31±0,48	97,19±7,35	1.305,82±12,15	12,77±0,89	6,69±5,43	93,51±9,06	15,48±11,10
V844 Her	103,92±6,12	2.154,12±16,81	27,97±0,43	57,80±5,20	1.941,16±20,91	24,11±0,68	2,96±5,28	118,44±21,02	32,24±20,26

Colunas: (1) - Medidas da linha H $\alpha$ ; (2) - Medidas da linha H $\beta$  e (3) - Medidas da linha HeII em 4686 Å.

\*Fluxo em unidades de  $10^{-17}$  erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$  Å $^{-1}$ .

Tabela B.6: Amostra 1: medidas de largura equivalente, fluxo e FWHM dos sistemas NAs com espectros LAMOST.

Nome	H $\alpha$			H $\beta$			HeII $\lambda$ 4686		
	EW ( $\text{\AA}$ )	Fluxo (* (1))	FWHM ( $\text{\AA}$ )	EW ( $\text{\AA}$ )	Fluxo (* (2))	FWHM ( $\text{\AA}$ )	EW ( $\text{\AA}$ )	Fluxo (* (3))	FWHM ( $\text{\AA}$ )
AC LMI	213,22 $\pm$ 12,70	1.674,29 $\pm$ 11,53	30,43 $\pm$ 0,77	136,07 $\pm$ 12,68	1.584,12 $\pm$ 15,84	27,33 $\pm$ 1,02	-	-	-
AK Cnc	87,00 $\pm$ 9,76	1.569,77 $\pm$ 25,18	18,53 $\pm$ 1,39	54,57 $\pm$ 12,28	1.688,16 $\pm$ 44,81	17,32 $\pm$ 3,05	1,71 $\pm$ 6,86	59,60 $\pm$ 36,84	8,64 $\pm$ 47,57
BF Eri	28,43 $\pm$ 4,00	66,55 $\pm$ 1,29	20,28 $\pm$ 1,81	26,89 $\pm$ 3,57	85,24 $\pm$ 2,32	22,86 $\pm$ 1,71	-	-	-
CC Cnc	135,38 $\pm$ 7,11	3.127,59 $\pm$ 20,21	27,24 $\pm$ 0,66	113,22 $\pm$ 11,41	2.799,56 $\pm$ 25,99	35,88 $\pm$ 1,41	10,73 $\pm$ 12,19	284,07 $\pm$ 29,43	43,68 $\pm$ 12,14
CY UMa	126,79 $\pm$ 10,35	5.344,46 $\pm$ 51,77	29,72 $\pm$ 1,06	71,54 $\pm$ 13,31	5.038,34 $\pm$ 101,02	24,43 $\pm$ 2,35	6,79 $\pm$ 14,01	516,12 $\pm$ 105,42	38,45 $\pm$ 20,99
CZ Ori	39,68 $\pm$ 1,28	5.000,54 $\pm$ 21,19	21,75 $\pm$ 0,39	33,45 $\pm$ 2,38	5.947,96 $\pm$ 46,37	18,88 $\pm$ 1,07	0,41 $\pm$ 0,85	81,53 $\pm$ 28,79	6,17 $\pm$ 23,77
FS Aur	36,47 $\pm$ 5,99	3.608,09 $\pm$ 73,19	26,14 $\pm$ 2,53	49,21 $\pm$ 7,01	7.816,62 $\pm$ 111,61	28,22 $\pm$ 2,04	5,97 $\pm$ 4,07	1.035,45 $\pm$ 87,23	18,53 $\pm$ 7,02
GK Per	17,26 $\pm$ 0,94	74.911,90 $\pm$ 617,15	14,77 $\pm$ 0,77	10,19 $\pm$ 2,30	42.863,86 $\pm$ 1.110,69	17,24 $\pm$ 3,59	4,76 $\pm$ 2,02	20.017,97 $\pm$ 1.062,52	17,26 $\pm$ 4,64
GO Com	130,00 $\pm$ 4,88	2.787,81 $\pm$ 11,85	32,87 $\pm$ 0,46	98,63 $\pm$ 5,94	2.651,64 $\pm$ 16,07	29,29 $\pm$ 0,70	8,13 $\pm$ 5,37	243,38 $\pm$ 15,67	39,44 $\pm$ 6,45
GY Cnc	83,75 $\pm$ 18,78	11.416,70 $\pm$ 262,74	63,89 $\pm$ 2,37	43,96 $\pm$ 58,11	4.123,74 $\pm$ 537,86	41,17 $\pm$ 13,35	-	-	-
HH Cnc	38,66 $\pm$ 4,28	394,11 $\pm$ 7,38	20,01 $\pm$ 0,76	31,48 $\pm$ 8,72	292,05 $\pm$ 12,95	10,39 $\pm$ 2,56	-	-	-
HT Cas	160,99 $\pm$ 4,81	12.142,43 $\pm$ 39,57	39,11 $\pm$ 0,22	74,03 $\pm$ 3,73	13.944,71 $\pm$ 68,91	35,13 $\pm$ 0,50	3,09 $\pm$ 3,10	694,91 $\pm$ 66,95	40,42 $\pm$ 10,34
HW Boo	148,67 $\pm$ 8,01	4.378,45 $\pm$ 29,26	25,52 $\pm$ 0,66	114,93 $\pm$ 11,31	4.475,67 $\pm$ 48,37	22,75 $\pm$ 1,24	8,45 $\pm$ 15,65	342,78 $\pm$ 62,06	38,49 $\pm$ 19,45
IP Peg	134,67 $\pm$ 4,05	37.582,23 $\pm$ 128,01	34,03 $\pm$ 0,37	85,60 $\pm$ 4,55	27.580,10 $\pm$ 160,23	26,40 $\pm$ 0,54	4,53 $\pm$ 5,58	1.603,77 $\pm$ 177,41	46,66 $\pm$ 13,23
IR Gem	79,53 $\pm$ 10,51	2.234,17 $\pm$ 34,33	28,36 $\pm$ 2,10	69,13 $\pm$ 19,46	2.529,31 $\pm$ 99,77	15,26 $\pm$ 2,43	7,65 $\pm$ 17,77	304,23 $\pm$ 97,83	13,71 $\pm$ 22,86
IU Leo	21,73 $\pm$ 1,86	3.405,92 $\pm$ 36,73	17,99 $\pm$ 1,59	19,25 $\pm$ 4,46	3.251,44 $\pm$ 83,70	18,34 $\pm$ 3,61	-	-	-
KS UMa	94,30 $\pm$ 7,60	2.764,66 $\pm$ 29,52	22,30 $\pm$ 1,00	63,80 $\pm$ 12,31	2.681,34 $\pm$ 58,97	19,73 $\pm$ 2,43	-	-	-

*Continua na próxima página*

MR UMa	253,25±119,07	2.405,46±138,87	26,70±6,40	37,76±25,29	1.521,25±140,06	17,50±5,99	-	-	-
NY Ser	42,23±6,83	1.532,29±31,21	26,47±1,98	35,85±11,10	1.819,58±59,35	28,81±3,56	-	-	-
NZ Boo	183,58±8,43	8.101,09±42,39	39,86±0,47	65,45±6,98	5.286,37±59,05	32,96±1,05	2,63±4,93	252,69±52,47	27,21±17,77
SDSSJ0940	84,63±5,71	1.962,24±15,18	28,87±0,99	71,40±11,21	1.569,71±22,66	27,99±2,54	12,16±10,81	284,25±23,16	42,51±9,86
SDSSJ1557	39,74±21,67	7,72±0,53	27,22±6,66	96,69±12,03	25,40±4,89	33,48± 2,54	-	-	-
SS Aur	82,55±0,89	55.307,40±61,26	31,60±0,20	79,04±1,31	62.726,97±97,58	30,26±0,22	6,07±1,02	5.128,38±81,24	41,25±1,75
SS Cyg	38,08±0,63	291.687,53±513,52	40,98±0,22	26,61±0,69	177.538,88±545,71	20,37±0,27	-	-	-
SX Lmi	66,88±5,14	3.513,01±27,26	44,30±1,11	60,51±7,11	4.641,40±32,41	45,00±1,56	4,90±4,55	409,12±34,86	40,33±10,64
UCAC3 232	27,01±6,49	9.898,00±238,71	34,37±4,22	17,33±8,24	6.775,81±366,79	19,59±6,46	-	-	-
V1239 Her	65,56±26,10	1.195,45±55,69	33,46±5,01	-	-	-	-	-	-
V344 Ori	81,94±9,45	840,73±13,09	21,13±1,44	94,56±23,89	1.128,67±32,49	18,30±3,61	-	-	-
V368 Peg	38,51±14,30	533,48±23,05	24,16±6,52	23,54±16,63	452,68±36,44	19,25±9,76	-	-	-
V405 Peg	116,21±2,57	7.791,07±25,68	26,65±0,15	82,47±4,32	5.056,47±34,48	14,98±0,52	-	-	-
V627 Peg	25,74±2,04	8.910,05±88,43	25,38±1,03	14,70±2,63	7.658,43±174,24	19,25±1,69	-	-	-
WY Tri	96,11±4,78	3.237,97±17,50	35,60±0,68	72,51±6,27	3.074,42±25,03	32,95±1,12	8,28±7,02	382,28±27,16	41,91±12,15

Colunas: (1) - Medidas da linha H $\alpha$ ; (2) - Medidas da linha H $\beta$  e (3) - Medidas da linha HeII em 4686 Å.

\*Fluxo em unidades de  $10^{-17}$  erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$  Å $^{-1}$ .

Tabela B.7: Amostra 1: medidas de largura equivalente, fluxo e FWHM dos sistemas PIBLs com espectros SDSS ou medidas de linhas disponíveis na literatura.

Nome	H $\alpha$			H $\beta$			HeII $\lambda$ 4686		
	EW ( $\text{\AA}$ )	Fluxo (* (1))	FWHM ( $\text{\AA}$ )	EW ( $\text{\AA}$ )	Fluxo (* (2))	FWHM ( $\text{\AA}$ )	EW ( $\text{\AA}$ )	Fluxo (* (3))	FWHM ( $\text{\AA}$ )
V598 Peg	81,82 $\pm$ 8,12	748,36 $\pm$ 7,96	35,97 $\pm$ 1,45	63,29 $\pm$ 9,47	833,48 $\pm$ 12,41	35,50 $\pm$ 1,68	5,08 $\pm$ 6,83	76,38 $\pm$ 11,14	26,20 $\pm$ 14,67
DW Cnc	149,32 $\pm$ 6,10	27.122,08 $\pm$ 138,12	28,17 $\pm$ 0,21	154,08 $\pm$ 9,17	36.777,01 $\pm$ 175,84	41,95 $\pm$ 0,42	4,92 $\pm$ 1,62	1.107,35 $\pm$ 40,14	24,17 $\pm$ 3,72
DW Cnc **	197,47 $\pm$ 3,38	31.103,23 $\pm$ 52,64	34,56 $\pm$ 0,28	160,83 $\pm$ 4,87	35.218,06 $\pm$ 102,37	28,55 $\pm$ 0,36	10,80 $\pm$ 2,44	2.544,27 $\pm$ 68,34	17,56 $\pm$ 2,66
V455 And (A)	185,00 $\pm$ 14,00	-	28,70 $\pm$ 0,10	75,00	-	23,90 $\pm$ 0,10	-	-	-
DQ Her (B)	116	90,80	-	33,30	33,30	-	12,80	14,80	-
EX Hya (C)	-	-	-	67,60 $\pm$ 0,40	-	-	7,10 $\pm$ 0,30	-	-
CTCV J2056 (D)	243	-	-	196	-	-	8,00	-	-
HT Cam (E)	161	-	-	121	-	-	14,00	-	-
DO Dra (B)	124	173	-	129	129	-	12,70	12,70	-

Colunas: (1) - Medidas da linha H $\alpha$ ; (2) - Medidas da linha H $\beta$  e (3) - Medidas da linha HeII em 4686  $\text{\AA}$ .

\*Fluxo em unidades de  $10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ .

\*\*Medidas coletadas do espectro LAMOST.

Referências: (A) - Araujo-Betancor et al. (2005); (B) - Williams (1983); (C) - Hellier et al. (1987); (D) - Augusteijn et al. (2010); (E) - Kemp et al. (2002).

Tabela B.8: Amostra 1: medidas de largura equivalente, fluxo e FWHM dos sistemas polares com espectros SDSS.

Nome	H $\alpha$			H $\beta$			HeII $\lambda$ 4686		
	EW ( $\text{\AA}$ )	Fluxo (* (1))	FWHM ( $\text{\AA}$ )	EW ( $\text{\AA}$ )	Fluxo (* (2))	FWHM ( $\text{\AA}$ )	EW ( $\text{\AA}$ )	Fluxo (* (3))	FWHM ( $\text{\AA}$ )
AN UMa	19,59 $\pm$ 2,74	1.246,82 $\pm$ 45,52	27,83 $\pm$ 2,85	24,34 $\pm$ 3,36	1.804,34 $\pm$ 55,78	26,64	8,64 $\pm$ 1,23	1.123,37 $\pm$ 36,54	12,30 $\pm$ 5,42
AP CrB	38,92	1.188,41	56,24	8,06	594,46	15,33	9,23	667,59	5,04
AR UMa	-	-	-	1,51 $\pm$ 0,15	181,34 $\pm$ 22,43	35,85 $\pm$ 4,43	0,72 $\pm$ 1,30	100,01 $\pm$ 21,03	12,31 $\pm$ 3,17
CSS 110920	25,09 $\pm$ 0,79	271,86 $\pm$ 15,63	14,51 $\pm$ 2,86	30,26 $\pm$ 0,62	416,87 $\pm$ 8,57	11,41 $\pm$ 1,57	14,05 $\pm$ 1,47	218,23 $\pm$ 13,96	6,91 $\pm$ 0,56
DDE 32	37,11 $\pm$ 2,41	290,63 $\pm$ 12,24	20,25 $\pm$ 1,05	51,37 $\pm$ 3,36	384,05 $\pm$ 10,34	19,02 $\pm$ 2,65	11,50 $\pm$ 3,85	104,04 $\pm$ 5,10	12,00 $\pm$ 2,43
EG Lyn	41,69 $\pm$ 5,36	133,69 $\pm$ 3,04	11,03 $\pm$ 0,87	41,94	188,37	8,12	15,50	85,36	5,47
EK UMa	68,85	205,19	29,88	41,54	250,51	21,22	20,83 $\pm$ 8,47	135,23 $\pm$ 6,50	18,83 $\pm$ 3,90
EU Lyn	24,01 $\pm$ 0,83	172,41 $\pm$ 5,96	24,07 $\pm$ 5,38	30,42 $\pm$ 0,77	244,34 $\pm$ 6,17	31,54 $\pm$ 1,51	17,50 $\pm$ 0,75	149,05 $\pm$ 6,38	11,74 $\pm$ 0,54
EU UMa	60,76	1.422,46	19,00	49,05	1.567,51	10,95	32,08	1.191,59	7,36
EV UMa	8,99	573,45	13,85	9,73	1.506,41	18,71	7,43 $\pm$ 2,20	1.286,89 $\pm$ 48,83	12,31 $\pm$ 3,27
FL Cet	88,19 $\pm$ 10,07	367,05 $\pm$ 6,19	13,78 $\pm$ 1,72	195,85 $\pm$ 20,79	434,70 $\pm$ 7,80	9,95 $\pm$ 0,61	54,93 $\pm$ 10,22	331,81 $\pm$ 8,54	7,75 $\pm$ 2,43
FR Lyn	20,59 $\pm$ 5,83	165,53 $\pm$ 7,16	16,64 $\pm$ 2,97	11,98 $\pm$ 5,90	202,89 $\pm$ 12,61	17,52 $\pm$ 5,41	7,42 $\pm$ 8,16	133,80 $\pm$ 15,49	35,60 $\pm$ 10,03
GG Leo	24,99	1.373,58	29,60	37,06	1.973,12	21,84	7,28	431,43	17,48
HU Leo	50,93 $\pm$ 7,15	448,77 $\pm$ 7,91	26,12 $\pm$ 1,15	71,97 $\pm$ 10,88	478,57 $\pm$ 8,67	16,69 $\pm$ 1,43	16,76 $\pm$ 5,30	135,32 $\pm$ 5,93	10,38 $\pm$ 3,61
MGAB-V3545	11,44 $\pm$ 11,22	7,08 $\pm$ 1,02	17,22 $\pm$ 11,97	9,47 $\pm$ 1,00	12,96 $\pm$ 1,18	43,44 $\pm$ 3,77	-	-	-
MR Ser	31,45 $\pm$ 4,36	391,87 $\pm$ 35,49	27,20 $\pm$ 2,44	32,25 $\pm$ 11,57	585,93 $\pm$ 21,67	29,41 $\pm$ 3,79	11,46 $\pm$ 6,42	268,85 $\pm$ 18,50	14,10 $\pm$ 6,84
PW Aqr	88,59 $\pm$ 8,16	915,79 $\pm$ 8,44	43,84 $\pm$ 1,22	99,43 $\pm$ 9,77	1.200,76 $\pm$ 11,61	31,49 $\pm$ 1,12	52,88 $\pm$ 7,04	670,90 $\pm$ 9,93	21,03 $\pm$ 1,50

*Continua na próxima página*

SDSS J0142	67,28±8,52	509,83±32,45	32,98±3,07	73,82±5,89	760,94±42,81	25,56±2,31	24,75±4,48	289,24±7,39	11,64±1,16
SDSS J0147	39,66±12,47	58,66±3,21	8,73±4,08	8,53±5,82	18,53±2,48	5,03±6,31	-	-	-
SDSS J0328	30,55±0,56	7.400,14± 123,45	11,64±2,58	25,16±1,58	5.774,68± 85,45	4,14±0,32	32,15±2,62	1977,00±63,25	8,35±1,86
SDSS J0859	45,86	514,56	16,11	28,37	424,20	10,12	14,36	241,50	5,92
SDSS J0921	23,22±11,43	178,66±10,82	27,54±6,39	5,15±5,53	67,65±11,24	6,24±18,92	4,40±6,85	44,05±10,69	9,16±15,40
SDSS J0938	31,05±2,17	284,05±3,68	9,85±0,62	17,12±2,64	193,46±4,54	8,08±1,93	12,13±2,40	139,07±4,35	8,13±2,03
SDSS J1207	50,82±16,04	125,11±5,32	22,99±3,52	57,31±22,94	156,10±7,71	19,44±4,11	14,16±11,94	57,11±6,66	10,96±9,78
SDSS J1333	110,17±4,81	134,94±5,05	30,10±5,42	141,24±9,14	173,37±4,93	26,96±3,69	40,50±3,84	54,61±66,44	27,17±3,04
SDSS J1344	26,41±8,89	172,58±6,89	33,04±3,86	9,38	132,42±8,26	31,68±4,67	-	-	-
SDSS J1422	84,19±0,00	340,29±6,83	20,31±2,79	195,86±24,71	378,46±8,61	17,04±2,03	54,93±10,22	339,84±8,55	8,48±3,16
SDSS J1538	163,04±9,67	1.221,73±8,31	29,52±0,56	101,35±6,18	1.493,37±10,24	24,18±0,47	7,23±0,33	115,01±5,33	31,05±2,37
SDSS J1626	24,70±6,11	231,06±8,10	22,24±2,61	10,90±6,14	205,79±14,18	17,62±6,56	9,71±4,77	208,96±13,70	14,99±4,72
V0479 And	41,50±2,10	1.536,72±10,39	23,17±0,46	43,25±2,79	1.504,32±15,14	11,03±0,27	19,47±1,53	867,80±11,23	9,14±0,42
V0519 Ser	32,74±2,83	4.146,19±38,77	23,23±0,96	40,04±3,60	4.944,59±49,64	20,71±0,88	21,98±0,30	2.901,85±40,00	12,47±1,01
V0654 Aur	27,42±14,37	51,98±3,71	22,07±6,19	57,85±29,99	85,68±5,29	22,57±5,37	12,92±7,56	31,59±3,71	4,52±5,32
V1189 Her	98,98±5,46	539,40±23,53	27,89±2,38	170,49±12,84	683,81± 43,26	14,51±1,42	26,68±8,93	283,04±14,60	8,69±2,63
V1237 Her	13,11±0,77	126,59± 10,23	12,90±2,65	10,29±0,41	113,95±4,57	25,01±2,53	3,84±2,23	46,24±4,04	8,68±6,80
ZTF18aalmdcl	49,19±9,74	69,42±2,70	7,26±2,27	48,86±10,31	75,25±2,85	5,64±2,20	15,45±9,51	26,90±2,88	5,20±7,94

Colunas: (1) - Medidas da linha H $\alpha$ ; (2) - Medidas da linha H $\beta$  e (3) - Medidas da linha HeII em 4686 Å.

\*Fluxo em unidades de  $10^{-17}$  erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$  Å $^{-1}$ .

Tabela B.9: Amostra 2: medidas de largura equivalente, fluxo e FWHM dos sistemas identificados a partir do SPLUS como potenciais variáveis cataclísmicas.

Nome	H $\alpha$			H $\beta$			HeII $\lambda$ 4686		
	EW ( $\text{\AA}$ )	Fluxo (* (1)	FWHM ( $\text{\AA}$ )	EW ( $\text{\AA}$ )	Fluxo (* (2)	FWHM ( $\text{\AA}$ )	EW ( $\text{\AA}$ )	Fluxo (* (3)	FWHM ( $\text{\AA}$ )
SPLUS #2	107,44 $\pm$ 4,47	11.759,14 $\pm$ 43,18	34,39 $\pm$ 0,56	68,25 $\pm$ 2,61	10.514,43 $\pm$ 39,30	27,53 $\pm$ 0,49	32,70 $\pm$ 3,48	5.930,74 $\pm$ 48,73	51,46 $\pm$ 1,38
SPLUS #3	27,26 $\pm$ 4,34	872,10 $\pm$ 14,10	25,27 $\pm$ 1,89	13,19 $\pm$ 2,18	760,13 $\pm$ 13,43	22,27 $\pm$ 1,93	14,82 $\pm$ 3,07	925,06 $\pm$ 16,58	27,25 $\pm$ 3,70
SPLUS #4	86,43 $\pm$ 5,67	2.535,96 $\pm$ 15,16	34,30 $\pm$ 0,80	63,41 $\pm$ 4,47	2.639,84 $\pm$ 16,26	35,56 $\pm$ 1,09	6,84 $\pm$ 4,48	321,54 $\pm$ 17,00	46,06 $\pm$ 8,38
SPLUS #5	19,33 $\pm$ 3,92	322,91 $\pm$ 6,54	23,74 $\pm$ 2,68	6,27 $\pm$ 1,98	167,53 $\pm$ 5,89	18,02 $\pm$ 4,01	-	-	-
SPLUS #7	165,56 $\pm$ 6,49	3.609,47 $\pm$ 11,43	37,20 $\pm$ 0,60	109,58 $\pm$ 3,05	3.633,87 $\pm$ 9,75	25,11 $\pm$ 0,38	17,07 $\pm$ 4,83	528,07 $\pm$ 11,93	52,18 $\pm$ 3,52
SPLUS #8	31,13 $\pm$ 5,03	474,95 $\pm$ 8,37	24,16 $\pm$ 1,63	11,49 $\pm$ 2,89	363,41 $\pm$ 9,13	24,45 $\pm$ 3,23	4,90 $\pm$ 3,74	176,32 $\pm$ 11,63	61,49 $\pm$ 7,39
SPLUS #12	213,29 $\pm$ 5,16	1.129,75 $\pm$ 2,21	45,43 $\pm$ 0,32	122,86 $\pm$ 2,76	978,19 $\pm$ 1,99	31,12 $\pm$ 0,32	14,97 $\pm$ 3,04	130,04 $\pm$ 2,18	47,11 $\pm$ 2,49
SPLUS #14	76,53 $\pm$ 6,11	652,70 $\pm$ 4,59	37,22 $\pm$ 1,00	70,3 $\pm$ 4,93	744,93 $\pm$ 4,61	34,71 $\pm$ 0,95	6,02 $\pm$ 4,76	70,37 $\pm$ 4,52	44,39 $\pm$ 9,05
SPLUS #16	68,42 $\pm$ 13,76	437,01 $\pm$ 8,66	26,53 $\pm$ 2,49	47,65 $\pm$ 10,75	363,22 $\pm$ 8,36	23,50 $\pm$ 2,90	7,91 $\pm$ 13,97	59,35 $\pm$ 9,57	39,18 $\pm$ 19,50
SPLUS #24	60,97 $\pm$ 9,66	181,30 $\pm$ 2,81	38,40 $\pm$ 1,48	10,79 $\pm$ 4,08	63,13 $\pm$ 2,56	27,02 $\pm$ 3,77	-	-	-
SPLUS #30	124,87 $\pm$ 22,21	214,20 $\pm$ 3,30	30,67 $\pm$ 1,72	46,2 $\pm$ 19,25	74,47 $\pm$ 3,09	22,84 $\pm$ 4,74	-	-	-

Colunas: (1) - Medidas da linha H $\alpha$ ; (2) - Medidas da linha H $\beta$  e (3) - Medidas da linha HeII em 4686  $\text{\AA}$ .

\*Fluxo em unidades de  $10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ .



# Apêndice C

## Espectros ópticos e curvas de luz

### ASAS-SN

As figuras das NAs apresentadas neste apêndice foram extraídas do Trabalho de Conclusão de Curso da mestranda.

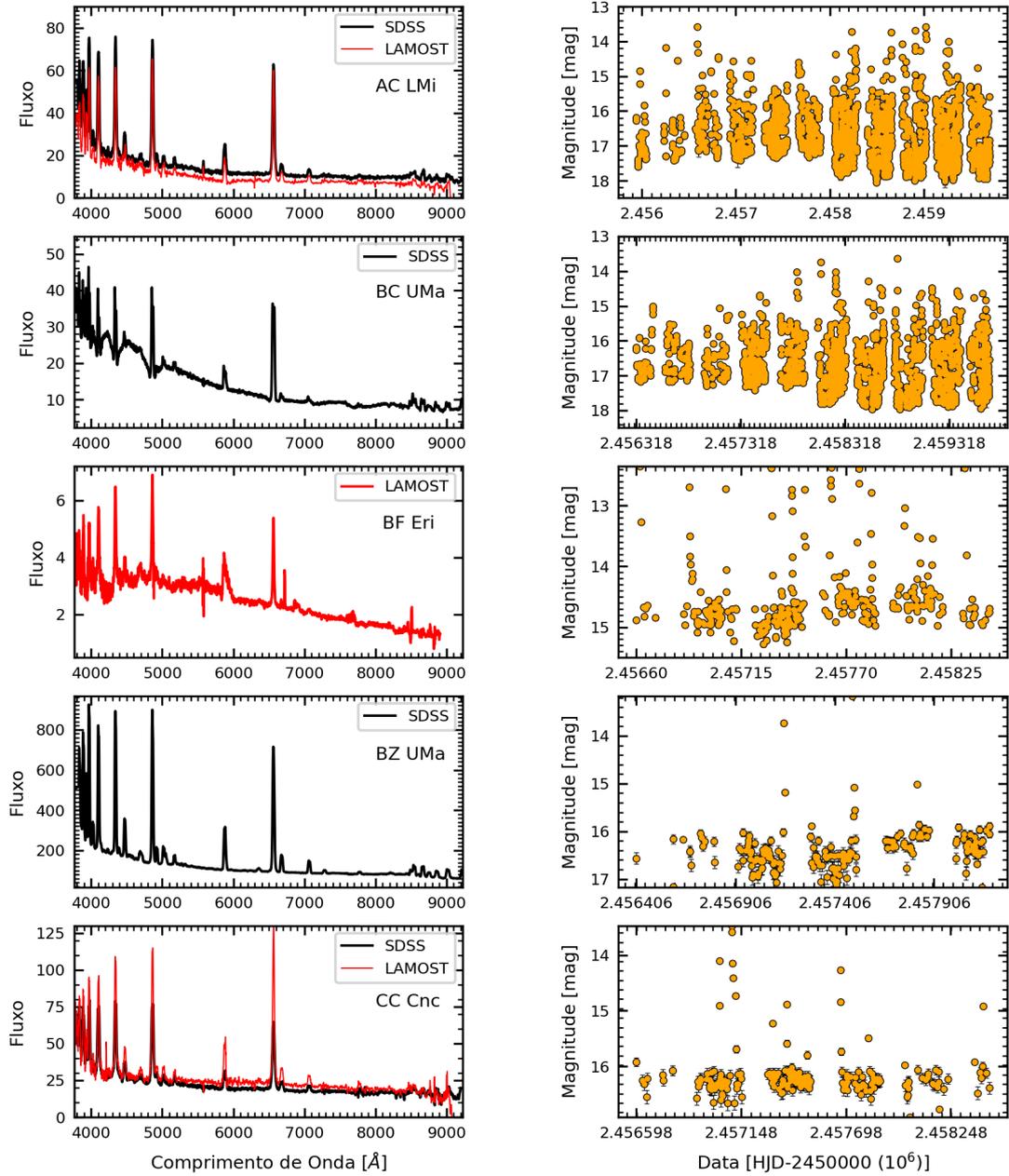


Figura C.1: Amostra 1: espectros no óptico (à esquerda; SDSS e/ou LAMOST) e curvas de luz na faixa do visível ou equivalente dos sistemas NAs (em correspondência, à direita; ASAS-SN) para os sistemas indicados. (Fluxo em unidades de  $10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ ).

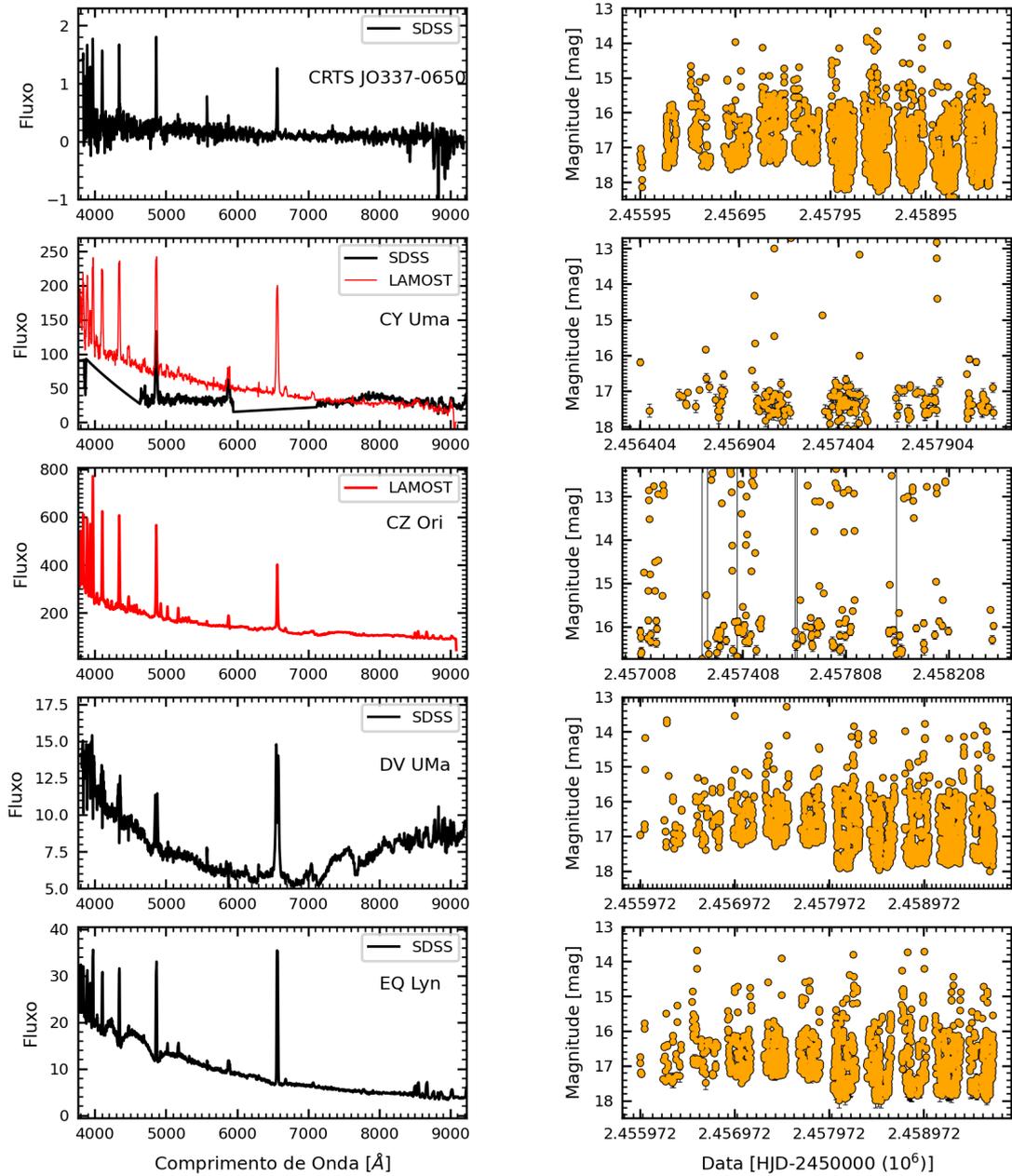


Figura C.1: Continuação.

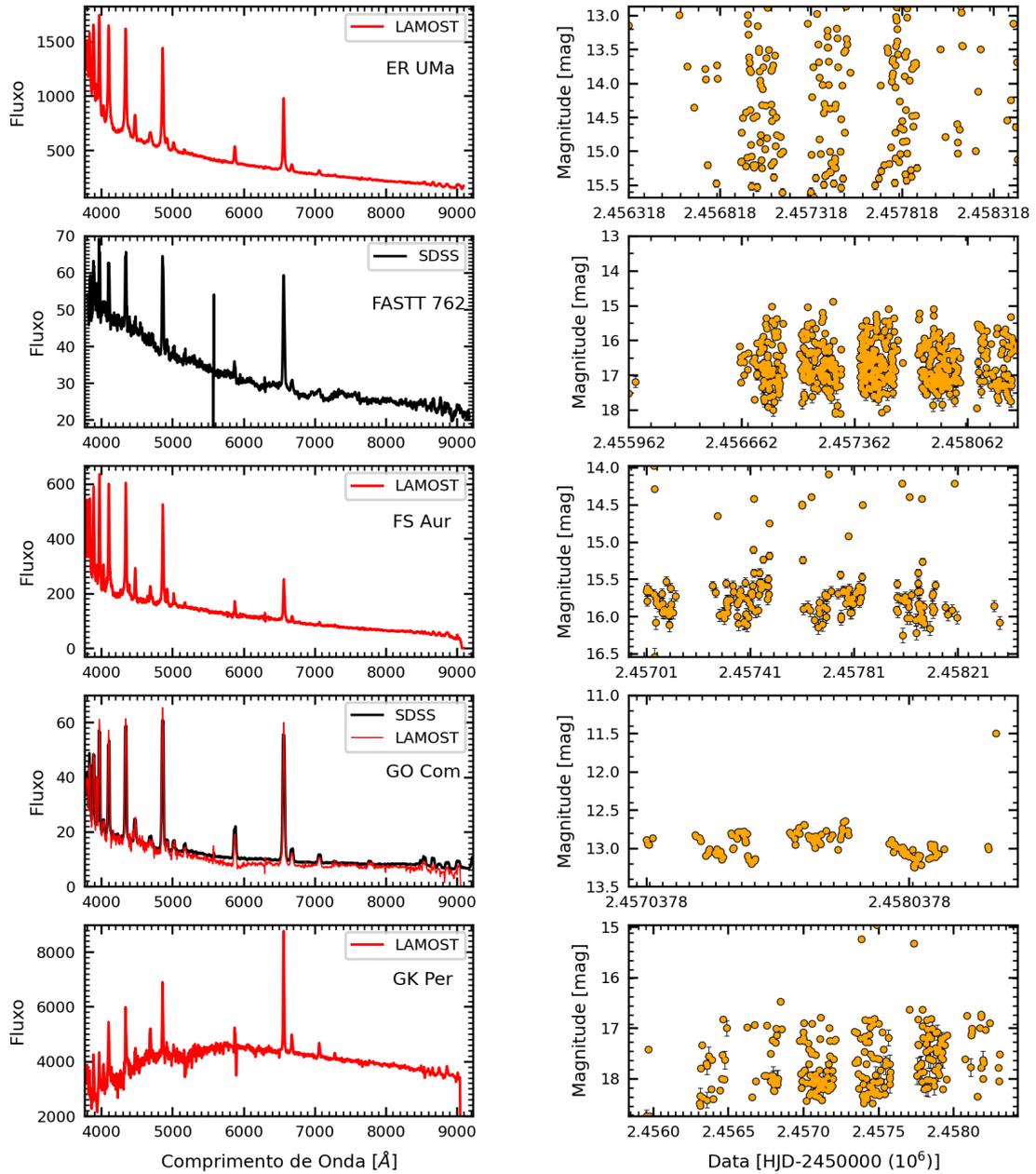


Figura C.1: Continuação.

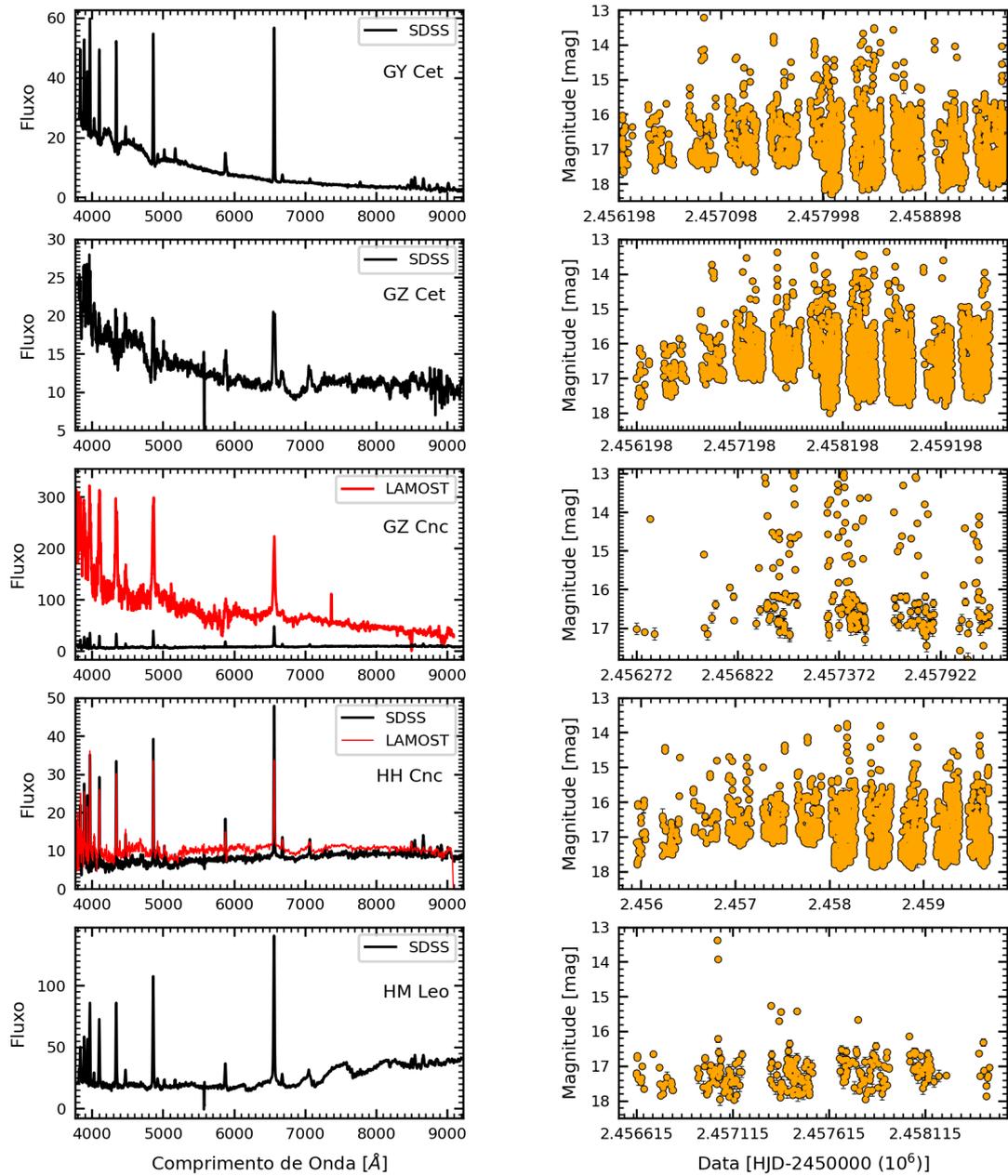


Figura C.1: Continuação.

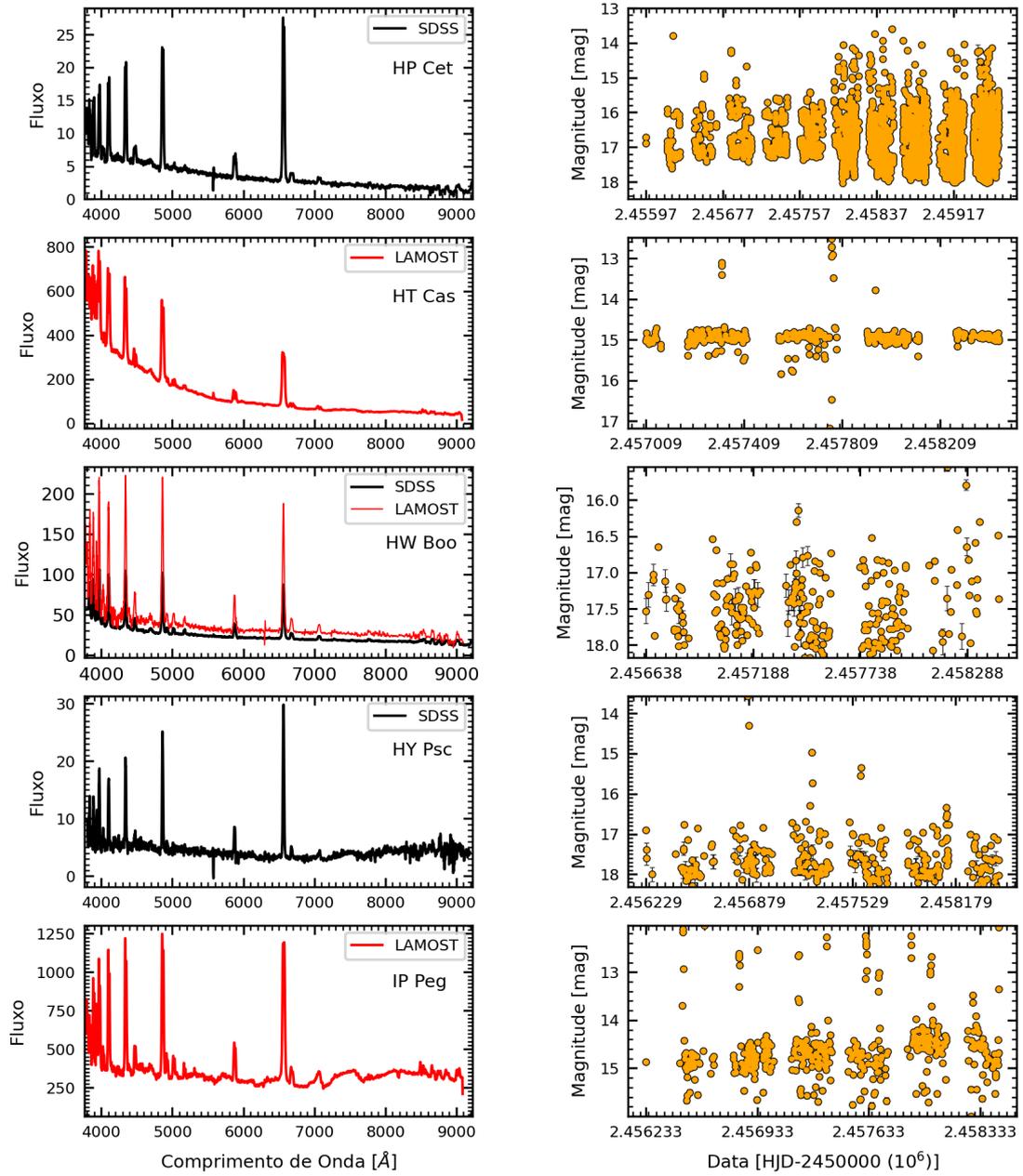


Figura C.1: Continuação.

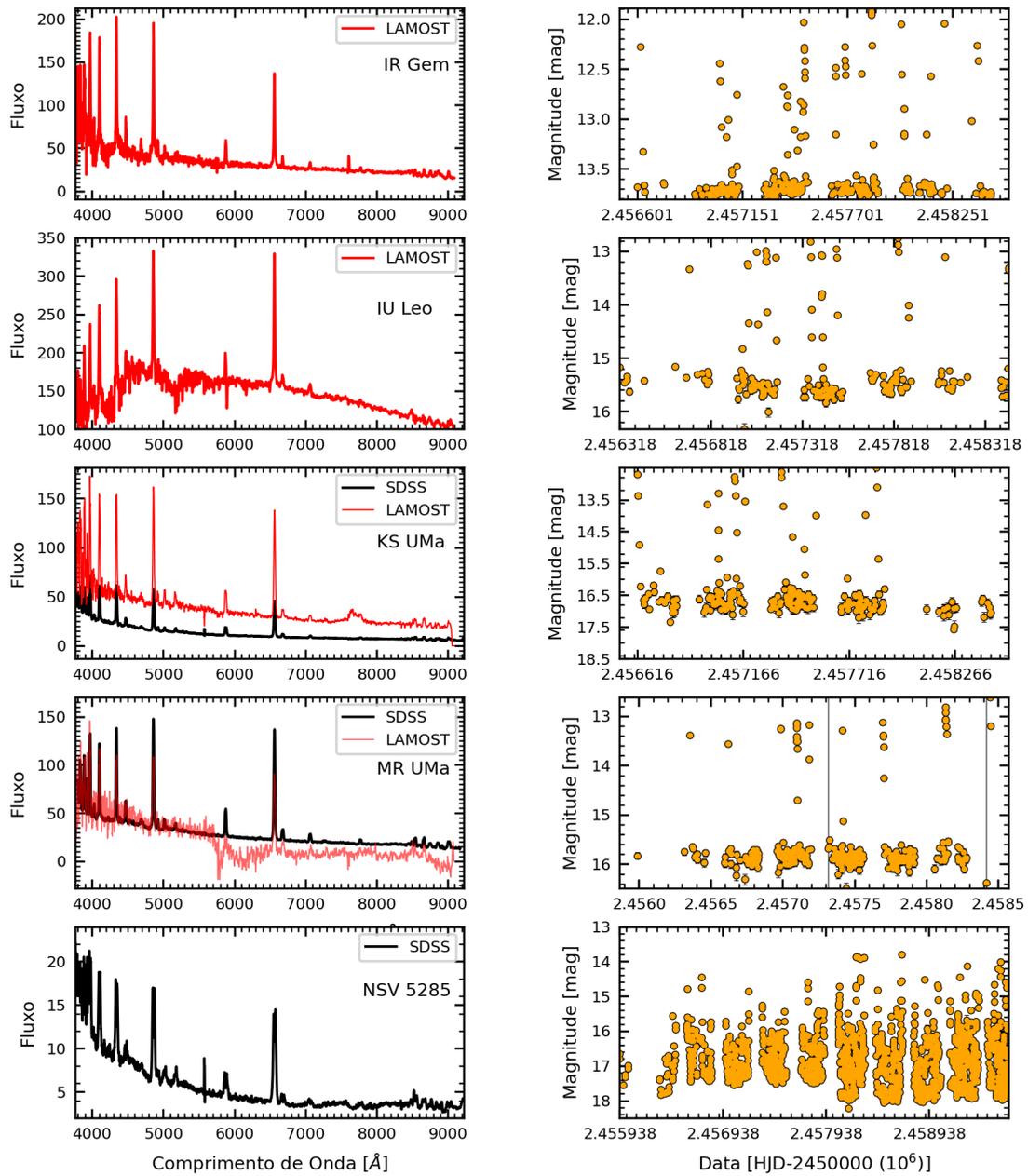


Figura C.1: Continuação.

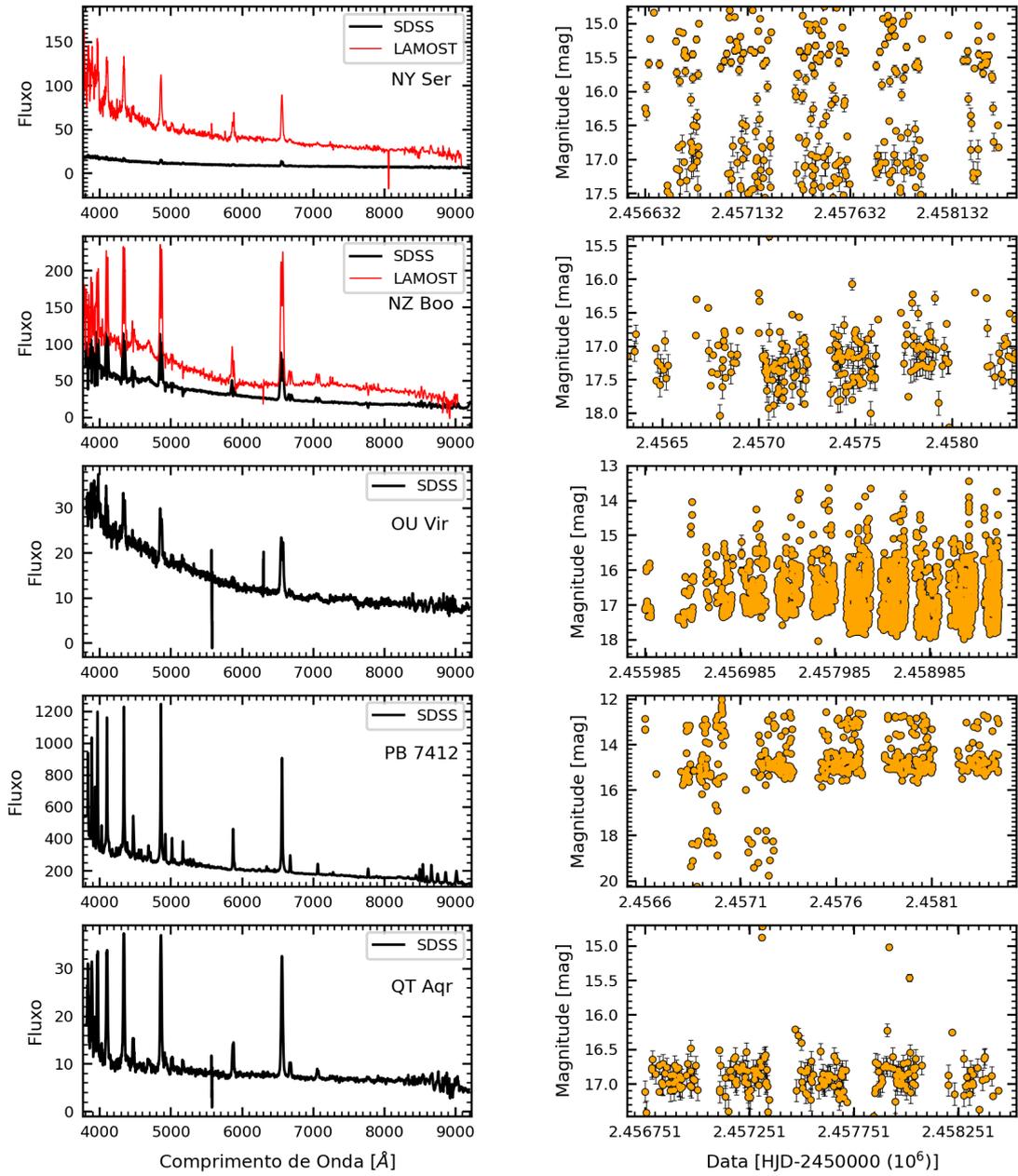


Figura C.1: Continuação.

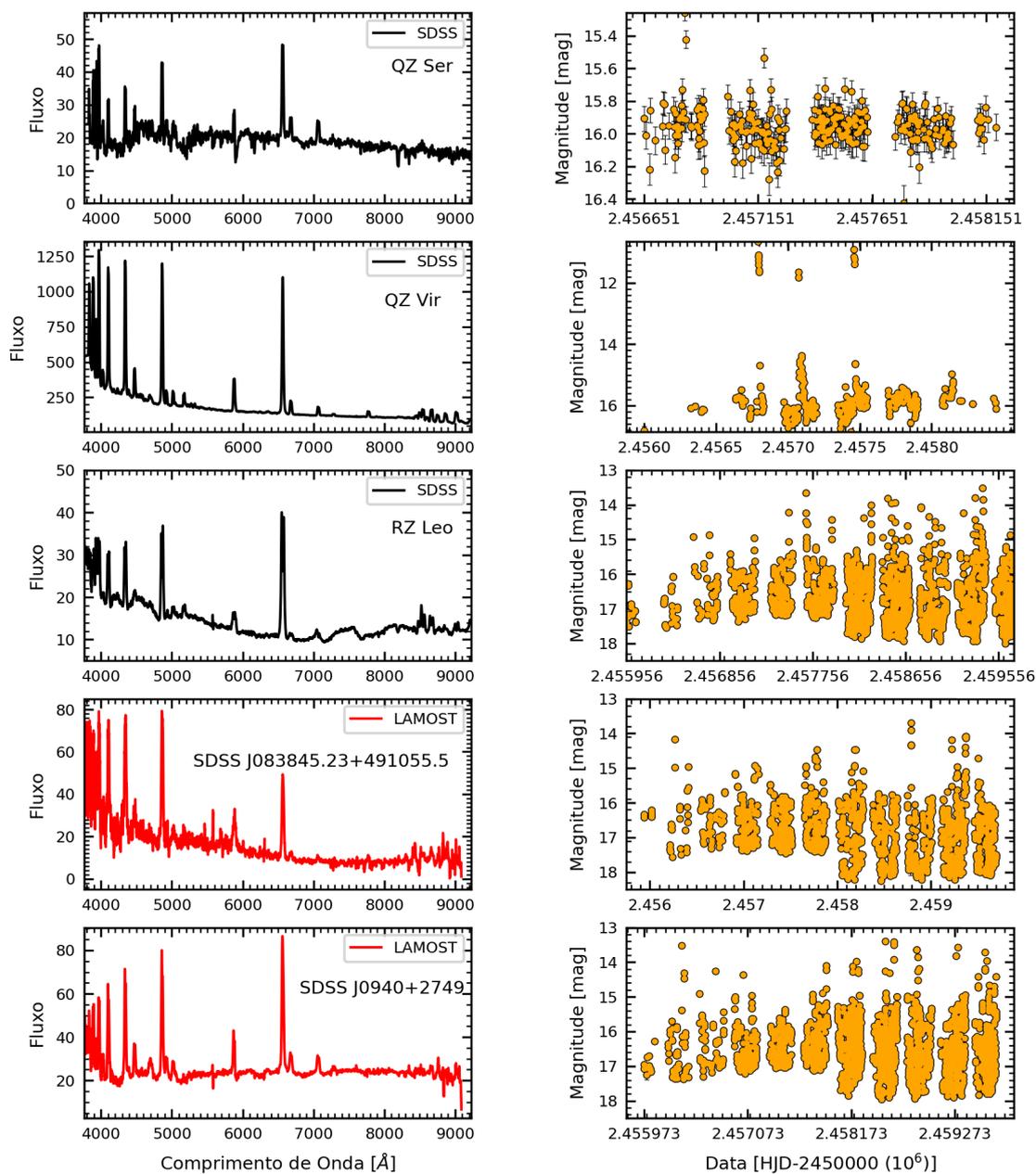


Figura C.1: Continuação.

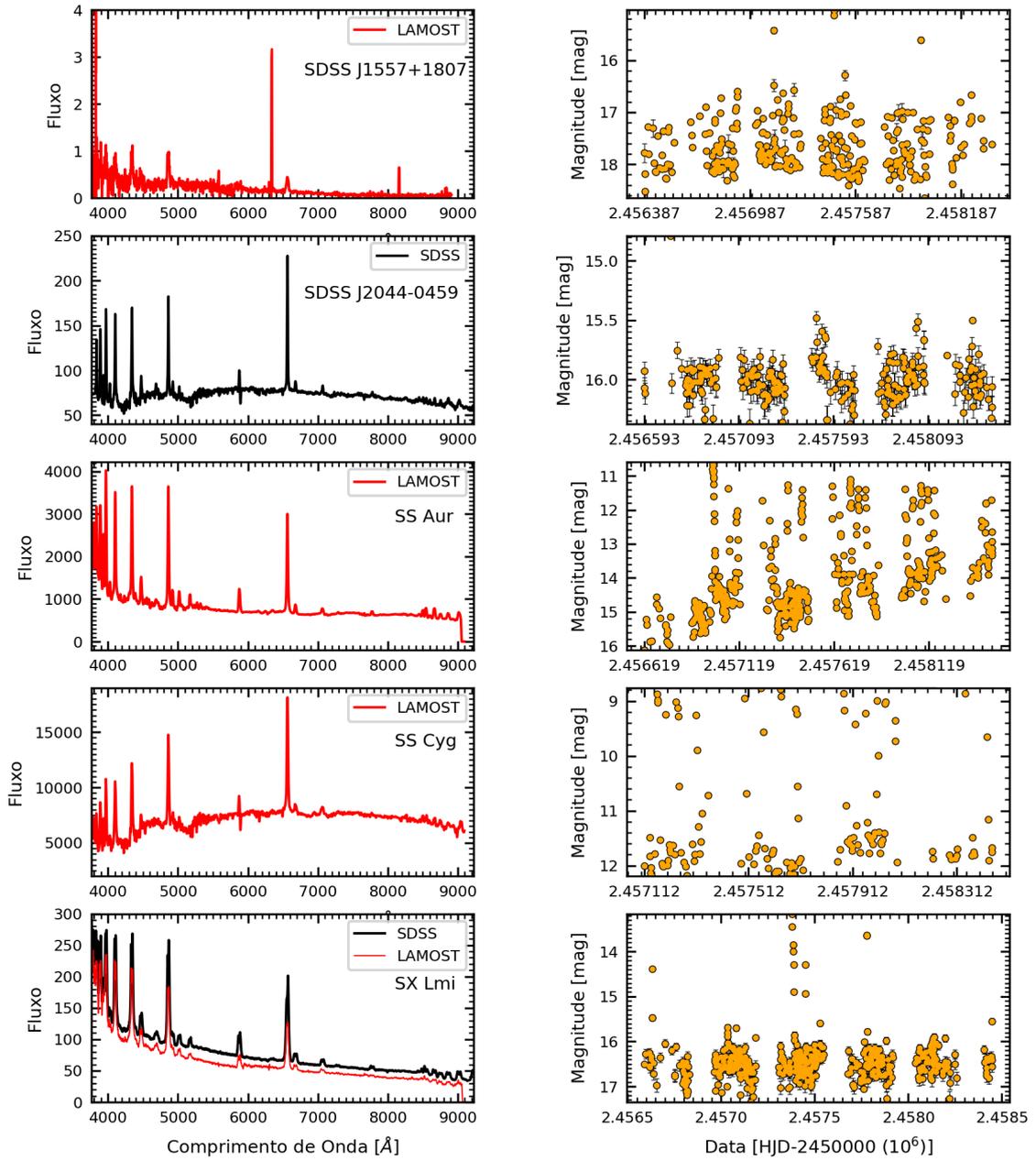


Figura C.1: Continuação.

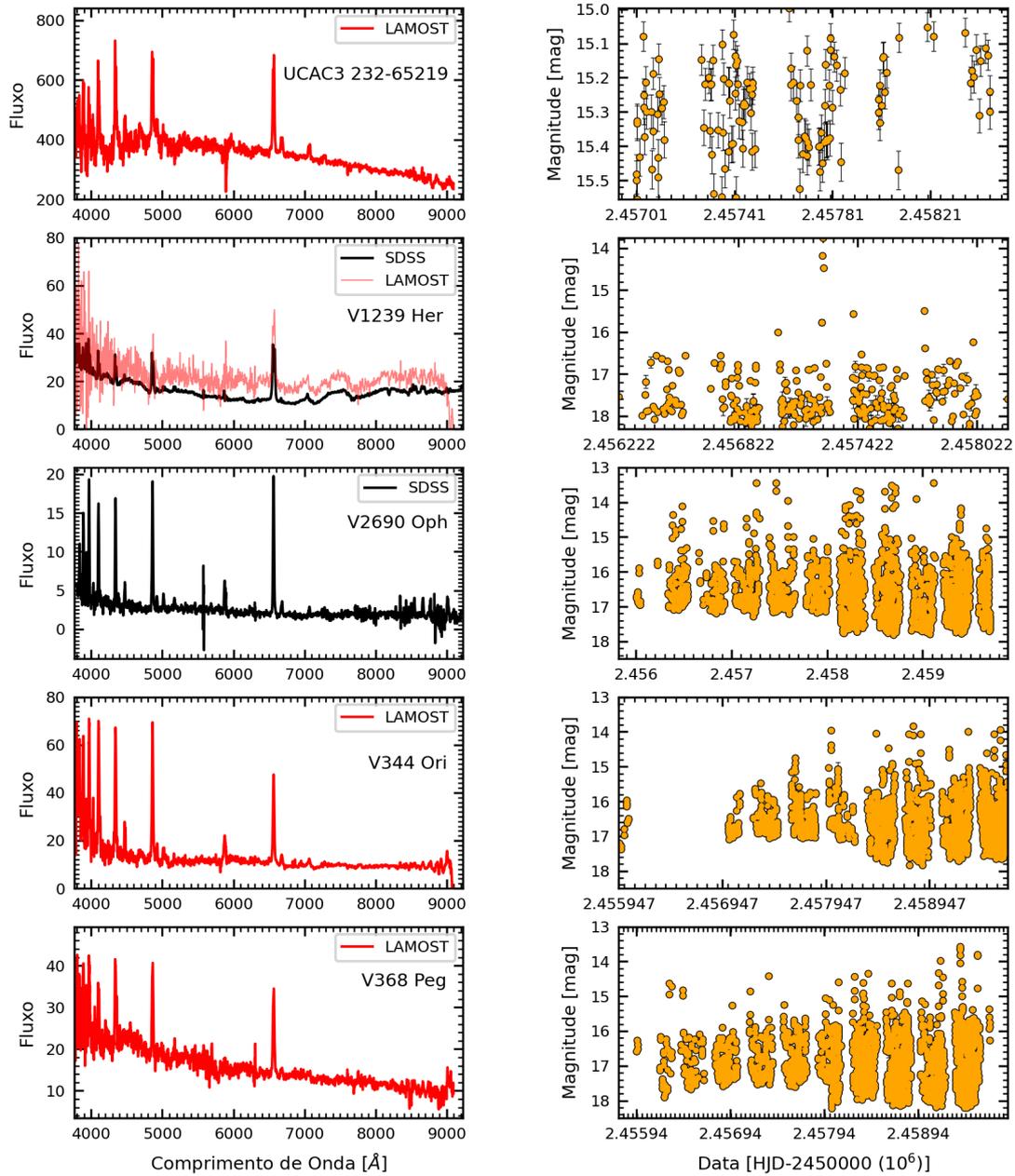


Figura C.1: Continuação.

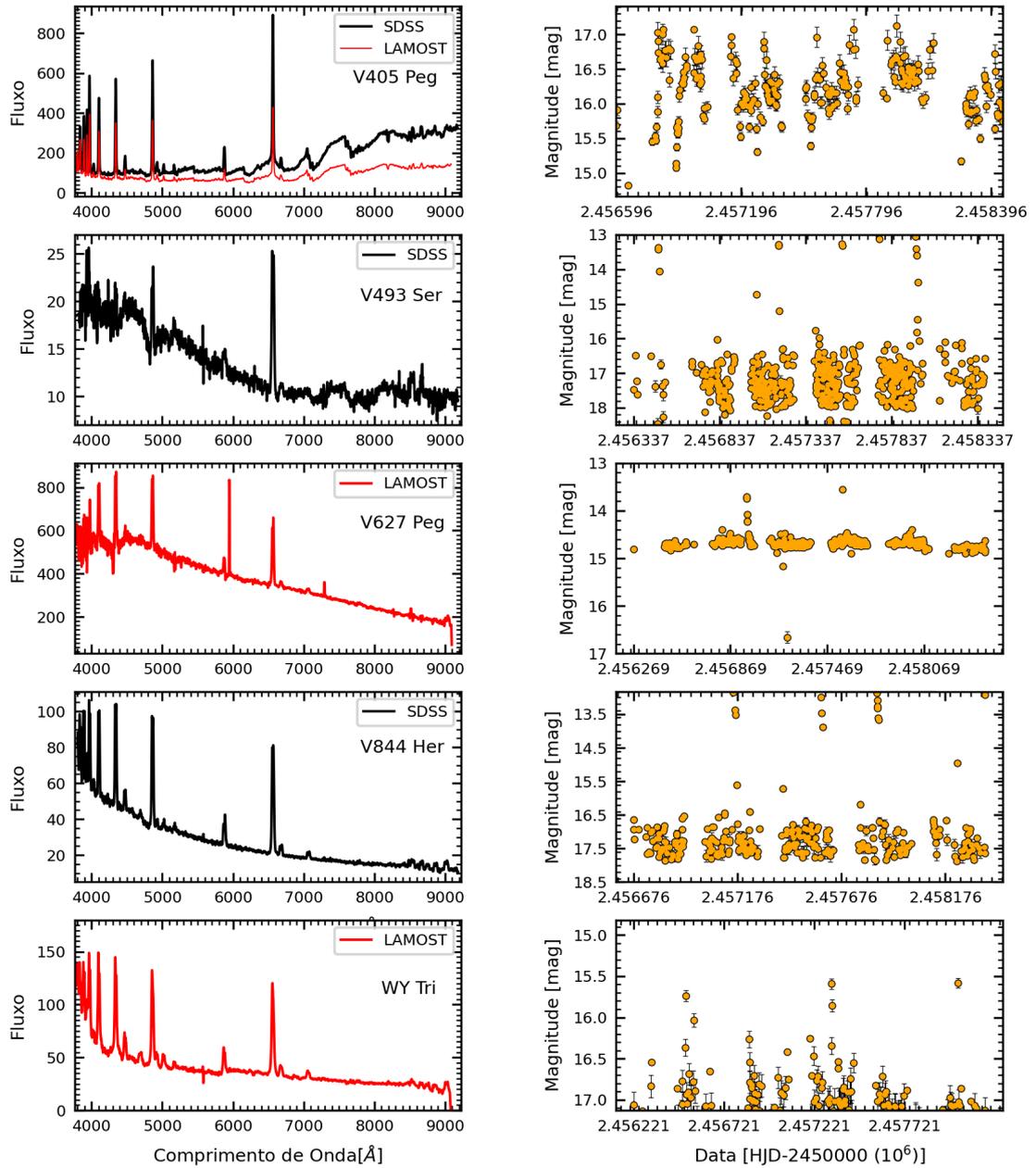


Figura C.1: Continuação.

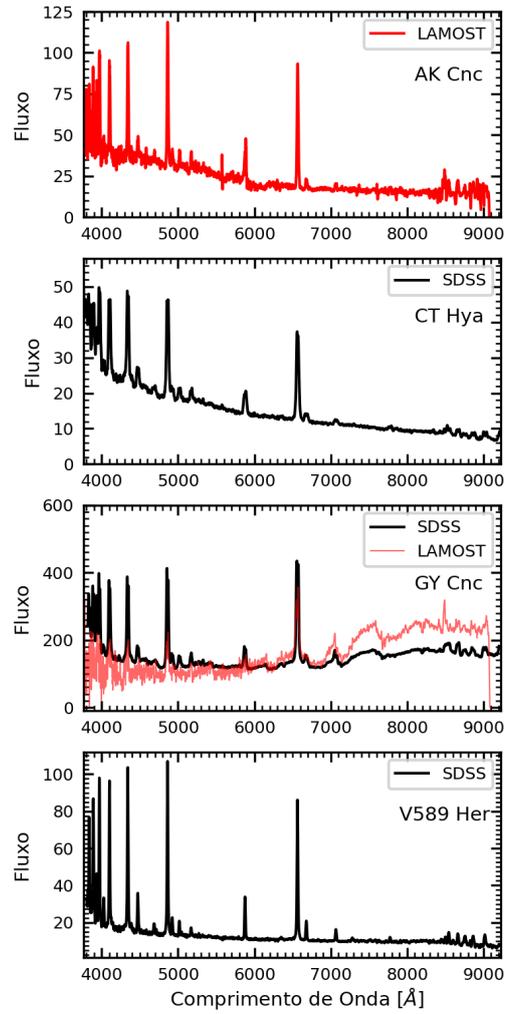


Figura C.2: Espectros no óptico (SDSS e/ou LAMOST) dos sistemas de nossa amostra que não tem curvas de luz ASAS-SN. (Fluxo em unidades de  $10^{-17}$   $\text{erg s}^{-1}\text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$ ).

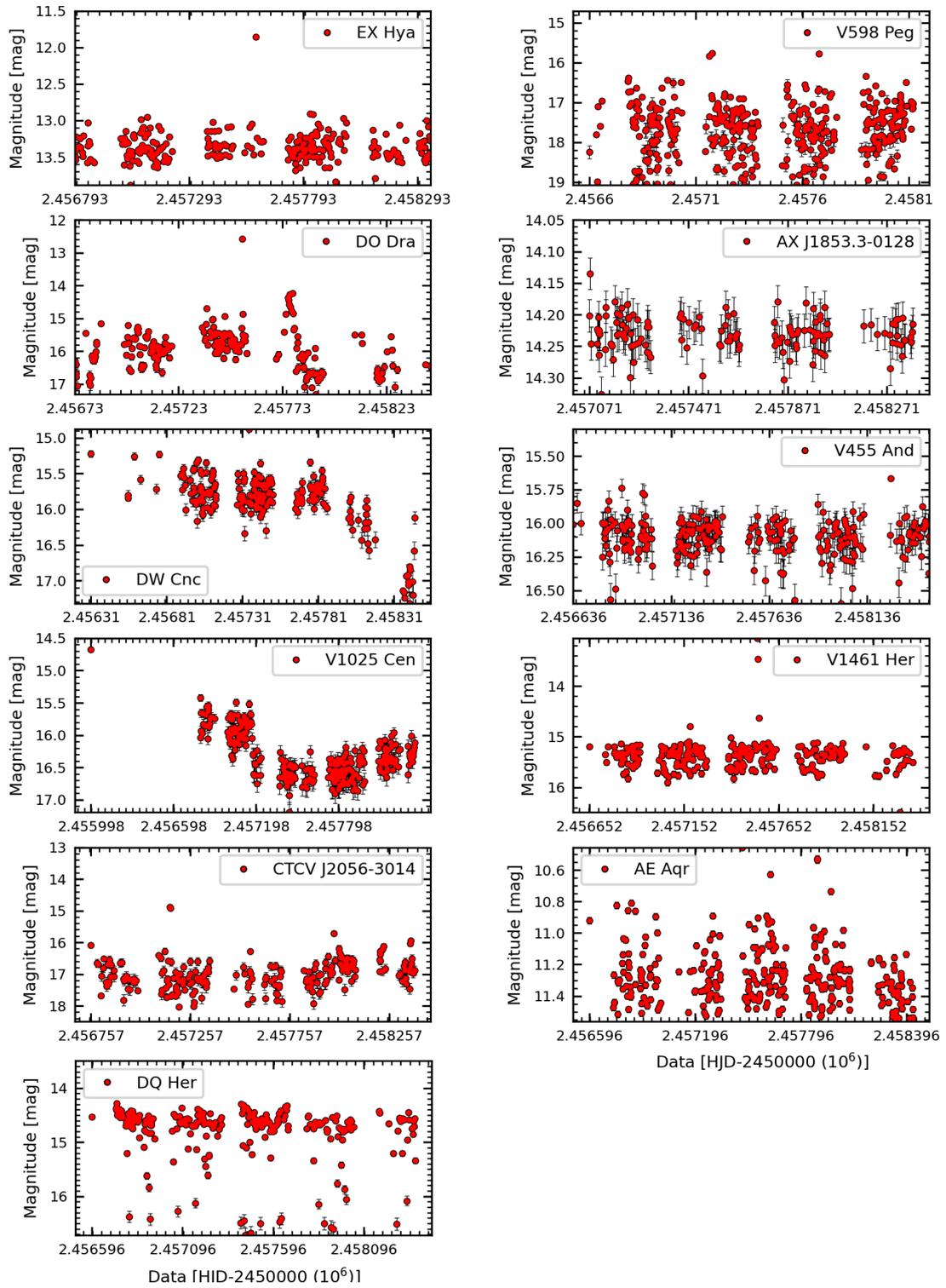


Figura C.3: Curvas de luz ASAS-SN (na faixa do visível ou equivalente) de 11 sistemas indicados por Mukai (2022) como PIBLs.

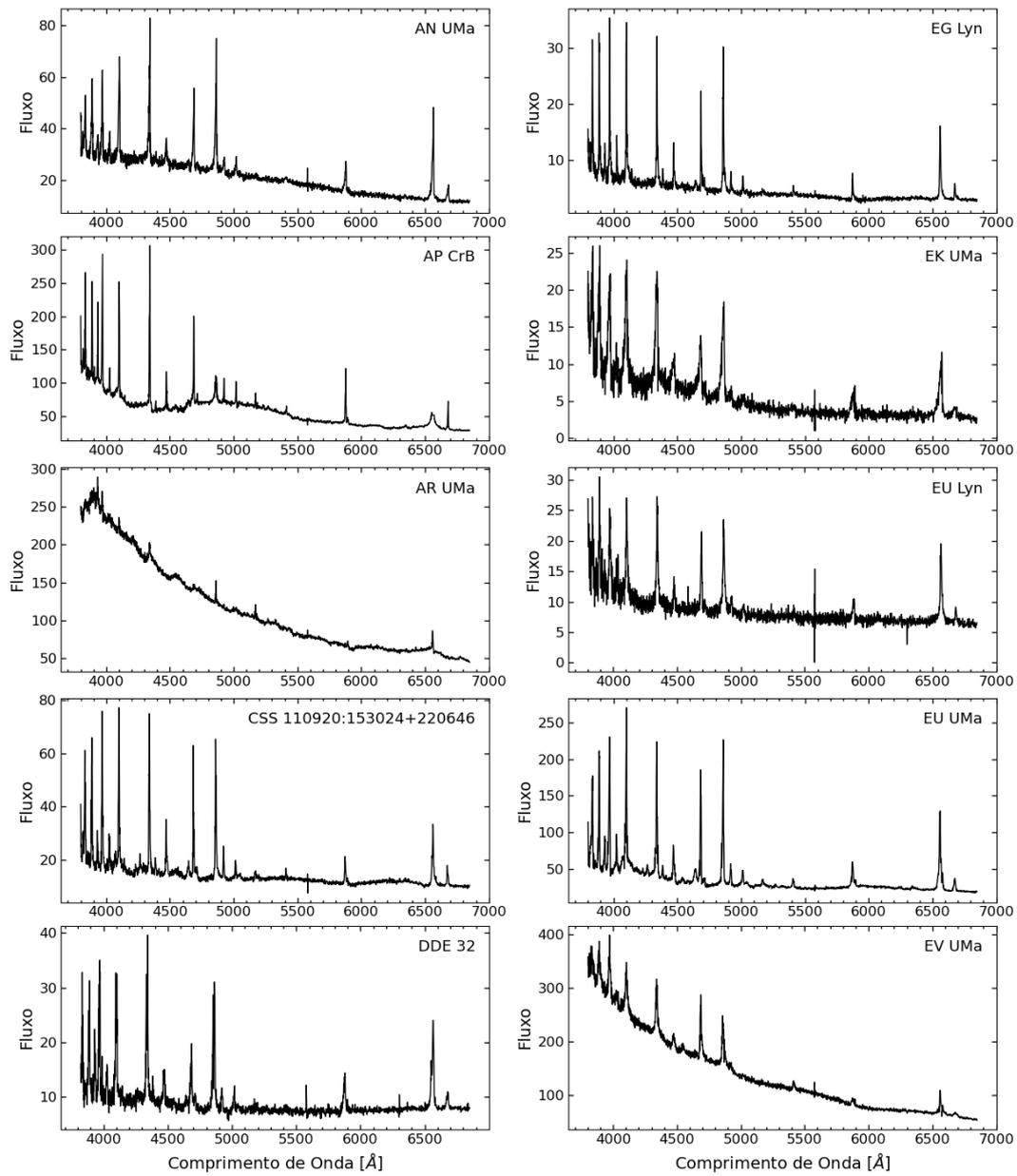


Figura C.4: Amostra 1: espectros ópticos SDSS dos sistemas polares que tiveram seus valores de larguras equivalentes mensuradas. (Fluxo em unidades de  $10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ ).

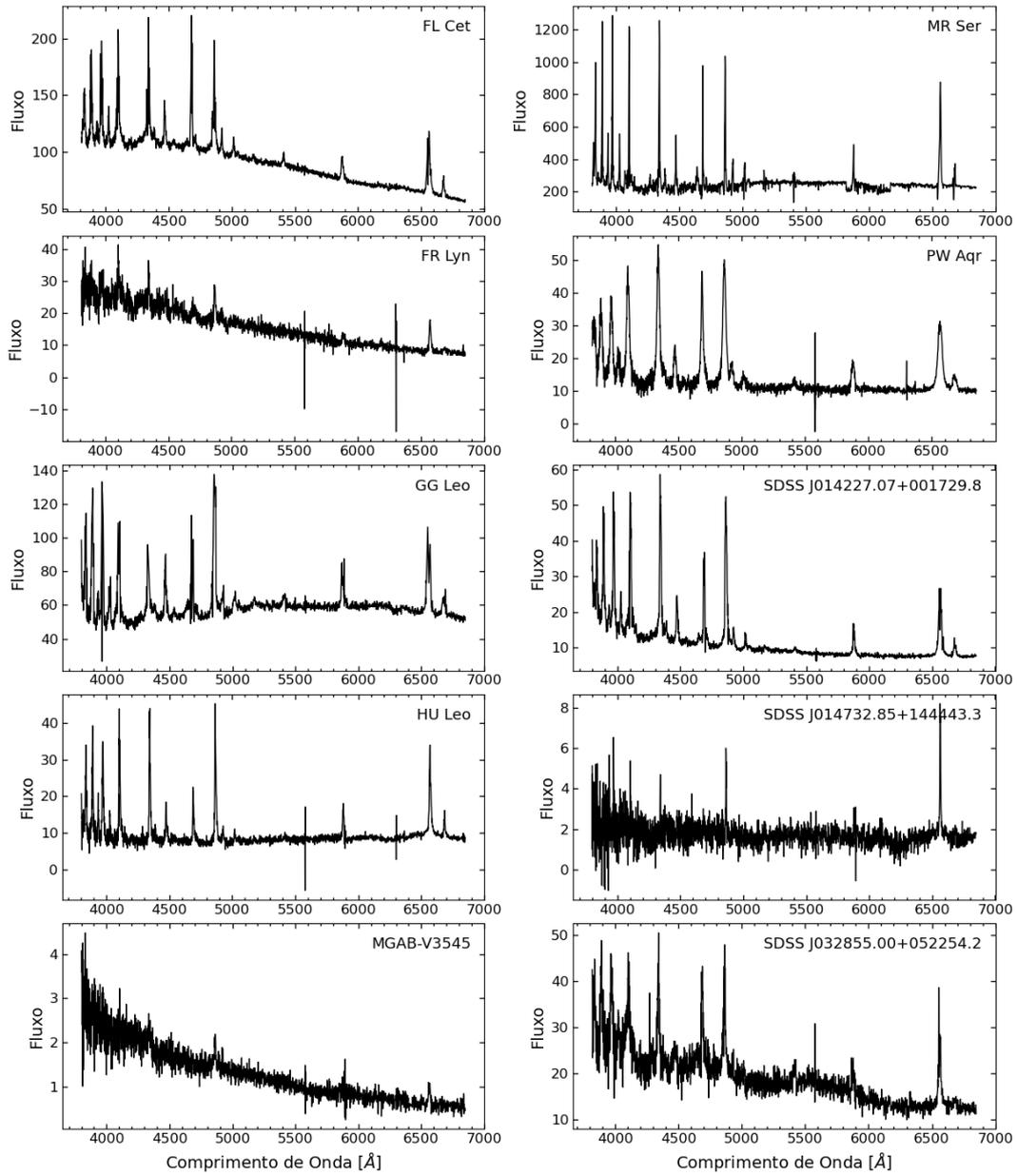


Figura C.4: Continuação.

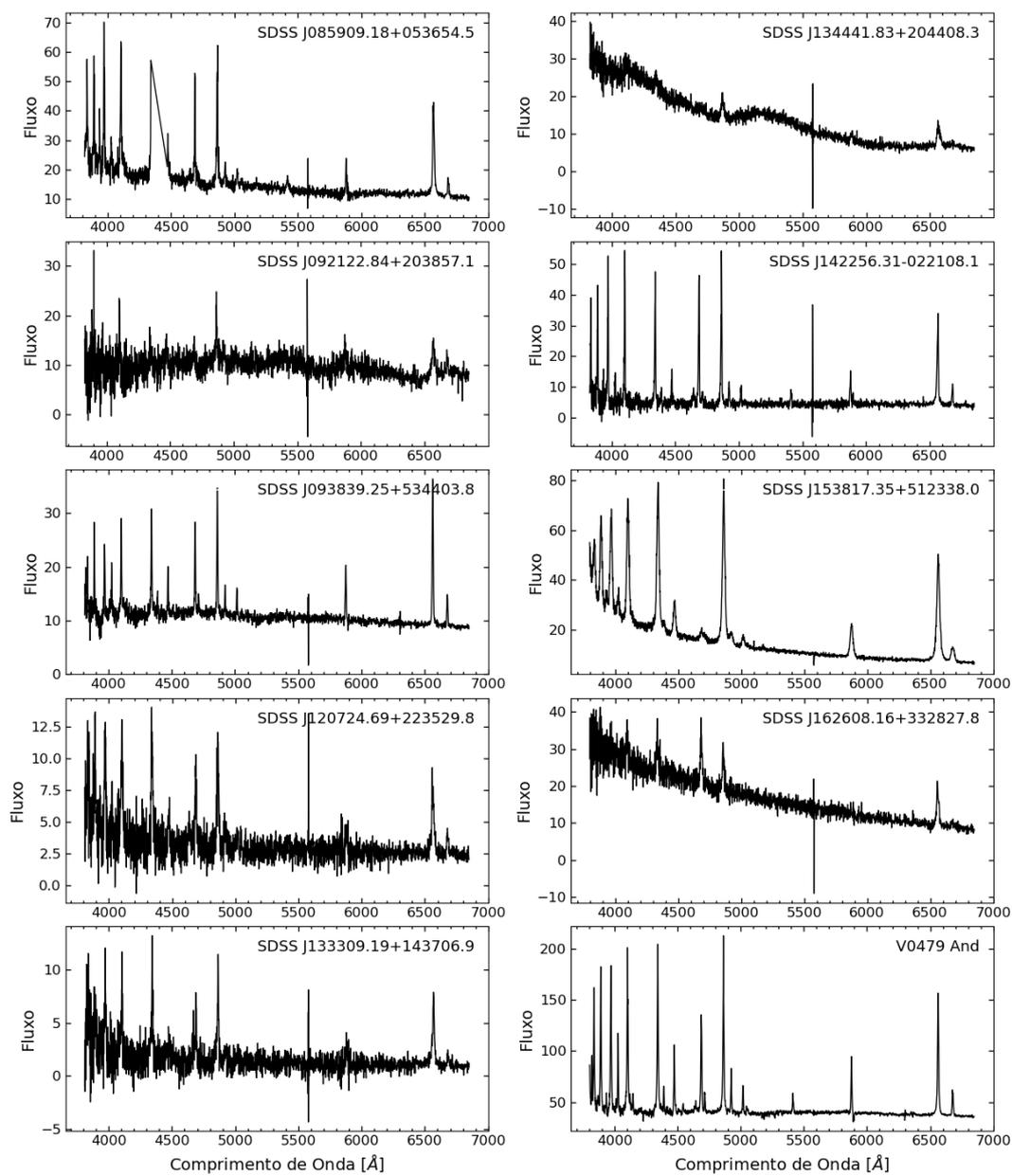


Figura C.4: Continuação.

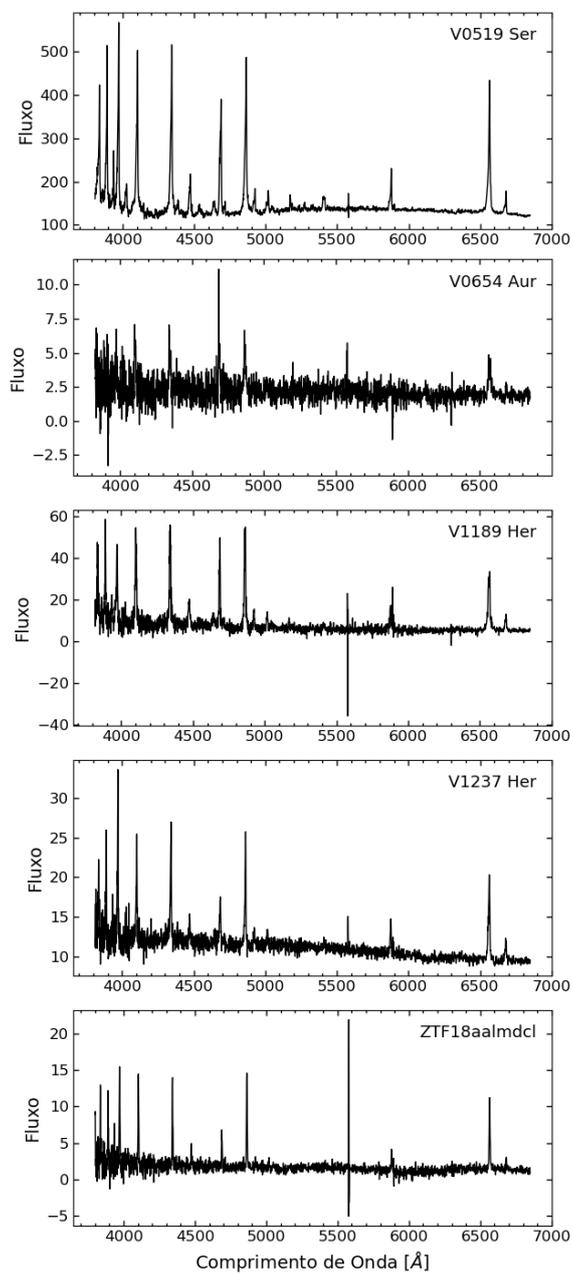


Figura C.4: Continuação.

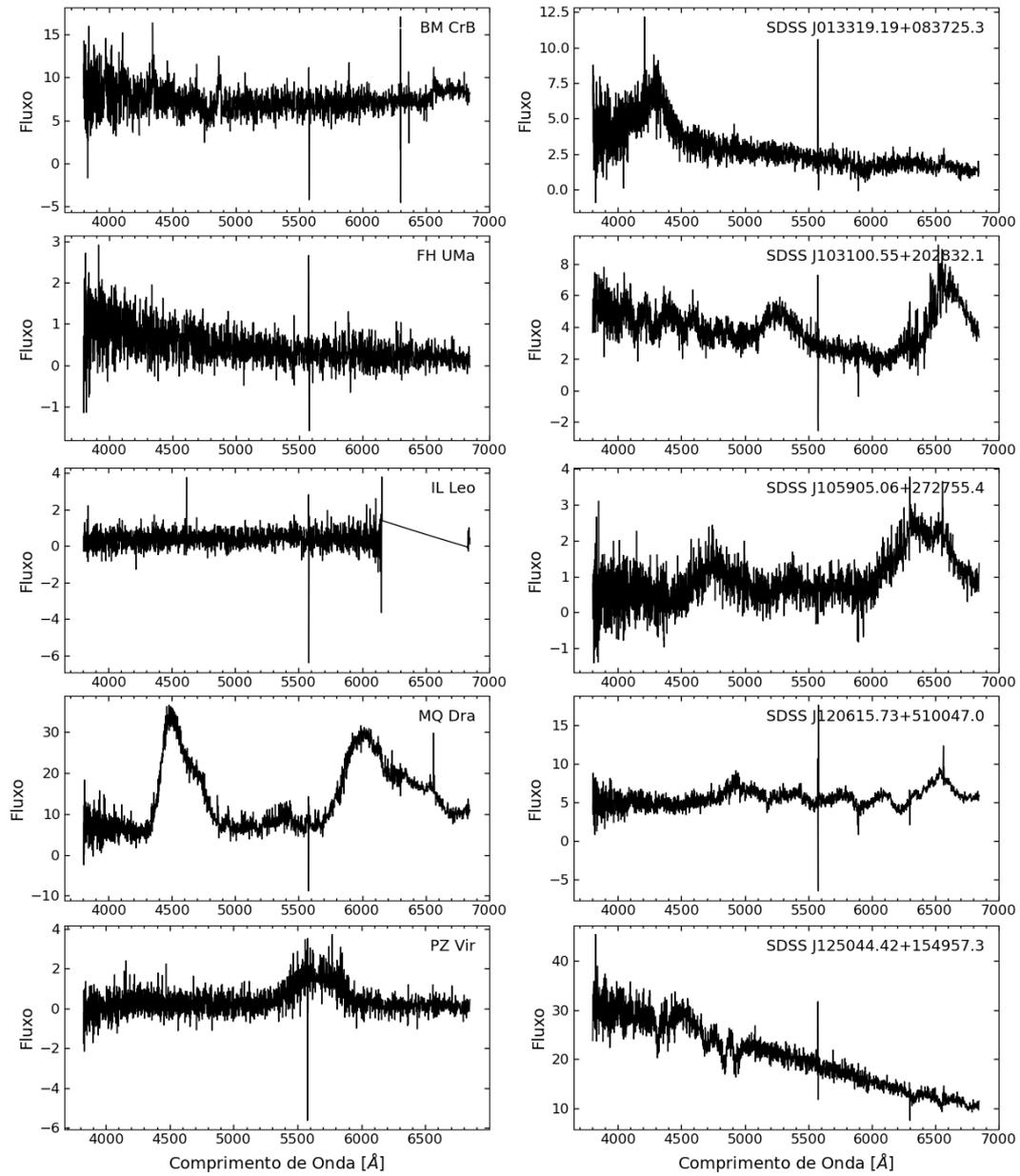


Figura C.5: Amostra 1: espectros ópticos SDSS dos sistemas polares que não tiveram seus valores de larguras equivalentes mensuradas. (Fluxo em unidades de  $10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ ).

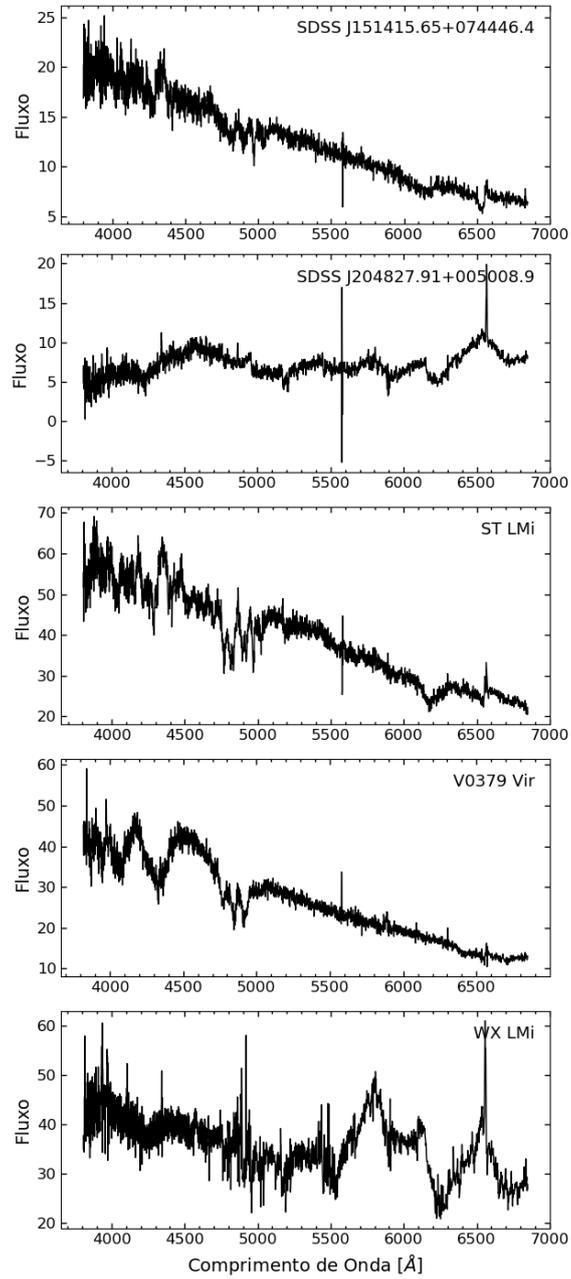


Figura C.5: Continuação.

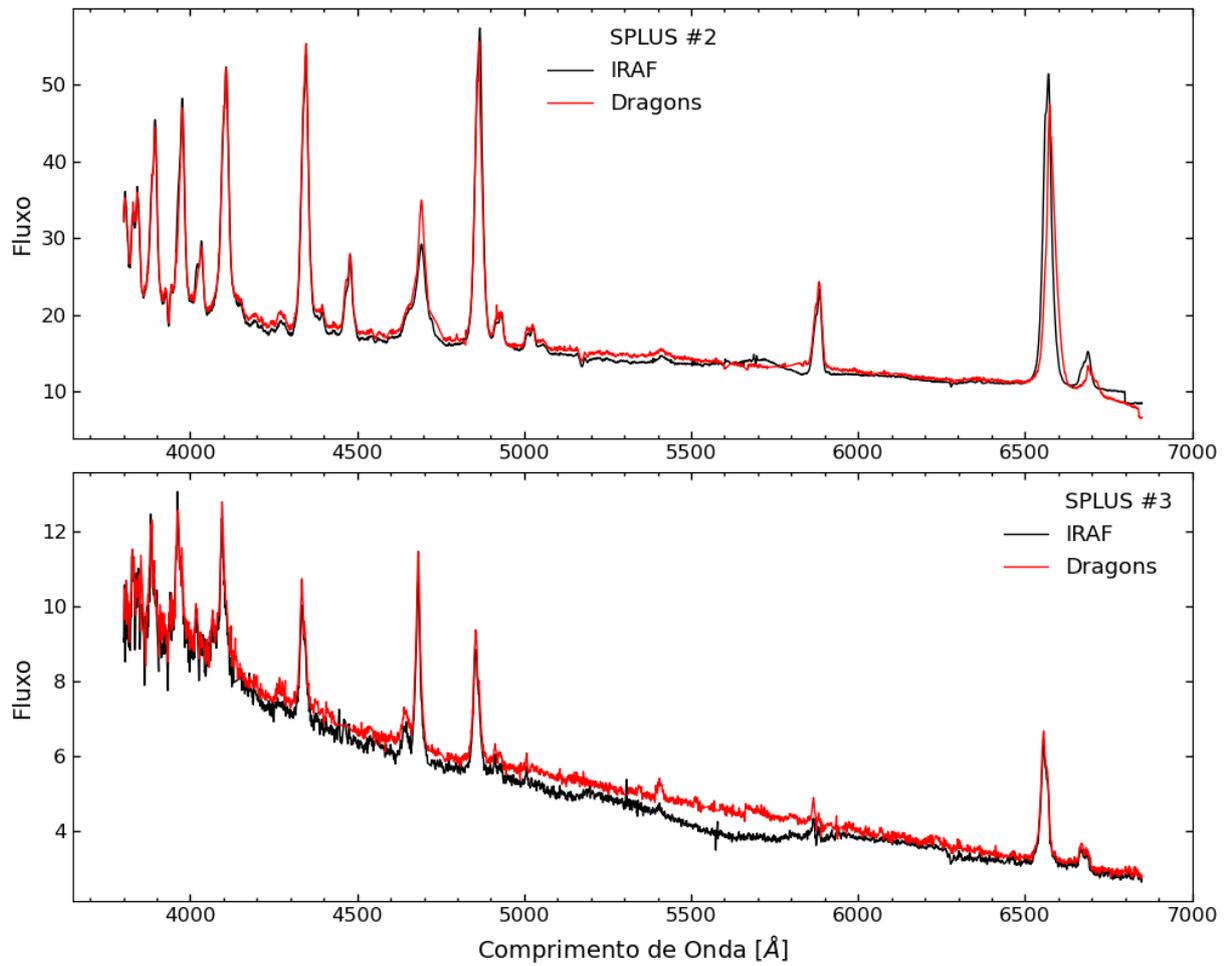


Figura C.6: Amostra 2: espectros no óptico obtidos com o GMOS para os sistemas indicados a partir dos métodos de redução via IRAF (linha preta) e via Dragons (linha vermelha)(Fluxo em unidades de  $10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ ).

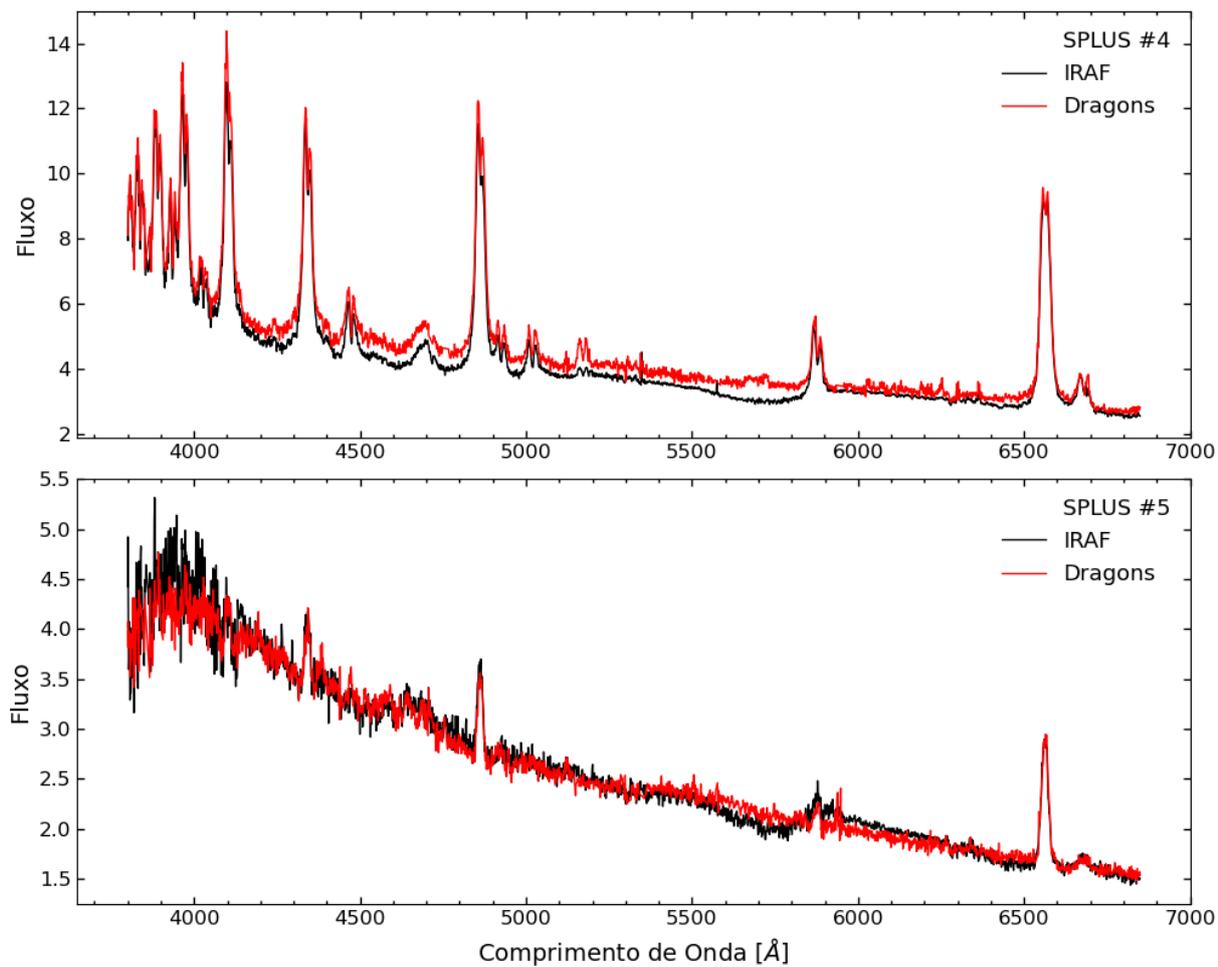


Figura C.6: Continuação.

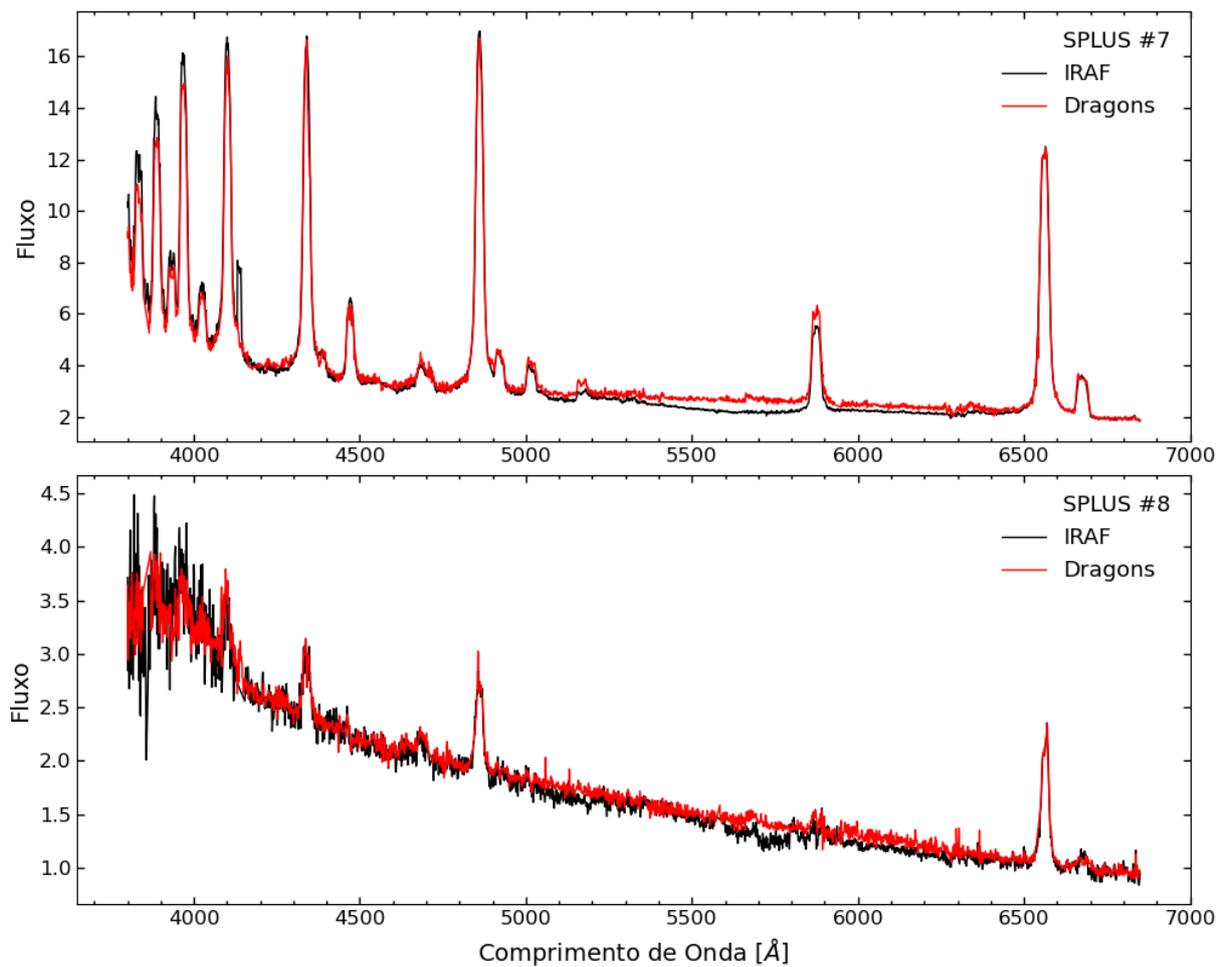


Figura C.6: Continuação.

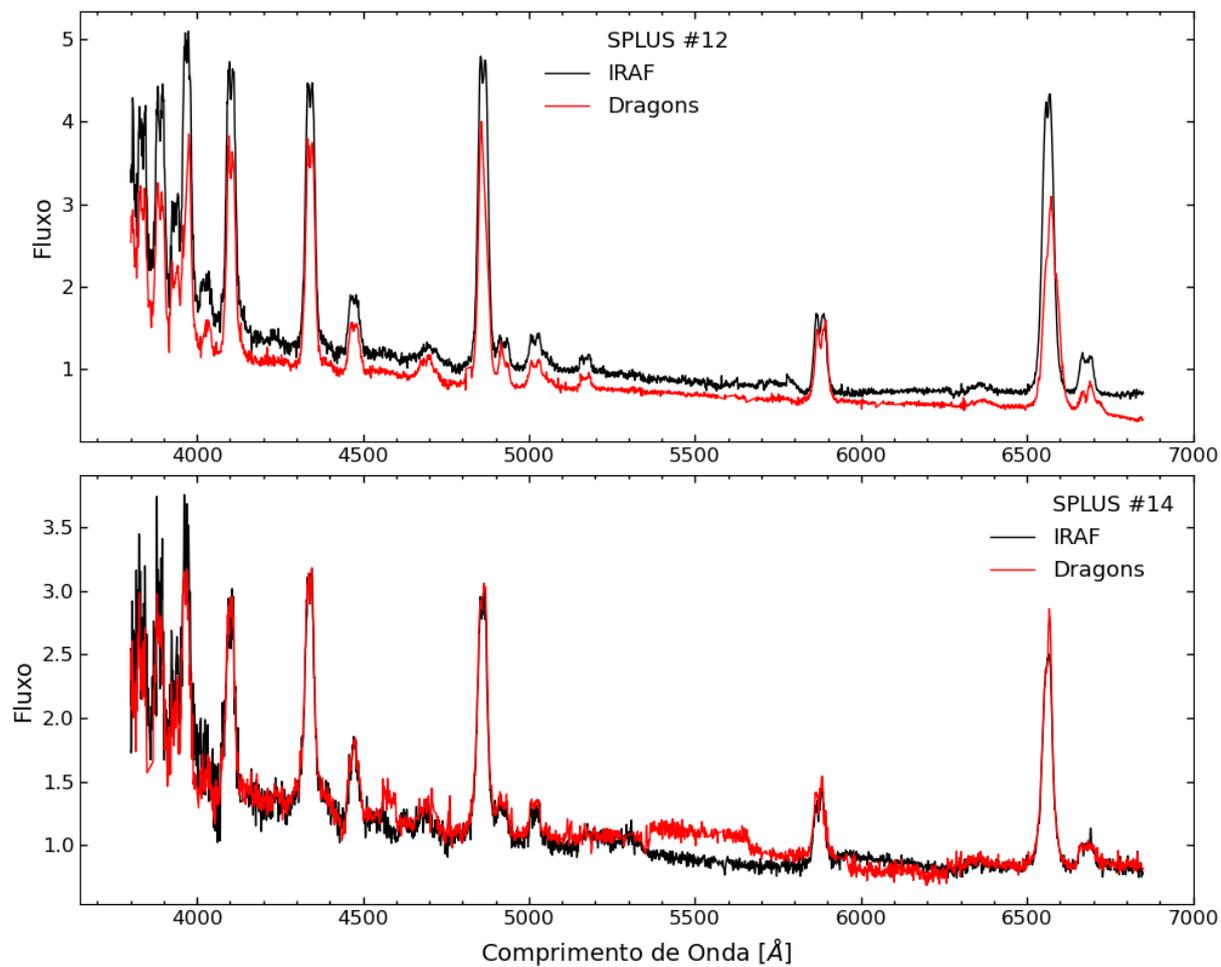


Figura C.6: Continuação.

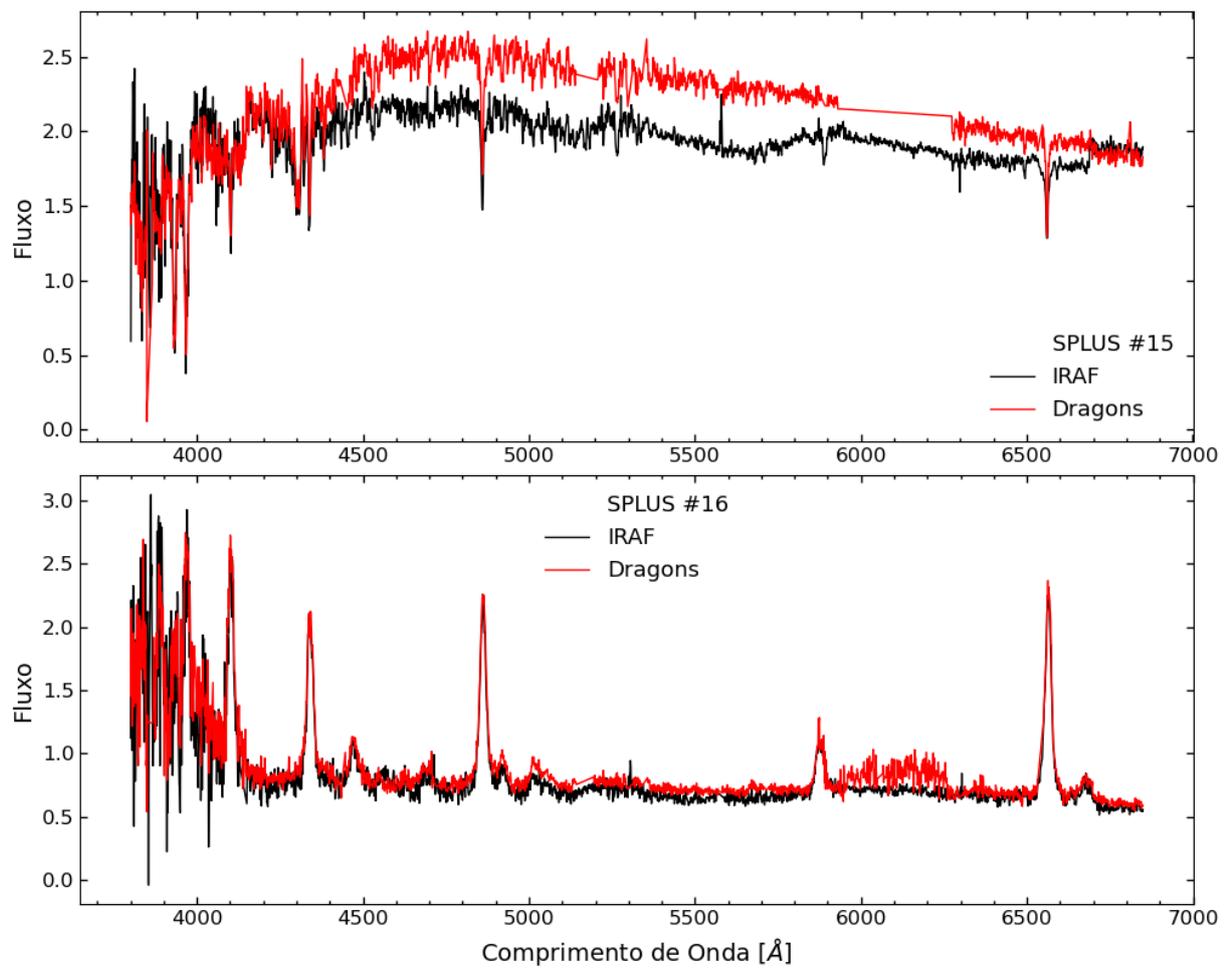


Figura C.6: Continuação.

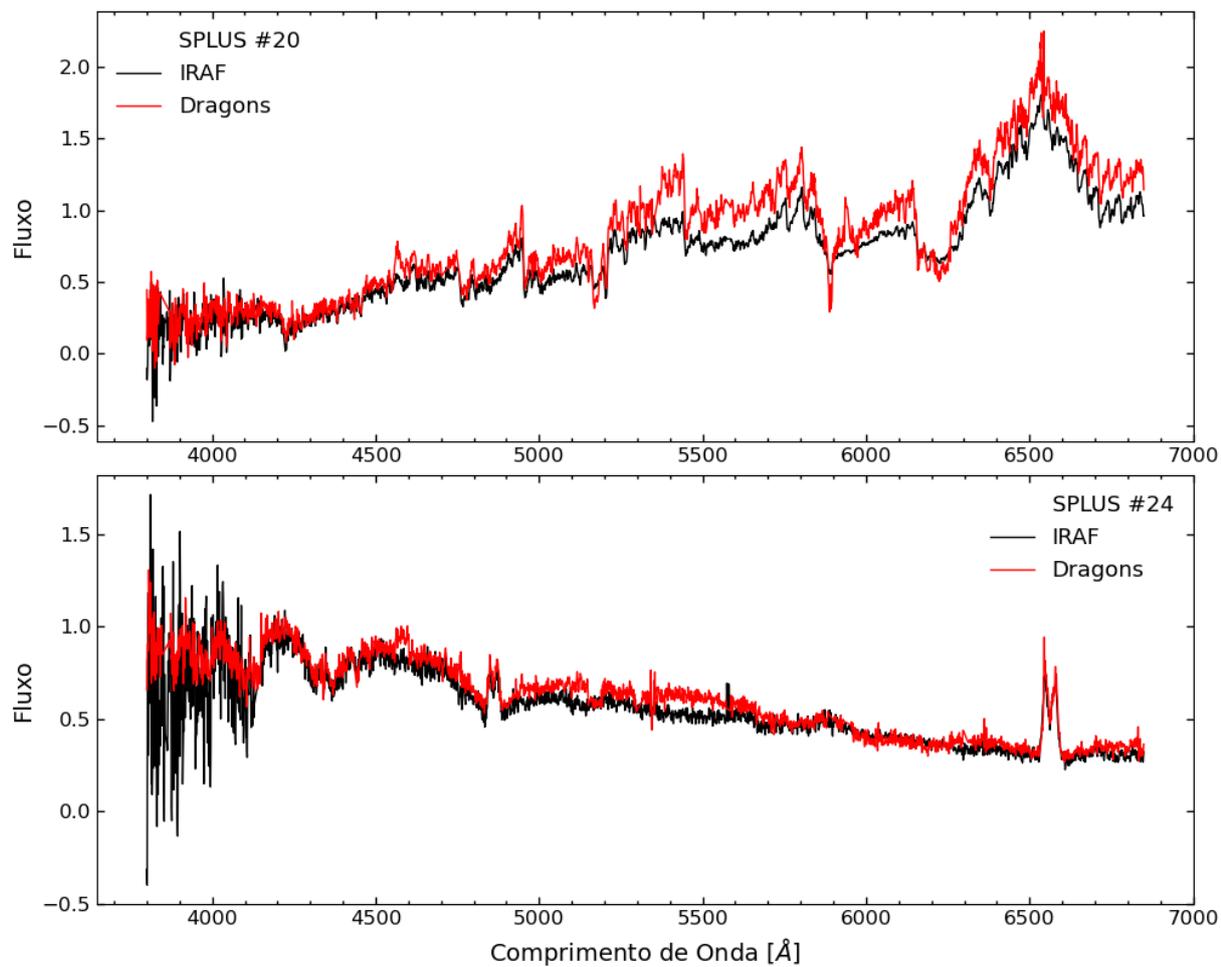


Figura C.6: Continuação.

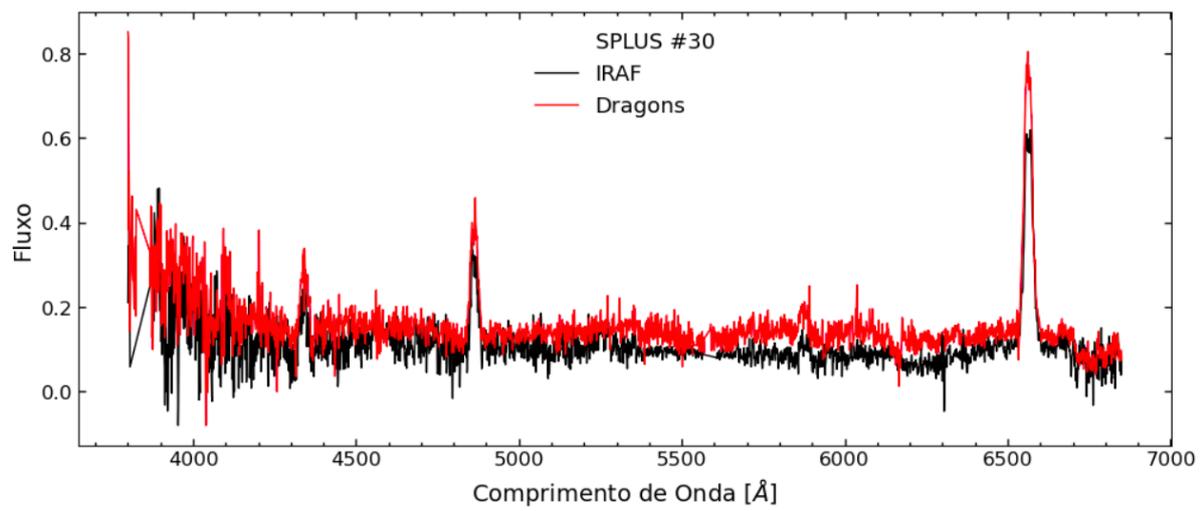


Figura C.6: Continuação.



# Apêndice D

## Curvas de Luz e Periodogramas

Este Apêndice contém as curvas de luz do TESS e periodogramas de NAs da Amostra 1.

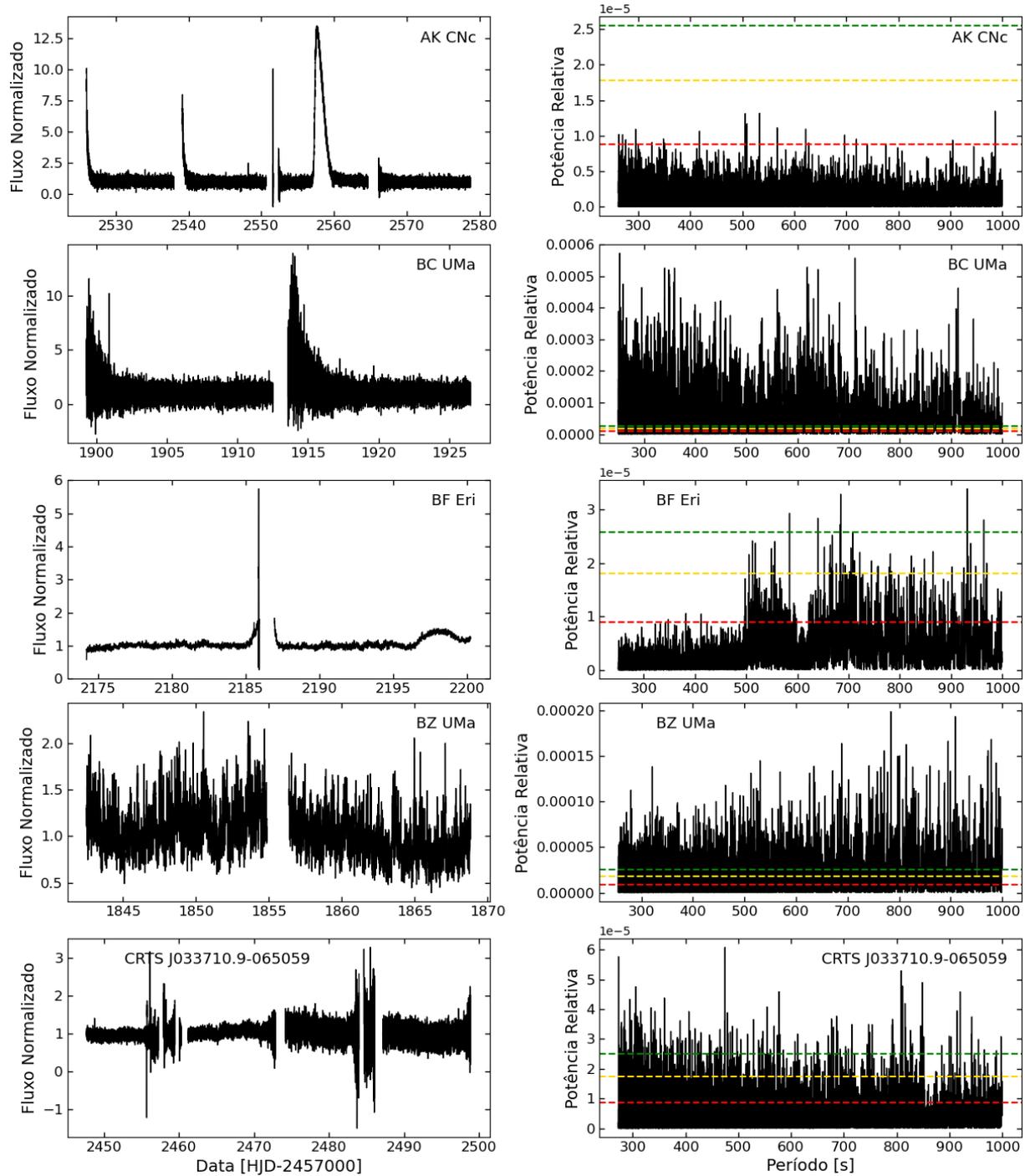


Figura D.1: Amostra 1: curvas de luz e periodogramas de NAs obtidos com o TESS. As linhas tracejadas verdes, douradas e vermelhas referem-se aos níveis de confiança de 99%, 95% e 68%, respectivamente.

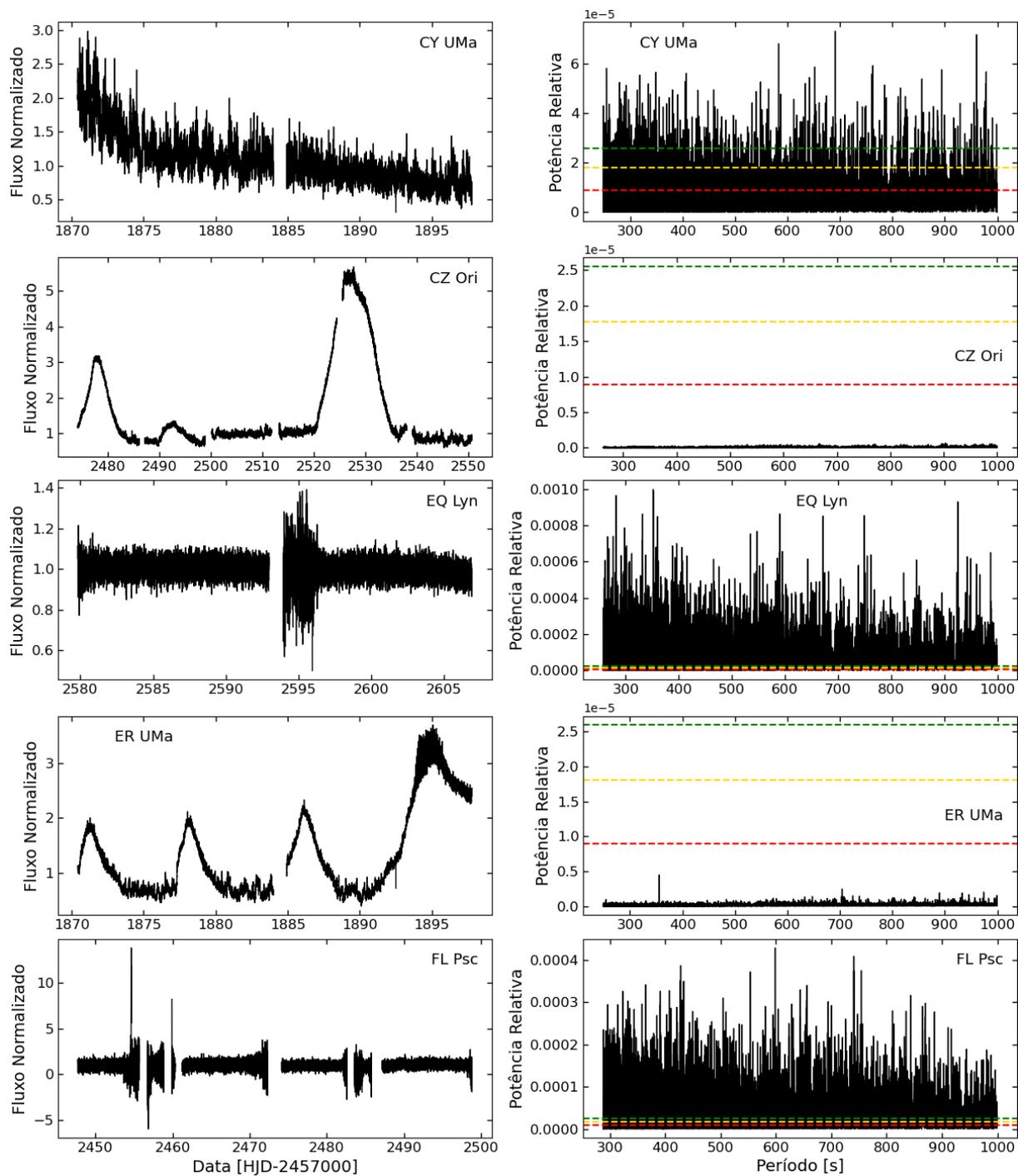


Figura D.1: Continuação.

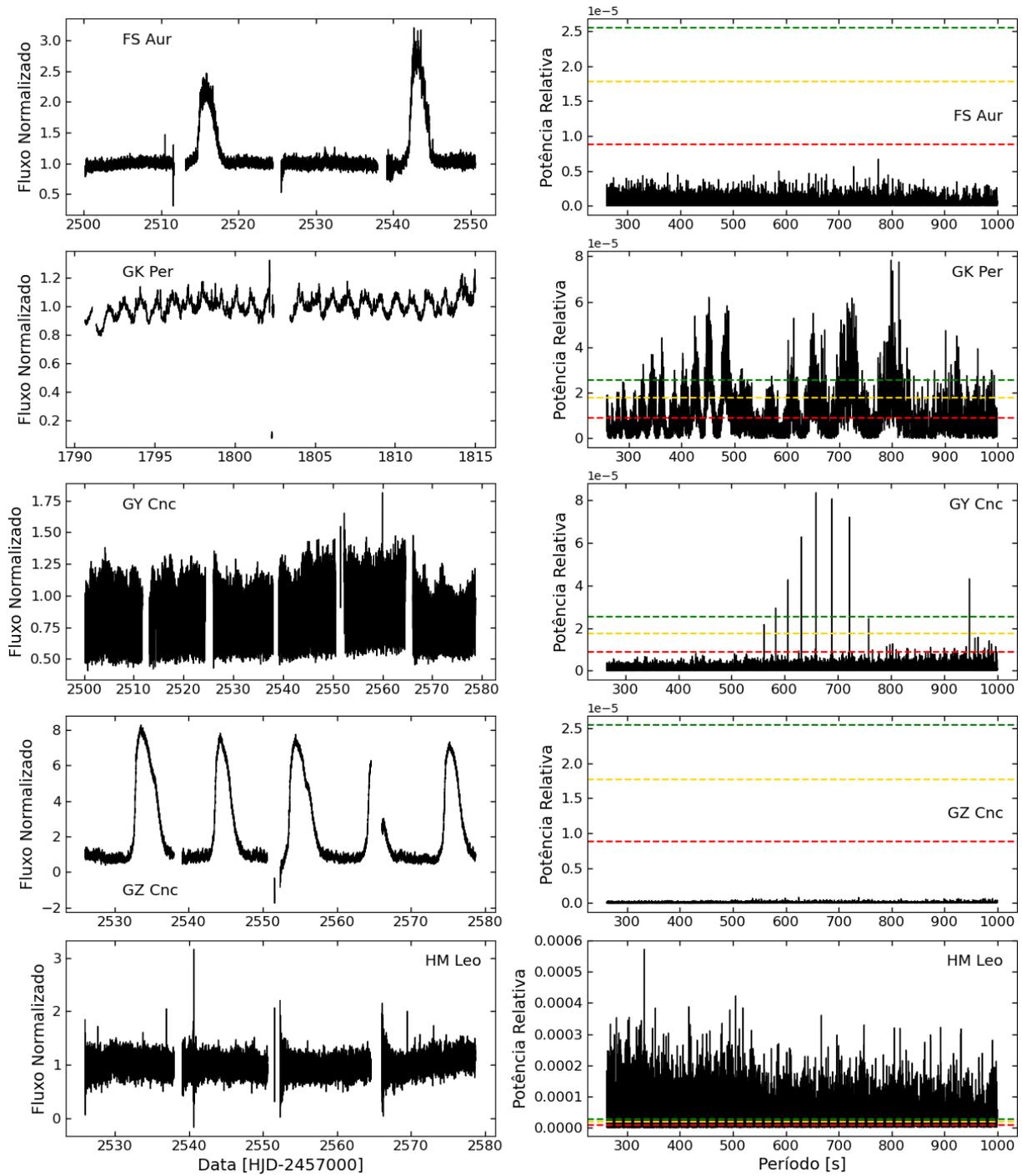


Figura D.1: Continuação.

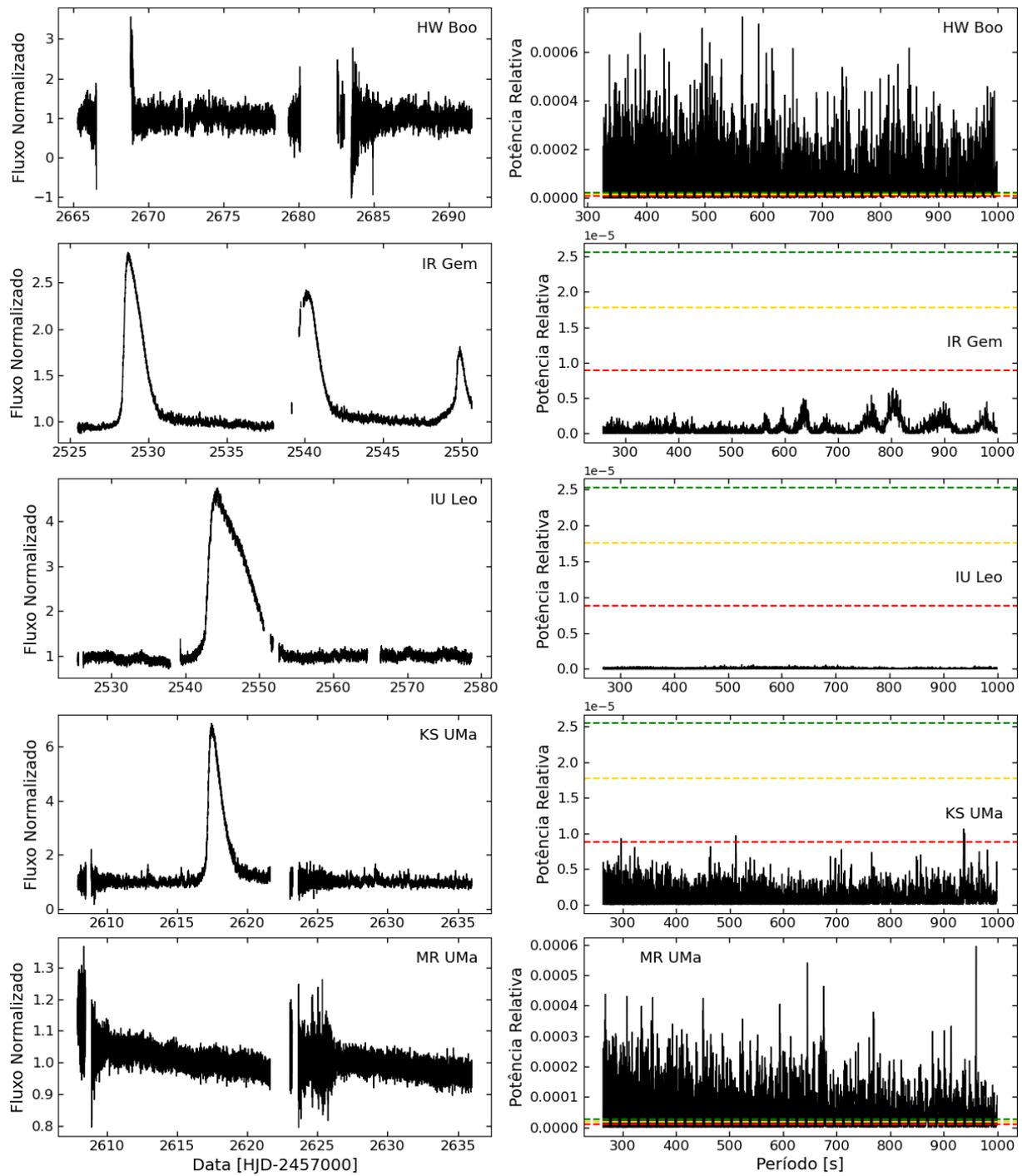


Figura D.1: Continuação.

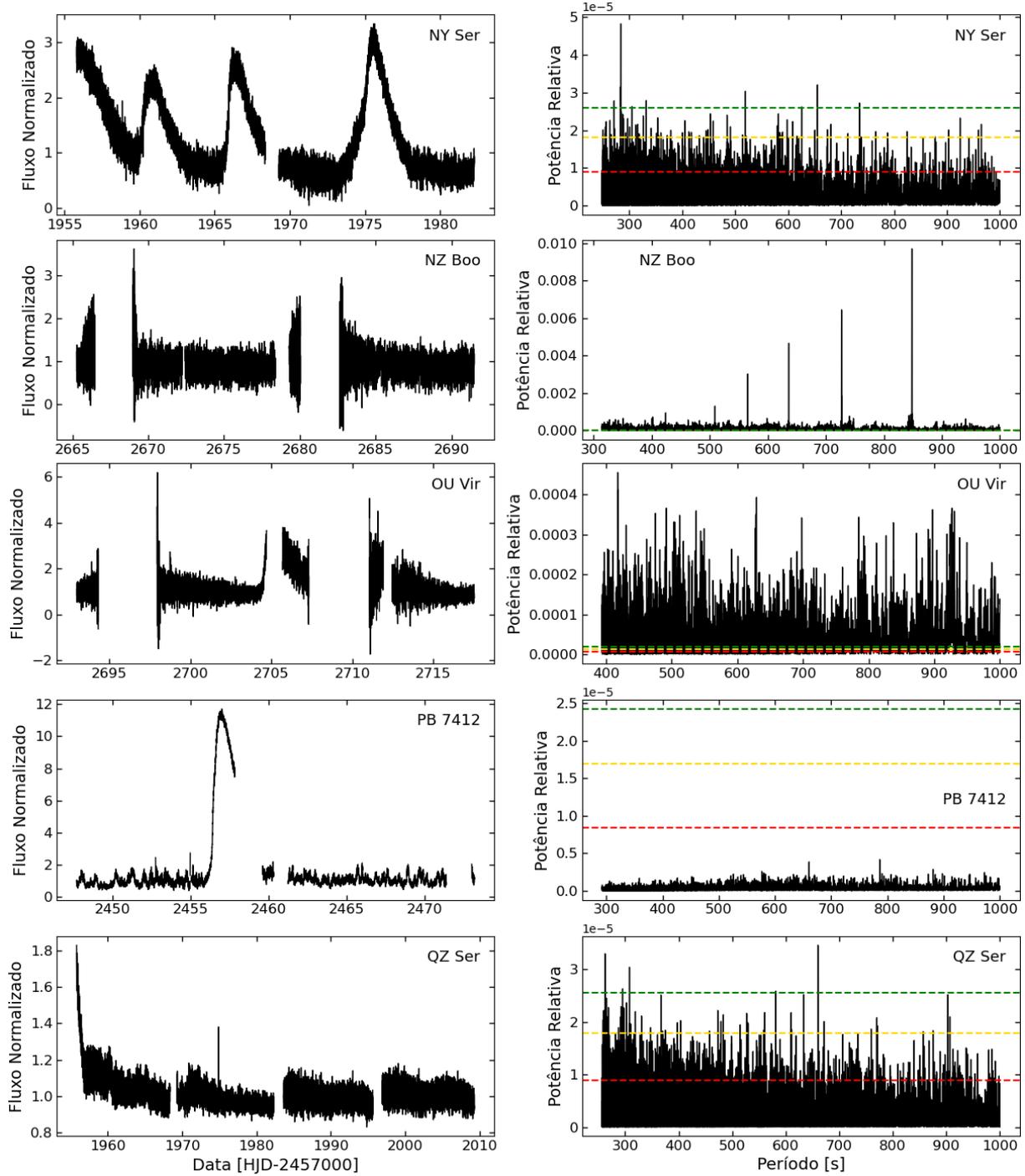


Figura D.1: Continuação.

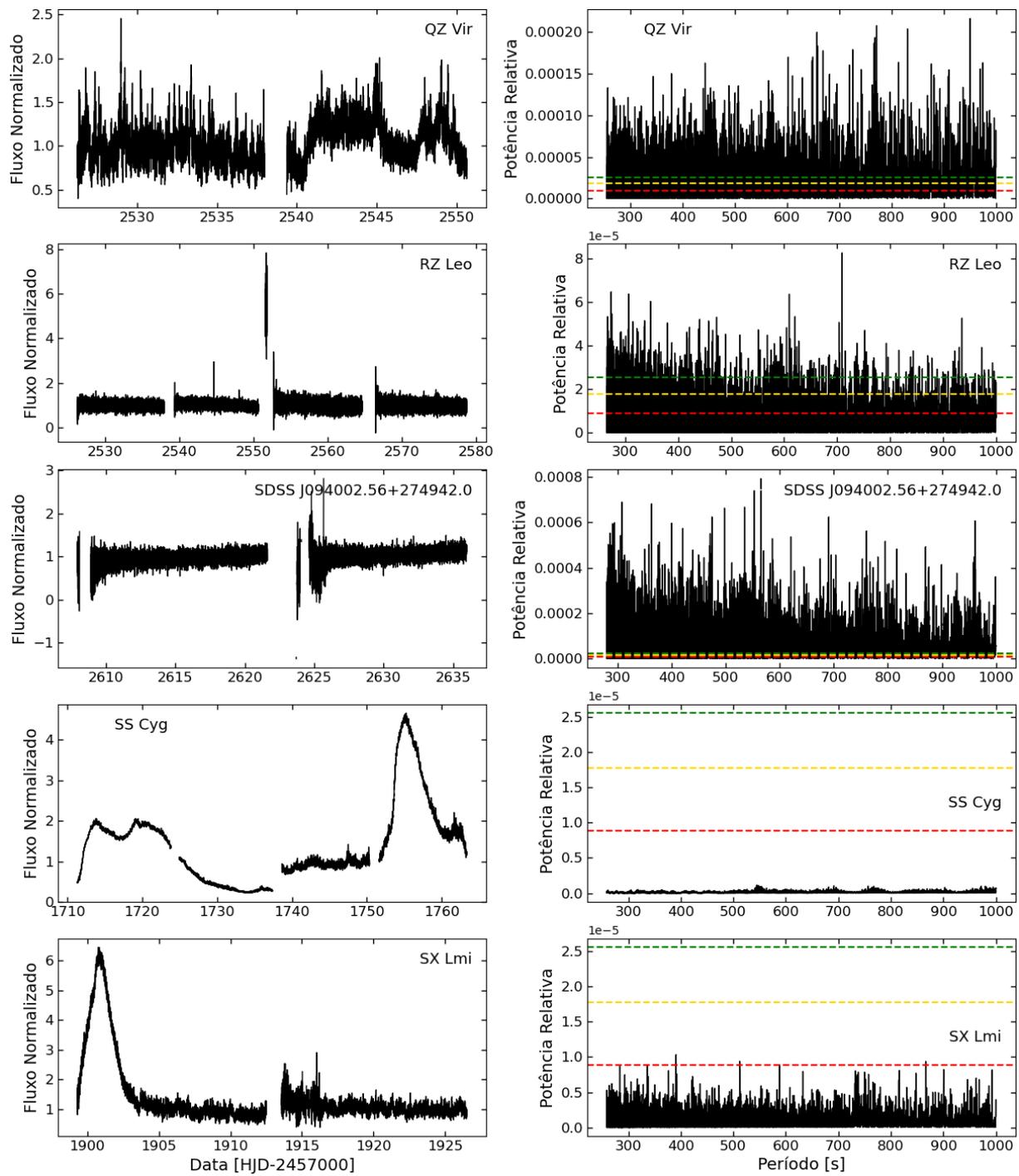


Figura D.1: Continuação.

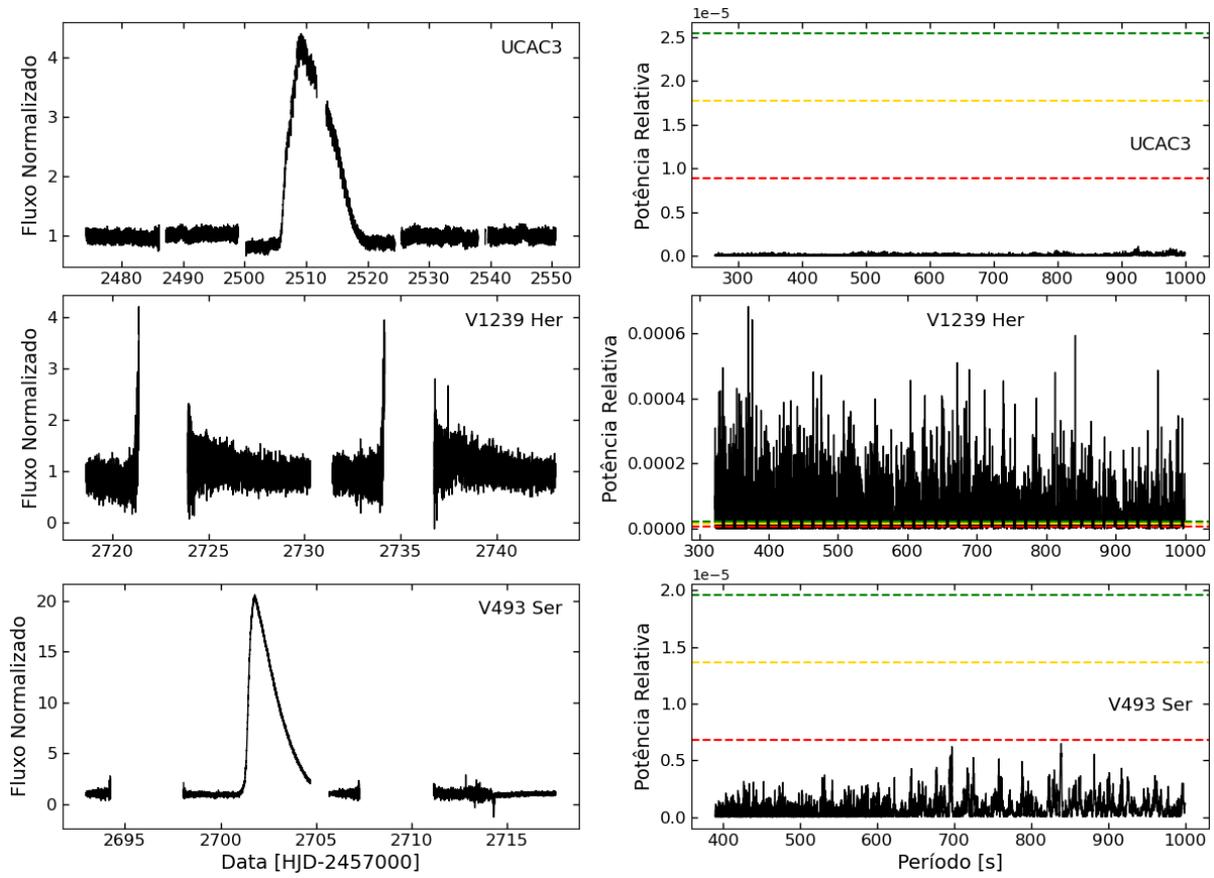


Figura D.1: Continuação.

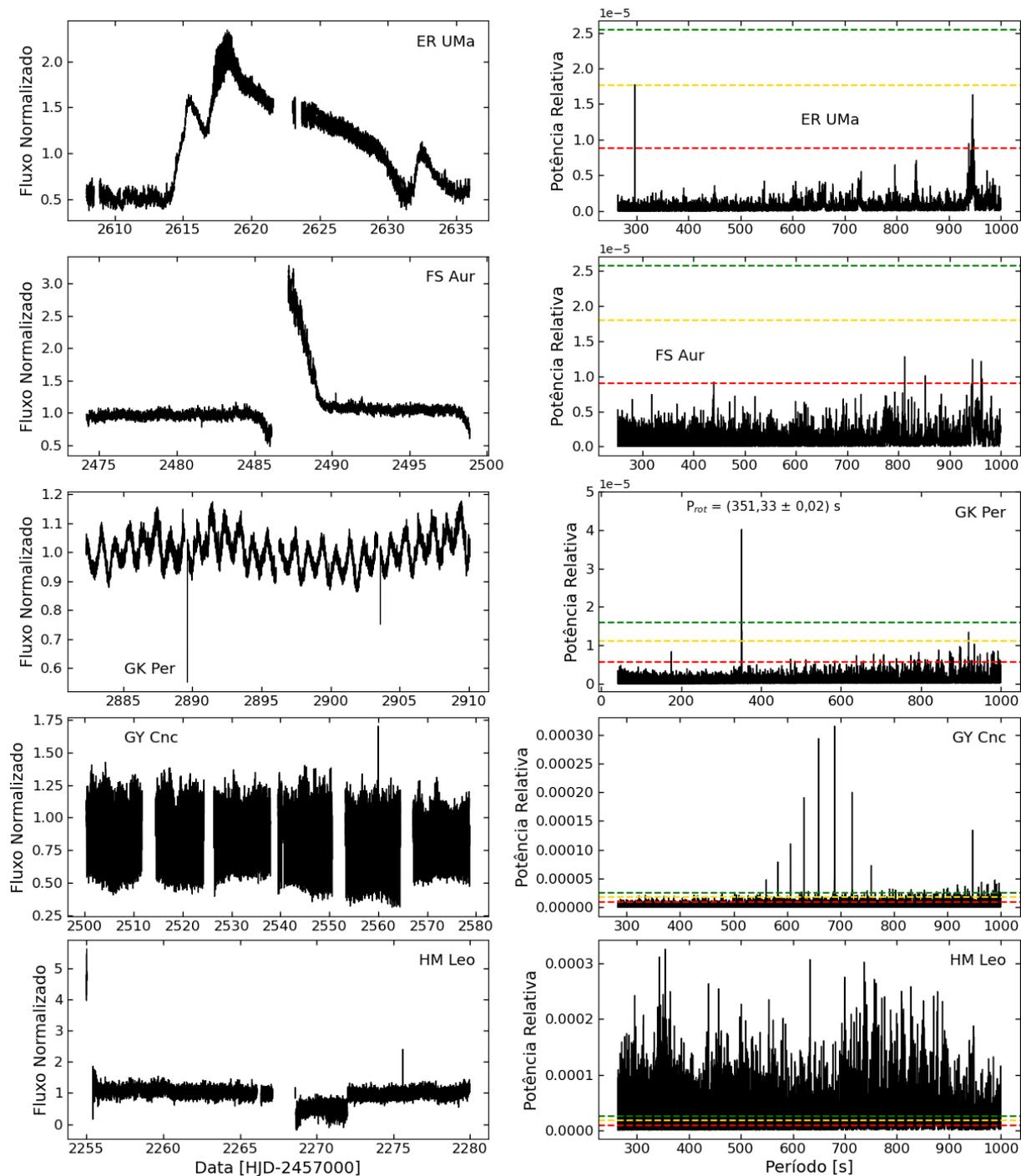


Figura D.2: Amostra 1: curvas de luz e periodogramas adicionais obtidos com o TESS de oito NAs com picos parecidos com modulações periódicas. As linhas tracejadas verdes, douradas e vermelhas referem-se aos níveis de confiança de 99%, 95% e 68%, respectivamente.

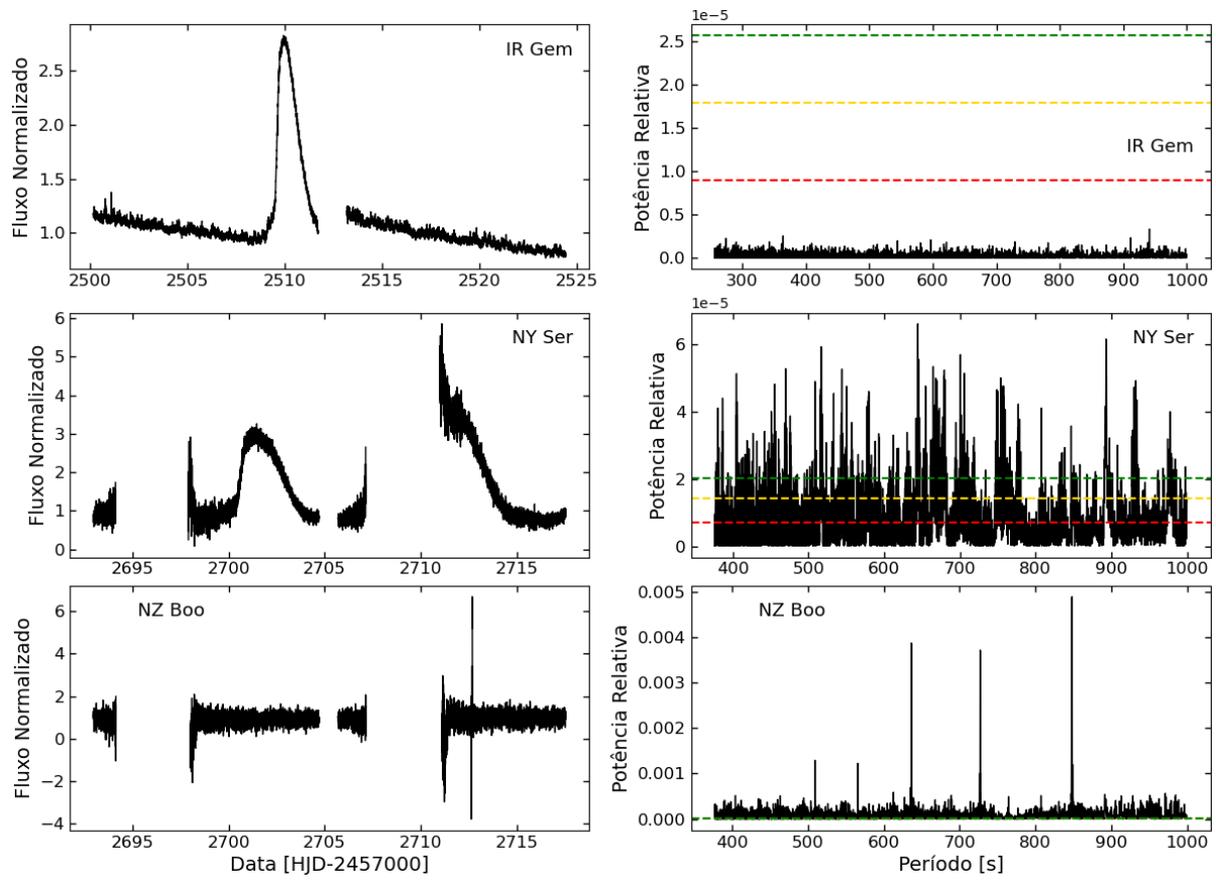


Figura D.2: Continuação.

# Referências Bibliográficas

- Akerlof, C., Amrose, S., Balsano, R., et al. 2000, *Astron. J.*, 119
- Alam, S. *et al.* 2015, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 219, 12
- Álvarez-Hernández, A., Torres, M. A. P., Rodríguez-Gil, P., et al. 2021, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 507
- Araujo-Betancor, S., Gänsicke, B. T., Hagen, H. J., et al. 2005, *Astron. Astrophys.*, 430, 629
- Arenas, J., & Mennickent, R. E. 1998, *Astron. Astrophys.*, 337, 472
- Arnaud, K., Dorman, B., & Gordon, C. 1999, XSPEC: An X-ray spectral fitting package, *Astrophysics Source Code Library*, record ascl:9910.005
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 47, 481
- Augusteijn, T., Tappert, C., Dall, T., & Maza, J. 2010, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 405, 621
- Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Fouesneau, M., Demleitner, M., & Andrae, R. 2021, *VizieR Online Data Catalog*, I/352
- Beuermann, K., Diese, J., Paik, S., et al. 2009, *Astron. Astrophys.*, 507, 385
- Bird, A. J., Bazzano, A., Malizia, A., et al. 2016, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 223, 15
- Bonnet-Bidaud, J. M., Mouchet, M., Somova, T. A., & Somov, N. N. 1996, *Astron. Astrophys.*, 306, 199
- Borges, B. W., Baptista, R., Papadimitriou, C., & Giannakis, O. 2008, *Astron. Astrophys.*, 480, 481
- Boyd, D., Oksanen, A., & Henden, A. 2006, *Journal of the British Astronomical Association*, 116, 187
- Bruch, A. 2022, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 514, 4718
- Bruch, A., Fischer, F. J., & Wilmsen, U. 1987, *Astronomy and Astrophysics*, 70, 481
- Burwitz, V., Reinsch, K., Schwobe, A. D., et al. 1998, *Astron. Astrophys.*, 331, 262
- Campbell, C. G. 1984, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 211, 69
- Campbell, C. G., & Schwobe, A. D. 1999, *Astron. Astrophys.*, 343, 132

- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *Astrophys. J.*, 345, 245
- Cash, W. 1979, *Astrophys. J.*, 228, 939
- Chanmugam, G., & Dulk, G. A. 1981, *Astrophys. J.*, 244, 569
- Clark, D. H., Parkinson, J. H., & Stephenson, F. R. 1977, *Quart. J. Roy. Astron. Soc.*, 18, 443
- Copperwheat, C. M., Marsh, T. R., Dhillon, V. S., et al. 2010, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 402, 1824
- Crampton, D., Cowley, A. P., & Fisher, W. A. 1986, *Astrophys. J.*, 300, 788
- Cropper, M. 1990, *Space Sci. Rev.*, 54, 195
- Dai, Z., Szkody, P., Garnavich, P. M., & Kennedy, M. 2016, *The Astronomical Journal*, 152, 5
- de Martino, D., Bernardini, F., Mukai, K., Falanga, M., & Masetti, N. 2020, *Advances in Space Research*, 66, 1209
- Dillon, M., Gänsicke, B. T., Aungwerojwit, A., et al. 2008, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 386, 1568
- Echevarria, J., Costero, R., & Michel, R. 1993, *Astronomy and Astrophysics*, 275, 201
- Eggleton, P., Mitton, S., & Whelan, J. 1976, *Structure and evolution of close binary systems : symposium no. 73 held in Cambridge, England, 28 July-1 August, 1975*, Vol. 73
- Faulkner, J. 1971, *Astrophys. J. Lett.*, 170, L99
- Feline, W. J., Dhillon, V. S., Marsh, T. R., & Brinkworth, C. S. 2004, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 355, 1
- Ferrario, L., de Martino, D., & Gänsicke, B. T. 2015, *Space Sci. Rev.*, 191, 111
- Frank, J., King, A., & Raine, D. 2002, *Accretion Power in Astrophysics*, 3rd edn. (Cambridge University Press)
- Gaia Collaboration. 2021, *Gaia EDR3 documentation*.
- . 2022, *VizieR Online Data Catalog: Gaia DR3 Part 4. Variability* (Gaia Collaboration, 2022), *VizieR On-line Data Catalog: I/358*. Originally published in: *Astron. Astrophys.*, in prep. (2022)
- Galiullin, I. I., & Gilfanov, M. R. 2021, *Astronomy Letters*, 47, 587
- Gehrels, N., Chincarini, G., Giommi, P., et al. 2004, *Astrophys. J.*, 611, 1005
- Giovannelli, F. 2008, *Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics Supplement*, 8, 237
- Gänsicke, B. T., Dillon, M., Southworth, J., et al. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 397, 2170
- Hakala, P., Parsons, S. G., Marsh, T. R., et al. 2022, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 513, 3858
- Hameury, J. M., & Lasota, J. P. 2017, *Astron. Astrophys.*, 602, A102

- Haswell, C. A., Patterson, J., Thorstensen, J. R., Hellier, C., & Skillman, D. R. 1997, *Astrophys. J.*, 476, 847
- Hedges, C., Hughes, A., Giacalone, S., et al. 2021
- Hellier, C. 2001, *Cataclysmic Variable Stars*
- Hellier, C., Cropper, M., & Mason, K. O. 1991, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 248, 233
- Hellier, C., Mason, K. O., Rosen, S. R., & Cordova, F. A. 1987, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 228, 463
- Homer, L., Szkody, P., Henden, A., et al. 2006, *Astron. J.*, 132, 2743
- Homer, L., Szkody, P., Chen, B., et al. 2005, *Astrophys. J.*, 620, 929
- Howell, S. B., Sirk, M. M., Malina, R. F., Mittaz, J. P. D., & Mason, K. O. 1995a, *Astrophys. J.*, 439, 991
- Howell, S. B., Szkody, P., & Cannizzo, J. K. 1995b, *Astrophys. J.*, 439, 337
- Inight, K., Gänsicke, B. T., Schwöpe, A., et al. 2023a, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 525, 3597
- Inight, K., Gänsicke, B. T., Breedt, E., et al. 2023b, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 524, 4867
- Joy, A. H. 1956, *Astrophys. J.*, 124, 317
- Kafka, S., Tappert, C., & Honeycutt, R. K. 2010, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 403, 755
- Kato, T., Ishioka, R., & Uemura, M. 2002, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 54, 1023
- Kato, T., Maehara, H., & Uemura, M. 2012, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 64, 63
- Kato, T., Imada, A., Uemura, M., et al. 2009, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 61, S395
- Kato, T., Maehara, H., Uemura, M., et al. 2010, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 62, 1525
- Kato, T., Pavlenko, E. P., Pit, N. V., et al. 2019, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 71, L1
- Keller, S. C., Murphy, S., Prior, S., DaCosta, G., & Schmidt, B. 2008, *Astrophys. J.*, 678, 851
- Kemp, J., Patterson, J., Thorstensen, J. R., et al. 2002, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 114, 623
- Kinemuchi, K., Barclay, T., Fanelli, M., et al. 2012, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 124, 963
- King, R. R., Goodwin, S. P., Parker, R. J., & Patience, J. 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 427, 2636
- Kopal, Z. 1959, *Close binary systems*
- Krajci, T., & Wils, P. 2010, *The Journal of the AAVSO*, 38, 33
- Lallement, R., Vergely, J. L., Valette, B., et al. 2014, *Astron. Astrophys.*, 561, A91
- Liszt, H. 2013, *The Astrophysical Journal*, 780, 10

- Lomb, N. R. 1976, *Astrophys. Space Sci.*, 39, 447
- Lopes de Oliveira, R., Bruch, A., Rodrigues, C. V., Oliveira, A. S., & Mukai, K. 2020, *The Astrophysical Journal Letters*, 898, L40
- Lopes de Oliveira, R., & Mukai, K. 2019, *The Astrophysical Journal*, 880, 128
- Luo, A. L., Zhao, Y. H., Zhao, G., & et al. 2022, *VizieR Online Data Catalog*, V/156
- Marsh, T. R., Morales-Rueda, L., Steeghs, D., et al. 2002, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 261, *The Physics of Cataclysmic Variables and Related Objects*, ed. B. T. Gänsicke, K. Beuermann, & K. Reinsch, 200
- Mauche, C. W. 2002, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 264, 75
- Mendes de Oliveira, C., Ribeiro, T., Schoenell, W., et al. 2019, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 489, 241
- Merloni, A., Lamer, G., Liu, T., et al. 2024, *VizieR Online Data Catalog: SRG/eROSITA all-sky survey catalogs (eRASS1) (Merloni+, 2024)*, *VizieR On-line Data Catalog: J/A+A/682/A34*. Originally published in: 2024A&A...682A..34M
- Mróz, P., Pietrukowicz, P., Poleski, R., et al. 2013, *Acta Astronomica*, 63, 135
- Mróz, P., Udalski, A., Poleski, R., et al. 2015, *Acta Astronomica*, 65, 313
- Muñoz-Giraldo, D., Stelzer, B., & Schwöpe, A. 2024, arXiv e-prints
- Mukadam, A. S., Gänsicke, B. T., Szkody, P., et al. 2007, *Astrophys. J.*, 667, 433
- Mukai, K. 2022, *Low Luminosity IPs*, <https://asd.gsfc.nasa.gov/Koji.Mukai/iphome/catalog/llip.html>
- Mukai, K. 2017, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 129, 062001
- NASA. 2017, *Introduction to Cataclysmic Variables (CVs)*, <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/objects/cvs/cvstext.html>
- Neustroev, V. V., Tovmassian, G. H., Zharikov, S. V., & Sjöberg, G. 2013, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 432, 2596
- Nogami, D., Kato, T., & Hirata, R. 1996, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 48, 607
- Norton, A. J., Wynn, G. A., & Somerscales, R. V. 2004, *Astrophys. J.*, 614, 349
- O'Donoghue, D., Buckley, D. A. H., Balona, L. A., et al. 2006, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 372, 151
- Oh, K., Koss, M., Markwardt, C. B., et al. 2018, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 235, 4
- Oliveira, A. S., Rodrigues, C. V., Cieslinski, D., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 153, 144
- Osaki, Y. 1974, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 26, 429
- Osborne, J. P., Beardmore, A. P., Wheatley, P. J., et al. 1994, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 270, 650

- Otulakowska-Hypka, M., Olech, A., & Patterson, J. 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 460, 2526
- Paczynski, B., & Sienkiewicz, R. 1983, *Astrophys. J.*, 268, 825
- Pala, A. F. 2018, PhD thesis, University of Warwick
- Patterson, J. 1994, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 106, 209
- Patterson, J., Thorstensen, J. R., Vanmunster, T., et al. 2004, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 116, 516
- Pavlenko, E. P., Mason, P. A., Sosnovskij, A. A., et al. 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 479, 341
- Peters, C. S., & Thorstensen, J. R. 2005, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 117, 1386
- Peters, C. S., & Thorstensen, J. R. 2005, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 117, 1386
- Pirola, V., Coyne, G. V., Takalo, S. J., et al. 1994, *Astron. Astrophys.*, 283, 163
- Pojmański, G. 2001, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 246, IAU Colloq. 183: Small Telescope Astronomy on Global Scales, ed. B. Paczynski, W.-P. Chen, & C. Lemme, 53
- Pretorius, M. L., & Mukai, K. 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 442, 2580
- Pretorius, M. L., Woudt, P. A., Warner, B., et al. 2004, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 352, 1056
- Reimers, D., Hagen, H. J., & Hopp, U. 1999, *Astron. Astrophys.*, 343, 157
- Reiners, A., & Basri, G. 2009, *Astron. Astrophys.*, 496, 787
- Ritter, H. 1992, *The Astronomy and Astrophysics Encyclopedia*, 2, 61
- Rodrigues, C. V., Jablonski, F. J., D'Amico, F., et al. 2006, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 369, 1972
- Roming, P. W. A., Koch, T. S., Oates, S. R., et al. 2008, *The Astrophysical Journal*, 690, 163
- Samus, N. N., Durlevich, O. V., & et al. 2004, *VizieR Online Data Catalog: Combined General Catalogue of Variable Stars (Samus+ 2004)*, *VizieR On-line Data Catalog: II/250*. Originally published in: 2004yCat.2250....0S
- Saumon, D., Blouin, S., & Tremblay, P.-E. 2022, *Phys. Rep.*, 988, 1
- Scargle, J. D. 1982, *Astrophys. J.*, 263, 835
- Schmidt, G. D., Hoard, D. W., Szkody, P., et al. 1999, *Astrophys. J.*, 525, 407
- Schmidt, G. D., Smith, P. S., Szkody, P., & Anderson, S. F. 2008, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 120, 160
- Schmidt, G. D., Szkody, P., Vanlandingham, K. M., et al. 2005, *Astrophys. J.*, 630, 1037

- Schreiber, M. R., Belloni, D., Gänsicke, B. T., Parsons, S. G., & Zorotovic, M. 2021, *Nature Astronomy*, 5, 648–654
- Schwöpe, A. D., Brunner, H., Buckley, D., et al. 2002, *Astron. Astrophys.*, 396, 895
- Searle, T., Templeton, M., Price, A., & Henden, A. 2006, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 209, American Astronomical Society Meeting Abstracts, 162.04
- Seward, F. D., & Charles, P. A. 1995, *Exploring the X-Ray Universe*
- Shafter, A. W., & Harkness, R. P. 1986, *Astron. J.*, 92, 658
- Shappee, B. J., Prieto, J. L., Grupe, D., et al. 2014, *Astrophys. J.*, 788, 48
- Sheets, H. A., Thorstensen, J. R., Peters, C. J., Kapusta, A. B., & Taylor, C. J. 2007, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 119, 494
- Silber, A. D. 1992, PhD thesis, Massachusetts Institute of Technology
- Sion, E. M., & Godon, P. 2022, *Galaxies*, 10
- Smith, R. K., Brickhouse, N. S., Liedahl, D. A., & Raymond, J. C. 2001, *The Astrophysical Journal*, 556, L91
- Southworth, J., Copperwheat, C. M., Gänsicke, B. T., & Pyrzas, S. 2010, *Astron. Astrophys.*, 510, A100
- Southworth, J., Gänsicke, B. T., Marsh, T. R., de Martino, D., & Aungwerojwit, A. 2007a, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 378, 635
- Southworth, J., Gänsicke, B. T., Marsh, T. R., et al. 2006, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 373, 687
- Southworth, J., Marsh, T. R., Gänsicke, B. T., et al. 2007b, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 382, 1145
- Southworth, J., Marsh, T. R., Gänsicke, B. T., et al. 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 382, 1145
- Southworth, J., Tappert, C., Gänsicke, B. T., & Copperwheat, C. M. 2015, *Astron. Astrophys.*, 573, A61
- Southworth, J., Gänsicke, B. T., Marsh, T. R., et al. 2008, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 391, 591
- Spogli, C., & Claudi, R. U. 1994, *Astron. Astrophys.*, 281, 808
- Starrfield, S. 1971, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 155, 129
- Sterken, C., Vogt, N., Freeth, R., et al. 1983, *Astron. Astrophys.*, 118, 325
- Stockman, H. S., Schmidt, G. D., Angel, J. R. P., et al. 1977, *Astrophys. J.*, 217, 815
- Sun, Y., Cheng, Z., Ye, S., et al. 2021, *Astrophys. J. Suppl.*, 257, 65
- Szkody, P., Everett, M. E., Howell, S. B., et al. 2014, *Astron. J.*, 148, 63
- Szkody, P., Anderson, S. F., Agüeros, M., et al. 2002, *Astron. J.*, 123, 430

- Szkody, P., Henden, A., Fraser, O., et al. 2004, *Astron. J.*, 128
- Szkody, P., Henden, A., Fraser, O. J., et al. 2005, *Astron. J.*, 129, 2386
- Szkody, P., Henden, A., Mannikko, L., et al. 2007, *Astron. J.*, 134, 185
- Szkody, P., Anderson, S. F., Hayden, M., et al. 2009, *Astron. J.*, 137, 4011
- Szkody, P., Anderson, S. F., Brooks, K., et al. 2011, *Astron. J.*, 142, 181
- Szkody, P., Dicenzo, B., Ho, A. Y. Q., et al. 2020, *Astron. J.*, 159, 198
- Taylor, M. B. 2005, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 347, 29
- Thorstensen, J. R. 1997, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 109, 1241
- Thorstensen, J. R. 2020, *Astron. J.*, 160, 6
- Thorstensen, J. R., & Fenton, W. H. 2002, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 114, 74
- Thorstensen, J. R., Patterson, J., Kemp, J., & Vennes, S. 2002, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 114, 1108
- Thorstensen, J. R., Peters, C. S., & Skinner, J. N. 2010, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 122, 1285
- Thorstensen, J. R., Ringwald, F. A., Taylor, C. J., et al. 2017, *Research Notes of the American Astronomical Society*, 1, 29
- Thorstensen, J. R., Schwarz, R., Schwope, A. D., et al. 2009, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 121, 465
- Thorstensen, J. R., Taylor, C. J., Becker, C. M., & Remillard, R. A. 1997, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 109, 477
- Thorstensen, J. R., Taylor, C. J., Peters, C. S., et al. 2015, *Astron. J.*, 149, 128
- Uemura, M., Kato, T., Nogami, D., & Ohsugi, T. 2010, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 62, 613
- VanderPlas, J. T. 2018, *Astrophys. J. Suppl.*, 236, 16
- Vanderspek, R., Doty, J. P., Fausnaugh, M., et al. 2018, NASA Goddard Space Flight Center, Greenbelt, MD
- Verbunt, F., & Zwaan, C. 1981, *Astron. Astrophys.*, 100, L7
- Wagner, R. M., Thorstensen, J. R., Honeycutt, R. K., et al. 1998, *Astron. J.*, 115, 787
- Warner, B. 1995, *Cataclysmic Variable Stars*, ed. . Cambridge Astrophysics Series (Cambridge University Press)
- Watson, C. L., Henden, A. A., & Price, A. 2006, *Society for Astronomical Sciences Annual Symposium*, 25, 47
- Watson, M. G., King, A. R., & Osborne, J. 1985, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 212, 917
- Webb, N. A. 2023, arXiv e-prints
- Williams, G. 1983, *Astrophys. J. Suppl.*, 53, 523

- Wils, P., Gansicke, B. T., Drake, A. J., & Southworth, J. 2015, *VizieR Online Data Catalog*, J/MNRAS/402/436
- Wilson, D. J., Toloza, O., Landstreet, J. D., et al. 2021, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 508, 561
- Wood, M. A., Robertson, J. R., Simpson, J. C., et al. 2005, *Astrophys. J.*, 634, 570
- Woudt, P. A., Warner, B., & Pretorius, M. L. 2004, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 351, 1015
- Wu, K. 2000, *Space Sci. Rev.*, 93, 611