

Universidade do Vale do Paraíba
Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento - IP&D
Programa de Pós Graduação em Física e Astronomia

ROGER DO PRADO

**Análise observacional das
Variáveis Cataclísmicas magnéticas
CRTS J022732.9+130617, RX J0525.3+2413 e
CRTS MLS101203 J045625+182634**

**Observational analysis of the Magnetic Cataclysmic Variables
CRTS J022732.9+130617, RX J0525.3+2413 e CRTS MLS101203
J045625+182634**

São José dos Campos, SP

2024

ROGER DO PRADO

**Análise observacional das
Variáveis Cataclísmicas magnéticas
CRTS J022732.9+130617, RX J0525.3+2413 e CRTS
MLS101203 J045625+182634**

Qualificação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia, como parte do processo de avaliação para a obtenção do título de Mestre em Física e Astronomia.

Orientador: Prof. Dr. Alexandre Soares de Oliveira

São José dos Campos, SP

2024

TERMO DE AUTORIZAÇÃO DE DIVULGAÇÃO DA OBRA

Ficha catalográfica

Prado, Roger do
Análise observacional das Variáveis Cataclísmicas magnéticas
CRTS J022732.9+130617, RX J0525.3+2413 e CRTS MLS101203
J045625+182634 / Roger do Prado; orientador, Alexandre Soares de
Oliveira. - São José dos Campos, SP, 2024.
1 CD-ROM, 107 p.

Dissertação (Mestrado Acadêmico) - Universidade do Vale do
Paraíba, São José dos Campos. Programa de Pós-Graduação em Física
e Astronomia.

Inclui referências

1. Física e Astronomia. 2. Astrofísica estelar. 3.
Espectroscopia. 4. Polarimetria. 5. Fotometria. I. Oliveira,
Alexandre Soares de, orient. II. Universidade do Vale do Paraíba.
Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia. III. Título.

Eu, Roger do Prado, autor(a) da obra acima referenciada:

Autorizo a divulgação total ou parcial da obra impressa, digital ou fixada em
outro tipo de mídia, bem como, a sua reprodução total ou parcial, devendo o
usuário da reprodução atribuir os créditos ao autor da obra, citando a fonte.

Declaro, para todos os fins e efeitos de direito, que o Trabalho foi elaborado
respeitando os princípios da moral e da ética e não violou qualquer direito de
propriedade intelectual sob pena de responder civil, criminal, ética e
profissionalmente por meus atos.

Documento assinado digitalmente

gov.br

ROGER DO PRADO

Data: 28/01/2025 15:57:08-0300

Verifique em <https://validar.iti.gov.br>

São José dos Campos, 31 de Outubro de 2024.

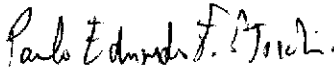

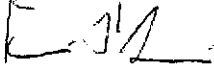
Autor(a) da Obra

Data da defesa: _____/_____/_____

ROGER DO PRADO

**“ANÁLISE OBSERVACIONAL DAS VARIÁVEIS CATACLÍSMICAS MAGNÉTICAS
CRTSJ022732.9+130617, RXJ0525.3+2413 E CRTS MLS101203 J045625+182634.”**

Dissertação aprovada como requisito parcial à obtenção do grau de Mestre, do Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia, do Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento da Universidade do Vale do Paraíba, São José dos Campos, SP, pela seguinte banca examinadora:

Prof. Dr. Paulo Eduardo Freire Stecchini	
Prof. Dr. Alexandre Soares de Oliveira	
Prof. Dr. Flavio D'Amico - INPE	

Prof.^a Dr.^a Juliana Ferreira Strixino
Diretora do IP&D – Univap
São José dos Campos, 24 de setembro de 2024.

AGRADECIMENTOS

Agradeço sinceramente a todos os envolvidos na realização desta dissertação de mestrado. Gostaria de expressar minha gratidão a todos que contribuíram de alguma forma para o desenvolvimento deste trabalho, permitindo que eu chegasse a esta etapa significativa em minha jornada acadêmica.

Em primeiro lugar, gostaria de agradecer ao meu orientador Prof. Dr. Alexandre Soares de Oliveira, cujo conhecimento, orientação e apoio foram fundamentais para a realização deste projeto. Sua orientação perspicaz, críticas construtivas e incentivo foram inestimáveis, e sou grato pela oportunidade de aprender com sua experiência e expertise.

Sou grato aos meus colegas de curso, que me acompanharam durante todo o percurso do mestrado. Agradeço por compartilharem seus conhecimentos e experiências, que enriqueceram significativamente minha compreensão do tema.

Não posso deixar de mencionar meus amigos e familiares, que estiveram ao meu lado durante todo esse processo. O apoio emocional, encorajamento e paciência que me proporcionaram foram essenciais para superar os desafios e me manter motivado durante os momentos mais difíceis.

Mais uma vez, expresso minha sincera gratidão a todos que desempenharam um papel importante nesta jornada acadêmica. Sem o apoio e contribuição de cada um de vocês, esta dissertação de mestrado não seria possível. Estou profundamente grato pela oportunidade de realizar este trabalho e pelas lições e experiências que obtive ao longo do caminho.

RESUMO

Este estudo teve como objetivo a análise observacional das variáveis cataclís-micas magnéticas CRTS J022732.9+130617, RX J0525.3+2413 e CRTS MLS101203 J045625+182634, utilizando uma combinação de múltiplas técnicas observacionais, incluindo dados de fotometria com o telescópio TESS, espectroscopia com o telescópio SOAR e polarimetria com o de 1,6 m do OPD. Para CRTS J022732.9+130617 o diagrama O-C, construído com instantes de eclipses obtidos dos dados TESS acrescentados a instantes obtidos da literatura, permitiu refinar a efeméride publicada e reduzir a incerteza do período orbital por um fator 7. As curvas de velocidades radiais obtidas da série temporal de espectros apresentam semi-amplitudes típicas de polares e um período espectroscópico igual ao período obtido fotometricamente. A polarimetria revelou polarização circular modulada com o período orbital, variando entre -12% e 6%, e polarização linear entre 5% e 10%. A RX J0525.3+2413, por sua vez, é uma candidata a variável cataclísmica magnética com período orbital desconhecido. As análises de periodicidades nos dados do *survey* fotométrico CRTS e do TESS não revelaram o período orbital. O espectro de potências dos dados de alta resolução temporal do setor 71 do TESS mostrou um pico em 226,32 s que consideramos uma detecção limítrofe do período de rotação da anã branca, que foi reportado na literatura apenas em raios-X. As curvas de velocidades radiais não apresentaram modulações significativas e nem permitiram a determinação do período orbital. Uma análise de dados públicos de raios-X do satélite *NuSTAR* revelou um pico em 0,0044 Hz (226,4 s) nos dados entre 5 e 12 keV, coincidente com o período de rotação da anã branca reportado na literatura, confirmando sua natureza como polar intermediária. Os dados de polarimetria não apresentaram qualidade suficiente para confirmar a presença de polarização circular ou linear. No estudo da candidata a polar MLS101203 J045625+182634, os dados TESS confirmaram o candidato a período orbital da literatura, obtido nos dados do CRTS. A série temporal de espectros confirma o período orbital e mostra sinais da estrela secundária. Concluimos que este objeto é uma polar dentro do intervalo de períodos das variáveis cataclísmicas, observada em baixo estado de acreção de matéria.

Palavras-chave: Astrofísica estelar; Variáveis cataclísmicas magnéticas; Fotometria; Espectroscopia; Polarimetria, Raios-X.

Observational analysis of the
Magnetic Cataclysmic Variables CRTS J022732.9+130617, RX J0525.3+2413 and
MLS101203 J045625+182634.

ABSTRACT

This study aimed to perform an observational analysis of the magnetic cataclysmic variables CRTS J022732.9+130617, RX J0525.3+2413, and CRTS MLS101203 J045625+182634 using a combination of multiple observational techniques, including photometric data from the TESS telescope, spectroscopy from the SOAR telescope, and polarimetry from the 1.6 m telescope at OPD. For CRTS J022732.9+130617, the O-C diagram, constructed with eclipse timings obtained from TESS data combined with timings from the literature, allowed us to refine the published ephemeris and reduce the uncertainty of the orbital period by a factor of 7. The radial velocity curves obtained from the time series of spectra exhibit semi-amplitudes typical of polars and a spectroscopic period equal to the photometrically obtained period. Polarimetry revealed circular polarization modulated with the orbital period, varying between -12% and 6%, and linear polarization between 5% and 10%. RX J0525.3+2413, on the other hand, is a candidate magnetic cataclysmic variable with an unknown orbital period. Periodicity analyses of the CRTS photometric survey data and TESS data did not reveal the orbital period. The power spectrum of the high temporal resolution data from TESS Sector 71 showed a peak at 226.32 s, which we consider a marginal detection of the white dwarf's rotation period, previously reported in the literature only in X-rays. The radial velocity curves did not show significant modulations and did not allow the determination of the orbital period. An analysis of public X-ray data from the NuSTAR satellite revealed a peak at 0.0044 Hz (226.4 s) in the data between 5 and 12 keV, coincident with the white dwarf's rotation period reported in the literature, confirming its nature as an intermediate polar. The polarimetry data were not of sufficient quality to confirm the presence of circular or linear polarization. In the study of the polar candidate MLS101203 J045625+182634, TESS data confirmed the candidate orbital period from the literature obtained from CRTS data. The time series of spectra confirm the orbital period and show signs of the secondary star. We conclude that this object is a polar within the period range of cataclysmic variables, observed in a low state of matter accretion.

Keywords: Stellar Astrophysics; Magnetic Cataclysmic Variables; Photometry; Spectroscopy; Polarimetry; X-rays.

LISTA DE ILUSTRAÇÕES

Figura 1 – Representação artística de uma variável cataclísmica não-magnética, com indicações dos principais componentes do sistema.	15
Figura 2 – Representação artística de uma variável cataclísmica magnética do tipo polar. A anã branca é o objeto menor na imagem. O material transferido da anã vermelha será forçado a seguir as linhas de campo magnético, resultando em um impacto concentrado nos polos magnéticos da anã branca.	15
Figura 3 – Corte bidimensional em uma VC, com razão de massa $q = \frac{M_2}{M_1} = 0,25$, onde M_2 e M_1 são as massas das estrelas secundária e primária respectivamente. São mostrados também o centro de massa (CM) e os pontos de Lagrange.	17
Figura 4 – Lóbulos de Roche podem ser visualizados como poços de potenciais gravitacionais nos quais a matéria flui para baixo. Quando a estrela secundária (anã vermelha) transborda seu lóbulo de Roche a matéria flui em direção à estrela primária (anã branca) através do ponto L_1 . . .	18
Figura 5 – Esquema da trajetória do fluxo de matéria que flui da estrela secundária começando a formar o disco de acreção. A linha pontilhada destaca o raio de circularização envolvendo a estrela primária (ponto preto). . . .	19
Figura 6 – Representação esquemática de uma variável cataclísmica tipo polar. A matéria em uma trajetória até encontrar a magnetosfera em um local chamado de região de acoplamento.	20
Figura 7 – Representação esquemática de uma sistema polar intermediária. O disco de acreção se forma, mas é interrompido pelo campo magnético em sua região interna.	22
Figura 8 – Região de acreção na superfície de anãs brancas em sistemas de VCs polares.	24
Figura 9 – Espectro médio da MLS0227+13.	26
Figura 10 – Curva de luz da MLS0227+13 obtida pelo CRTS.	27
Figura 11 – Fotometria da MLS0227+13 nas bandas R_c , I_c e sem filtro (<i>Clear</i>), em função do período orbital. Dois ciclos completos são mostrados.	28
Figura 12 – Polarização da MLS0227+13 em função da fase orbital. De cima para baixo, a imagem mostra a polarização circular, a polarização linear e o ângulo de posição da polarização linear. Os triângulos são pontos sem estimativa de erros.	29

Figura 13	– Campo de visão 5'X 5' da RXJ0525.3+2413. Extraído do <i>Digitized Sky Surveys - II Red</i> (DSS-II-Red), norte é para cima e leste para a esquerda.	30
Figura 14	– Espectro óptico de RXJ0525.3+2413.	31
Figura 15	– Alto: Espectro de potências dos dados de raios X de RXJ0525.3+2413 obtidos com o XMM, mostrando o pico (assinalado com a flecha) associado ao período de rotação de 226,28 s da anã branca. Baixo: diagrama de fase dos dados de raios X em fase com o período de rotação.	32
Figura 16	– Alto e intermediário: Curvas de luz ópticas de RXJ0525.3+2413. Baixo: O espectro de potências destes dados não mostra sinal significativo associado ao período de rotação de 226,28 s da anã branca detectado em raios X por Bernardini et al. (2015).	33
Figura 17	– Espectro da MLS0456+18, onde podemos identificar as linhas da serie de Balmer ($H\beta$ e $H\alpha$) e também as linhas de HeI e HeII 4686 Å, além de uma corcova em aproximadamente 5400 Å possivelmente associada a um harmônico cíclotron.	34
Figura 18	– Curva de luz CRTS da MLS0456+18 em fase com o período de 0.09851004 dias.	34
Figura 19	– Espectro bidimensional da MLS0227+13, obtido na noite de 20/11/2014 em <i>pixel x pixel</i> .	40
Figura 20	– Ajuste de polarização da estrela padrão HD245310.	42
Figura 21	– A Figura superior mostra o mapa de cobertura do TESS indicando os setores, e o tempo gasto em cada um. A Figura inferior mostra a banda de transmissão TESS.	44
Figura 22	– Curvas de luz TESS da MLS0227+13, setor 42. TIC 408746940 é a denominação deste objeto no catálogo TESS.	47
Figura 23	– Curvas de luz TESS da MLS0227+13, setor 43. TIC 408746940 é a denominação deste objeto no catálogo TESS.	47
Figura 24	– Área de 11×11 <i>pixels</i> circundando MLS0227+13, representada pela cruz preta. A variação de cores retrata a intensidade do fluxo em elétrons por segundo (e^-/s) enquanto os círculos destacam os objetos Gaia, cujos tamanhos correspondem ao brilho, até magnitude 21. Os eixos vertical e horizontal estão marcados com os números das linhas e colunas dos <i>pixels</i> no CCD.	48

Figura 25	–Área de 11×11 <i>pixels</i> circundando MLS0227+13, representada pela cruz preta. A variação de cores retrata a intensidade do fluxo em elétrons por segundo (e^-/s) enquanto os círculos destacam os objetos Gaia, cujos tamanhos correspondem ao brilho, até magnitude 21. Os eixos vertical e horizontal estão marcados com os números das linhas e colunas dos <i>pixels</i> no CCD.	49
Figura 26	–Máscara TESS da MLS0227+13, setor 42. A área hachurada em vermelho mostra a máscara de abertura usada pelo <i>pipeline</i> . O título nos informa o número de identificação do Kepler Input Catalog (KIC) e a cadência de observação desta imagem.	50
Figura 27	–Máscara TESS da MLS0227+13, setor 43. A área hachurada em vermelho mostra a máscara de abertura usada pelo <i>pipeline</i> . O título nos informa o número de identificação do Kepler Input Catalog (KIC) e a cadência de observação desta imagem.	50
Figura 28	–Trecho do periodogramas LS dos dados TESS de MLS0227+13, com o pico mais proeminente, associado ao período orbital. A linha azul é o periodograma obtido com 10 componentes de Fourier, e a linha verde o obtido com apenas 1 componente. A linha laranja representa o período de Silva et al. (2015), e as linhas tracejadas em preto (sobrepostas devido à escala) são os níveis de FAP de 10%, 5% e 1%.	51
Figura 29	–Curva de luz dos dados conjuntos dos setores 42 e 43 da MLS0227+13, em fase com o período de Silva et al. (2015) e T_{TESS} . A curva azul é o modelo criado pelo LS com 10 componentes de Fourier.	52
Figura 30	–Diagrama O-C dos instantes listados na Tabela 6. Os pontos pretos são referentes à efeméride de Silva et al. (2015), e a reta preta tracejada é um ajuste de regressão linear aplicado a estes pontos. Em vermelho, o diagrama O-C obtido com o período e T_0 corrigidos, e sua reta de regressão.	54
Figura 31	–Trecho do diagrama de fase dos dados TESS combinados (pontos pretos), em fase com o período e instante de referência da efeméride refinada. A curva vermelha são os dados binados em 200 pontos por caixa (<i>bin</i>) de fase.	55
Figura 32	–Resultado do código TESS_Localize: mapa de calor da amplitude do sinal variável (período corrigido e seus harmônicos) no campo TESS, setor 42. A cruz preta indica a posição de origem mais provável do sinal e os pontos brancos são as posições de fontes Gaia mais brilhantes que $G = 21$. A cruz preta está posicionada sobre as coordenadas Gaia da MLS0227+13.	56

Figura 33	–Resultado do código TESS_Localize: mapa de calor da amplitude do sinal variável (período corrigido e seus harmônicos) no campo TESS, setor 43. A cruz preta indica a posição de origem mais provável do sinal e os pontos brancos são as posições de fontes Gaia mais brilhantes que $G = 21$. A cruz preta está posicionada sobre as coordenadas Gaia da MLS0227+13.	57
Figura 34	–Espectro médio da MLS0227+13 construído a partir da série temporal de 12 espectros obtidos em 18 de novembro de 2014 no telescópio SOAR.	58
Figura 35	–Espectro médio da MLS0227+13 construído a partir da série temporal de 14 espectros obtidos em 20 de novembro de 2014 no telescópio SOAR.	59
Figura 36	–Combinação dos espectros médio da MLS0227+13.	60
Figura 37	–Periodograma Lomb-Scargle para curva de velocidade radial de $H\gamma$. A linha vermelha vertical marca a posição do pico mais intenso.	61
Figura 38	–Periodograma Lomb-Scargle para curva de velocidade radial de He II. A linha vermelha vertical marca a posição do pico mais intenso	62
Figura 39	–Periodograma Lomb-Scargle para curva de velocidade radial de $H\beta$. A linha vermelha vertical marca a posição do pico mais intenso	62
Figura 40	–Curva de velocidade radial de $H\gamma$. Os pontos pretos representam as velocidades obtidas a partir de cada espectro. A linha vermelha mostra o ajuste senoidal aos pontos. O azul mostra a velocidade sistêmica γ . .	63
Figura 41	–Curva de velocidade radial de $H\beta$. Os pontos pretos representam as velocidades obtidas a partir de cada espectro. A linha vermelha mostra o ajuste senoidal aos pontos. O azul mostra a velocidade sistêmica γ . .	64
Figura 42	–Curva de velocidade radial de He II 4686 Å. Os pontos pretos representam as velocidades obtidas a partir de cada espectro. A linha vermelha mostra o ajuste senoidal aos pontos. O azul mostra a velocidade sistêmica γ	65
Figura 43	–Modelo de ajuste utilizando duas gaussianas (linhas azuis) da linha de emissão de $H\gamma$. A linha vermelha representa o ajuste combinado das duas componentes.	66
Figura 44	–Velocidade radial do ajuste das componentes gaussianas (linhas azuis e vermelhas) da linha espectral de $H\gamma$	67
Figura 45	–Velocidade radial do ajuste das componentes gaussianas (linhas azuis e vermelhas) da linha espectral de He II.	67
Figura 46	–Velocidade radial do ajuste das componentes gaussianas (linhas azuis e vermelhas) da linha espectral de $H\beta$	68

Figura 47	–Diagrama de fase de polarização no filtro I, de cima para baixo: Curva de luz (fluxo relativo), $V(\%)$ é a porcentagem de luz circularmente polarizada, $P(\%)$ é a porcentagem de luz linearmente polarizada e θ é o ângulo da polarização linear.	69
Figura 48	–Curva de luz da RXJ0525+2413, obtido com dados CRTS no filtro V.	70
Figura 49	–Região de 11×11 <i>pixels</i> centrada nas coordenadas Gaia de RXJ0525.3+2413, indicada por uma cruz preta. A escala de cores representa o fluxo em elétrons por segundo (e^-/s) de acordo com a barra lateral. Círculos destacam coordenadas Gaia de outros objetos no campo, variando em tamanho de acordo com o brilho, com uma magnitude máxima de 21. Os eixos vertical e horizontal são identificados pelas linhas e colunas dos <i>pixels</i> no detector.	71
Figura 50	–Curvas de luz TESS da RXJ0525.3+2413, setor 43.	72
Figura 51	–Curvas de luz TESS da RXJ0525.3+2413, setor 45.	72
Figura 52	–Curvas de luz TESS da RXJ0525.3+2413, setor 71.	73
Figura 53	–Trecho da curva de luz TESS da RXJ0525.3+2413, setor 45.	74
Figura 54	–Trecho do periodograma dos dados conjuntos dos setores 43, 45 e 71. As linhas tracejadas vermelhas representam, de baixo para cima, os níveis de <i>False Alarm Probability</i> de 10%, 5% e 1%.	75
Figura 55	–Trecho do periodograma dos dados do setor 71. As linhas tracejadas representam, de baixo para cima, os níveis de <i>False Alarm Probability</i> de 10%, 5% e 1%. A linha vertical laranja representa a frequência associada ao período de 226,28 s publicado por Bernardini et al. (2015).	76
Figura 56	–Espectro médio SOAR.	77
Figura 57	–Espectro LAMOST.	77
Figura 58	–Curvas de velocidades radiais das linhas de $H\beta$ (painel superior), He II 4686 Å (painel intermediário) e [O I] 5577 Å (painel inferior), e função do tempo (HJD).	79
Figura 59	–Espectro de potências dos dados e raios X do <i>NuSTAR</i> , entre 3 e 5 keV no modo FPMA (linha azul), entre 5 a 12 keV no modo FPMA (linha verde) e entre 5 e 12 keV, no modo FPMB (linha laranja). De cima para baixo, as linhas tracejadas horizontais mostram os níveis de FAP de 1%, 5% e 10%. A linha laranja indica o período de 226,28 s encontrado por (Bernardini et al., 2015).	80
Figura 60	–Curva de polarização no filtro I, onde $V(\%)$ é a porcentagem de luz circularmente polarizada, $P(\%)$ é a porcentagem de luz linearmente polarizada e θ é o ângulo da polarização linear.	81

Figura 61	– Curva de polarização no filtro I, onde $V(\%)$ é a porcentagem de luz circularmente polarizada, $P(\%)$ é a porcentagem de luz linearmente polarizada e θ é o ângulo da polarização linear.	82
Figura 62	– Área de 11×11 <i>pixels</i> centrada nas coordenadas da MLS0456+18, representada pela cruz preta. As cores retratam o fluxo, em elétrons por segundo (e^-/s), de acordo com a escala à direita, enquanto os círculos destacam os objetos Gaia, cujos tamanhos correspondem ao brilho, abrangendo até a magnitude 21. Os eixos vertical e horizontal estão marcados com os números das linhas e colunas dos <i>pixels</i> no CCD.	83
Figura 63	– Máscara definida para o cálculo do fluxo total setor 43. A área hachurada em vermelho à esquerda abrange quatro <i>pixels</i> onde o alvo se encontra, enquanto a área hachurada em branco representa a região correspondente ao fundo de céu.	84
Figura 64	– Curva de luz do Setor 43 da MLS0456+18, sem correções, em comparação com o fluxo do fundo de céu.	84
Figura 65	– Curva de luz do Setor 43 da MLS0456+18.	85
Figura 66	– Curva de luz do Setor 44 da MLS0456+18.	85
Figura 67	– Curva de luz do Setor 71 da MLS0456+18.	86
Figura 68	– Períodos obtidos com a curva de luz TESS da MLS0456+18, referente ao setor 43.	86
Figura 69	– Períodos obtidos com a curva de luz TESS da MLS0456+18, referente ao setor 44.	87
Figura 70	– Períodos obtidos com a curva de luz TESS da MLS0456+18, referente ao setor 71.	87
Figura 71	– Periodograma calculado com o conjunto de dados dos setores 43, 44 e 71. As linhas horizontais marcam os níveis de FAP de 10%, 5% e 1%.	88
Figura 72	– Curva de luz Tess da MLS0456+18, a linha vermelha foi calculada pela suavização Savitzky-Golay.	88
Figura 73	– Curva de luz Tess da MLS0456+18, a linha vermelha foi calculada pela suavização Savitzky-Golay.	89
Figura 74	– Curva de luz Tess da MLS0456+18, a linha vermelha foi calculada pela suavização Savitzky-Golay.	89
Figura 75	– A localização da origem das frequências identificadas nos periodogramas é representada de forma gráfica no plano focal do setor 43 pela cruz preta. Os círculos brancos indicam a presença das fontes Gaia dentro do campo de visão.	90
Figura 76	– Espectro médio da MLS0456+18 construído a partir da série temporal de 18 espectros obtidos no telescópio SOAR.	91

Figura 77	–Periodograma Lomb-Scargle para curva de velocidade radial de He II 4686 Å. A linha vermelha indica o $P_{orb} = 0,09851004$ de (OLIVEIRA et al., 2017).	92
Figura 78	–Periodograma Lomb-Scargle para curva de velocidade radial de $H\beta$. A linha vermelha indica o $P_{orb} = 0,09851004$ de (OLIVEIRA et al., 2017).	93
Figura 79	–Periodograma Lomb-Scargle para curva de velocidade radial de $H\alpha$. A linha vermelha indica o $P_{orb} = 0,09851004$ de (OLIVEIRA et al., 2017).	93
Figura 80	–Curva de velocidade radial de He II 4686 Å. Os pontos pretos representam as velocidades obtidas a partir de cada espectro. A linha vermelha mostra o ajuste senoidal aos pontos. O azul mostra a velocidade sistêmica γ .	94
Figura 81	–Curva de velocidade radial de $H\beta$. Os pontos pretos representam as velocidades obtidas a partir de cada espectro. A linha vermelha mostra o ajuste senoidal aos pontos. O azul mostra a velocidade sistêmica γ .	95
Figura 82	–Curva de velocidade radial de $H\alpha$. Os pontos pretos representam as velocidades obtidas a partir de cada espectro. A linha vermelha mostra o ajuste senoidal aos pontos. O azul mostra a velocidade sistêmica γ .	95

LISTA DE TABELAS

Tabela 1 – Dados das Observações do objeto MLS0227+13.	35
Tabela 2 – Dados das Observações das Estrelas Padrões.	37
Tabela 3 – Dados das Observações do objeto RXJ0525.3+2413.	37
Tabela 4 – Dados das Observações da Estrelas Padrões	38
Tabela 5 – Dados das Observações do objeto MLS0456+18.	39
Tabela 6 – Instantes de centro de eclipses (T_{obs}) e de eclipses calculados de acordo com a efeméride de Silva et al. (2015) (T_{calc}), e Observado menos Calculado (O-C). Entre parêntesis são apresentadas as incertezas nos últimos dígitos dos valores.	53
Tabela 7 – Largura equivalente (EW) e largura à meia altura (FWHM) das linhas espectrais dos espectros médio obtidos em 18, 20/11/2014.	60
Tabela 8 – T_0 da Efeméride Espectroscópica, velocidade sistêmica (γ) e semi-amplitude do ajuste senoidal das velocidades radial (K).	65
Tabela 9 – Velocidade sistêmica (γ), semi-amplitude (K) do ajuste senoidal e fase das velocidades radiais das componentes gaussianas (1 e 2) ajustadas aos perfis das linhas.	68
Tabela 10 – Frequência (d^{-1} , Período (dias), Período (Horas))	75
Tabela 11 – Largura equivalente (EW) e largura à meia altura (FWHM) das linhas espectrais dos espectros SOAR e LAMOST.	77
Tabela 12 – Largura equivalente (EW) e largura à meia altura (FWHM) das linhas de emissão do espectro médio.	91
Tabela 13 – T_0 da Efeméride Espectroscópica, velocidade sistêmica (γ) e semi-amplitude do ajuste senoidal das velocidades radial (K).	96

Sumário

1	Introdução	14
1.1	Variáveis Cataclísmicas	14
1.1.1	Geometria do Sistema	16
1.1.2	Transferência de Matéria	18
1.2	Variáveis Cataclísmicas Magnéticas	20
1.2.1	Variáveis Cataclísmicas Polares	21
1.2.2	Variáveis Cataclísmicas Polares Intermediárias	21
1.2.3	Evolução de mVCs	22
1.2.4	Acreção em VCs Polares	23
2	Objetos estudados	25
2.1	CRTS J022732.9+130617	25
2.2	RX J0525.3+2413	29
2.3	CRTS MLS101203 J045625+182634	33
3	Obtenção, Redução e Técnicas de Análise dos Dados	35
3.1	Obtenção dos dados da MLS0227+13	35
3.2	Obtenção dos dados da RXJ0525.3+2413	37
3.3	Obtenção dos dados da MLS0456+18	38
3.4	Redução dos Dados	39
3.4.1	Redução dos dados de Espectroscopia	39
3.4.2	Extração e Calibração dos Espectros	40
3.4.3	Redução dos Dados de Polarimetria	41
3.5	Séries temporais de fotometria com o telescópio espacial TESS	42
3.6	Técnica de busca de periodicidades em séries temporais: periodograma Lomb-Scargle	45
4	Resultados	46
4.1	MLS0227+13	46
4.1.1	Curva de luz TESS da MLS0227+13	46
4.1.2	Espectroscopia da MLS0227+13	57
4.1.3	Polarimetria da MLS0227+13	68
4.2	RXJ0525.3+2413	69
4.2.1	Curvas de luz CRTS e TESS da RXJ0525.3+2413	69
4.2.2	Espectroscopia da RXJ0525.3+2413	76
4.2.3	Dados em raios X da RXJ0525.3+2413	79

4.2.4	Polarimetria da RXJ0525.3+2413	80
4.3	MLS0456+18	82
4.3.1	Fotometria TESS da MLS0456+18	82
4.3.2	Espectroscopia da MLS0456+18	90
5	Conclusões e perspectivas	97
	Referências	101

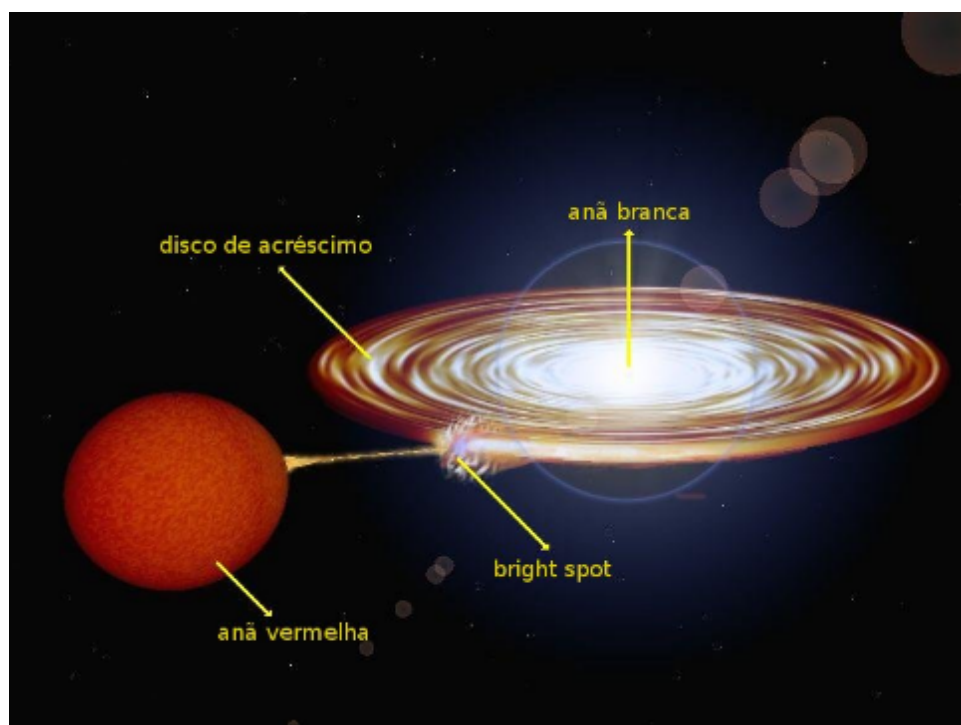
1 Introdução

Variáveis cataclísmicas são sistemas binários estelares em que uma estrela anã branca recebe matéria de uma estrela companheira, geralmente uma estrela da sequência principal. O processo de transferência de matéria em sistemas cataclísmicos pode levar a variações súbitas de brilho, justificando a denominação desse tipo de sistema. Essas variáveis cataclísmicas podem ser classificadas em diferentes categorias, dependendo de vários critérios observacionais ou físicos. Para fins deste trabalho, um critério fundamental é a intensidade do campo magnético da anã branca, definindo a classe das variáveis cataclísmicas magnéticas (mVCs). Assim, entre as mVCs tem-se as variáveis cataclísmicas polares e as variáveis cataclísmicas polares intermediárias. O objetivo deste trabalho é apresentar estudos observacionais realizados em relação a três variáveis cataclísmicas magnéticas, que serão conduzidos em etapas, utilizando espectroscopia, polarimetria e análise de curva de luz.

1.1 Variáveis Cataclísmicas

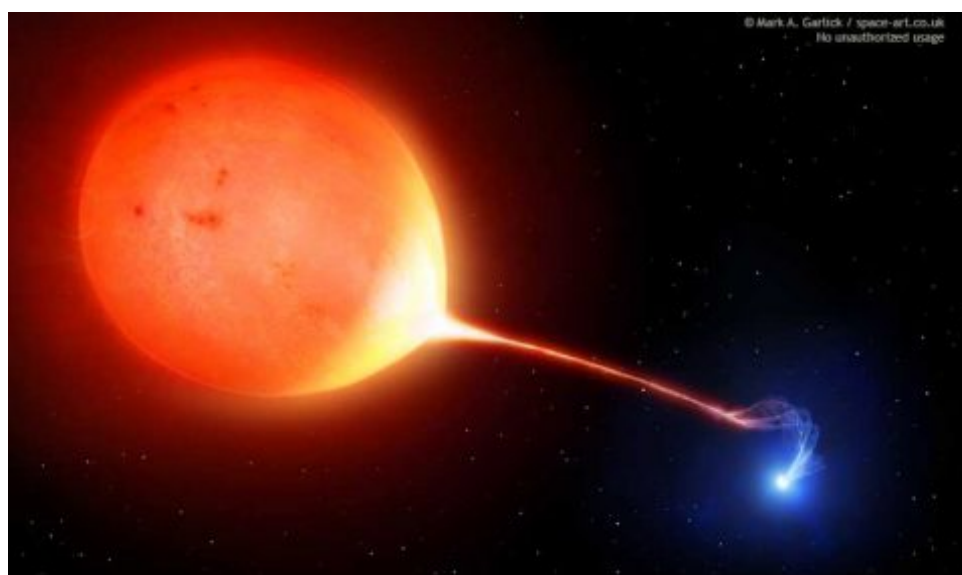
As estrelas variáveis exibem uma ampla gama de comportamentos em diversas escalas de tempo, o que permite realizar testes cruciais sobre a estrutura e evolução das estrelas. Um subconjunto dessas estrelas está localizado em sistemas estelares binários, e as Variáveis Cataclísmicas (VCs) representam um subconjunto particularmente fascinante, cujos períodos orbitais geralmente duram menos de doze horas (HELLIER, 2001). O modelo convencional desses sistemas consiste em uma estrela anã branca (estrela primária) que acumula material de uma estrela anã vermelha (estrela secundária). A proximidade entre as duas estrelas é normalmente de cerca de um raio solar (R_{\odot}) o que resulta em interações extremas entre seus componentes e na distorção rotacional da anã vermelha em uma forma de gota conhecida como lóbulo de Roche. Se a anã branca for de baixo campo magnético, o material de acreção espirala em direção à sua superfície através de um disco de acreção (Figura 1). O *bright spot* é o ponto de choque do material com o disco, onde libera energia em forma de radiação. Já se a anã branca for altamente magnética, o material de acreção (principalmente hidrogênio ionizado) é forçado a seguir as linhas de campo magnético e colidir com a superfície perto dos polos magnéticos da estrela (Figura 2).

Figura 1 – Representação artística de uma variável cataclísmica não-magnética, com indicações dos principais componentes do sistema.



(Fonte: Adaptado de (STEVE, 2010))

Figura 2 – Representação artística de uma variável cataclísmica magnética do tipo polar. A anã branca é o objeto menor na imagem. O material transferido da anã vermelha será forçado a seguir as linhas de campo magnético, resultando em um impacto concentrado nos polos magnéticos da anã branca.



(Fonte: Adaptado de (GARLICK, 2022))

A curta distância entre as estrelas de tipo de sistema binário causa uma força de maré significativa que faz com que a órbita seja circularizada e a rotação da estrela secundária seja sincronizada com o movimento orbital do sistema.

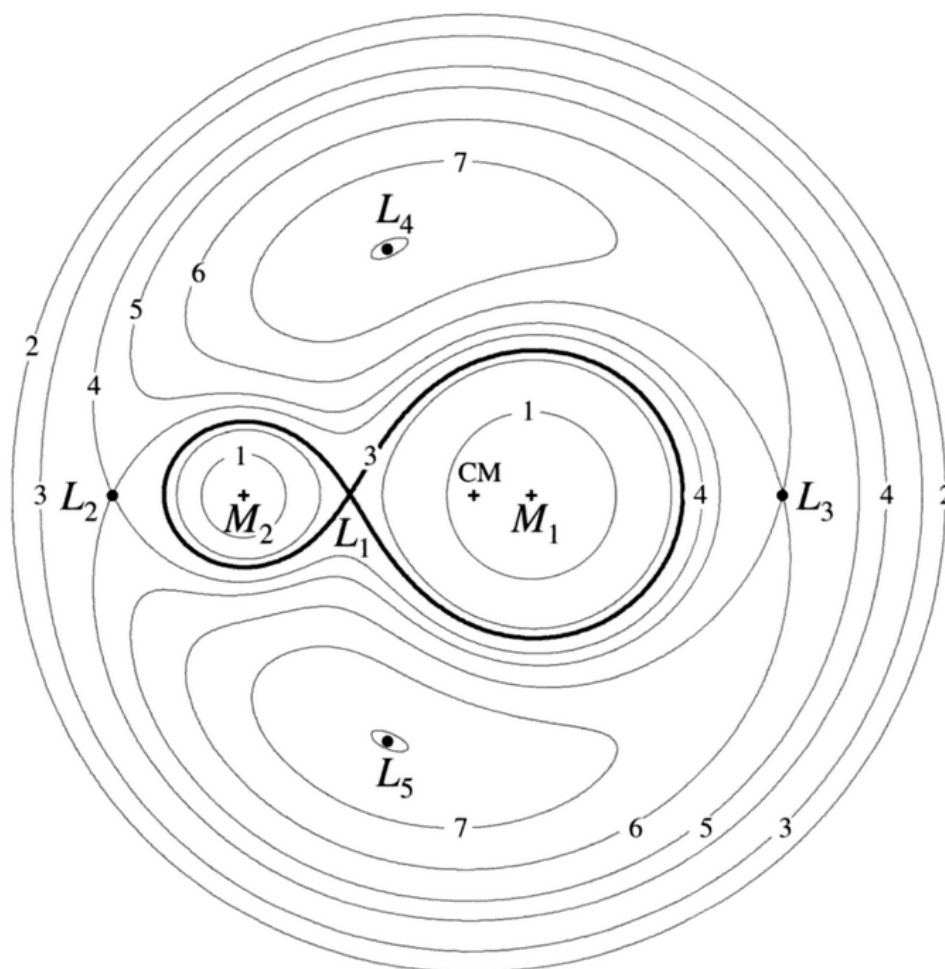
1.1.1 Geometria do Sistema

Nas VCs, a geometria do sistema é definida pelos equipotenciais gravitacionais de Roche para sistemas binários. O cálculo do potencial gravitacional em um dado ponto é determinado pela soma dos potenciais gravitacionais de ambas as estrelas do sistema, juntamente com a adição da força centrífuga. Portanto podemos escrever o potencial gravitacional (ϕ) em um ponto específico como mostra a Equação 1.1, onde M_1 , r_1 e M_2 , r_2 são as massas e localizações das estrelas primária e secundária respectivamente com referência ao centro de massa, G a constante gravitacional e ω a frequência angular da órbita (HELLIER, 2001).

$$\phi = -\frac{GM_1}{|r - r_1|} - \frac{GM_2}{|r - r_2|} - \frac{1}{2}(\vec{\omega} \times \vec{r})^2, \quad (1.1)$$

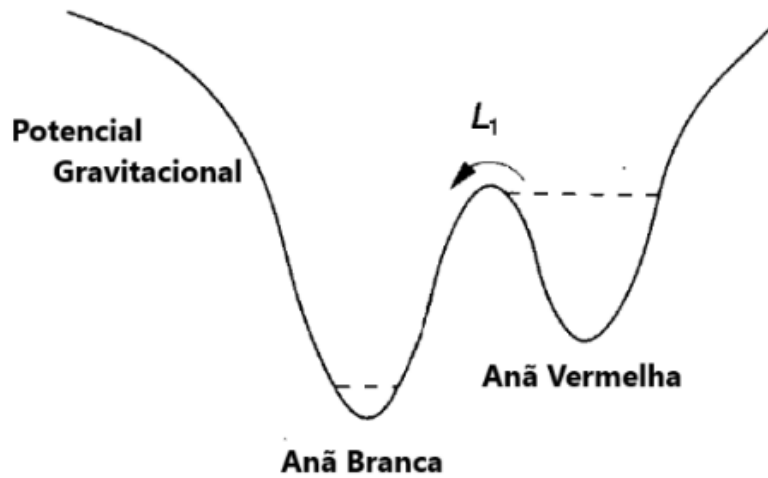
Um conjunto de pontos que compartilham o mesmo potencial gravitacional formam uma superfície equipotencial. Na Figura 3, as superfícies numeradas de 1 a 7 representam algumas equipotenciais do campo gravitacional de um sistema binário descrito pela geometria de Roche. A menor superfície equipotencial comum às duas estrelas é conhecida como lóbulo de Roche, representada pela linha em negrito na Figura 3. Essa região em torno da estrela delimita a forma da estrela secundária nas VCs e é onde a sua matéria é contida pela sua própria gravidade. Se a estrela secundária se expandir além do lóbulo de Roche, ocorrerá a perda de material para a estrela primária, como mostrado na Figura 4.

Figura 3 – Corte bidimensional em uma VC, com razão de massa $q = \frac{M_2}{M_1} = 0,25$, onde M_2 e M_1 são as massas das estrelas secundária e primária respectivamente. São mostrados também o centro de massa (CM) e os pontos de Lagrange.



(Fonte: (FRANK; KING; RAINE, 2002))

Figura 4 – Lóbulos de Roche podem ser visualizados como poços de potenciais gravitacionais nos quais a matéria flui para baixo. Quando a estrela secundária (anã vermelha) transborda seu lóbulo de Roche a matéria flui em direção à estrela primária (anã branca) através do ponto L_1 .



(Fonte: Adaptado de (HELLIER, 2001))

Os pontos de Lagrange são aqueles onde a força resultante sobre uma partícula parada, no referencial do sistema em rotação, é nula. Na geometria de Roche, existem pontos de Lagrange. O ponto L_1 , também conhecido como ponto lagrangiano interno, é particularmente importante em VCs, pois é nele que pode ocorrer a transferência de matéria da estrela secundária para a primária durante o processo conhecido como transbordamento do lóbulo de Roche (Figura 4).

1.1.2 Transferência de Matéria

A transferência de matéria em VCs ocorre a partir da estrela companheira para a anã branca através do processo de transbordamento do lóbulo de Roche em sistemas com $q < 1$. Quando a estrela companheira preenche seu lóbulo de Roche, matéria da secundária que excede seu volume de Roche é transferida para a anã branca através de L_1 .

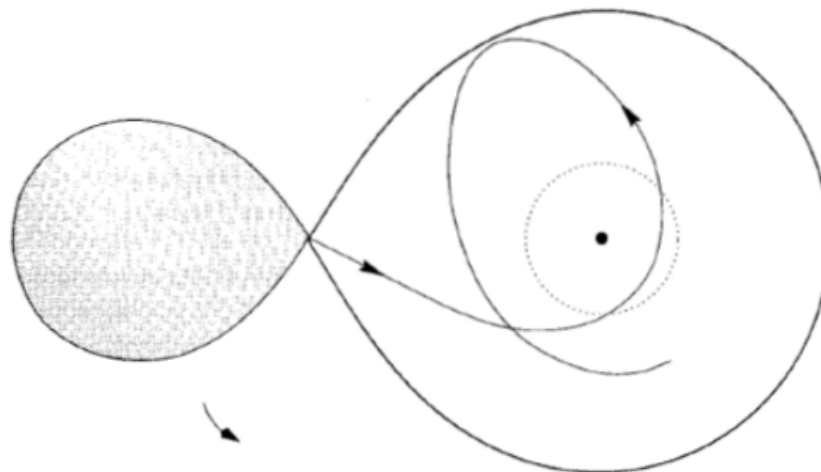
Após entrar no lóbulo de Roche da estrela primária pelo ponto L_1 , a trajetória da matéria pode ser influenciada pelo campo magnético da anã branca. Em variáveis cataclísmicas não magnéticas, nas quais o campo magnético da anã branca é baixo, a matéria que passa pelo L_1 segue uma trajetória determinada pelo efeito de Coriolis e pela razão de massas q , formando um anel em torno da anã branca. O choque entre os fluxos de matéria em alta velocidade no anel causa turbulência e perda de energia cinética. Para conservar o momento angular, a matéria migra para uma órbita circular com raio r_{circ} , chamado raio de circularização, mostrado na Equação 1.2, para sistemas com $0,05 \leq q < 1$. A maior aproximação do fluxo até a primária r_{min} pode ser estimada pela Equação 1.3, (HELLIER, 2001).

$$r_{circ} = a 0,0859 q^{-0,426} , \quad (1.2)$$

$$r_{min} = a 0,0488 q^{-0,464} , \quad (1.3)$$

A Figura 5 mostra o plano orbital de um sistema com razão de massas $q=0,3$, a trajetória da matéria que deixa a secundária (área pintada) e começa a formar o disco de acreção¹ em torno da estrela primária. A linha pontilhada na figura marca o raio de circularização em torno da estrela primária, que é o raio onde a matéria tem o mesmo momento angular que tinha em L1. O raio de circularização depende da distância a entre a estrela primária e a secundária, bem como da razão de massas q entre as estrelas.

Figura 5 – Esquema da trajetória do fluxo de matéria que flui da estrela secundária começando a formar o disco de acreção. A linha pontilhada destaca o raio de circularização envolvendo a estrela primária (ponto preto).



(Fonte: Adaptado de (HELLIER, 2001))

Em variáveis cataclísmicas magnéticas (mVCs), o campo magnético da anã branca é forte o suficiente para afetar a trajetória da matéria transferida. O campo magnético pode impedir a formação total ou parcial do disco de acreção, pois obriga a matéria a seguir suas linhas de campo magnético. Isso pode levar à formação de uma coluna de acreção que se choca com a anã branca em uma região próxima ao seu eixo magnético, tendo assim uma mVC do tipo polar, ou a um disco parcial que terá sua parte interna cortada e arrastada pelas linhas de campo magnético, onde temos mVC do tipo polar intermediária (IP do inglês *intermediate polar*).

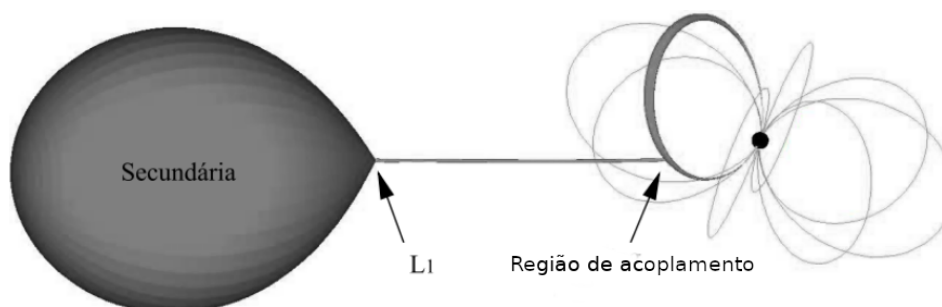
¹ Acreção é o processo pelo qual um corpo celeste, como uma estrela, planeta ou buraco negro, atrai e acumula material ao seu redor, como gases, poeira ou outros.

1.2 Variáveis Cataclísmicas Magnéticas

As mVCs, possuem uma característica distinta em relação às VCs não-magnéticas: a anã branca tem um campo magnético forte, com valores entre 1 e 200 MG. Nesses sistemas, a matéria transferida pela estrela doadora é direcionada diretamente para a superfície da primária ao longo das linhas do campo magnético. As mVCs são divididas em dois subgrupos, as polares intermediárias (PIs) e as polares. Nas PIs é formado um disco parcial, dentro da magnetosfera das PIs, a matéria segue ao longo das linhas de campo, formando várias colunas de acreção sobre os polos magnéticos da anã branca. Já nas polares, o campo magnético é tão intenso que impede totalmente a formação do disco de acreção e a matéria é direcionada diretamente para a superfície da anã branca ao longo das linhas do campo magnético.

A Figura 6 mostra um sistema polar, onde a matéria da anã vermelha segue uma trajetória até encontrar a magnetosfera da anã branca em uma região chamada de região de acoplamento. Nesse ponto, a matéria é forçada a seguir as linhas do campo magnético.

Figura 6 – Representação esquemática de uma variável cataclísmica tipo polar. A matéria em uma trajetória até encontrar a magnetosfera em um local chamado de região de acoplamento.



(Fonte: Adaptado de (KUBE; GÄNSICKE; BEUERMANN, 1999))

A diferença entre os subgrupos das mVCs se dá pela intensidade do campo magnético. Os campos menos intensos em uma IP (1 a 10 MG) permite que se forme um disco parcial, enquanto nas polares o campo magnético é mais intenso (10 a 200 MG) e impede a formação do disco de acreção.

Nas mVCs polares o intenso campo magnético da anã branca sincroniza seu período de rotação com o período orbital da estrela companheira. Isso ocorre devido ao acoplamento do campo magnético da estrela primária com o da a estrela secundária, gerando uma força de arrasto fazendo com que a estrela primária rotacione junto com o período orbital do sistema. Isso significa que uma face da anã branca está sempre voltada em direção à estrela doadora (HELLIER, 2001). Diferente das polares, as anãs brancas em PIs rotacionam em assincronia com o período orbital.

1.2.1 Variáveis Cataclísmicas Polares

Em mVCs polares típicas, como a AM Herculis, com campos magnéticos de 10 à 200 MG o fluxo de matéria a princípio não é afetado pelo campo magnético e flui em uma trajetória, até próximo à anã branca, desde que a magnetosfera se estenda até o raio de circularização onde o campo magnético começa a dominar (HELLIER, 2001). O ponto onde a matéria encontra a magnetosfera é denominado como *threading region* (região de acoplamento), apresentado na Figura 6.

À medida que o fluxo de matéria se aproxima da anã branca pela trajetória, a crescente pressão magnética exercida sobre a matéria o fragmenta em pequenas bolhas. A pressão magnética sobre as bolhas cresce até chegar à região de acoplamento, onde são forçadas a seguir as linhas de campo. Devido à dissipação de energia resultante de colisões, uma quantidade de material pode acumular-se ao longo do eixo da zona de acoplamento.

A partir deste ponto, a matéria capturada é direcionada ao longo das linhas do campo magnético da anã branca, sendo forçada a espiralar por essas linhas devido à ação da força de *Lorentz*. A matéria segue, então, em direção a um dos polos magnéticos da anã branca, seguindo as linhas de campo magnético em espiral, até atingir a superfície.

1.2.2 Variáveis Cataclísmicas Polares Intermediárias

As Polares Intermediárias (do inglês IP - *Intermediate Polars*), são uma classe de mVCs que apresentam campos magnéticos mais fracos em comparação com as polares (Figura 7). O campo magnético das IPs é tipicamente da ordem de 1 a 10 MG. Esses objetos apresentam características de sistemas não magnéticos nas regiões externas do disco, combinadas com características de sistemas magnéticos nas regiões centrais próximas da estrela anã branca.

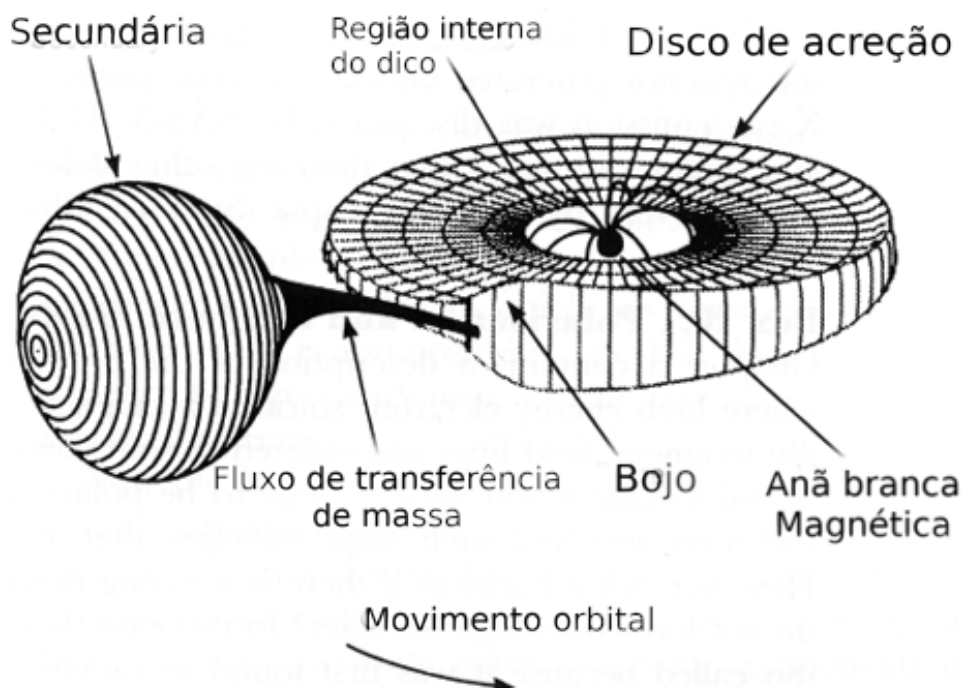
Nesses sistemas, as regiões internas do disco de acreção são interrompidos pelo campo magnético da anã branca. O material é então canalizado pelas linhas do campo magnético até um ou ambos os polos magnéticos na superfície da estrela, o que causa um choque e uma emissão de raios X. Parte dessa emissão pode ser reprocessada por outros componentes do sistema, como o disco de acreção ou a estrela secundária, ocasionando pulsações no espectro óptico com um período de batimento entre o período orbital e o período de rotação da estrela principal (WARNER, 1995).

Ao contrário das mVCs polares que possuem um campo magnético superior a 10 MG, as anãs brancas não apresenta um sincronismo de rotação com a sua companheira, isto é, a velocidade angular do movimento de rotação da anã branca é diferente da velocidade orbital do sistema.

Em estado de equilíbrio, a anã branca apresenta rotação síncrona com a velocidade

Kepleriana do raio da magnetosfera. Caso a anã branca gire mais rapidamente do que a velocidade do material do disco, ocorrerá um arrasto das linhas de campo que acarretará em um torque de frenagem sobre a anã branca. Por outro lado, se a rotação da estrela for mais lenta, um efeito contrário ocorrerá, acelerando a estrela. Esses torques opostos mantêm o período de rotação próximo ao equilíbrio, apesar do aumento de material.

Figura 7 – Representação esquemática de uma sistema polar intermediária. O disco de acreção se forma, mas é interrompido pelo campo magnético em sua região interna.



(Fonte: Adaptado de (NASA, 2017))

1.2.3 Evolução de mVCs

Na evolução de VCs, o *period gap* é um intervalo de períodos orbitais em que há uma diminuição abrupta no número de sistemas observados. Esse intervalo está geralmente entre 2 e 3 h. Durante esse período, o mecanismo de freio magnético que leva à perda de momento angular em sistemas de baixa massa se "desliga" quando o sistema atinge um período orbital de cerca de 3 h. À medida que o sistema evolui para períodos mais curtos e atravessa essa lacuna, o mecanismo dominante para a perda de momento angular se torna a radiação gravitacional (HELLIER, 2001).

Em termos de formação, inicialmente, o processo de uma mVC segue o mesmo caminho que uma VC convencional. Entretanto, existem evidências que indicam diferenças significativas na evolução desses dois subgrupos de sistemas cataclísmicos. Por exemplo, a proporção entre o número de mVCs magnéticas dentro e fora do *gap* é de 1/2, enquanto para as VCs convencionais é de 1/10 (LI; WU; WICKRAMASINGHE, 1994). Para explicar essa diferença marcante, (WICKRAMASINGHE; WU, 1994) propuseram que o freio

magnético em mVCs pode sofrer uma redução drástica devido ao acoplamento magnético entre as duas componentes do sistema. Assim, a evolução das mVCs, principalmente o mecanismo de perda de momento angular, é impulsionada principalmente pela emissão de ondas gravitacionais, assim como ocorre em VCs com um período orbital inferior a 3 horas.

(LI; WICKRAMASINGHE, 1998) desenvolveram modelos que levam em consideração o acoplamento entre os campos magnéticos das duas componentes do sistema, buscando determinar se há uma redução na eficiência do freio magnético em mVCs. Suas pesquisas revelaram que ocorre uma diminuição no número de linhas de campo magnético abertas, que são responsáveis pelo acoplamento do vento com a estrela (freio magnético). Essa redução resulta em uma taxa de perda de momento angular relativamente baixa, semelhante à observada em VCs convencionais abaixo do *gap*. Além disso, a estrela doadora em uma mVC tende a estar próxima do equilíbrio térmico. Esses fatores implicam que não há uma diminuição acentuada na taxa de perda de momento angular quando a estrela secundária se torna totalmente convectiva, o que implica que não existe um *gap* de períodos para as mVCs.

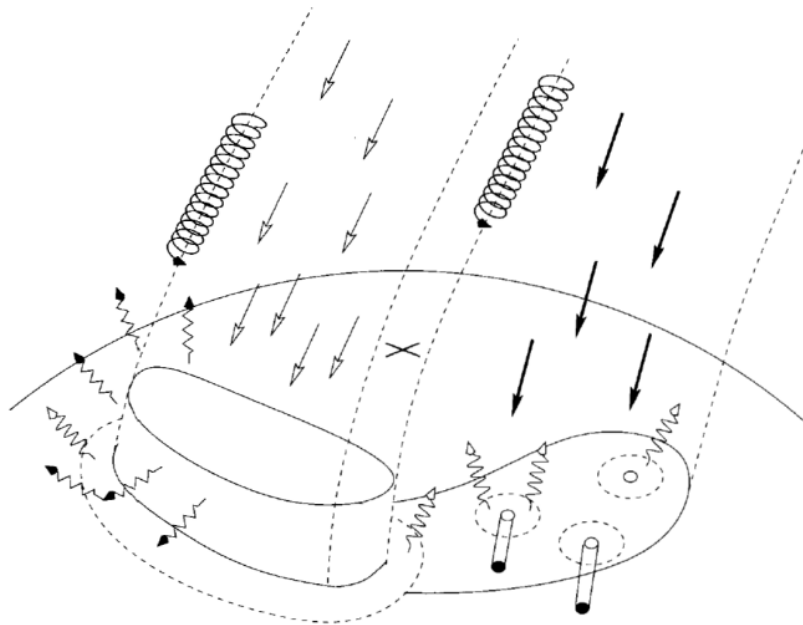
Em sistemas com períodos orbitais mais curtos (abaixo de 3 h), a radiação gravitacional torna-se o principal mecanismo de perda de momento angular. Esse processo ocorre devido à emissão de ondas gravitacionais, que carregam consigo o momento angular do sistema binário (WARNER, 2003).

1.2.4 Acreção em VCs Polares

Enquanto o disco de acreção é responsável pela maior parte da luminosidade das VCs não magnéticas, nas polares a radiação emitida tem origem na região de acreção próxima à superfície da anã branca. O impacto da matéria com a atmosfera estelar gera emissões intensas no comprimento de onda do raio X mole (1 a 10 keV), enquanto a interação das partículas carregadas com o campo magnético faz das polares uma das principais fontes observáveis de radiação ciclotrônica no céu (HELLIER, 2001).

A pressão magnética fragmenta o fluxo de matéria, formando uma névoa menos densa e bolhas mais densas que adentram a região de acoplamento em diferentes linhas de campo. Em seguida, o material é desviado pelo campo magnético e direcionado à anã branca. A matéria acretada forma um arco próximo ao polo magnético (marcado com um "×" na Figura 8), refletindo a distribuição de matéria na região de acoplamento de acordo com sua densidade.

Figura 8 – Região de acreção na superfície de anãs brancas em sistemas de VCs polares.



(Fonte: Adaptado de (HELLIER, 2001))

O material menos denso (setas claras) é aquecido pelo choque, expande-se e forma uma coluna densa, com altura aproximada de $0,1 R_1$ acima da superfície da anã branca. O material subsequente choca-se com o topo da coluna, desacelerando e aquecendo o restante da coluna (região pós-choque), que então emite radiação *Bremsstrahlung* no comprimento de onda do raio X duro (10 à 100 keV) em todas as direções (setas escuras onduladas). A superfície da estrela ao redor da região pós-choque é aquecida por uma fração dessa radiação, atingindo temperaturas em torno de 200.000 K e emitindo no comprimento de onda do raio X mole (setas claras onduladas) e ultravioleta.

As partículas carregadas presentes na névoa, em movimento, sofrem a ação da força de Lorentz, descrita pela equação $\vec{F} = q(\vec{E} + \vec{v} \times \vec{B})$, onde q representa a carga e \vec{v} a velocidade da partícula. Como resultado, o material segue um movimento espiral em torno das linhas de campo magnético da estrela primária, em direção à anã branca. A radiação ciclotrônica é polarizada e emitida na frequência característica $\nu c = eB/2\pi m_e s^{-1}$, onde e e m_e representam a carga e a massa do elétron, respectivamente. Partículas com velocidades mais altas emitem em múltiplos inteiros de νc , chamados de harmônicos ciclotrônicos.

Por outro lado, as bolhas mais densas possuem energia cinética suficiente para penetrar a atmosfera da anã branca. Elas aquecem a região do choque a temperaturas em torno de 200.000 K, o que resulta na emissão de radiação no comprimento de onda do raio X mole e ultravioleta.

2 Objetos estudados

O catálogo de Variáveis Cataclísmicas magnéticas e não-magnéticas de Ritter & Kolb (2003) apresenta 119 Polares confirmadas e 30 Polares de classificação incerta, bem como 68 Polares Intermediárias confirmadas, com apenas nove delas tendo períodos orbitais abaixo de 3 horas. Nesse conjunto de VCs, há uma ampla diversidade de configurações físicas e geométricas, enfatizando a necessidade de aprimorar a estatística da amostra. Porém a identificação de novas mVCs é desafiadora. Técnicas observacionais isoladas geralmente não são conclusivas, principalmente para Polares Intermediárias, devido à presença do disco de acreção truncado que mimetiza o comportamento de uma VC não magnética. Critérios típicos para classificar mVCs envolvem detecções de raios X, a intensidade relativa da linha de He II 4686 Å comparada às linhas de Balmer, e radiação polarizada no óptico e infravermelho. No entanto, a detecção de raios X não é um requisito absoluto, e a emissão de raios X não é exclusiva das mVCs. Da mesma forma, a linha de He II 4686 Å está presente em outras classes de variáveis cataclísmicas, como por exemplo, nas Novas, sistemas Nova-like, Close Binary Supersoft Systems (CBSS) (Kahabka 2006) e em Novas Anãs. Portanto, a identificação segura de uma nova mVC demanda o uso de várias técnicas e coberturas temporais.

Este trabalho é o prosseguimento de um projeto de busca por novas mVCs iniciado em 2012 [Oliveira et al. \(2017\)](#) e [Oliveira et al. \(2020\)](#). Alvos previamente observados através de espectroscopia no telescópio SOAR e que se mostraram bons candidatos a serem mVCS foram posteriormente observados de forma mais extensiva utilizando diferentes técnicas observacionais. Estas técnicas consistem de fotometria, espectroscopia e polarimetria, na forma de séries temporais obtidas nos telescópios do Observatório Pico dos Dias (OPD) e no Southern Astrophysical Research Telescope (SOAR), além de curvas de luz de longa duração (27 dias praticamente ininterruptos) obtidas com o telescópio espacial TESS. Os objetivos são a confirmação da identificação com mVC e, principalmente, a obtenção mais detalhada de parâmetros fundamentais dos alvos. É neste contexto que se localiza o presente trabalho, onde realizo a análise de dados de três candidatos a mVCs. A seguir apresento a revisão bibliográfica para cada um dos alvos estudados.

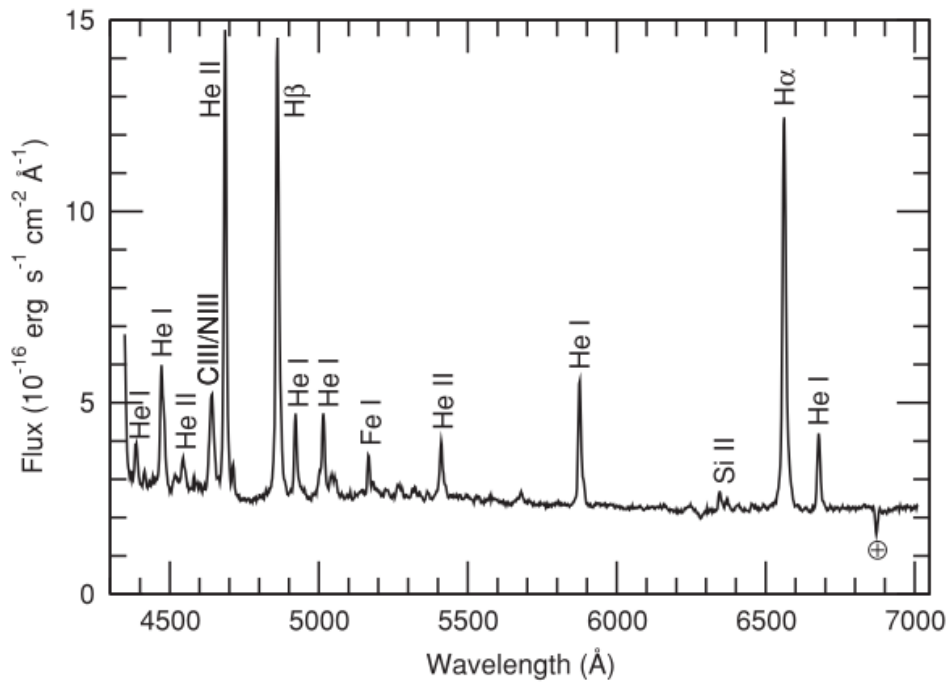
2.1 CRTS J022732.9+130617

O *Catalina Real Time Transient Survey* (CRTS) ([DRAKE et al., 2011](#)) aumentou significativamente o número de descobertas de objetos transientes de baixa luminosidade. O CRTS é composto por três telescópios, o *Catalina Schmidt Survey* (CSS), o *Mount Lemmon Survey* (MLS) e o *Siding Spring Survey* (SSS), que varrem repetidamente uma

área combinada de 30.000 deg do céu em ambos os hemisférios, alcançando um limite de detecção de cerca de 21 magnitudes na banda V. O CRTS identifica como transiente objetos com variação medida de mais de 2 magnitudes, no filtro V.

A CRTS J022732.9+130617, também conhecida como MLS110213 J022733+130617, foi descoberta como transiente pelo CRTS em 2013, e será referida como MLS0227+13 a partir deste ponto. Trata-se de uma mVC polar pouco estudada, cuja magnitude varia entre 16,5 e 19,5 na curva de luz de longo termo do CRTS, conforme mencionado por [Silva et al. \(2015\)](#). Este mesmo estudo define que o sistema é uma polar eclipsante, tendo sido coletados e analisados dados de fotometria e polarimetria no OPD e de espectroscopia no SOAR. A Figura 9 apresenta o espectro médio da MLS0227+13, que cobre a faixa espectral de 4350 a 7005 Å e revela linhas de emissão intensas de HeII 4686 Å, H β e H α da série de Balmer, bem como emissões menos intensas de He I e de C III/N III do complexo de Bowen. Com base nos dados do *Gaia Early Data Release 3* (Gaia EDR3), [Bailer-Jones et al. \(2021\)](#) estimaram a distância em $d = 481 \pm_{17}^{21}$ parsecs (pc).

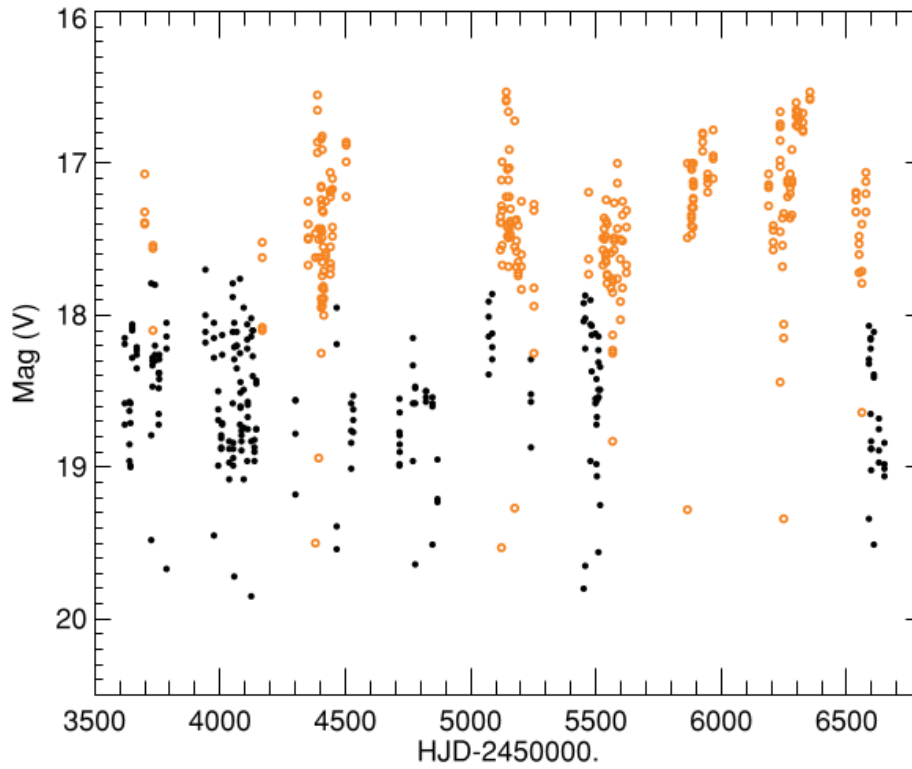
Figura 9 – Espectro médio da MLS0227+13.



(Crédito: [Silva et al. \(2015\)](#))

A Figura 10 apresenta a curva de luz de observações do CRTS ao longo de um período de 8 anos no filtro V. É possível observar estados de brilho que alternam entre 16,5 e 19,5 magnitudes, sendo que os pontos laranjas representam os estados de alto brilho e os pontos pretos representam os estados de baixo brilho.

Figura 10 – Curva de luz da MLS0227+13 obtida pelo CRTS.

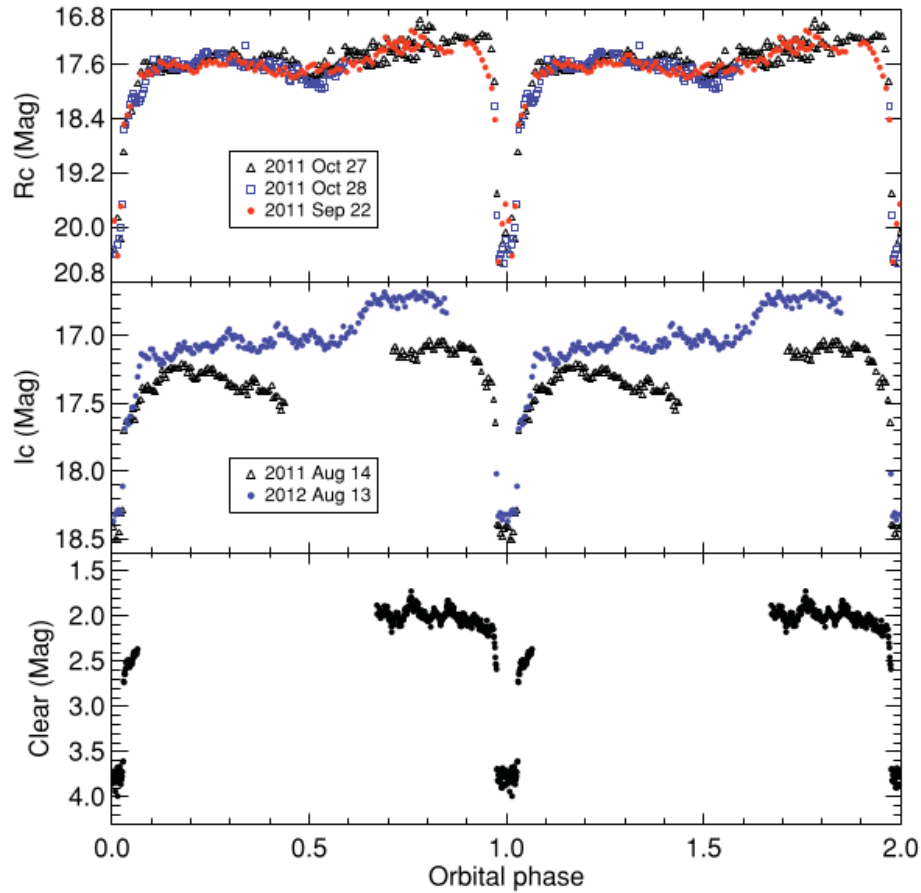


(Crédito: (SILVA et al., 2015))

Os dados fotometria de Silva et al. (2015) mostram claramente que a MLS0227+13 apresenta eclipses de aproximadamente 3 magnitudes, indicando que o sistema possui inclinação orbital relativamente alta, e um período orbital de 3,787 h (Figura 11). As partir das medições foi obtida a efeméride, descrita na Equação 2.1, onde o tempo encontra-se em Dia Juliano Baricêntrico (BJD) e os valores dentro dos parênteses indicam a incerteza nos últimos dígitos.

$$T_{ecl} = (BJD)2455862,6002(\pm 3) + 0,15779878(\pm 6) \times E. \quad (2.1)$$

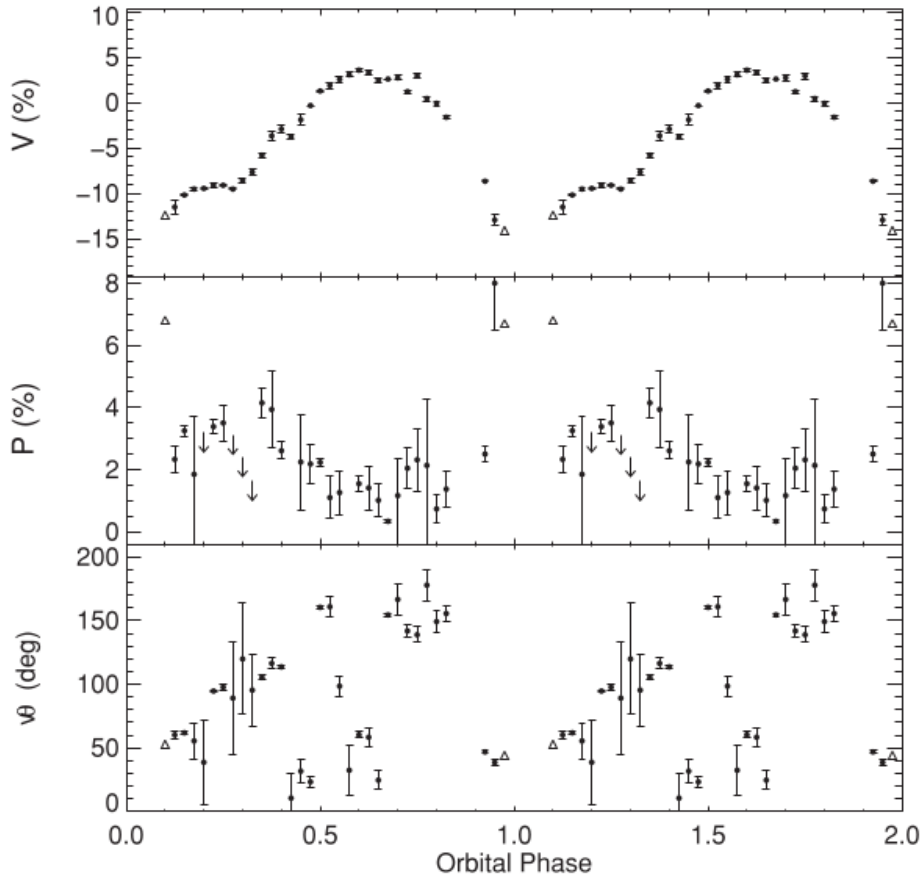
Figura 11 – Fotometria da MLS0227+13 nas bandas R_c , I_c e sem filtro (*Clear*), em função do período orbital. Dois ciclos completos são mostrados.



(Crédito: (SILVA et al., 2015))

O sistema apresenta polarização circular modulada com o período orbital, variando de -13% a 4% . A polarização linear ocorre em um intervalo de aproximadamente $0,5\%$ e 4% , conforme mostra a Figura 12. Modelagem das curvas de luz e de polarização (SILVA et al., 2015) indicam que o sistema tem uma anã branca de cerca de $0,67$ massas solares com um campo magnético entre 18 e 33 MG.

Figura 12 – Polarização da MLS0227+13 em função da fase orbital. De cima para baixo, a imagem mostra a polarização circular, a polarização linear e o ângulo de posição da polarização linear. Os triângulos são pontos sem estimativa de erros.



(Crédito: (SILVA et al., 2015))

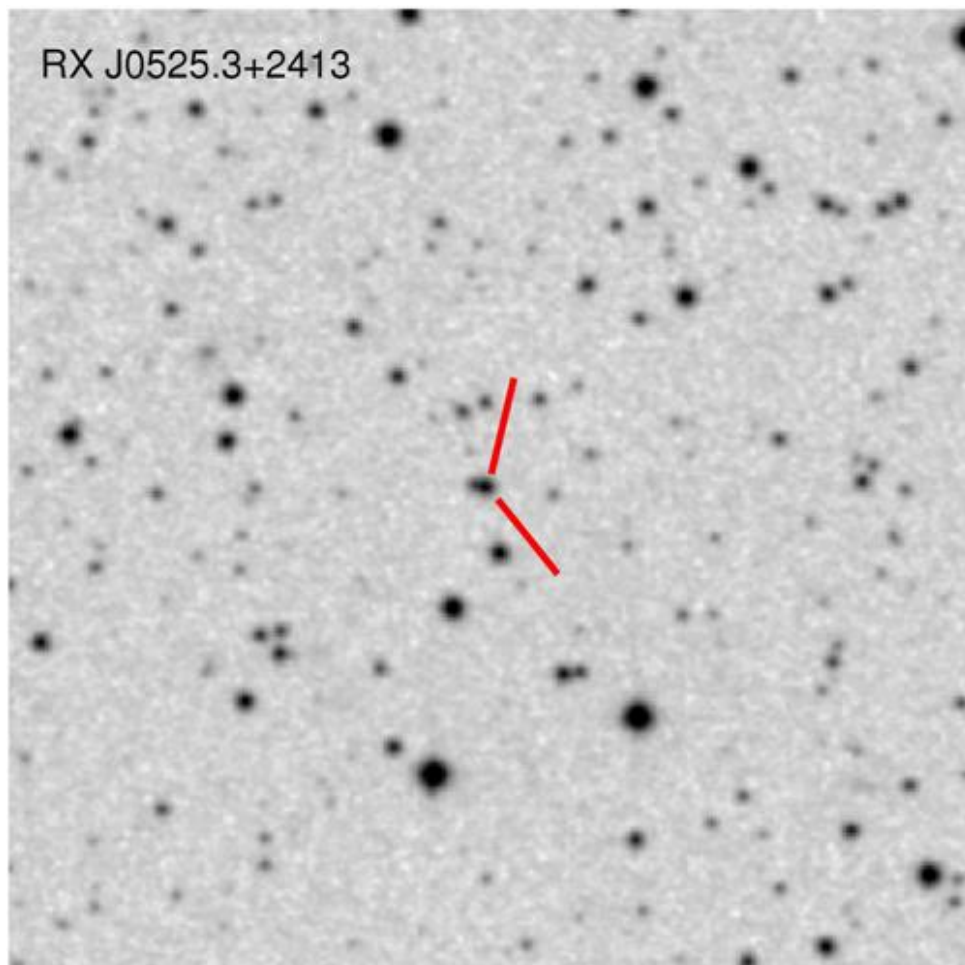
O presente trabalho apresentará a análise de dados inéditos de MLS0227+13 na forma de séries temporais de fotometria, polarimetria, espectroscopia, e dados do *Transiting Exoplanet Survey Satellite* (TESS).

2.2 RX J0525.3+2413

A RXJ0525.3+2413 foi descoberta com uma fonte ROSAT (1RXS J052523.2+241331) e também observada como um provável transiente em raios X (SWIFT J052522.48+241331.8) pelo Swift-BAT, com uma contrapartida óptica (USNO-A2.0 1125-02389994) de magnitude 17 (Page; Tueller; Beardmore, 2007). Com a fonte ROSAT, seus espectros ópticos mostram linhas de Balmer, He II 4686 Å e He I em emissão, com larguras equivalentes (EW) de He II e H β típicas de mVCs (Torres et al., 2007). Ramsay (2009) obteve 4 espectros do objeto em 2008, encontrando as linhas de emissão em apenas três deles, sendo que no outro a fonte parecia estar muito mais fraca e sem linhas proeminentes. Este autor considerou, então, que possivelmente o sistema fosse eclipsante. Masetti et al. (2012) foram os primeiros a publicar um espectro de RX J0525.3+2413, obtido em 2010 com

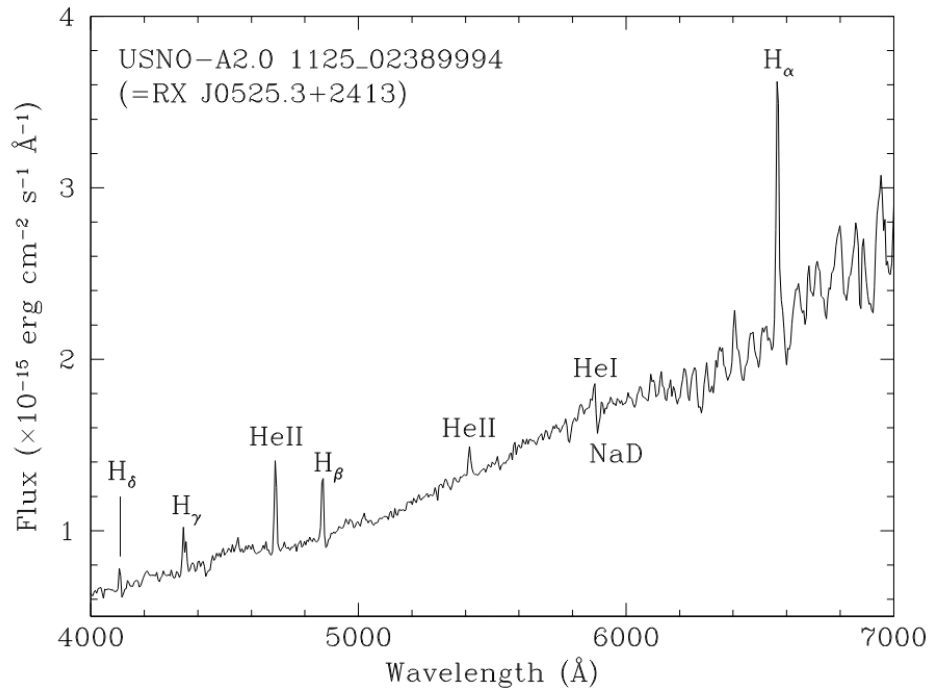
o telescópio de 2,1 metros do *Observatorio Astronómico Nacional em San Pedro Martir* (SPM) no México. A Figura 13 mostra a imagem de campo de visão $5' \times 5'$ onde ao centro da imagem encontra-se a RXJ0525.3+2413, apontado pelas linhas vermelhas. A Figura 14 mostra o espectro da RXJ0525.3+2413 publicado por Masetti et al. (2012), onde podemos ver as linhas de emissões $H\delta$, $H\gamma$, $H\beta$, $H\alpha$ e a linhas de He II 4686 Å. Podemos observar também o avermelhamento no contínuo, representado pela inclinação na intensidade à medida que o comprimento de onda aumenta. Os espectros apresentam uma largura equivalente (EW) de He II 4686 e $H\beta$ de 6,1 e 4,4 Å respectivamente, apresentando uma razão maior que 1 entre as larguras equivalentes. Isso sustenta a hipótese de que o sistema abriga uma anã branca fortemente magnetizada, possivelmente pertencente à subclasse polar das VCs, conforme sugerido por Torres et al. (2007). Entretanto, a classificação precisa ser confirmada por meio da medição do período orbital (ainda desconhecido), uma vez que a espectroscopia óptica pode não ser suficiente para estabelecer a classificação.

Figura 13 – Campo de visão $5' \times 5'$ da RXJ0525.3+2413. Extraído do *Digitized Sky Surveys - II Red* (DSS-II-Red), norte é para cima e leste para a esquerda.



(Crédito: (MASETTI et al., 2012))

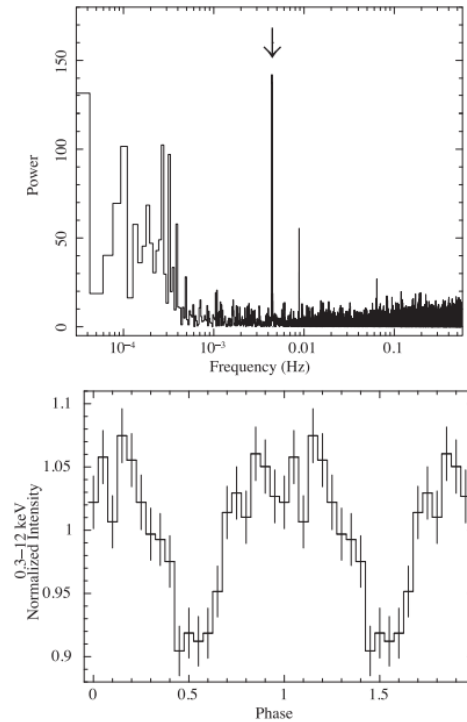
Figura 14 – Espectro óptico de RXJ0525.3+2413.



(Crédito: (MASETTI et al., 2012))

Bernardini et al. (2015) observaram RXJ0525.3+2413 em raios X por 8,8 h com o XMM-Newton. Obtiveram assim uma curva de luz na faixa de energia de 0,3 a 12 keV, além de uma monitoria no filtro B usando o *Optical Monitor* do XMM. Nenhuma destas 2 curvas de luz mostraram sinal do eclipse reportado por Ramsay (2009). No entanto, o espectro de potências dos dados de raios X (Figura 15) mostrou um pico estreito em $P = 226,28$ s interpretado como o período de rotação da anã branca, portanto indicando ser uma IP, caso este sinal seja verdadeiro. Estes autores reanalisaram os espectros ópticos obtidos por Ramsay (2009) e descobriram que o espectro que não apresentava sinal de linhas provavelmente sofreu um deslocamento devido a falha no acompanhamento do telescópio, levantando assim dúvidas em relação à presença de eclipses no sistema.

Figura 15 – Alto: Espectro de potências dos dados de raios X de RXJ0525.3+2413 obtidos com o XMM, mostrando o pico (assinalado com a flecha) associado ao período de rotação de 226,28 s da anã branca. Baixo: diagrama de fase dos dados de raios X em fase com o período de rotação.



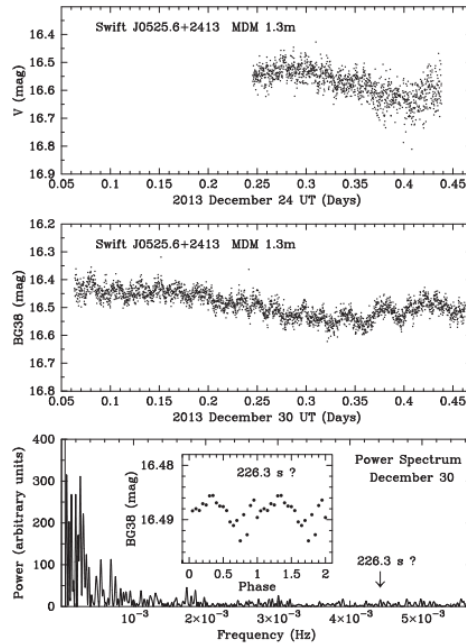
(Crédito: [Bernardini et al. \(2015\)](#))

Séries temporais de fotometria cobrindo 20,5 h de observação nos filtros V e BG38 em 2013 e 2014 ([Halpern; Thorstensen, 2015](#)) também não mostram sinais de eclipses (Figura 16), mesmo em uma curva de luz contínua de 9,6 h de duração. Curiosamente, o período de rotação de 226 s detectado em raios X por [Bernardini et al. \(2015\)](#) também não foi detectado nestes dados de fotometria.

Em um projeto de determinação das massas de anãs brancas magnéticas usando dados em raios X do satélite *NuSTAR*, [Shaw et al. \(2020\)](#) observaram RXJ0525.3+2413 por 58,8 ks em 21 de março de 2019. Apesar da contaminação por luz espalhada de uma fonte próxima, que limitou a análise dos dados a energias abaixo de 50 keV, a modelagem do espectro de raios X realizada por estes autores resultou em uma anã branca com massa de $0,81 M_{\odot}$.

A distância estimada de RXJ0525.3+2413, com base nos dados do Gaia EDR3, é $d = 1748 \pm_{152}^{186}$ pc ([BAILER-JONES et al., 2021](#)).

Figura 16 – Alto e intermediário: Curvas de luz ópticas de RXJ0525.3+2413. Baixo: O espectro de potências destes dados não mostra sinal significativo associado ao período de rotação de 226,28 s da anã branca detectado em raios X por [Bernardini et al. \(2015\)](#).

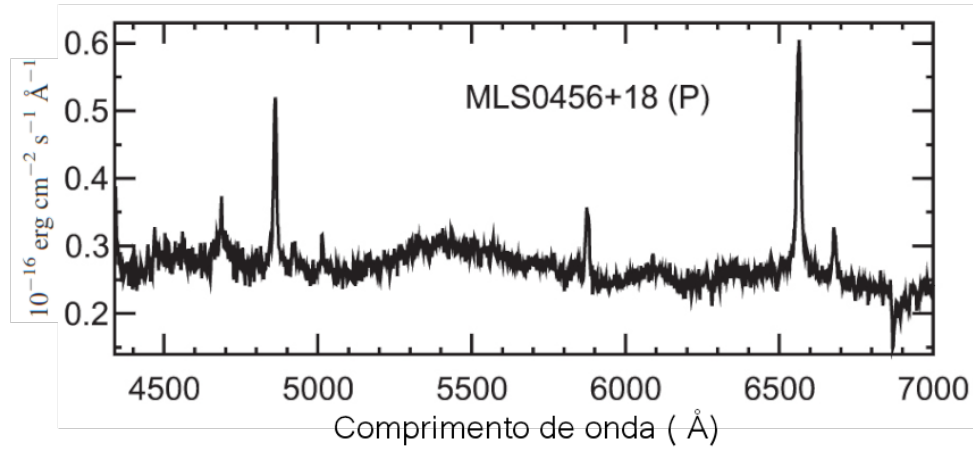


(Crédito: [Halpern e Thorstensen \(2015\)](#))

2.3 CRTS MLS101203 J045625+182634

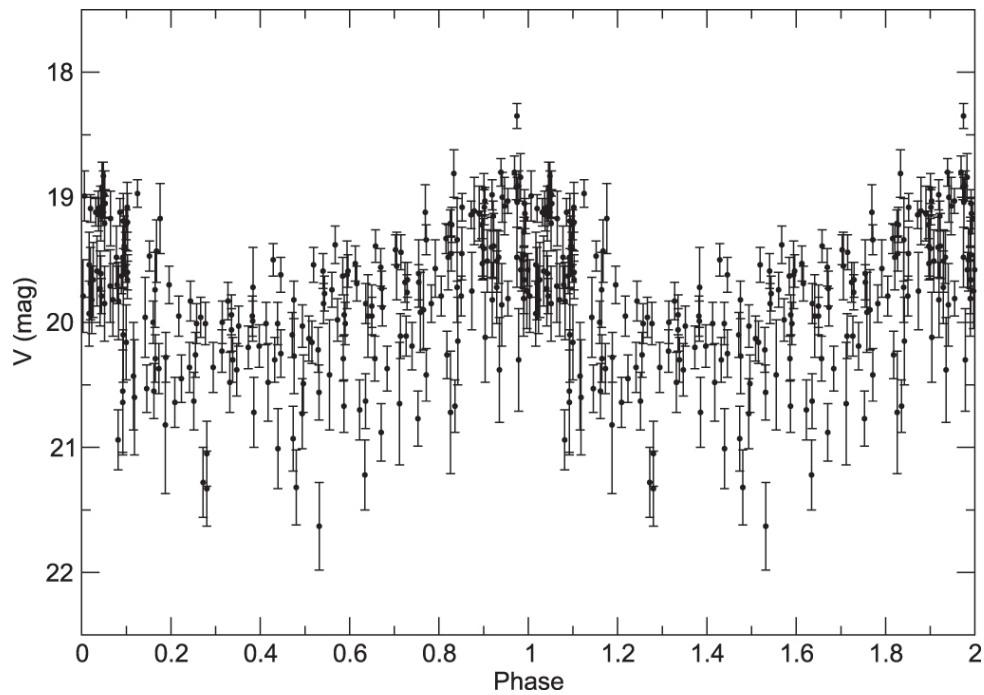
A partir deste ponto, a CRTS MLS101203 J045625+182634 será referida como MLS0456+18. Este objeto foi identificado como uma estrela variável em 10 de dezembro de 2013 pelo CRTS. Sua curva de luz varia entre 18,5 e 21,5 magnitudes. O espectro (Figura 17) é apresentado no único trabalho sobre este objeto publicado até agora ([OLIVEIRA et al., 2017](#)) e é dominado por linhas estreitas de Balmer em emissão e também exibe linhas de He I, e He II 4686 Å que apresenta uma componente estreita central sobreposta a uma componente larga. Além disso, apresenta uma razão de intensidades entre He II e $H\beta$ de 0,71. Essas características sugerem uma classificação como mVC ([OLIVEIRA et al., 2017](#)). O contínuo apresenta irregularidades possivelmente associadas a harmônicos ciclotrônicos que, juntamente com a ausência de uma contrapartida em raios X, indicam que o sistema deve estar em baixo estado de acreção de matéria. O espectro de potência dos dados do CRTS, criado com a técnica de Lomb-Scargle, exibe um pico em 0,09851004 dias (2,36 horas), que se confirmado coloca MLS0456+18 dentro da lacuna de períodos das VCs ([OLIVEIRA et al., 2017](#)). A curva de luz dos dados CRTS, em fase com o período encontrado, é apresentada na Figura 18. Este objeto não está presente no catálogo de alvos observados pelo Gaia (DR3), portanto não tem sua distância estimada.

Figura 17 – Espectro da MLS0456+18, onde podemos identificar as linhas da serie de Balmer ($H\beta$ e $H\alpha$) e também as linhas de HeI e HeII 4686 Å, além de uma corcova em aproximadamente 5400 Å possivelmente associada a um harmônico cíclotron.



(Crédito: (OLIVEIRA et al., 2017))

Figura 18 – Curva de luz CRTS da MLS0456+18 em fase com o período de 0.09851004 dias.



(Crédito: (OLIVEIRA et al., 2017))

3 Obtenção, Redução e Técnicas de Análise dos Dados

3.1 Obtenção dos dados da MLS0227+13

As observações e obtenção dos dados ocorreram em duas fases. A primeira fase consiste na obtenção dos dados de polarimetria realizados em 11 e 16 de novembro de 2014, realizada no Observatório Pico dos Dias (OPD), localizado na cidade de Brazópolis (MG) com altitude de 1864 metros acima do nível do mar, com o telescópio B&C de 1,6 metros. Os dados foram adquiridos pela Dra. Cláudia Vilega Rodrigues (INPE) e pela Dra. Isabel de Jesus Lima (IAFE, Argentina). A segunda fase, realizada em 18 e 20 de novembro de 2014, consistiu na obtenção dos dados de espectroscopia no *Southern Astrophysical Research Telescope* (SOAR), que possui espelho principal de 4,1 metros, localizado no Cerro Pachón, uma montanha dos Andes Chilenos com altitude de 2.700 metros acima do nível do mar. Os dados da espectroscopia foram obtidos pelo Dr. Alexandre Soares de Oliveira (UNIVAP) com a participação da Dra. Karleyne M. G. Silva em La Serena, Chile. Os detalhes das observações encontram-se na Tabela 1.

Tabela 1 – Dados das Observações do objeto MLS0227+13.

Data	Observatório	Tipo de Dados	Tempo de Exp. (s)	Nº de Exp.	Filtro
16/11/2014	OPD	Polarimetria	100	80	I
18/11/2014	SOAR	Espectroscopia	900	14	**
20/11/2014	SOAR	Espectroscopia	900	14	**
21/08/2021					
à	TESS	Fotometria	120	**	**
15/09/2021					
16/09/2021					
à	TESS	Fotometria	120	**	**
11/10/2021					

Para obtenção dos espectros utilizou-se o *Goodman High Throughput Spectrograph* (CLEMENS et al., 2004) acoplado ao *Charge Coupled Device* (CCD) Fairchild de 4096×4096 pixels, em binagem 2×2 , com um ganho (número de elétrons representados por uma contagem, ADU - Unidade Analógico Digital) de $2,06 e^- ADU^{-1}$ e ruído de leitura $3,99 e^-$ RMS. A cobertura espectral pretendida foi de 4300 a 5600 Å, tendo assim as informações desde $H\gamma$ até a linha telúrica [OI] 5577 Å. Para tal foi definido uma rede de difração de 1200 linhas mm^{-1} , e uma fenda de $0,84''$ (segundos de arco), conseguindo uma resolução espectral de $0,62 \text{ \AA}/pix$. Para minimizar a perda de fótons devido a refração

atmosférica diferencial, durante a exposição a fenda foi disposta no ângulo paralático.

Antes das observações de espectroscopia, foram feitas 50 imagens de *bias*, com tempos de exposição de zero segundos, e 40 imagens de *flatfield* internos ao instrumento, usando a lâmpada de quartzo, com tempos de exposição (t_{exp}) de 7 segundos cada. As observações foram intercaladas, em intervalos de tempo de no máximo 60 minutos, com espectros da lâmpada de cobre com $t_{exp} = 180$ s cada, utilizadas para a obtenção da solução de calibração em comprimento de onda a ser aplicada aos espectros de ciência. A linha telúrica de [OI] 5577 Å é usada para verificação da qualidade desta calibração. Em cada noite de observação foram feitos também espectros da estrela padrão GD50 (OKE, 1990) com $t_{exp} = 60$ s, que serão utilizados para fazer a calibração do fluxo. A redução dos dados foi feita com as rotinas usuais do IRAF¹ e compreende a subtração do *bias* médio, a divisão pelo *flatfield* médio normalizado, a extração dos espectros de ciência e de calibração, e as calibrações em comprimento de onda e fluxo. Detalhes deste processo serão apresentados no próximo capítulo.

Para coletar dados de polarimetria, utilizamos o CCD Ikon 10127 acoplado à gaveta polarimétrica (MAGALHAES et al., 1996) instalada no telescópio de 1,6 m do OPD. O CCD foi configurado com ganho de $0,9 e^-ADU^{-1}$ e ruído de leitura de $6,0 e^-$ RMS. A gaveta polarimétrica é equipada com um prisma de calcita que atua como um analisador fixo, com uma lâmina retardadora de quarto de onda ($\lambda/4$), que permite obter a polarização linear e circular simultaneamente, e com uma roda de filtros. O prisma de calcita divide a luz incidente em dois feixes, o extraordinário e o ordinário, gerando assim duas imagens de cada objeto no CCD. A lâmina retardadora é girada em incrementos de 22,5 graus, o que implica que uma única medição de polarização requer oito integrações em posições consecutivas da lâmina retardadora. Além das curvas de polarização circular e linear, as observações de polarimetria também proporcionam medidas fotométricas, que são utilizadas para criar curvas de luz, somando as contagens dos feixes ortogonais ordinário e extraordinário.

Estrelas padrões polarizadas e não-polarizadas foram observadas em cada noite, nos mesmos filtros usados para as observações do objeto. As observações das padrões polarizadas (pelo menos duas ao longo de cada noite) são necessárias para a conversão do ângulo de polarização do sistema instrumental ao sistema equatorial padrão, calculada pela diferença entre o valor instrumental obtido e o encontrado na literatura. As estrelas padrões não-polarizadas são observadas para a avaliação de possível introdução de polarização instrumental espúria nas medidas. Caso exista, a polarização instrumental detectada nas padrões não-polarizadas deve ser subtraída das medidas das estrelas de

¹ O IRAF é distribuído pelo National Optical Astronomy Observatories, que é operado pela Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., sob um acordo de cooperação com a National Science Foundation.

ciência. Para a calibração do ângulo de polarização foram utilizadas as estrelas padrões polarizadas BD+25d727 e HD245310. Para verificar se havia polarização instrumental, também foram observadas as estrelas padrões sem polarização WD2149+021 e H12021 (Tabela 2).

Tabela 2 – Dados das Observações das Estrelas Padrões.

Datas	Nomes	Filtros	Tempo de Exposição (s)	Tipo de Padrão
16/11/2014	WD2149+021	I	60	Não Polarizada
	H12021	I	1	Não Polarizada
	BD+25d727	I	1	Polarizada
	HD245310	I	1	Polarizada

Além destes dados de polarimetria e espectroscopia, analisaremos também dados de fotometria obtidos pelo satélite TESS.

3.2 Obtenção dos dados da RXJ0525.3+2413

A obtenção dos dados de polarimetria foi realizada nos dias 13 e 16 de novembro de 2014, no Observatório Pico dos Dias (OPD). Utilizou-se o telescópio de 1,6 metros e os dados foram adquiridos pelas Dras Cláudia Vilega Rodrigues (INPE) e Isabel de Jesus Lima (IAFE, Argentina). Os dados de espectroscopia foram obtidos no SOAR com o espectrógrafo Goodman em 13 de dezembro de 2020. Os detalhes das observações encontram-se na Tabela 3

Tabela 3 – Dados das Observações do objeto RXJ0525.3+2413.

Data	Observatório	Tipo de Dados	Tempo de Exp. (s)	Nº de Exp.	Filtro
13/11/2014	OPD	Polarimetria	100	16	I
16/11/2014	OPD	Polarimetria	100	80	I
13/12/2020	SOAR	Espectroscopia	900	25	**
16/09/2021	à TESS	Fotometria	120	**	**
11/10/2021					
07/11/2021	à TESS	Fotometria	120	**	**
02/12/2021					
16/10/2023	à TESS	Fotometria	120	**	**
11/11/2023					

Para coletar dados de polarimetria, utilizamos o CCD Ikon 10127 acoplado à gaveta polarimétrica instalada no telescópio de 1,6 metros do OPD. O CCD foi configurado com ganho de $0,9 \text{ e}^- \text{ADU}^{-1}$ e ruído de leitura de $6,0 \text{ e}^- \text{RMS}$. Foram coletados um total de 16

na primeira noite e 80 imagens na segunda noite, com $t_{exp} = 100$ s cada imagem (Tabela 3). Para ajustar a direção da polarização do objeto, foram utilizados as estrelas padrões polarizadas. Também foram observadas estrelas padrões sem polarização, para verificar a presença de polarização instrumental. Os detalhes das estrelas padrões polarizadas e não polarizadas estão disponíveis na Tabela 4.

Os dados de espectroscopia foram obtidos com a rede de 1200 l/mm, com a fenda de 0,84" alinhada ao ângulo paralático, com o CCD em binagem 2x2, como descrito na seção anterior. Exposições de *bias* e *flatfield* interno ao instrumento foram obtidas durante a tarde. Espectros da lâmpada de comparação de Cu foram tomados com tempos de exposição de 60 segundos, a intervalos de 60 minutos durante a série temporal dos dados do objeto. Espectros da estrela padrão LTT 1788 foram obtidos com a mesma configuração instrumental das observações de ciência.

Para este objeto, analisaremos também dados de fotometria obtidos pelo satélite TESS.

Tabela 4 – Dados das Observações da Estrelas Padrões

Data	Nome	Tipo	Tempo de Exposição (s)	Filtro
13/11/2014	hd2453	Polarizada	3	I
	hd2351	Polarizada	10	I
	bd25d	Polarizada	1	I
	hd6429	Não Polarizada	10	I
16/11/2014	WD2149+021	Não Polarizada	60	I
	H12021	Não Polarizada	1	I
	BD+25d727	Polarizada	1	I
	HD245310	Polarizada	1	I

3.3 Obtenção dos dados da MLS0456+18

As observações e obtenção dos dados de espectroscopia da MLS0456+18 ocorreram em 22 de dezembro de 2014, no SOAR. Os dados da espectroscopia foram obtidos pelo Dr. Alexandre Soares de Oliveira (UNIVAP). Os detalhes das observações encontram-se na Tabela 5.

Tabela 5 – Dados das Observações do objeto MLS0456+18.

Data	Observatório	Tipo de Dados	Tempo de Exposição (s)	Nº de Exposições
22/12/2014	SOAR	Espectroscopia	300	01
22/12/2014	SOAR	Espectroscopia	600	05
22/12/2014	SOAR	Espectroscopia	900	12
16/09/2011 à				
12/10/2021	TESS	Fotometria	475	**
12/10/2021 à				
06/11/2021	TESS	Fotometria	475	**
16/10/2023 à				
11/11/2023	TESS	Fotometria	158	**

Os espectros foram obtidos com o Goodman HTS com o CCD Fairchild de 4096×4096 pixels, em binagem 3×3 . Utilizamos a rede de difração de 400 l/mm e a fenda de $3,0''$, juntamente com o filtro de bloqueio de ordens GG455. A cobertura espectral obtida foi de aproximadamente 4250 a 8200 Å, com resolução espectral de 3 Å por pixel.

Antes das observações de espectroscopia, foram feitas 25 imagens de *Bias*, e 20 imagens de *flatfields* com tempo de exposição (t_{exp}) de 7 segundos. Durante a observação do objeto foram obtidos um total de 16 espectros sendo, 1 espectro com $t_{exp} = 300$ s, 5 espectros com $t_{exp} = 600$ s e 12 espectros com $t_{exp} = 900$ s, as observações foram intercaladas com espectro da lâmpada de cobre *Cu* com $t_{exp} = 20$ s cada. Também foram feitos espectros da estrela padrão GD71 (MOEHLER et al., 2014) com $t_{exp} = 30$ s, a qual será utilizada para fazer a calibração do fluxo.

Além das informações obtidas por meio da espectroscopia, realizaremos uma análise abrangente dos dados de fotometria adquiridos pelo satélite TESS como parte deste estudo. Não foram obtidos dados de polarimetria para este objeto.

3.4 Redução dos Dados

3.4.1 Redução dos dados de Espectroscopia

Na espectroscopia começamos com a redução das imagens de *bias*, combinando todas as imagens para gerar uma imagem de *bias* médio. No software IRAF, essa imagem é gerada utilizando a *task* "zerocombine". Essa imagem foi usada para calibrar todas as imagens registradas na noite (*flatfield* e ciência), por meio da subtração dos valores, utilizando a *task* "ccdproc".

Os *pixels* presentes em um CCD apresentam sensibilidades diferentes entre si, o que

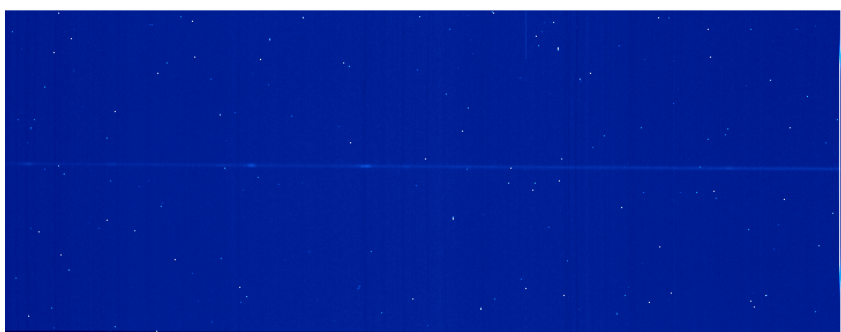
pode resultar em um efeito multiplicativo na imagem. Esse efeito pode ser corrigido por meio da divisão da imagem pelo *flatfield* médio. O *flatfield* médio é gerado combinando-se todas as imagens de *flatfield* obtidas durante a noite de observação, utilizando a *task* FLATCOMBINE. Esse procedimento tem como objetivo calibrar a sensibilidade dos *pixels*. A *task* RESPONSE foi utilizada para eliminar a inclinação da intensidade do *flat* médio.

3.4.2 Extração e Calibração dos Espectros

A redução de dados de espectroscopia envolve a extração do espectro unidimensional a partir de imagens bidimensionais. Esse processo é realizado usando a tarefa APALL do pacote "noao.twodspec.apextract".

A Figura 19 mostra o espectro bidimensional da MLS0227+13. Nessa imagem, podemos observar uma linha horizontal clara no centro, que representa o objeto de estudo, cercada pelo espectro menos intenso da atmosfera terrestre. A linha vertical intensa na imagem corresponde à linha de emissão OI 5577,34 Å, que é produzida na atmosfera terrestre.

Figura 19 – Espectro bidimensional da MLS0227+13, obtido na noite de 20/11/2014 em *pixel x pixel*.



(Crédito: o autor)

O processo de extração dos espectros é realizado utilizando a tarefa APALL no formato *multispec*. Isso inclui a transformação do espectro bidimensional em unidimensional, onde o eixo "x" representa a dispersão e o eixo "y" representa a abertura da fenda espacial. Além disso, o APALL também realiza a extração da linha de céu.

O resultado final da redução é um espectro unidimensional, que representa a contagem de elétrons no CCD em função dos pixels do eixo de dispersão.

A calibração em comprimento de onda envolve a identificação das linhas de emissão tabeladas em um dos espectros não calibrados da lâmpada de CuHeAr, utilizando a tarefa interativa "*identify*" do pacote "noao.onedspec". Para o ajuste foi realizado utilizando o máximo de linhas adequadas e um polinômio de *Chebyshev* de grau 4. O valor quadrático

médio (RMS) considerado satisfatório é cerca de 5 a 10 vezes menor do que a resolução espectral nominal de 0,62 Å/pixel. Para MLS0227+13, resultou em um RMS de 0,07151, utilizando um total de 28 pontos.

Para verificar a precisão da calibração em comprimento de onda, foi medido o comprimento de onda central da linha telúrica de O I 5577,34 Å² nos espectros calibrados. Essa linha é originada na atmosfera terrestre e espera-se que sua posição não apresente variações significativas em relação ao valor de repouso obtido em laboratório. No entanto, para MLS0227+13 foram encontrados deslocamentos significativos em ambas as noites de observação na posição da linha telúrica, os quais foram utilizados para realizar uma correção de segunda ordem na calibração em comprimento de onda, por meio da tarefa "*specshift*".

Após a calibração dos espectros em comprimento de onda, foi realizado a calibração em fluxo usando os espectros da estrela padrão GD50 (OKE, 1990), fazendo a correção da massa de ar no momento da aquisição de cada espectro do objeto, utilizando a tarefa SETAIRMASS.

Com as correções da massa de ar aplicadas, são utilizados procedimentos relacionados à calibração de intensidade. A primeira etapa é a utilização da rotina STANDARD para determinar o fluxo da estrela padrão em uma faixa específica de comprimento de onda, que será utilizado como dado de entrada na rotina SENSFUNC a qual determina a sensibilidade do sistema. A última etapa é a aplicação dos resultados do ajuste no eixo de intensidade do espectro do objeto, utilizando a tarefa CALIBRATE, obtendo uma escala de intensidade luminosa no eixo y do espectro unidimensional.

3.4.3 Redução dos Dados de Polarimetria

Os dados de polarimetria coletados no OPD foram processados utilizando as rotinas convencionais do pacote IRAF. Inicialmente, os dados de ciência foram subtraídos da imagem média de *bias* e, em seguida, foi realizada uma correção *pixel a pixel* da sensibilidade utilizando a imagem média normalizada de *flatfield*. Os passos subsequentes, que são específicos para dados de polarimetria, foram executados utilizando o pacote de redução de dados polarimétricos PCCDPACK (PEREYRA, 2000) no IRAF, com a adição de códigos desenvolvidos pela Dra. Cláudia Vilega Rodrigues.

Para a obtenção das imagens, utilizamos um bloco de calcita que divide o feixe em dois (feixes ordinário e extraordinário), apresentando o objeto em pares em cada imagem. O primeiro passo consiste em selecionar quais estrelas serão utilizadas no processo de fotometria, garantindo que os pares sejam identificados na mesma ordem em ambas as imagens. Uma vez selecionados os pares, calculamos os possíveis deslocamen-

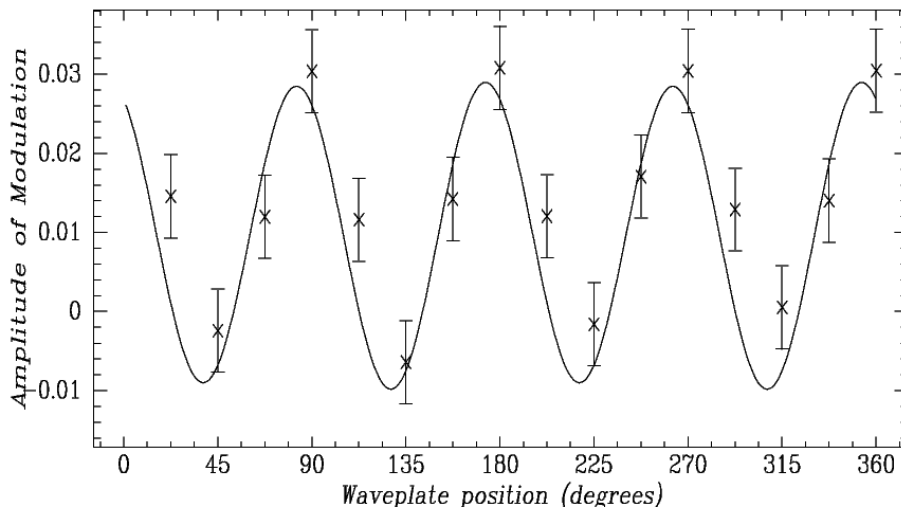
² Valor obtido em: <https://www.pa.uky.edu/peter/newpage/index.html>

tos entre as imagens da série temporal para um posterior alinhamento. A polarimetria é realizada a partir dos dados de fotometria, sendo ambas as medidas calculadas pela *task* PADRAO_POL para as estrelas padrões, enquanto a *task* TIME_POL é utilizada nos objetos de ciência.

Para determinar a posição da lâmina retardadora (ZERO da lâmina), utilizamos as estrelas padrões polarizadas. Primeiramente, aplicamos a *task* PADRAO_POL para calcular a polarização das estrelas e, em seguida, utilizamos a *task* ZEROFIND para determinar a posição zero da lâmina em cada uma das estrelas padrões polarimétricas e tirar uma média. Com o valor médio da posição da lâmina, executamos novamente a *task* PADRAO_POL para corrigir o ângulo de polarização para o sistema equatorial. Os valores de ângulo médio da estrela padrão polarizadas HD245310 foi obtida a partir de (FOSSATI et al., 2006) com $\theta = 127,79^\circ$, sendo que o filtro I foi utilizado nas observações. A Figura 20 apresenta o ajuste da polarização da estrela padrão HD245310, para a posição zero da lâmina em 22° , abertura de 19 *pixels*, onde cada ponto refere-se a uma imagem da estrela padrão.

Figura 20 – Ajuste de polarização da estrela padrão HD245310.

Q	U	SIGMA	P	THETA	Δ THETA	SIGMath.	APERT.	Q_{inst}	U_{inst}
0.01927	-0.03291	0.00526	0.03814	150.2	0.0	0.00044	19	0.01930	0.03290
V	sigmaV	zerolam	rms						
-0.00048	0.00289	22.0	0.0081685						



(Crédito: o autor)

3.5 Séries temporais de fotometria com o telescópio espacial TESS

O telescópio espacial TESS, sigla para *Transiting Exoplanet Survey Satellite*, é uma missão conjunta do *Massachusetts Institute of Technology*, *NASA's Goddard Space Flight Center* e da *Orbital Sciences Corporation*, projetado para procurar exoplanetas por meio da detecção de trânsitos em estrelas próximas da sequência principal (RICKER

et al., 2015). Assim, o TESS é capaz de coletar dados com grande cobertura da esfera celeste, com longa duração das séries temporais em cada setor observado e alta resolução temporal de fotometria. Dessa forma, os dados coletados pelo TESS têm grande potencial para serem utilizados no estudo de fenômenos variáveis, como nos observados nas VCs.

Desde o início de suas operações em junho de 2018, o TESS tem realizado medidas de fotometria em mais de 200.000 objetos previamente selecionados a partir do TESS *Input Catalog* (TIC), que é um catálogo de objetos de interesse da missão. A faixa de passagem do detector TESS varia de 600 a 1000 nm e está centrada na tradicional banda I do sistema Cousins (I_C , comprimento de onda central = 786,5 nm). O limite de comprimento de onda mais longo representa o limite vermelho dos detectores CCD e é definido por sua eficiência quântica. O TESS é composto por quatro câmeras equipadas com lentes idênticas de 146 mm de abertura, que, quando combinadas, geram um mosaico de cada setor observado. Cada câmera é equipada com quatro CCDs MIT/LL CCID-80 de 2048×2048 *pixels*, com uma escala de 21 segundos de arco por *pixel*. Para a análise de fenômenos periódicos, esta pobre resolução angular oferecida pelo TESS é amplamente compensada pelas grandes cobertura e resolução temporal dos dados. As observações são distribuídas em setores, cobrindo aproximadamente 80% do globo celeste. Cada setor de observação tem duração de cerca de 27,4 dias e abrange uma área de $24^\circ \times 96^\circ$ a partir do plano da eclíptica até o polo eclíptico (Figura 21)

O telescópio espacial TESS fornece imagens que são processadas pelo *Science Processing Operations Center* (SPOC) da NASA e disponibilizadas gratuitamente no *Mikulski Archive for Space Telescopes* (MAST)³. O SPOC produz curvas de luz e os respectivos *Target Pixel Files* (TPF) para alvos pré-selecionados, com resolução temporal de até 20 segundos. As curvas de luz são obtidas pela técnica de fotometria simples de abertura denominada SAP (*Simple Aperture Photometry*), e também por um processo adicional de correção de erros sistemáticos, indicado como PDCSAP (*Pre-search Data Conditioning SAP*).

A curva de luz SAP é determinada através da soma do fluxo dos *pixels* contidos dentro de uma máscara de abertura determinada de maneira ótima pelo processamento de dados do *pipeline* do SPOC, de forma a maximizar a relação sinal/ruído e minimizar a contaminação de *background*. A curva de luz PDCSAP passa por um processo adicional de subtração de tendências sistemáticas de longo prazo, que favorece a análise de curvas de luz de trânsitos de exoplanetas mas deve ser usada com cautela para curvas de VCs.

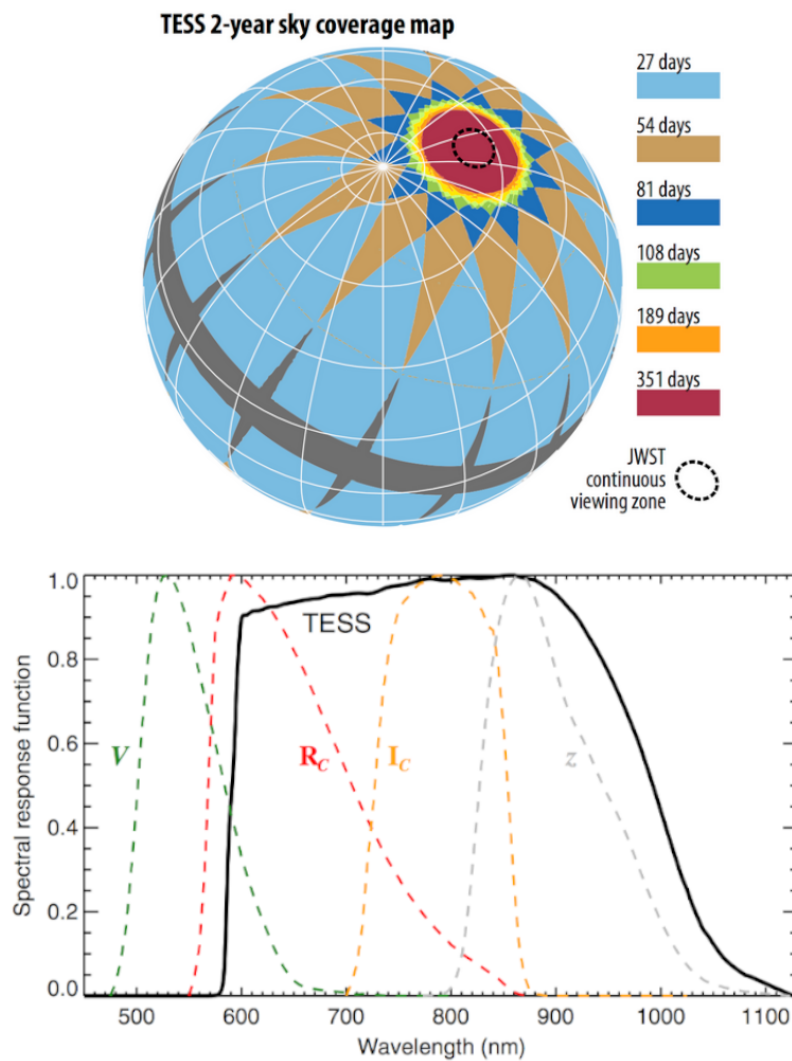
As curvas de luz produzidas pelo SPOC seguem o padrão de tempo *Barycentric TESS Julian Day* (BTJD), que é calculado pela subtração da Data Juliana Baricêntrica (*Barycentric Julian Date*, BJD) de 2457000 (Equação 3.1) (TENENBAUM; JENKINS,

³ Acesso em: <https://mast.stsci.edu/portal/Mashup/Clients/Mast/Portal.html>

2018). A BJD é uma medida de tempo que considera a correção em relação ao baricentro do Sistema Solar.

$$BTJD = BJD - 2457000,0, \quad (3.1)$$

Figura 21 – A Figura superior mostra o mapa de cobertura do TESS indicando os setores, e o tempo gasto em cada um. A Figura inferior mostra a banda de transmissão TESS.



(Crédito: (RICKER et al., 2015))

Além das curvas de luz de alvos selecionados, o MAST disponibiliza as sequências de Imagens em Quadro Completo (*Full Frame Image - FFI*) de todos os setores, com resoluções temporais de 10 ou 30 minutos. Cada sequência de FFI é portanto composta por uma série de imagens sequenciais, conhecidas como cadências, que são calibradas em fluxo. A partir dessas imagens FFI, o usuário pode construir as curvas de luz de

quaisquer objetos do campo observado e que não estejam presentes no catálogo de curvas de luz reduzidas pelo SPOC.

3.6 Técnica de busca de periodicidades em séries temporais: periodograma Lomb-Scargle

O periodograma Lomb-Scargle, ([LOMB, 1976](#)) e ([SCARGLE, 1982](#)), destaca-se como uma ferramenta amplamente empregada para a detecção de sinais periódicos em conjuntos de observações com intervalos de amostragens irregulares ([BRETTHORST, 2001](#)).

O periodograma Lomb-Scargle representa uma variação da Transformada Discreta de Fourier, na qual uma série temporal é decomposta em uma combinação linear de funções senoidais. A base dessas funções senoidais efetua a transformação dos dados do domínio do tempo para o domínio da frequência. Enquanto as técnicas tradicionais de Transformada Discreta de Fourier presumem uma distribuição uniforme dos pontos de dados nas séries temporais, essa condição raramente é atendida em dados astrofísicos de séries temporais. Scargle desenvolveu uma fórmula para os coeficientes de transformação, semelhante à Transformada Discreta de Fourier, especialmente quando as observações são não-uniformemente espaçadas.

O processo de análise do periodograma Lomb-Scargle envolve o pré-processamento dos dados por meio da interpolação para ajustá-los a uma grade uniforme, seguido pela subtração da média para centralizar os dados em torno de zero. Em seguida, é aplicada a transformada de Fourier aos dados processados para obter o espectro de potência. A estimação do espectro de potência ocorre em diferentes frequências usando a técnica de Lomb-Scargle, que leva em consideração o espaçamento irregular dos dados, calculando a contribuição de cada ponto na estimativa do espectro. Posteriormente, o periodograma Lomb-Scargle é construído a partir do espectro de potência estimado, exibindo a distribuição de potências em função da frequência. Por fim, a identificação de frequências significativas ocorre ao observar os picos no periodograma Lomb-Scargle, representando padrões periódicos nos dados.

4 Resultados

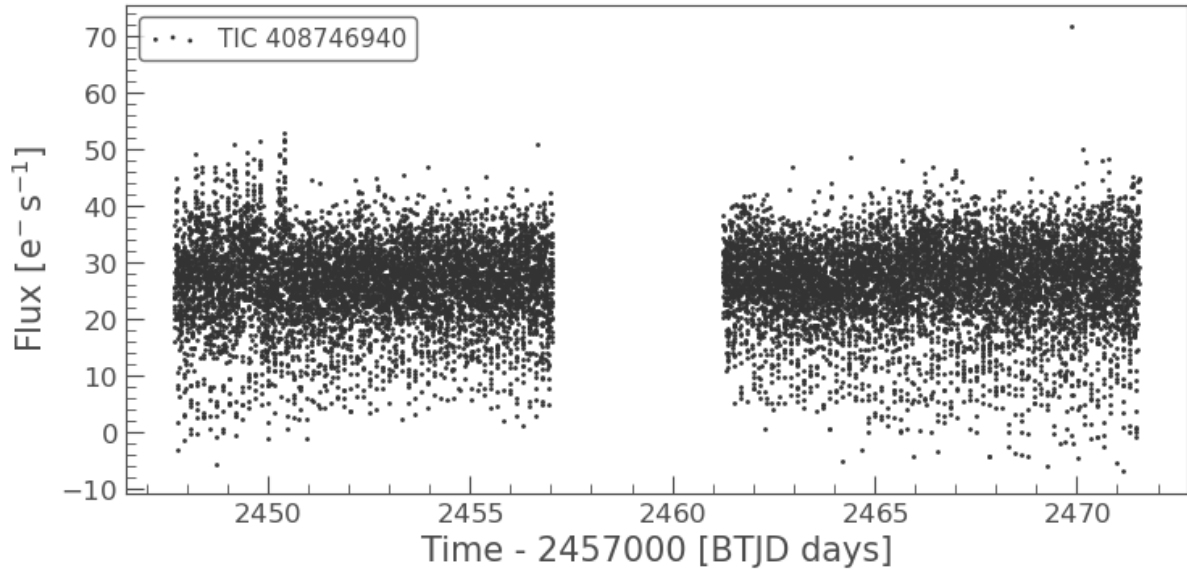
Neste capítulo, discutimos os resultados alcançados neste estudo. Primeiramente, realizamos uma análise fotométrica de longa duração utilizando dados provenientes do CRTS para RXJ0525.3+2413. Em seguida, abordamos a análise dos dados fotométricos, espectroscópicos e polarimétricos da MLS0227+13 e da RXJ0525.3+2413, além dos dados fotométricos e espectroscópicos da MLS0456+18. Os dados fotométricos foram obtidos pelo satélite TESS, os dados espectroscópicos foram coletados no Observatório SOAR, e os dados polarimétricos no Observatório Pico dos Dias (OPD).

4.1 MLS0227+13

4.1.1 Curva de luz TESS da MLS0227+13

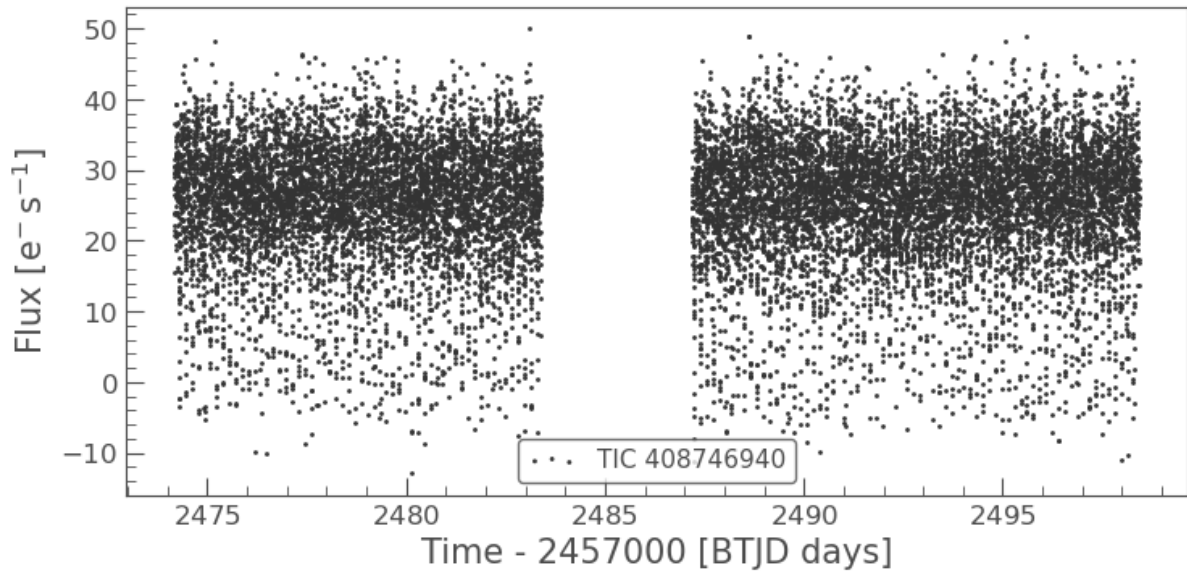
A MLS0227+13 foi observada pelo TESS nos setores 42 (entre 21 de agosto de 2021 e 15 de setembro de 2021) e 43 (entre 16 de setembro de 2021 e 11 de outubro de 2021). Cada setor, portanto, constitui uma série temporal de fotometria com duração de cerca de 25 dias praticamente ininterruptos, com pausas apenas para o descarregamento dos dados à Terra ou eventuais falhas. De ambos os setores temos as curvas de luz dos tipos Fotometria de Abertura Simples (*Simple Aperture Photometry* - SAP) e Pré-pesquisa de Condicionamento de Dados (*Pre-search Data Conditioning* SAP - PDCSAP), com resolução temporal de 2 minutos. Neste estudo vamos utilizar as curvas de luz PDCSAP. As curvas de luz PDCSAP de cada setor estão apresentadas nas Figuras 22 e 23. Nestas curvas já é possível notar os eclipses do sistema.

Figura 22 – Curvas de luz TESS da MLS0227+13, setor 42. TIC 408746940 é a denominação deste objeto no catálogo TESS.



(Crédito: o autor)

Figura 23 – Curvas de luz TESS da MLS0227+13, setor 43. TIC 408746940 é a denominação deste objeto no catálogo TESS.

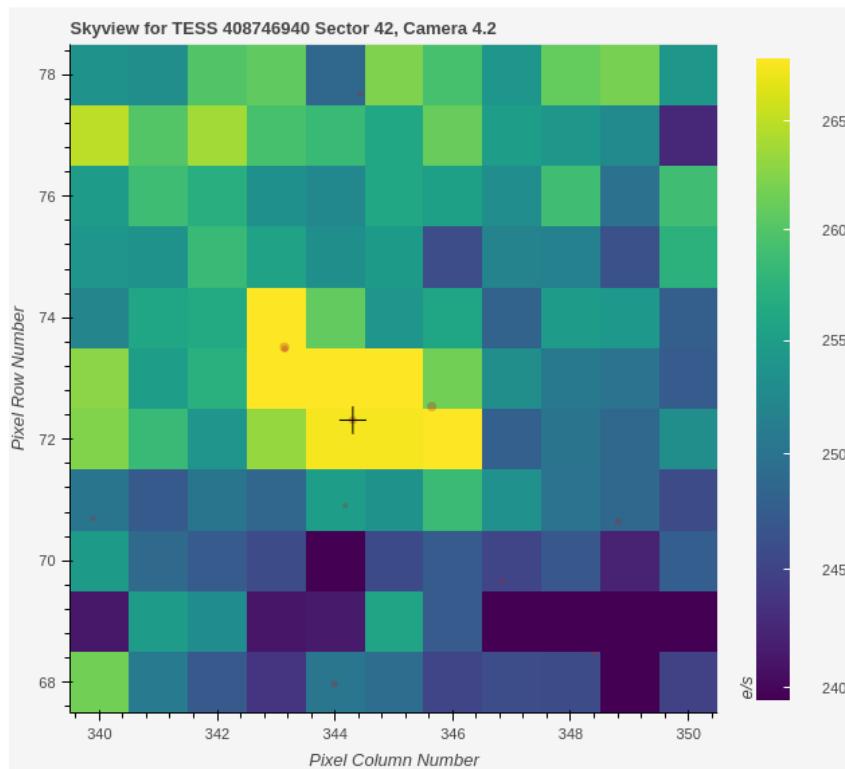


(Crédito: o autor)

Neste estudo, utilizamos a biblioteca *Lightkurve* ([Lightkurve Collaboration et al., 2018](#)), uma biblioteca colaborativa e de código aberto desenvolvida em *Python*. A *Lightkurve* disponibiliza uma ferramenta adicional chamada *interact_sky*, que possibilita a inspeção interativa dos campos dos alvos e facilita a posterior verificação da máscara de abertura utilizada pelo *pipeline* para a construção das curvas de luz. Essa funcionalidade

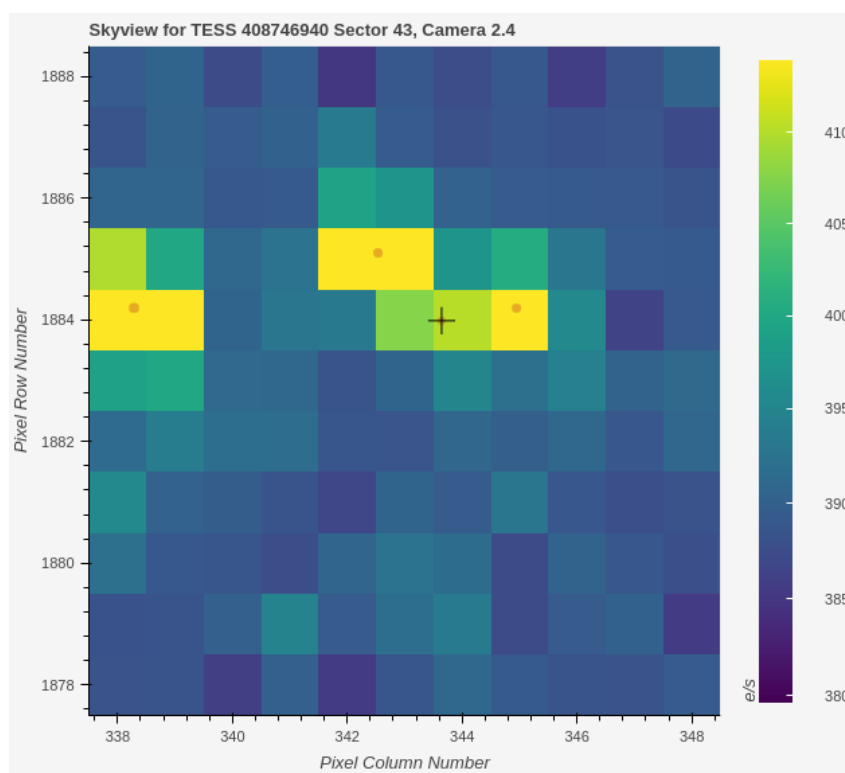
exibe uma imagem campo, destacando os objetos identificados pelo Gaia com círculos vermelhos. A magnitude do objeto determina o tamanho desses círculos, sendo mais amplos para fontes mais brilhantes e mais compactos para fontes menos luminosas. As Figuras 24 e 25 apresentam os campos TESS dos setores 42 e 43 respectivamente, com uma região de 11×11 *pixels* ao redor da MLS0227+13 que está representada por uma cruz preta, assim como outras fontes Gaia com magnitude limitada a 21 (determinada pelo usuário). As máscaras de abertura usadas pelo *pipeline* para a construção das curvas de luz SAP ou PDCSAP podem ser verificadas com a tarefa *tpf.pipeline_mask*, como indicado pelas áreas hachuradas em vermelho nas Figuras 26 e 27.

Figura 24 – Área de 11×11 *pixels* circundando MLS0227+13, representada pela cruz preta. A variação de cores retrata a intensidade do fluxo em elétrons por segundo (e^-/s) enquanto os círculos destacam os objetos Gaia, cujos tamanhos correspondem ao brilho, até magnitude 21. Os eixos vertical e horizontal estão marcados com os números das linhas e colunas dos *pixels* no CCD.



(Crédito: o autor)

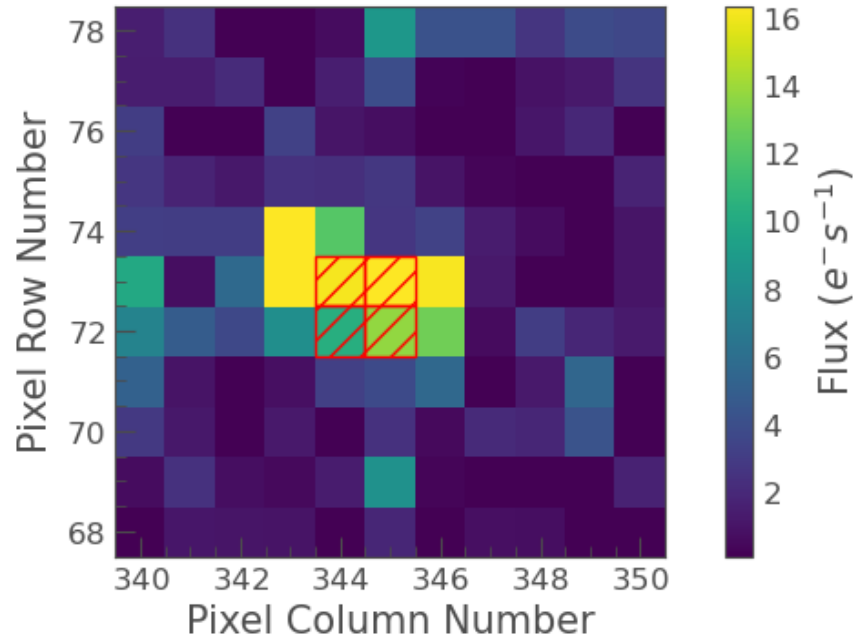
Figura 25 – Área de 11×11 *pixels* circundando MLS0227+13, representada pela cruz preta. A variação de cores retrata a intensidade do fluxo em elétrons por segundo (e^-/s) enquanto os círculos destacam os objetos Gaia, cujos tamanhos correspondem ao brilho, até magnitude 21. Os eixos vertical e horizontal estão marcados com os números das linhas e colunas dos *pixels* no CCD.



(Crédito: o autor)

Figura 26 – Máscara TESS da MLS0227+13, setor 42. A área hachurada em vermelho mostra a máscara de abertura usada pelo *pipeline*. O título nos informa o número de identificação do Kepler Input Catalog (KIC) e a cadência de observação desta imagem.

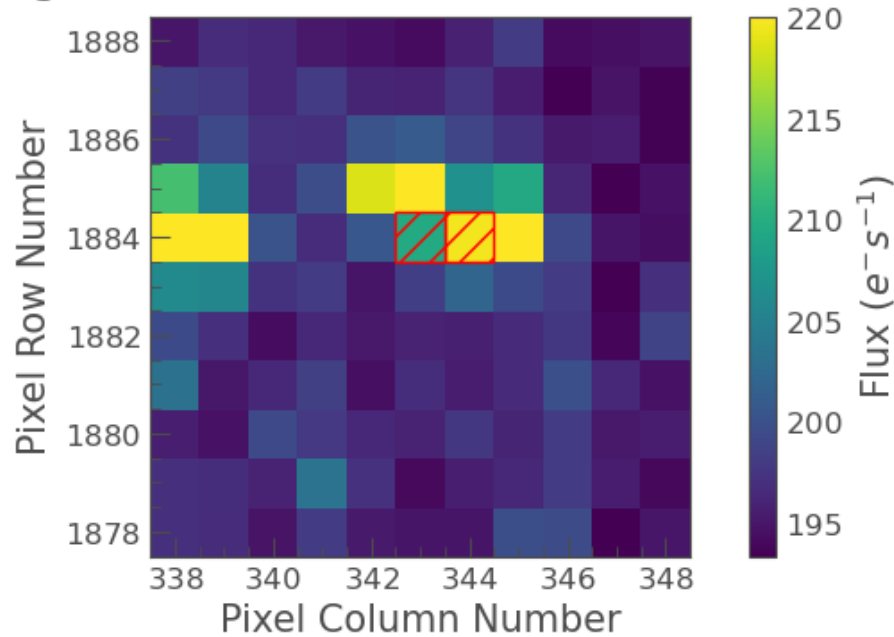
Target ID: 408746940, Cadence: 878570



(Crédito: o autor)

Figura 27 – Máscara TESS da MLS0227+13, setor 43. A área hachurada em vermelho mostra a máscara de abertura usada pelo *pipeline*. O título nos informa o número de identificação do Kepler Input Catalog (KIC) e a cadência de observação desta imagem.

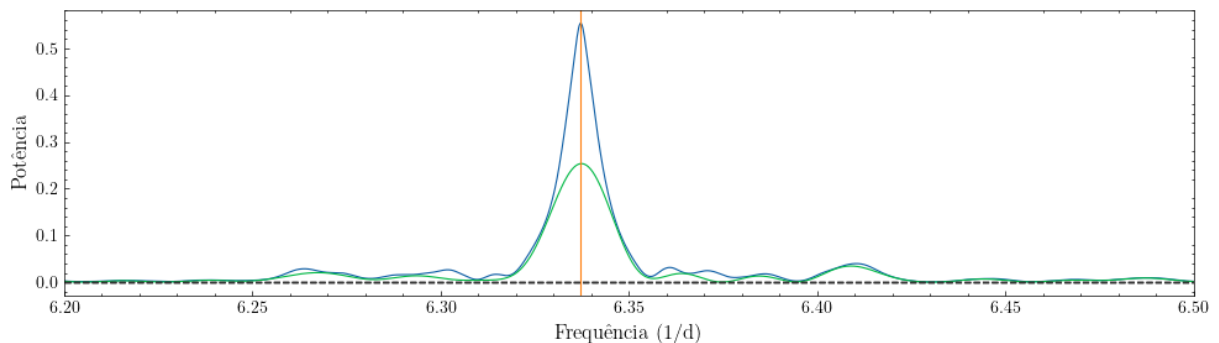
Target ID: 408746940, Cadence: 897633



(Crédito: o autor)

Para a análise de periodicidades nos dados de séries temporais dos setores 42 e 43 da MLS0227+13, empregamos o algoritmo *Lomb-Scargle*, que abreviaremos para LS. Mais especificamente, utilizamos a implementação em *python* disponível no pacote *time-series* do *astropy*. Ao contrário da implementação padrão do *Lomb-scargle*, que realiza um ajuste senoidal com uma única componente de Fourier, a que usamos permite escolher o número de termos de Fourier usado no modelo. Nossa escolha foi por ajuste com 10 termos de Fourier, considerando que a curva de luz deste objeto possui eclipses profundos e difere muito de uma curva senoidal. Como comparação, construímos também o periodograma LS com uma componente única de Fourier. Esta análise foi feita para os setores 42 e 43 separadamente, e também para o conjunto completo dos dois setores agregados. Os espectros de potência foram calculados no intervalo de frequências entre $0,01 \text{ d}^{-1}$ até a (pseudo) frequência de Nyquist (360 d^{-1}). Determinamos também os níveis de Probabilidade de Falso Alarme (FAP, sigla do inglês), que estima a significância de um pico no periodograma (VanderPlas, 2018). A significância é portanto expressa em termos de uma probabilidade de alarme falso, que codifica a probabilidade de medir um pico de uma determinada altura (ou superior) condicionada à hipótese de que os dados consistem em ruído gaussiano sem componente periódico. Em todas as análises o período orbital de $0,15779878 \text{ d}$ (ou $\text{freq} = 6,337230106 \text{ d}^{-1}$), obtido por Silva et al. (2015), aparece como o pico mais intenso do espectro de potências, acompanhado de seus harmônicos. Optamos por mostrar aqui (Fig. 28) apenas os periodogramas do conjunto completo (setores 42 e 43) dos dados. O período fornecido pelo LS com 10 termos de Fourier é $P_{orb} = 0,15779765 \text{ d}$.

Figura 28 – Trecho do periodogramas LS dos dados TESS de MLS0227+13, com o pico mais proeminente, associado ao período orbital. A linha azul é o periodograma obtido com 10 componentes de Fourier, e a linha verde o obtido com apenas 1 componente. A linha laranja representa o período de Silva et al. (2015), e as linhas tracejadas em preto (sobrepostas devido à escala) são os níveis de FAP de 10%, 5% e 1%.

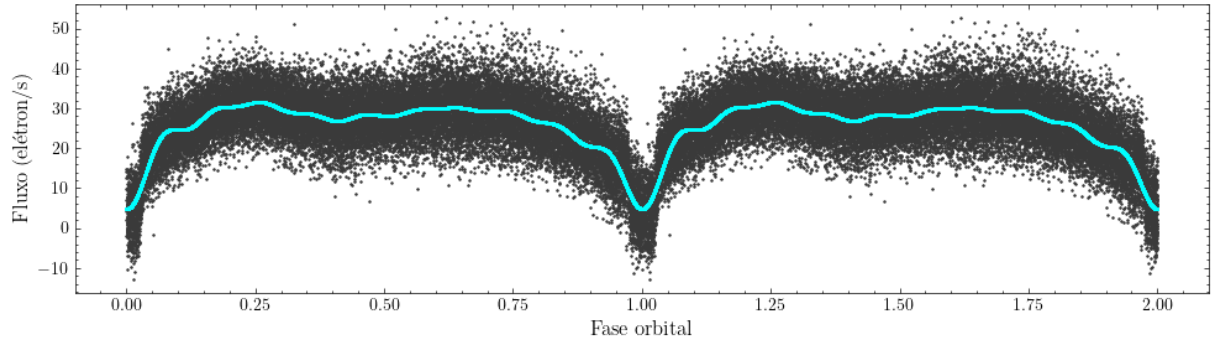


(Crédito: o autor)

Determinamos um instante de eclipse representativo dos setores 42 e 43 do TESS colocando este conjunto de dados em fase com a efeméride (Equação 2.1) publicada por Silva et al. (2015). O instante de eclipse foi determinado a partir da fase do mínimo do modelo *Lomb-Scargle* com 10 termos de Fourier que foi ajustado pelo LS (Fig. 29), fase esta

convertida em BJD usando os parâmetros da efeméride de [Silva et al. \(2015\)](#). O instante de eclipse representativo dos dados TESS é, portanto, $T_{TESS}(BJD) = 2459447,79032 \pm 0,00016$, associado ao ciclo 22720 referente à efeméride publicada. Esta longa base temporal (cerca de 10 anos) de instantes de eclipse observados permite agora avaliar a consistência do período orbital.

Figura 29 – Curva de luz dos dados conjuntos dos setores 42 e 43 da MLS0227+13, em fase com o período de [Silva et al. \(2015\)](#) e T_{TESS} . A curva azul é o modelo criado pelo LS com 10 componentes de Fourier.



(Crédito: o autor)

Vamos então utilizar este instante de eclipse obtido dos dados TESS para avaliar o período orbital determinado por [Silva et al. \(2015\)](#), através de um diagrama O-C. O diagrama O-C (Observado – Calculado) é o método clássico para estudar mudanças de período em estrelas variáveis, porque é sensível ao efeito cumulativo das mudanças de período ou do erro de um período constante. Diagramas O-C comparam os instantes observados (O) de um ponto fiducial da curva de luz (como eclipses, por exemplo) com os instantes calculados (C) do mesmo ponto fiducial a partir da efeméride conhecida, assumindo um período constante P . A Tabela 6 apresenta os instantes de eclipse publicados por [Silva et al. \(2015\)](#) e também T_{TESS} , além dos instantes de eclipses calculados pela efeméride publicada e a diferença entre os instantes observados e calculados. Na Fig. 30 os pontos pretos são os instantes de eclipses observados menos os calculados, e a reta preta tracejada é um ajuste de regressão linear aplicado a estes pontos. O coeficiente angular da reta de regressão é $7,942534 \times 10^{-8}$, portanto diferente de zero e positivo, indicando que o período teste, oriundo de [Silva et al. \(2015\)](#), é menor do que o período real. Um período refinado é obtido considerando este coeficiente angular, e seu valor resulta em $P_{orb} = 0,157798859 \pm 0,000000009$ d, uma redução de um fator 7 na incerteza em relação ao valor anterior. Um novo diagrama O-C foi construído, agora com os instantes calculados com este período refinado. Corrigimos também, pelo intercepto do novo diagrama O-C, o instante de referência T_0 de [Silva et al. \(2015\)](#), alcançando uma redução de cerca de 50% na incerteza, porém sem mudança em seu valor absoluto dentro desta incerteza. O diagrama O-C final, com P_{orb} e T_0 refinados, é apresentado na Fig. 30 com pontos vermelhos. A reta de regressão aplicada a estes novos pontos (linha tracejada vermelha) tem inclinação

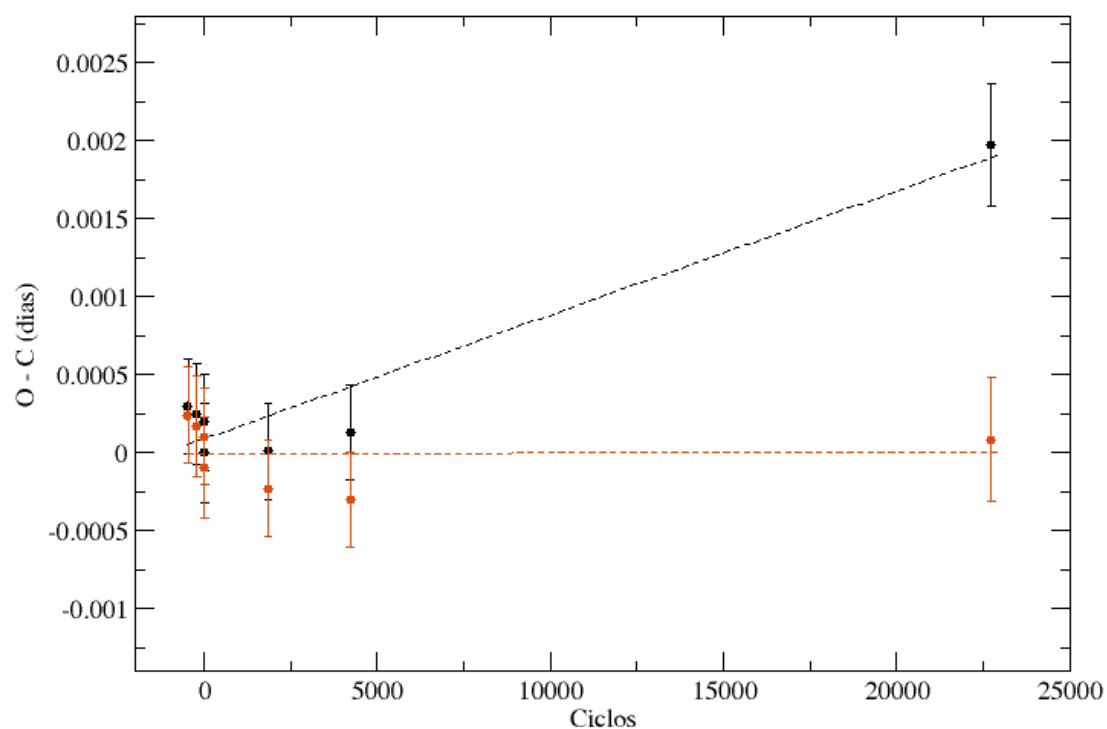
próxima de zero ($4,253 \times 10^{-10}$) e o novo intercepto é $-4,785 \times 10^{-6}$, também muito próximo de zero. A efeméride refinada é, então:

$$T_{ecl} = (BJD)2.455.862,6002(\pm 2) + 0,157798859(\pm 9) \quad (4.1)$$

Tabela 6 – Instantes de centro de eclipses (T_{obs}) e de eclipses calculados de acordo com a efeméride de [Silva et al. \(2015\)](#) (T_{calc}), e Observado menos Calculado (O-C). Entre parêntesis são apresentadas as incertezas nos últimos dígitos dos valores.

E (ciclos)	T_{obs} (BJD(TDB +2450000))	T_{calc} (BJD(TDB +2450000))	O-C
-468	5788,750530(± 72)	5788,750232(± 300)	0,000298(± 309)
-221	5827,726780(± 129)	5827,726531(± 300)	0,000249(± 327)
0	5862,600061(± 118)	5862,600061(± 300)	0,000000(± 322)
7	5863,704851(± 73)	5863,704652(± 300)	0,000196(± 309)
1845	6153,738822(± 75)	6153,738810(± 300)	0,000012(± 310)
4222	6528,826641(± 16)	6528,826510(± 302)	0,000131(± 303)
22720	9447,790317(± 158)	9447,788343(± 363)	0,001974(± 396)

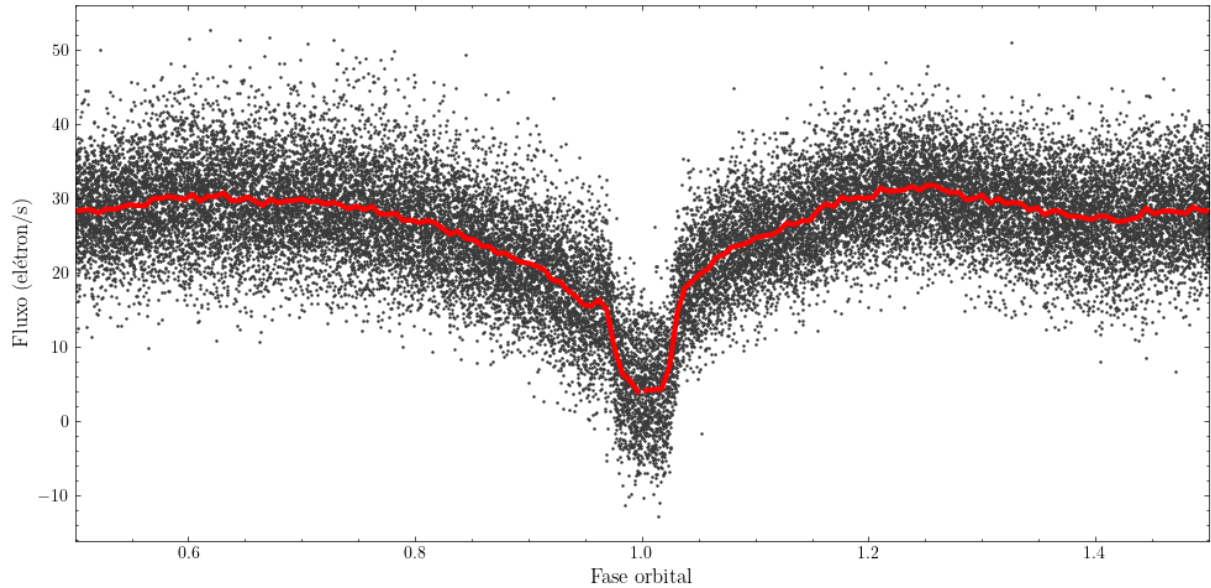
Figura 30 – Diagrama O-C dos instantes listados na Tabela 6. Os pontos pretos são referentes à efeméride de [Silva et al. \(2015\)](#), e a reta preta tracejada é um ajuste de regressão linear aplicado a estes pontos. Em vermelho, o diagrama O-C obtido com o período e T_0 corrigidos, e sua reta de regressão.



(Crédito: o autor)

A Fig. 31 mostra um trecho, centrado no eclipse, dos dados TESS combinados (setores 42 e 43) em fase com o período e instante de referência apresentados na efeméride refinada (Eq. 4.1).

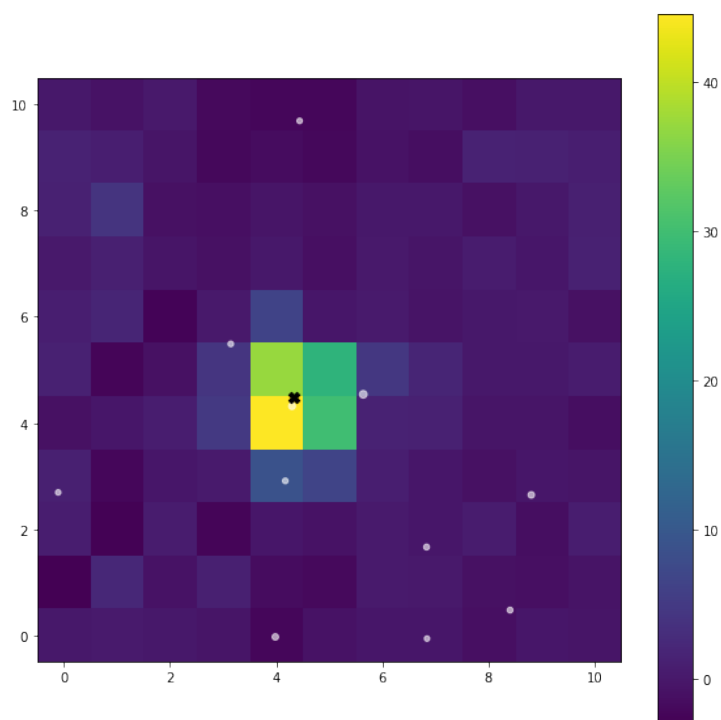
Figura 31 – Trecho do diagrama de fase dos dados TESS combinados (pontos pretos), em fase com o período e instante de referência da efeméride refinada. A curva vermelha são os dados binados em 200 pontos por caixa (*bin*) de fase.



(Crédito: o autor)

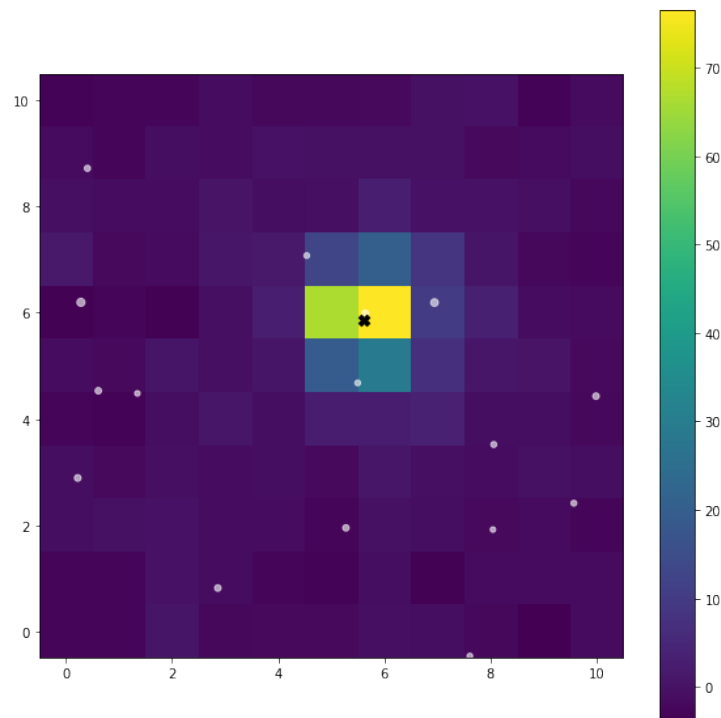
O TESS possui uma escala de placa grande (21 segundos de arco por pixel), fazendo com que a maioria das curvas de luz do TESS registrem a luz combinada de várias estrelas. Isso cria o risco de atribuir a variabilidade observada pelo TESS à fonte errada, o que invalidaria qualquer análise. Aplicamos o pacote Python de código aberto TESS_Localize (Higgins; Bell, 2023) aos dados de Target Pixel File do (TPF) do TESS de MLS0227+13. O TESS_Localize pode localizar uma fonte variável em um campo rico com precisão melhor que um quinto de pixel, utilizando conhecimento prévio da periodicidade da fonte. O código calcula a probabilidade relativa de a fonte estar correlacionada com a posição de estrelas do arquivo Gaia utilizando a função de resposta do pixel (*pixel response function*, PRF). Esse processo, aplicado ao pico central e seus harmônicos do periodograma Lomb-Scargle, resultou em uma probabilidade relativa de 100% e de mais de 99,9% para o setor 42 e para o setor 43, respectivamente, validando essa associação em ambos os setores de observação, como demonstrado nas Figuras 32 e 33. Essa análise confirma que todas as variações identificadas nos dados, por meio da análise dos periodogramas, provêm exclusivamente da MLS0227+13, sem influência de fontes próximas. Isso reforça a integridade das conclusões obtidas neste estudo.

Figura 32 – Resultado do código TESS_Localize: mapa de calor da amplitude do sinal variável (período corrigido e seus harmônicos) no campo TESS, setor 42. A cruz preta indica a posição de origem mais provável do sinal e os pontos brancos são as posições de fontes Gaia mais brilhantes que $G = 21$. A cruz preta está posicionada sobre as coordenadas Gaia da MLS0227+13.



(Crédito: o autor)

Figura 33 – Resultado do código TESS_Localize: mapa de calor da amplitude do sinal variável (período corrigido e seus harmônicos) no campo TESS, setor 43. A cruz preta indica a posição de origem mais provável do sinal e os pontos brancos são as posições de fontes Gaia mais brilhantes que $G = 21$. A cruz preta está posicionada sobre as coordenadas Gaia da MLS0227+13.

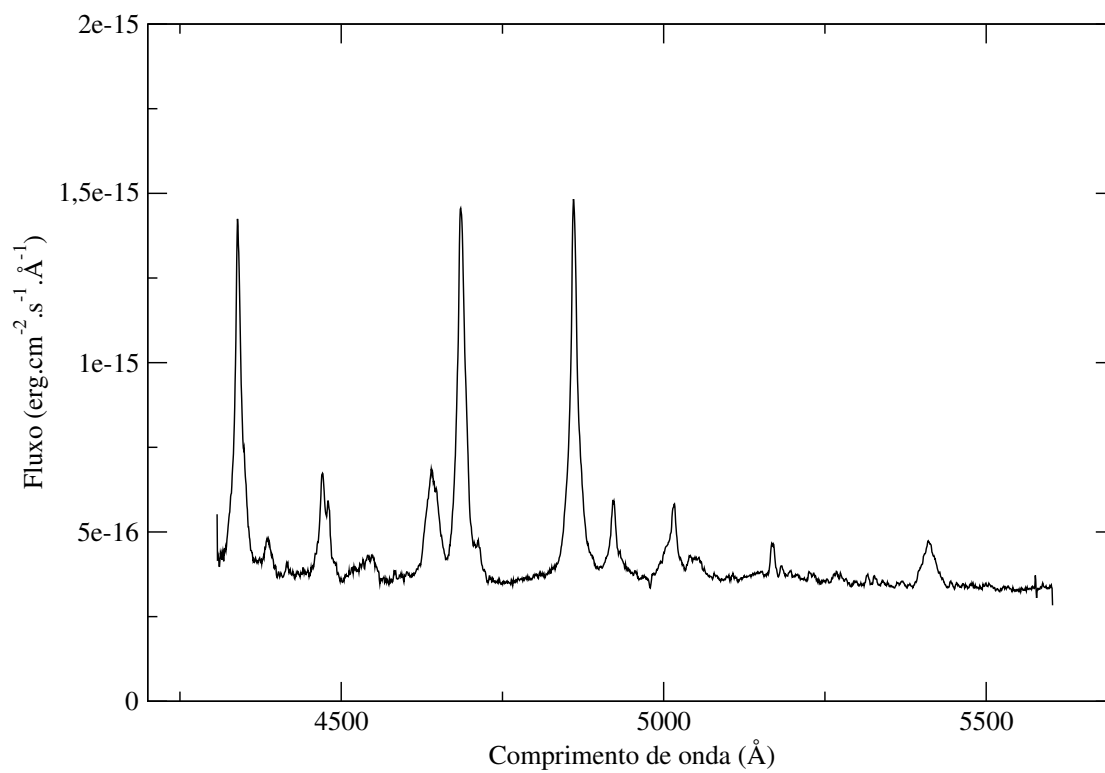


(Crédito: o autor)

4.1.2 Espectroscopia da MLS0227+13

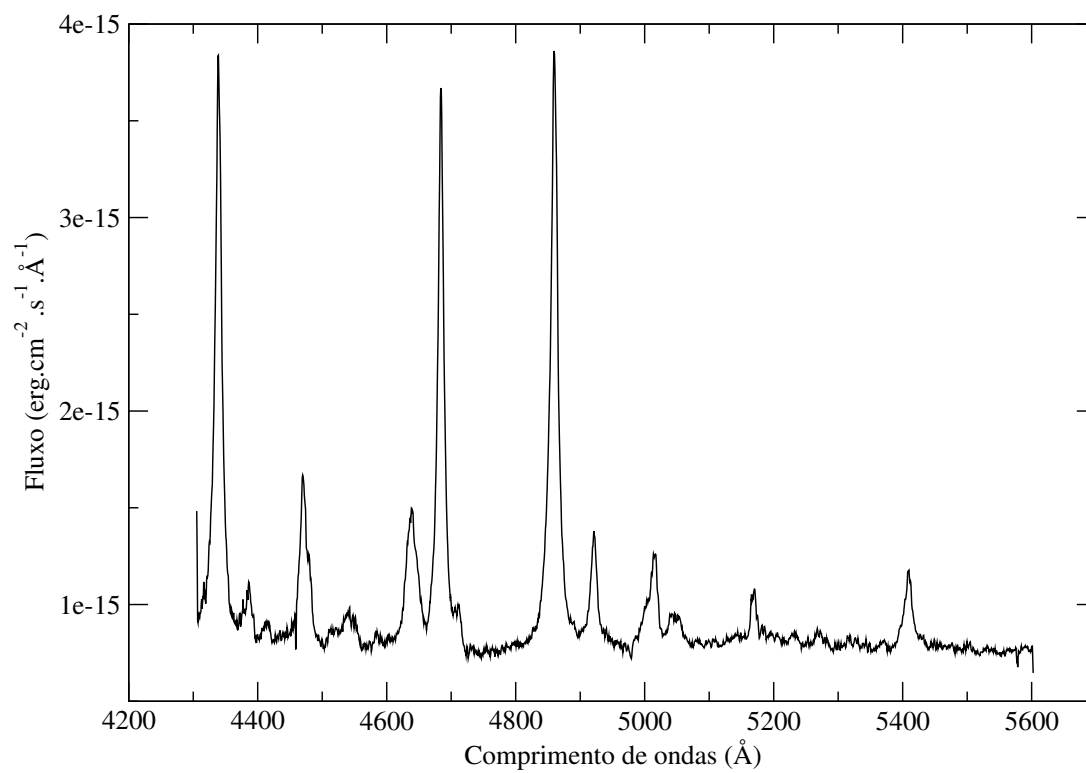
Os espectros médios construídos a partir das observações do dia 18 de novembro de 2014 (Figura 34), formado por 12 espectros, e do dia 20 de novembro de 2014 (Figura 35), formado por 14 espectros, ambos já calibrados em comprimento de ondas e fluxo, são dominados por linhas de emissões de $H\gamma$, $H\beta$ e a linha de He II 4686 Å. Também são evidentes emissões mais fracas de He I em 4388, 4471, 4922 e 5015 Å, além de He II em 5411 Å e da linha de C III/N III (complexo de Bowen) em 4640 Å. A Figura 36 apresenta a combinação dos espectros médios obtidos durante duas noites de observação. Nela, é evidente que ao longo do intervalo espectral analisado, ocorre uma diminuição gradual na intensidade do contínuo à medida que o comprimento de onda aumenta. Os espectros analisados neste trabalho, obtidos em 2014, são muito semelhantes aos espectros obtidos em 2012 e apresentados em Silva et al. (2015), mas agora com série temporal.

Figura 34 – Espectro médio da MLS0227+13 construído a partir da série temporal de 12 espectros obtidos em 18 de novembro de 2014 no telescópio SOAR.



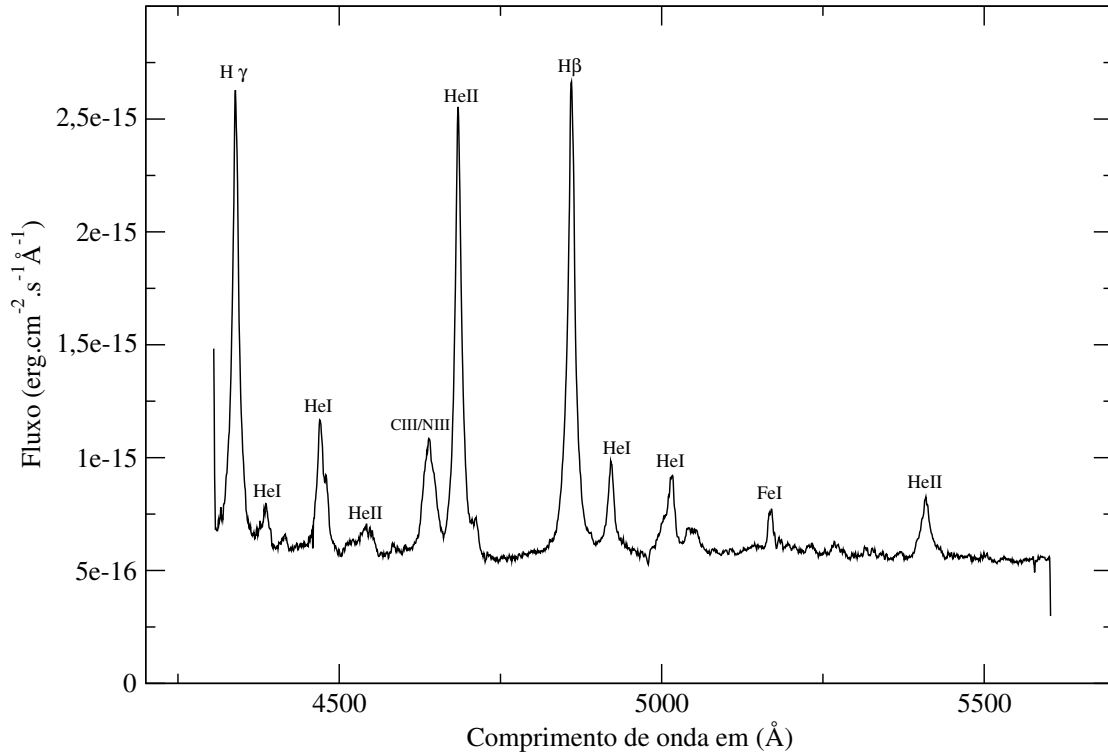
(Crédito: o autor)

Figura 35 – Espectro médio da MLS0227+13 construído a partir da série temporal de 14 espectros obtidos em 20 de novembro de 2014 no telescópio SOAR.



(Crédito: o autor)

Figura 36 – Combinação dos espectros médio da MLS0227+13.



(Crédito: o autor)

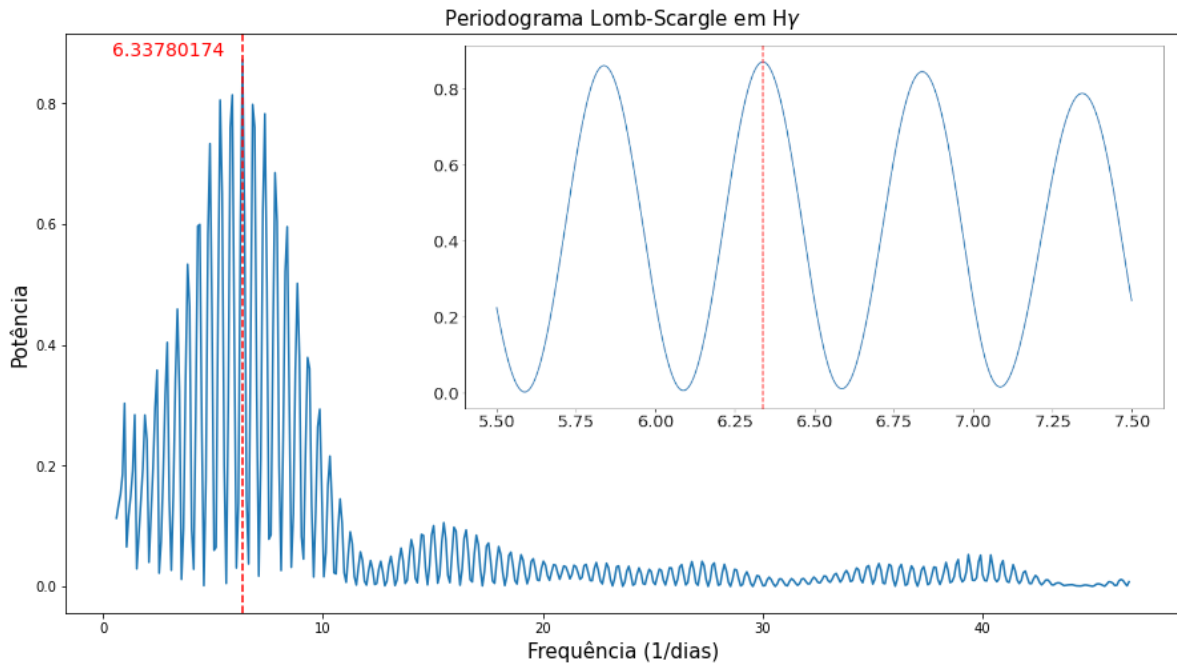
A Tabela 7 contém os valores de largura equivalente (EW) e largura medida a meia altura (FWHM) obtidos a partir de ajustes gaussianos para as linhas de emissão mais intensas nos espectros médios obtidos em cada noite.

Tabela 7 – Largura equivalente (EW) e largura à meia altura (FWHM) das linhas espectrais dos espectros médio obtidos em 18, 20/11/2014.

Identificação	18/11/2014		20/11/2014	
	–EW(Å)	FWHM(km.s ⁻¹)	–EW(Å)	FWHM(km.s ⁻¹)
H γ	32	1019	36	886
He I 4388	2	718	3	895
He I 4471	15	1306	19	1155
CIII/NIII 4640	13	1301	15	1285
He II 4686	33	922	35	753
H β	42	1003	46	891
He I 4922	6	715	7	702
He I 5015	8	1113	8	1030
He II 5411	10	1400	9	1057

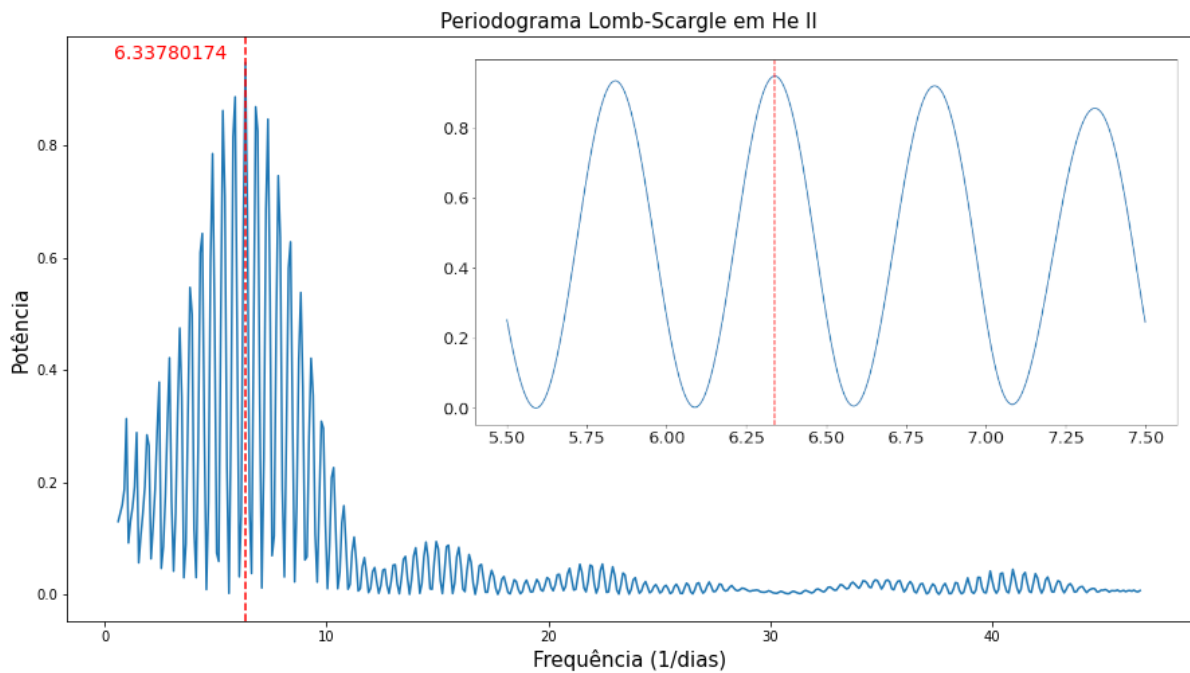
Os comprimentos de onda centrais das linhas de emissão foram determinadas por ajuste de curvas gaussianas aos perfis das linhas, e convertidos em velocidades radiais utilizando comprimentos de onda de repouso disponíveis no banco de dados do Atomic Line List - v3.00b5 (van Hoof, 2018). Para a investigação da periodicidade nas velocidades radiais das linhas de $H\gamma$, He II 4686 Å e $H\beta$, empregamos o método Lomb-Scargle (SCARGLE, 1982). As Figuras 37, 38 e 39 apresentam os periodogramas Lomb-Scargle, calculados com as curvas de velocidades radiais das linhas de emissões selecionadas. Os espectros de potências são compostos por picos separados por $f \sim 0,5 \text{ d}^{-1}$, correspondentes aos aliares de 2 dias associados à janela amostral dos dados. Nos três casos, o período obtido foi de $P_{orb} = 0,1578 \pm 0,0005$ dias, acompanhado de valores de Probabilidade de Falso Alarme (FAP) de $6,77 \times 10^{-21}$, $8,41 \times 10^{-31}$ e $5,02 \times 10^{-25}$, respectivamente, para cada linha espectral analisada. Este período coincide com o período orbital refinado obtido das curvas de luz (ver Eq. 4.1), porém apresenta uma incerteza maior devido à curta cobertura temporal dos dados espectroscópicos.

Figura 37 – Periodograma Lomb-Scargle para curva de velocidade radial de $H\gamma$. A linha vermelha vertical marca a posição do pico mais intenso.



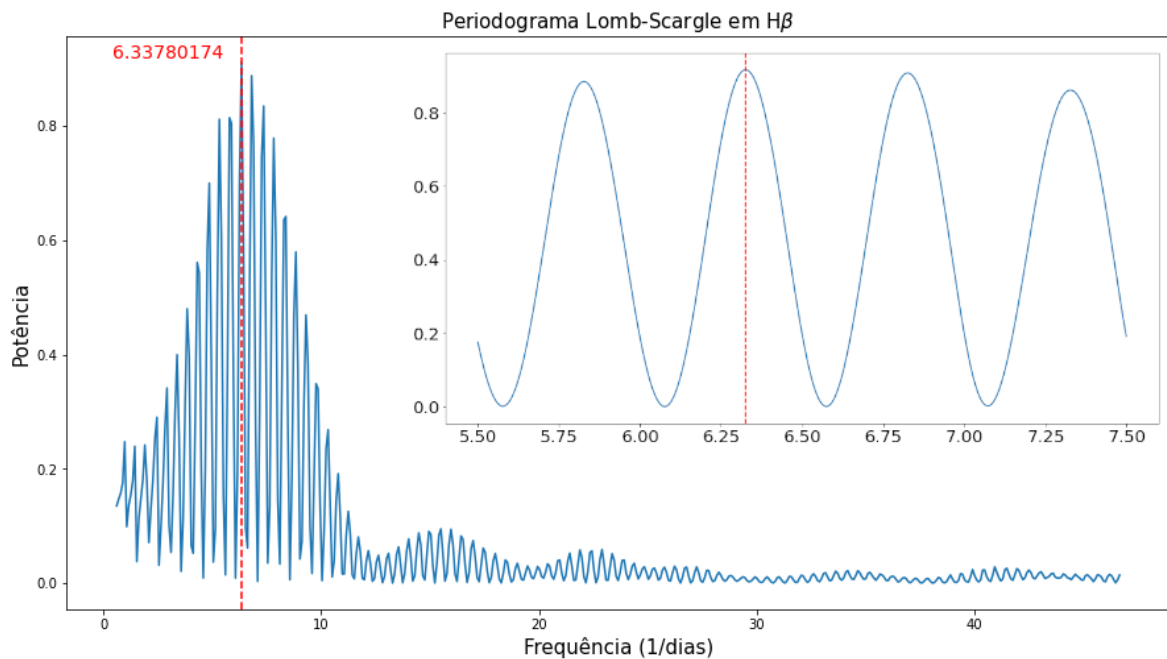
(Crédito: o autor)

Figura 38 – Periodograma Lomb-Scargle para curva de velocidade radial de He II. A linha vermelha vertical marca a posição do pico mais intenso



(Crédito: o autor)

Figura 39 – Periodograma Lomb-Scargle para curva de velocidade radial de H β . A linha vermelha vertical marca a posição do pico mais intenso

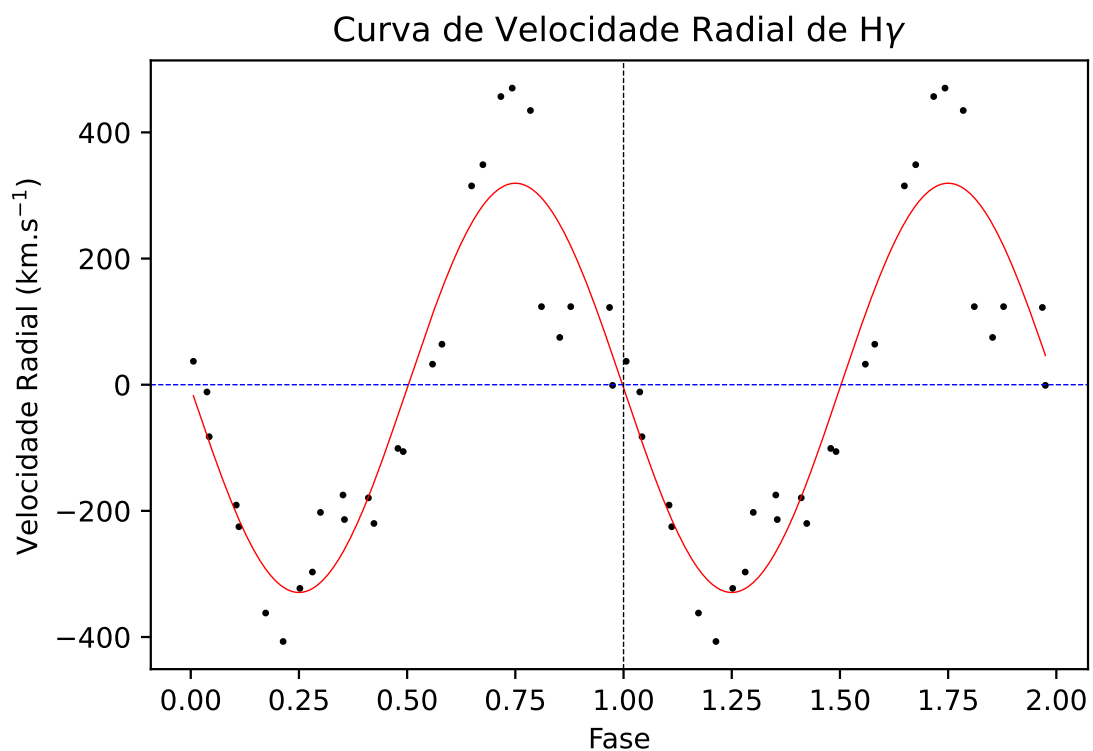


(Crédito: o autor)

As Figuras 40, 41 e 42 apresentam as curvas de velocidades radiais das três linhas

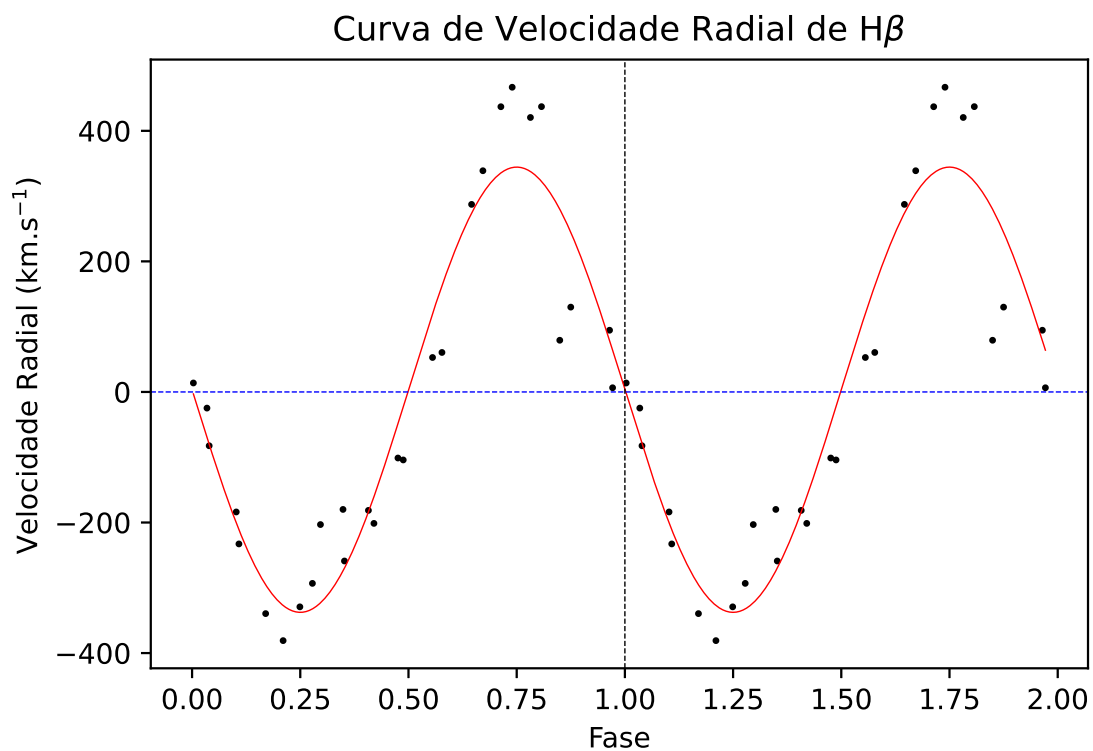
de emissão analisadas, em fase com o período orbital de $P_{orb} = 0,1578$ d, obtido da investigação de periodicidade das curvas de velocidades radiais. A fase zero utilizada em cada curva foi definida como o cruzamento de valores positivos para negativos das velocidades radiais, em referência à velocidade sistêmica γ . Em cada figura, é possível observar o melhor ajuste senoidal (linha vermelha) às velocidades radiais (pontos pretos), além da velocidade sistêmica (linha azul).

Figura 40 – Curva de velocidade radial de $H\gamma$. Os pontos pretos representam as velocidades obtidas a partir de cada espectro. A linha vermelha mostra o ajuste senoidal aos pontos. O azul mostra a velocidade sistêmica γ .



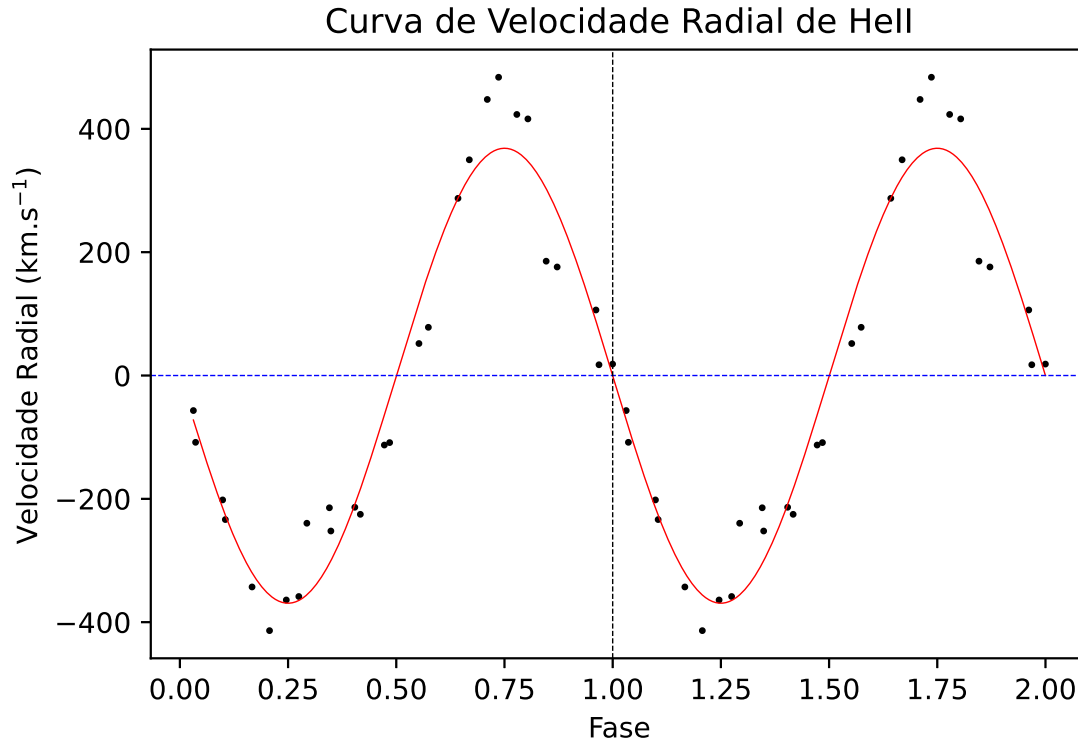
(Crédito: o autor)

Figura 41 – Curva de velocidade radial de $H\beta$. Os pontos pretos representam as velocidades obtidas a partir de cada espectro. A linha vermelha mostra o ajuste senoidal aos pontos. O azul mostra a velocidade sistêmica γ .



(Crédito: o autor)

Figura 42 – Curva de velocidade radial de He II 4686 Å. Os pontos pretos representam as velocidades obtidas a partir de cada espectro. A linha vermelha mostra o ajuste senoidal aos pontos. O azul mostra a velocidade sistêmica γ .



A Tabela 8 apresenta os parâmetros do ajuste senoidal das curvas de velocidade radial de cada uma das linhas de emissão. O tempo de referência T_0 da efeméride espectroscópica foi definido como o instante em que a curva de velocidade radial transita de valores positivos para negativos em relação à velocidade sistêmica (γ). A incerteza em fase ($\Delta\phi \sim 1$) foi estimada pela dispersão dos pontos em relação à fase 1,00. O parâmetro K corresponde à semi-amplitude do ajuste senoidal.

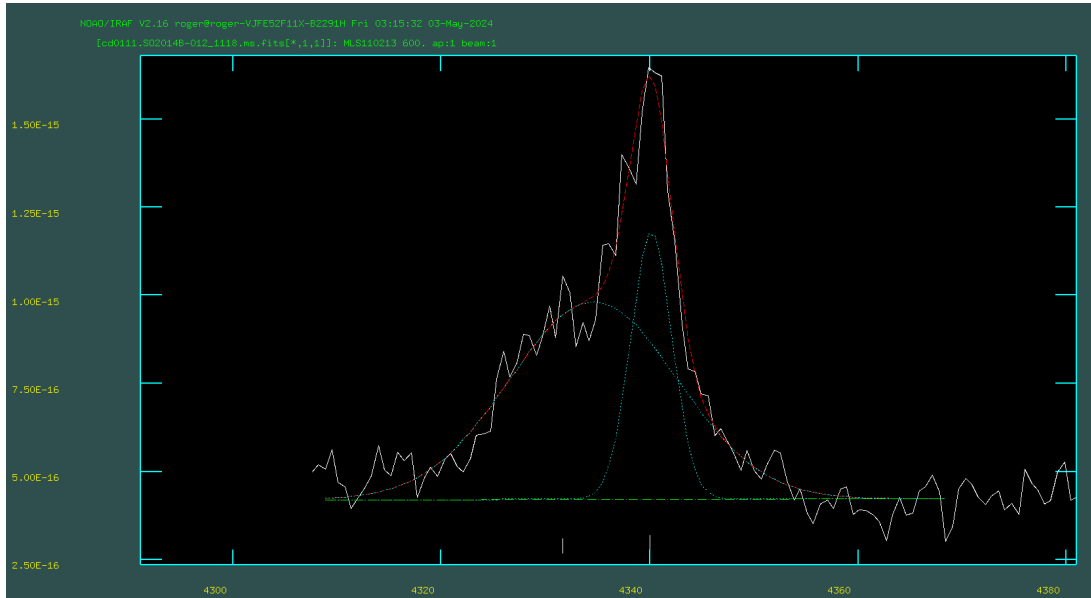
Tabela 8 – T_0 da Efeméride Espectroscópica, velocidade sistêmica (γ) e semi-amplitude do ajuste senoidal das velocidades radial (K).

Linha Emissão	T_0 da Efeméride	γ (km.s ⁻¹)	K (km.s ⁻¹)
H γ	2455862,71 ($\pm 0,30$)	-5	324 (± 87)
He II 4686 Å	2455862,71 ($\pm 0,10$)	-0,4	368 (± 61)
H β	2455862,71 ($\pm 0,20$)	3	341 (± 76)

As linhas espectrais exibem perfis variáveis que resultam da visão distinta, ao longo do ciclo orbital, das diferentes regiões de origem das linhas de emissão, que apresentam dinâmicas distintas. Para obter uma compreensão mais precisa do movimento do sistema,

realizamos ajustes nas principais linhas de emissão usando duas componentes gaussianas independentes. Para esse fim, empregamos a função *deblend* do SPLOT do IRAF. A Figura 43 ilustra um desses ajustes para ilustração do procedimento.

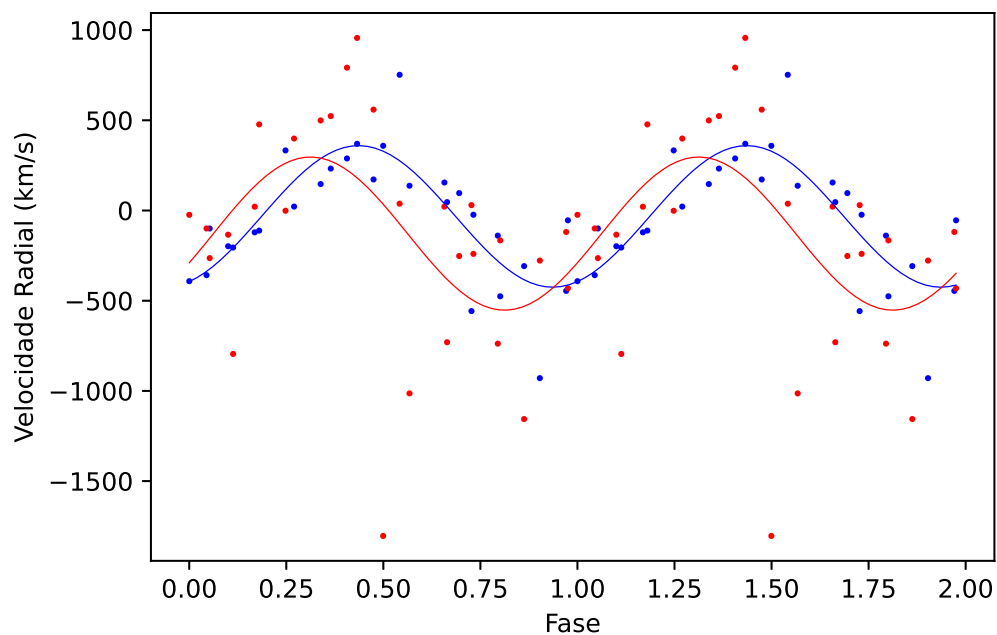
Figura 43 – Modelo de ajuste utilizando duas gaussianas (linhas azuis) da linha de emissão de $H\gamma$. A linha vermelha representa o ajuste combinado das duas componentes.



(Crédito: o autor)

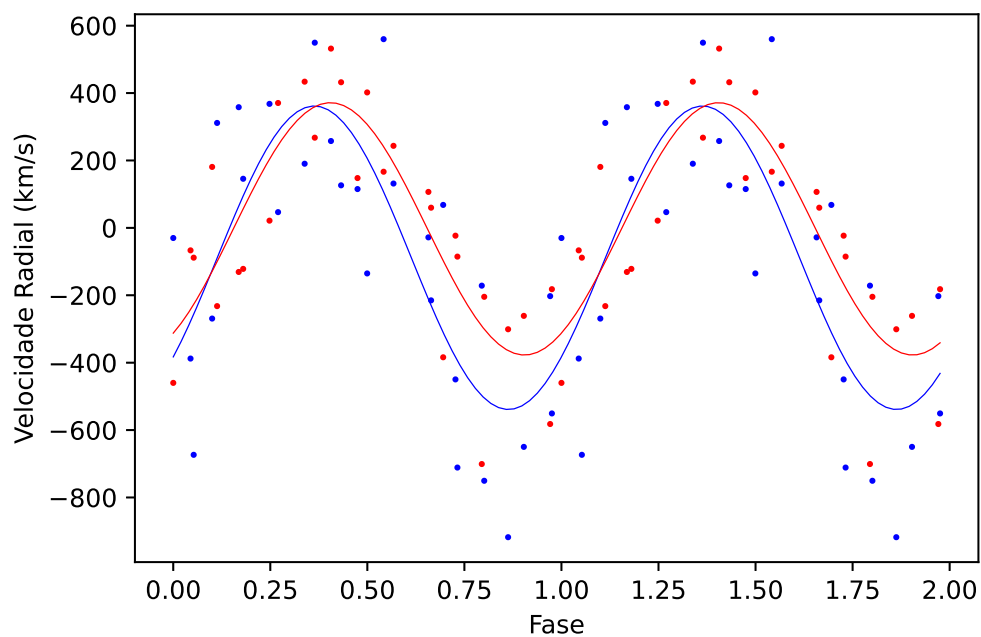
Para distinguir as componentes, utilizamos a largura equivalente, na qual a componente com o maior valor absoluto é denominada como componente 1, e a de menor valor como componente 2. As velocidades radiais de ambas as componentes foram ajustadas por meio de um modelo senoidal, sincronizado com a efeméride de [Silva et al. \(2015\)](#). As Figuras 44, 45 e 46 apresentam os ajustes das linhas de emissão de $H\gamma$, He II 4686 Å e $H\beta$. A Tabela 9 mostra os detalhes dos parâmetros ajustados.

Figura 44 – Velocidade radial do ajuste das componentes gaussianas (linhas azuis e vermelhas) da linha espectral de $H\gamma$.



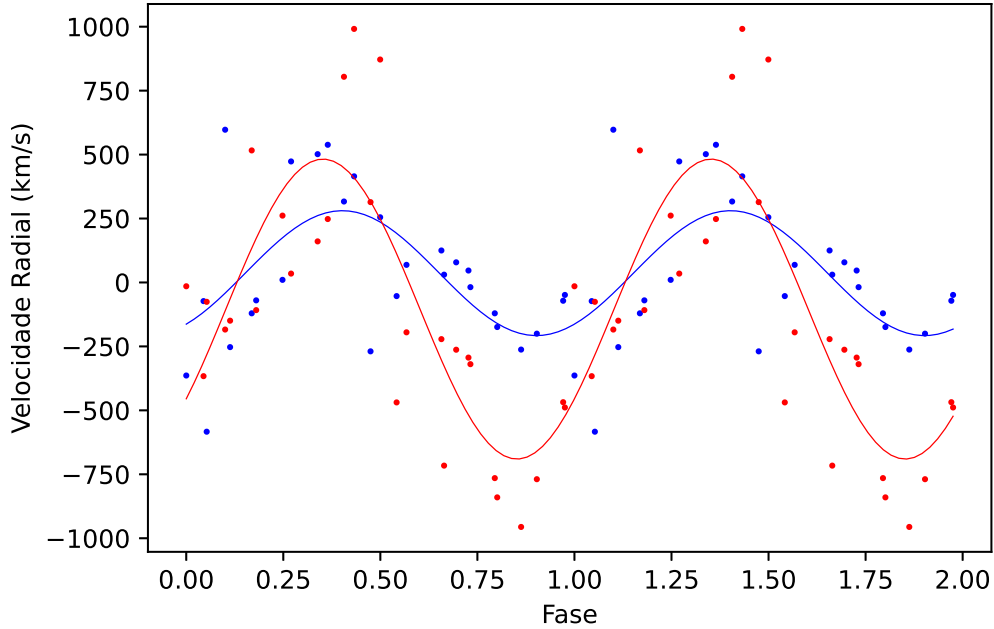
(Crédito: o autor)

Figura 45 – Velocidade radial do ajuste das componentes gaussianas (linhas azuis e vermelhas) da linha espectral de He II.



(Crédito: o autor)

Figura 46 – Velocidade radial do ajuste das componentes gaussianas (linhas azuis e vermelhas) da linha espectral de $H\beta$.



(Crédito: o autor)

Tabela 9 – Velocidade sistêmica (γ), semi-amplitude (K) do ajuste senoidal e fase das velocidades radiais das componentes gaussianas (1 e 2) ajustadas aos perfis das linhas.

Linha	γ (km.s ⁻¹)		K (km.s ⁻¹)		Fase	
	(1)	(2)	(1)	(2)	(1)	(2)
H γ	-32	-127	392 (± 199)	424 (± 523)	0,93	0,81
He II	-71	3	411 (± 242)	362 (± 175)	0,86	0,91
H β	36	-104	244 (± 228)	586 (± 295)	0,90	0,85

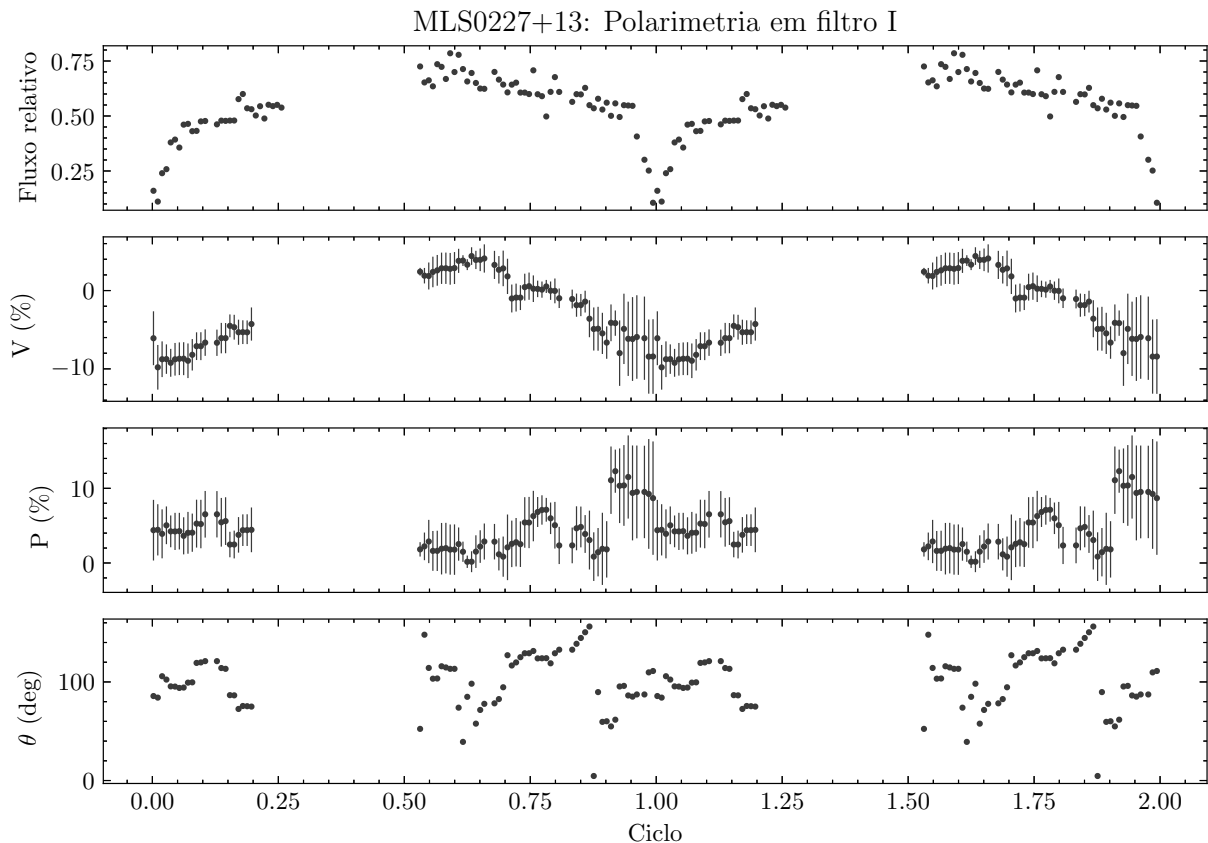
4.1.3 Polarimetria da MLS0227+13

A Figura 47 apresenta a análise dos dados de polarimetria obtidos em 16 de novembro de 2014 através do filtro I. Essas observações enfrentaram desafios significativos devido às condições climáticas adversas, incluindo uma interrupção de uma hora causada pela alta umidade do ar. Adicionalmente, a passagem de nuvens resultou em uma maior absorção do fluxo, o que se refletiu no aumento das barras de erro ao final das observações.

A representação gráfica revela uma cobertura quase completa de um ciclo orbital (com $\Delta\phi \sim 0,99$), abordando quatro parâmetros principais: a curva de luz (fluxo relativo); o parâmetro V, expresso em %, indica a fração de luz circularmente polarizada; o parâmetro P, também em %, representa a fração de luz linearmente polarizada; por fim, o parâmetro θ descreve o ângulo da polarização linear. Sua morfologia é semelhante à apresentada por [Silva et al. \(2015\)](#) no filtro Rc, com uma grande amplitude da polari-

zação circular que corrobora a classificação como uma polar. No filtro I, a polarização circular do sistema varia entre -12% e 6%. A polarização linear ocorre em um intervalo de aproximadamente 5% a 10%. Para uma melhor compreensão da modulação, os dados foram ajustados em função do ciclo de rotação da anã branca (que nas polares é igual ao período orbital).

Figura 47 – Diagrama de fase de polarização no filtro I, de cima para baixo: Curva de luz (fluxo relativo), V(%) é a porcentagem de luz circularmente polarizada, P(%) é a porcentagem de luz linearmente polarizada e θ é o ângulo da polarização linear.



(Crédito: o autor)

4.2 RXJ0525.3+2413

4.2.1 Curvas de luz CRTS e TESS da RXJ0525.3+2413

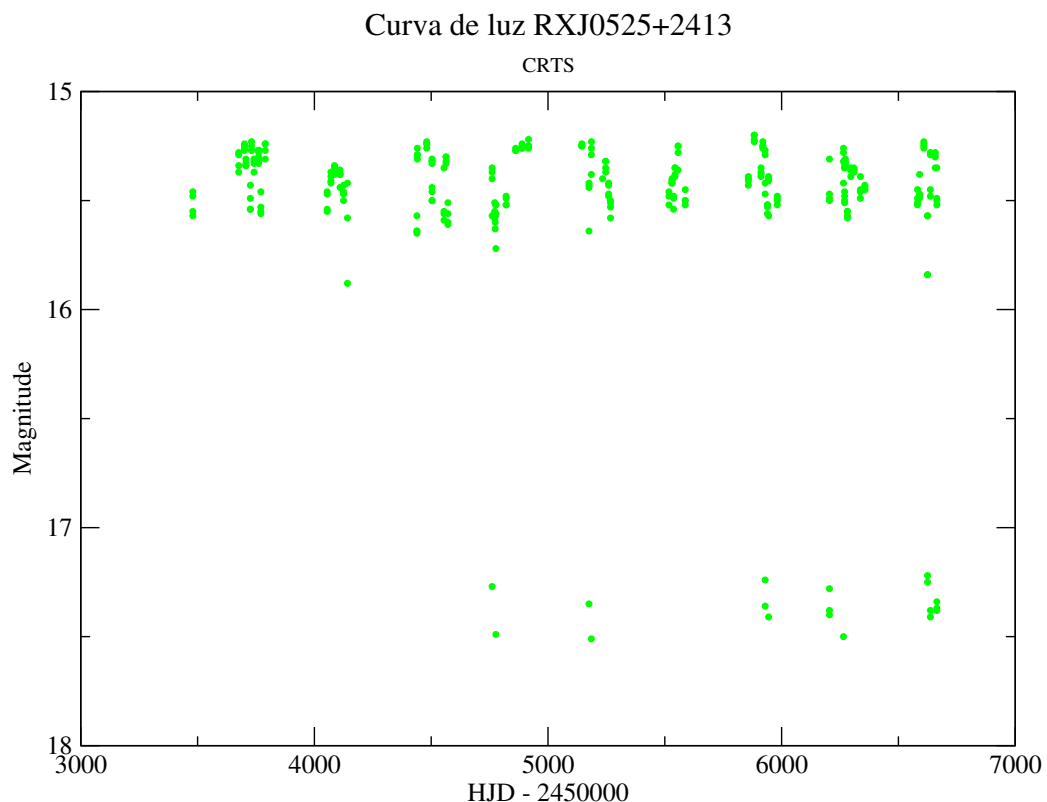
Utilizamos dados provenientes do CRTS, visando obter a fotometria de longa extensão temporal do objeto RXJ0525+2413. O *Catalina Sky Survey* (CSS), localizado nas montanhas de Santa Catalina, Arizona (EUA), opera um telescópio com uma abertura de 0,7 metros. O *Uppsala Schmidt*, com uma abertura de 0,5 metros, faz parte do *Siding Springs Survey* (SSS) e está situado no Observatório de Siding Spring, Austrália. Além disso, o *Mt. Lemmon Survey* (MLS) está situado nas Santa Catalina Mountains, a 2.791 m de altitude, a nordeste de Tucson, Arizona e contribui com um telescópio de

1,5 metros. Esses telescópios são componentes essenciais do projeto *Catalina Real-Time Transient Survey* (CRTS). Juntos, esses observatórios realizam varreduras abrangentes do céu com exposições de 30 segundos, alcançando magnitudes limites que variam entre 19 e 20 na banda V. O CRTS tem a capacidade de detectar eventos astronômicos transitórios e disponibilizá-los ao público em poucos minutos após a descoberta.

A curva de luz CRTS é exibida na Figura 48. Observa-se que os dados obtidos pelo CRTS, no filtro V, mostram uma variação de brilho na faixa de 15,2 a 17,5 magnitudes. Estados distintos de luminosidade com este aspecto são comuns em polares. Neste caso, nota-se que o sistema encontra-se no estado alto com frequência mais alta do que no estado baixo.

Conduzimos uma análise de periodicidades utilizando o periodograma Lomb-Scargle na curva de luz proveniente do CRTS. No entanto, o periodograma não revelou picos significativos que pudessem ser associados ao período orbital do sistema.

Figura 48 – Curva de luz da RXJ0525+2413, obtido com dados CRTS no filtro V.

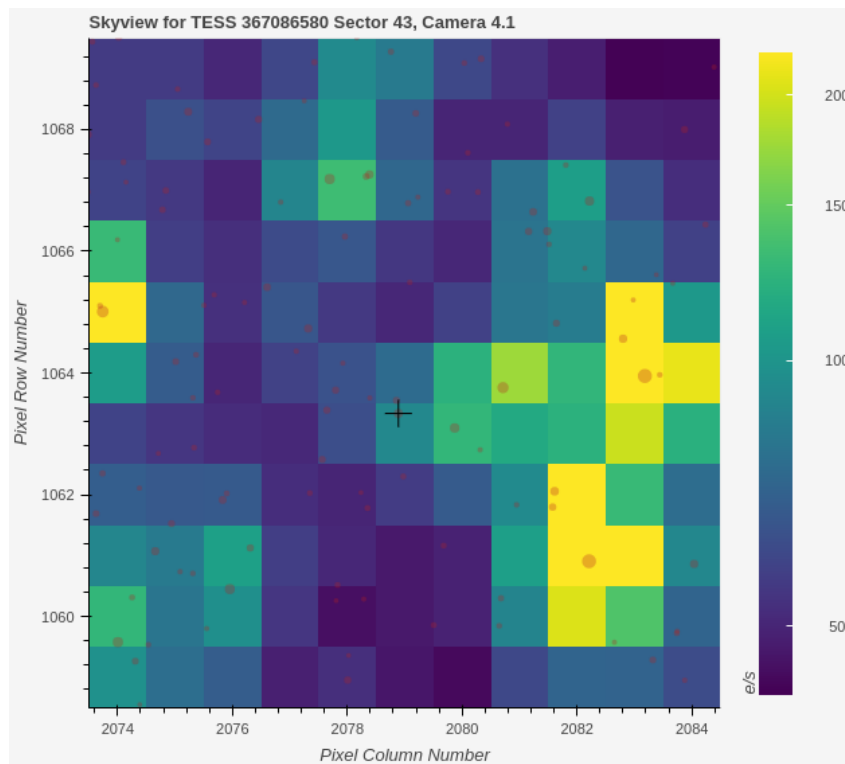


(Crédito: o autor)

A RXJ0525.3+2413 foi observada pelo TESS nos setores 43 (entre 16 de setembro de 2021 e 11 de outubro de 2021), 45 (entre 7 de novembro de 2021 e 2 de dezembro de

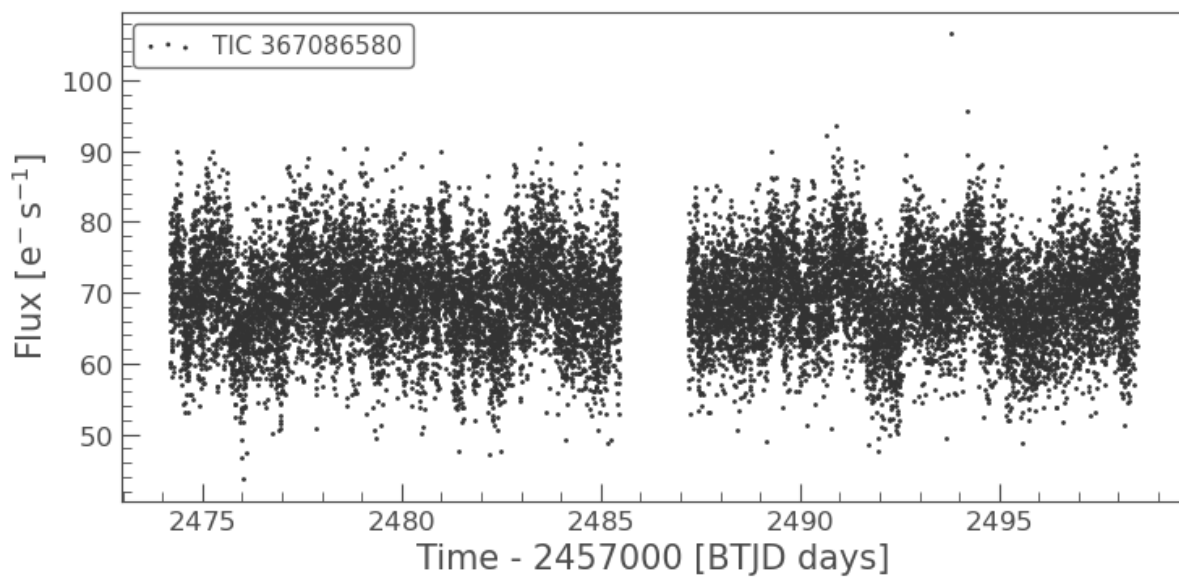
2021) e 71 (entre 16 de outubro de 2023 e 11 de novembro de 2023). A Fig. 49 mostra uma imagem, para fins de ilustração, do campo TESS (setor 43) de 11×11 pixels centrado na RXJ0525.3+2413, obtida com a funcionalidade *interact_sky*, da biblioteca *Lightkurve*. De todos os setores temos as curvas de luz PDCSAP, com resolução temporal de 2 minutos. As curvas de luz de cada setor estão nas Figuras 50, 51 e 52.

Figura 49 – Região de 11×11 *pixels* centrada nas coordenadas Gaia de RXJ0525.3+2413, indicada por uma cruz preta. A escala de cores representa o fluxo em elétrons por segundo (e^-/s) de acordo com a barra lateral. Círculos destacam coordenadas Gaia de outros objetos no campo, variando em tamanho de acordo com o brilho, com uma magnitude máxima de 21. Os eixos vertical e horizontal são identificados pelas linhas e colunas dos *pixels* no detector.



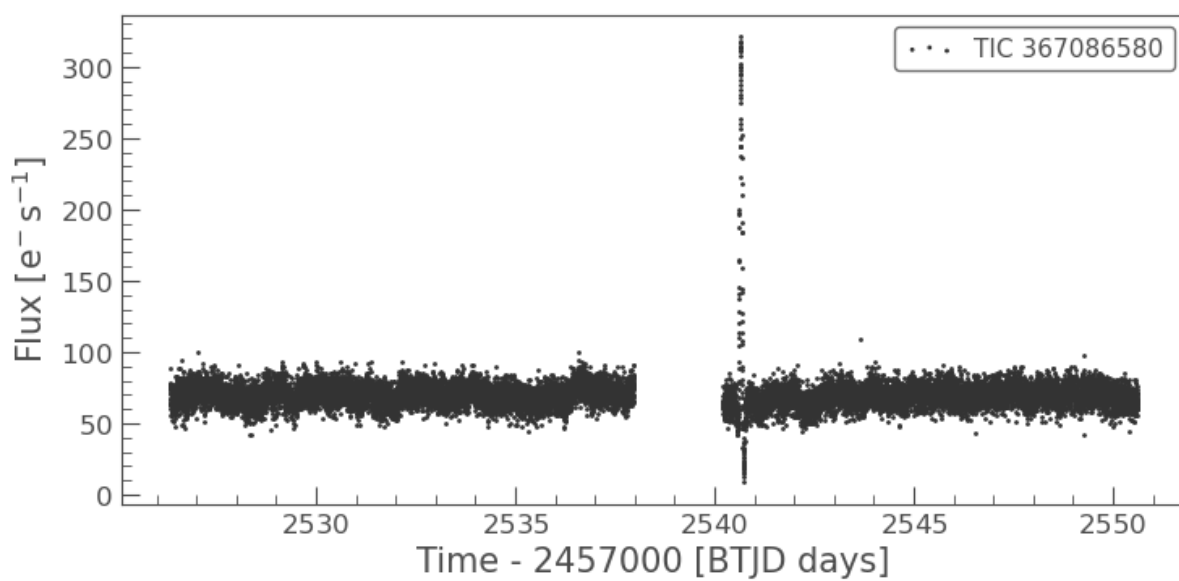
(Crédito: o autor)

Figura 50 – Curvas de luz TESS da RXJ0525.3+2413, setor 43.



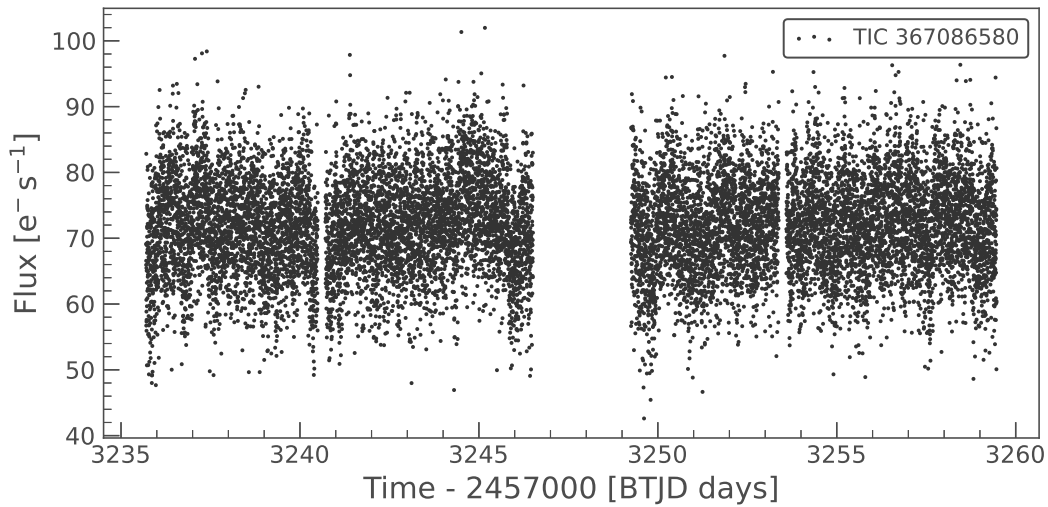
(Crédito: o autor)

Figura 51 – Curvas de luz TESS da RXJ0525.3+2413, setor 45.



(Crédito: o autor)

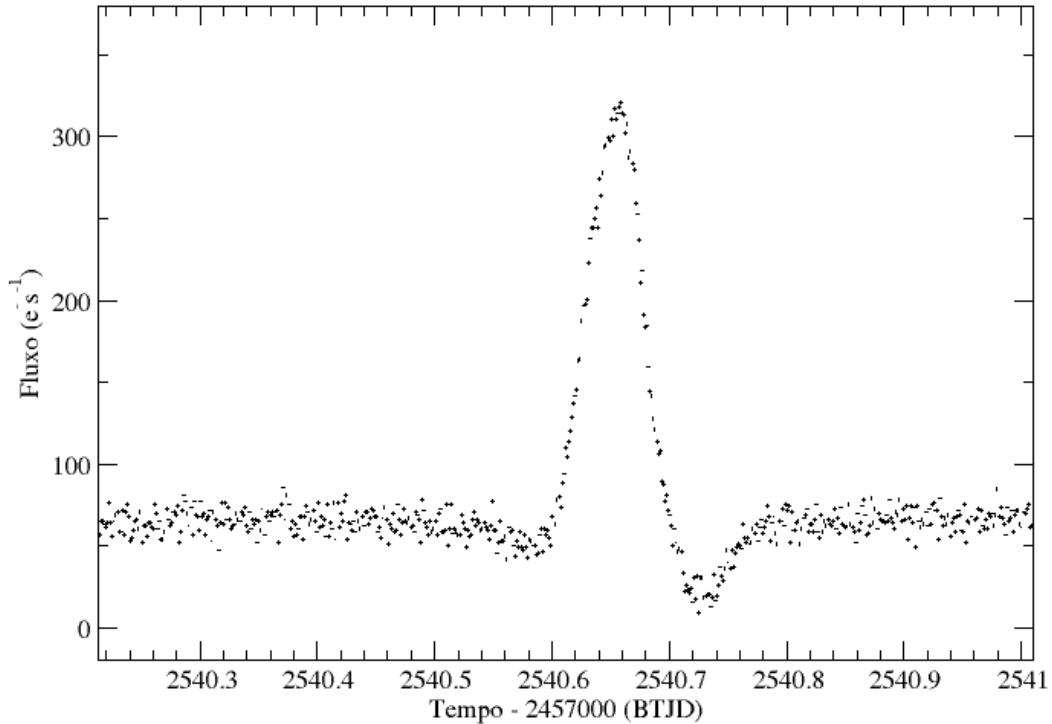
Figura 52 – Curvas de luz TESS da RXJ0525.3+2413, setor 71.



(Crédito: o autor)

Na curva de luz do setor 45 (Fig. 51) podemos notar um súbito aumento de fluxo próximo a BTJD 2541 (+2457000,0). Na Fig. 53 se apresenta de forma ampliada este pico de fluxo, que se assemelha a um *flare*, com duração de cerca de 3 horas. *Flares* são reportados em curvas de luz TESS de algumas poucas polares, como MQ Dra (Ramsay; Hakala; Wood, 2021), sendo associados a ejeção de massa coronal na estrela secundária fria (MQ Dra tem secundária de tipo espectral M5 V). No entanto, curvas de luz TESS de estrelas ou galáxias são frequentemente afetadas por corpos do sistema solar (por exemplo, asteroides, cometas ou planetas). Esses objetos podem se mover pela máscara de abertura fotométrica de um alvo, em escalas de tempo de horas a dias. Ao passar pela máscara, eles podem causar um breve pico no brilho do alvo. Os picos e quedas artificiais introduzidos por asteroides são frequentemente confundidos com erupções estelares ou trânsitos planetários. Para avaliar a possibilidade da passagem de um asteroide, obtivemos as *Full Frame Images* (FFI) deste setor, com dimensões de 11×11 pixels, e realizamos a fotometria nesta série temporal de FFIs em diversas aberturas posicionadas no fundo de céu (i.e., fora da abertura original usada para criar a curva PDCSAP que mostra o *flare*). As curvas de luz resultantes destas aberturas também apresentaram o mesmo pico, de forma que descartamos a hipótese de *flare* na secundária, tratando-se portanto da passagem de um objeto do sistema solar através da FFI. Após isso, pudemos confirmar a hipótese da passagem de asteroide através de uma animação da série temporal de FFIs produzida pela tarefa *tpf.interact* do *Lightkurve*. Na animação percebe-se um objeto atravessando o campo TESS verticalmente, durante cerca de 5 h, e passando sobre as coordenadas do nosso alvo.

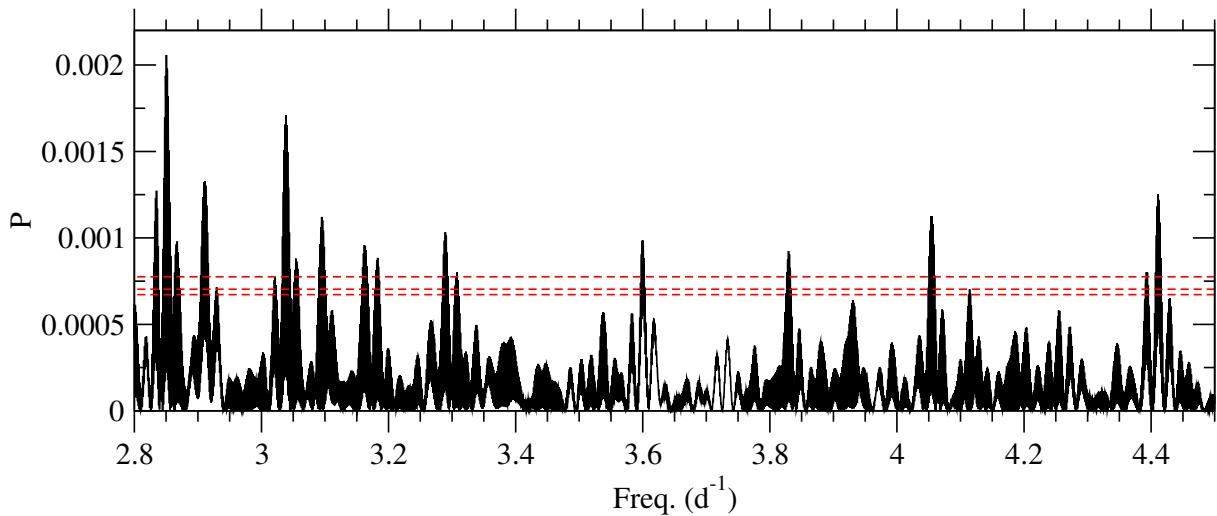
Figura 53 – Trecho da curva de luz TESS da RXJ0525.3+2413, setor 45.



(Crédito: o autor)

Para procurar pelo período orbital, ainda desconhecido, de RXJ0525.3+2413, aplicamos a técnica de *Lomb-Scargle* às curvas de luz TESS dos setores 43, 45 e 71, separadamente e agregadas em uma única curva de luz. Os espectros de potência foram calculados na faixa de frequências ente a frequência de Nyquist ($F_{Ny} = 360 \text{ d}^{-1}$, ou seja, até período mínimo de 4 minutos) até $\sim 25 \text{ d}$. Nos periodogramas resultantes, nenhum pico sobressai acima dos valores de FAP (*False Alarm Probability*) de 10% para frequências mais altas que 5 d^{-1} (ou períodos menores que 4,8 hs). Por outro lado, no intervalo de frequências entre $2,8$ e $4,5 \text{ d}^{-1}$ o espectro de potências dos dados agregados (Fig. 54) mostra alguns picos de baixa significância, mas ainda acima do FAP de 1%. Este intervalo de frequências corresponde a períodos entre 5,3 h e 8,6 h e coincide parcialmente com a cauda longa da distribuição de períodos orbitais de IPs. A Tabela 10 mostra os principais picos neste intervalo. Apesar de coincidirem com o intervalo dos períodos orbitais usuais (e com os mais longos) das IPs, a baixa significância não permite confirmar algum destes picos como o período orbital de RXJ0525.3+2413.

Figura 54 – Trecho do periodograma dos dados conjuntos dos setores 43, 45 e 71. As linhas tracejadas vermelhas representam, de baixo para cima, os níveis de *False Alarm Probability* de 10%, 5% e 1%.



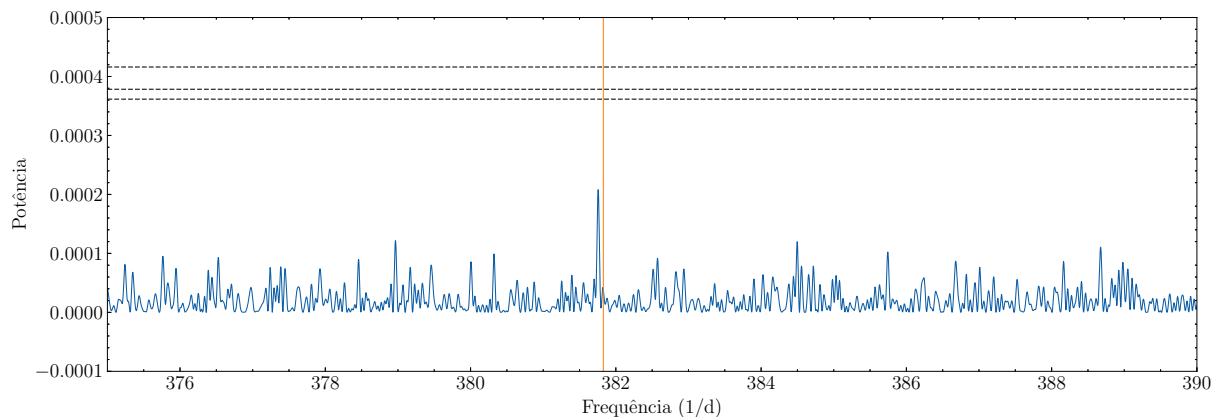
(Crédito: o autor)

Tabela 10 – Frequência (d^{-1}), Período (dias), Período (Horas))

Frequência (d^{-1})	Período (d)	Período (h)
4,41	0,2267	5,44
4,06	0,2463	5,91
3,83	0,2611	6,27
3,60	0,2778	6,67
3,29	0,3039	7,29
3,16 - 3,18	0,3165 - 0,3145	7,59 - 7,54
3,04	0,3289	7,89
2,91	0,3436	8,5
2,83 - 2,85	0,3534 - 0,3509	8,48 - 8,42

A curva de luz PDCSAP do setor 71 também está disponível em resolução temporal mais alta, de 20 segundos. Assim, utilizamos estes dados para realizar uma busca pelo possível período de rotação da anã branca, $P = 226,28$ s, relatado nos dados de raios X por [Bernardini et al. \(2015\)](#). Calculamos o periodograma Lomb-Scargle entre a frequência de Nyquist ($2160 d^{-1}$, ou $P = 40$ s) e $0,0386 d^{-1}$ (cerca de 25 d). O periodograma resultante (Fig. 55) mostra um pico em $f = 381,76 d^{-1}$, ou $226,32$ s, de baixa significância quando comparado com os níveis de FAP porém claramente acima do nível de ruído. Consideramos portanto tratar-se de uma detecção marginal do candidato a período de rotação da anã branca de $226,28$ s encontrado por [Bernardini et al. \(2015\)](#).

Figura 55 – Trecho do periodograma dos dados do setor 71. As linhas tracejadas representam, de baixo para cima, os níveis de *False Alarm Probability* de 10%, 5% e 1%. A linha vertical laranja representa a frequência associada ao período de 226,28 s publicado por [Bernardini et al. \(2015\)](#).



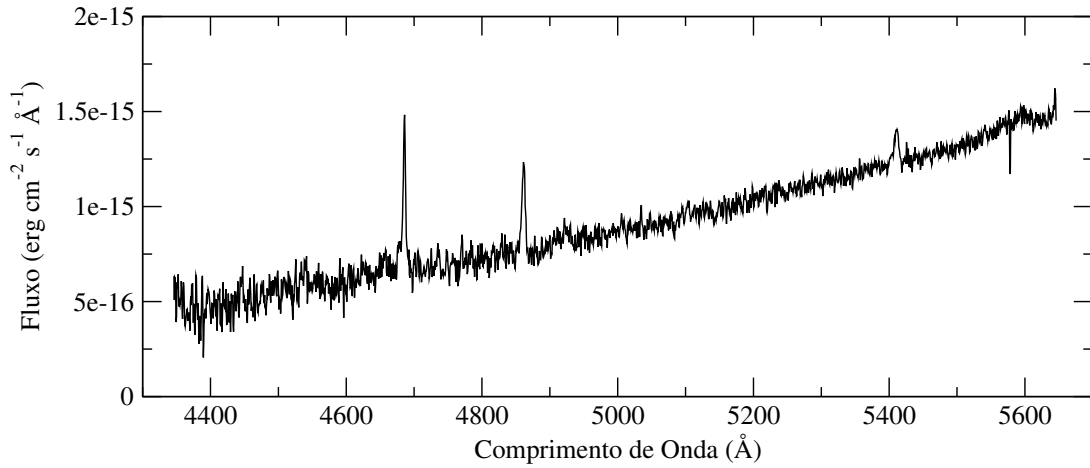
(Crédito: o autor)

4.2.2 Espectroscopia da RXJ0525.3+2413

A redução, extração e calibração dos dados espectroscópicos para o objeto RXJ0525.3+2413 seguiram os procedimentos detalhados nas Seções 3.4.1 e 3.4.2 deste trabalho. O espectro médio obtido no SOAR (Fig. 56) mostra as linhas de He II, em 4686 e 5411 Å, e H β , sobrepostas a um contínuo avermelhado. Na Fig. 57 mostramos um espectro LAMOST, não publicado, obtido em 17 de novembro de 2012. O projeto LAMOST (*Large Sky Area Multi-Object Fibre Spectroscopic Telescope*) é um *survey* espectroscópico conduzido pela Academia Chinesa de Ciências planejado para obter espectros de 10 milhões de estrelas na Via Láctea. Vemos que a razão de intensidade das linhas HeII 4686 Å sobre H β se manteve constante entre 2012 e 2020, quando estes espectros foram tomados.

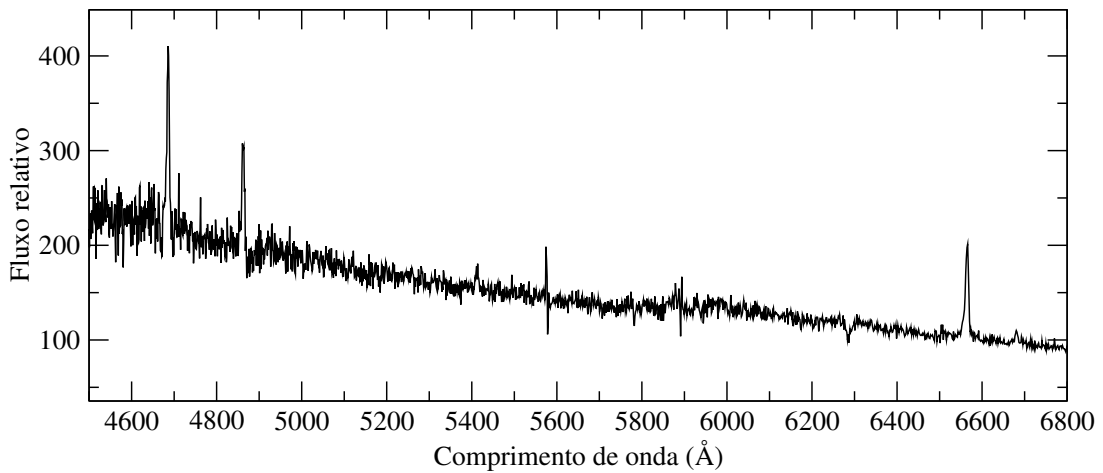
A Tabela 11 contém os valores de largura equivalente (EW) e largura medida a meia altura (FWHM) obtidos a partir de ajustes gaussianos para as linhas de emissão mais intensas no espectro médio observado no SOAR e espectro LAMOST.

Figura 56 – Espectro médio SOAR.



(Crédito: o autor)

Figura 57 – Espectro LAMOST.



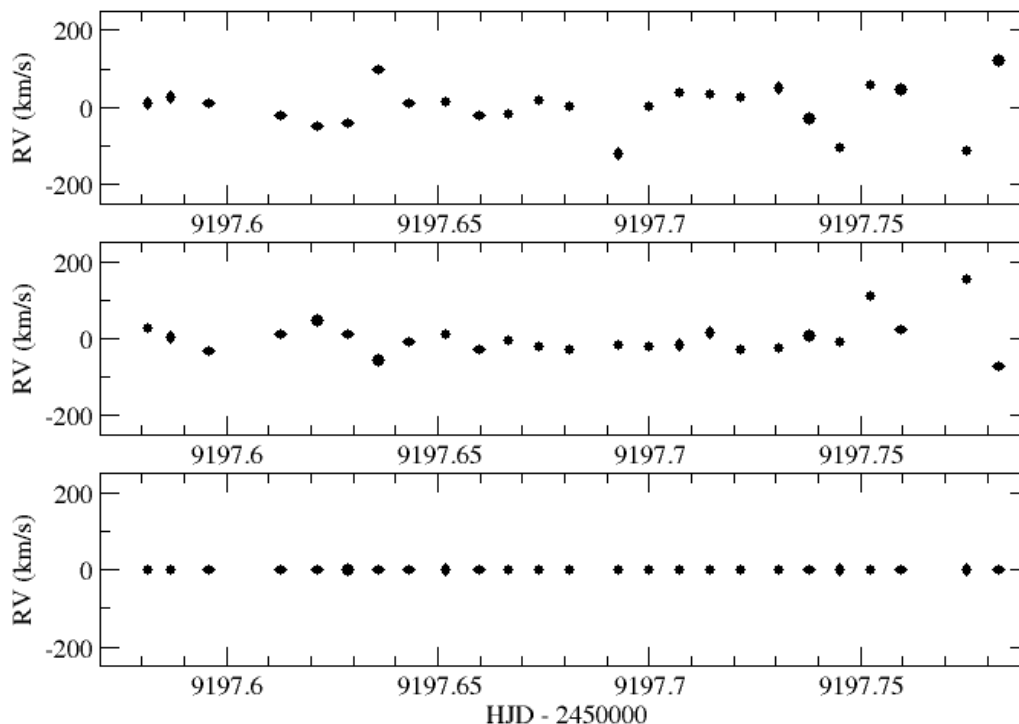
(Crédito: o autor)

Tabela 11 – Largura equivalente (EW) e largura à meia altura (FWHM) das linhas espectrais dos espectros SOAR e LAMOST.

SOAR		
Identificação	-EW (Å)	FWHM (km.s ⁻¹)
He II 4686	7	355
H β	5	426
He II 5411	2	701
LAMOST		
Identificação	-EW (Å)	FWHM (km.s ⁻¹)
He II 4686	12	662
H β	7	577
He II 5411	2	650
H α	8	393

A série temporal dos espectros obtidos no SOAR apresenta espectros individuais de baixa razão sinal/ruído, devido ao baixo brilho do alvo, e cobertura temporal de 0,20 d, ou 4,8 h. Apesar da baixa razão S/R e da curta cobertura temporal, utilizamos a série temporal para tentar determinar o período orbital do sistema. Para isso, medimos o comprimento de onda das linhas de emissão ajustando gaussianas ao perfil das linhas de He II 4686 Å e H β , e convertemos para velocidades radiais usando o valor de repouso da linha. Fizemos o mesmo procedimento para a linha telúrica de [O I] 5577 Å, que não deve apresentar variação de VR, para avaliar a qualidade da calibração em comprimento de onda dos espectros. As curvas de velocidades radiais, em função do tempo em HJD, estão apresentadas na Fig. 58. A estabilidade da curva de [O I] 5577 Å, com RMS=0,17 km/s, atesta a calibração. As curvas de velocidade radial das linhas de H β e de He II 4686 Å apresentam variação (RMS) de 42 km/s e 47 km/s, respectivamente. No entanto, não se observam modulações significativas nestas curvas que possam ser atribuídas à dinâmica do sistema binário. Utilizamos as técnicas de *Phase Dispersion Minimization* (PDM) e de Lomb-Scargle para busca de periodicidades nestas curvas de VRs, mas nenhum sinal significativo foi encontrado nos espectros de potência resultantes.

Figura 58 – Curvas de velocidades radiais das linhas de $H\beta$ (painel superior), He II 4686 Å (painel intermediário) e [O I] 5577 Å (painel inferior), e função do tempo (HJD).



(Crédito: o autor)

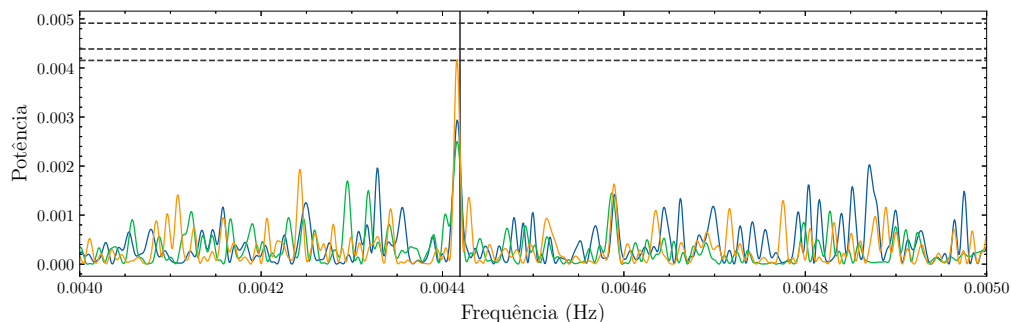
4.2.3 Dados em raios X da RXJ0525.3+2413

A classificação de RXJ0525.3+2413 como uma VC magnética do tipo polar intermediária (Bernardini et al., 2015) se apoia na identificação de uma periodicidade de 226,28 s em dados de raios X do XMM obtidos em 21 de fevereiro de 2014, interpretada como o período de rotação da sua anã branca. No entanto, este sinal periódico não foi identificado em séries temporais obtidas na faixa visível (Halpern; Thorstensen, 2015), apesar de ter sido detectada marginalmente nos dados TESS do setor 71 apresentados neste trabalho (Seção 4.2.1).

Shaw et al. (2020) usaram dados do satélite *NuSTAR* obtidos em 21 de março de 2019 para estimar a massa da anã branca de RXJ0525.3+2413, a partir do seu espectro em raios X. No entanto, estes autores não realizaram análises temporais das curvas de luz em raios X associadas a estas observações. Assim, decidimos revisitar os dados *NuSTAR* para verificar se a periodicidade de 226 s, presente nos dados XMM obtidos 5 anos antes, se confirma e é estável.

As curvas de luz com dados do *NuSTAR* foram produzidas e gentilmente fornecidas pelo Dr. P. E. Stecchini, com resolução temporal de 10 s, em quatro intervalos de energia distintos (3 a 5 keV, 5 a 12 keV, 12 a 20 keV e 20 a 50 keV), para ambos os módulos de plano focal do *NuSTAR* (FPMA e FPMB). Realizamos a análise de periodicidades de todas as curvas de luz separadamente, utilizando o Lomb-Scargle. Os espectros de potência dos dados de energia entre 3 e 5 keV no modo FPMA e entre 5 e 12 keV, em FPMA e FPMB, mostram a presença de um pico em $\sim 0,0044$ Hz, ou $P=226,4$ s, que coincide com o período encontrado por [Bernardini et al. \(2015\)](#). Na Fig. 59 mostramos o periodograma dos dados entre 3 e 5 keV no modo FPMA, também entre 5 e 12 keV no modo FPMA e FPMB. Em todos os casos o pico, quando presente, está abaixo do nível de FAP de 10%, mas claramente visível acima do ruído. Nos demais intervalos de energia este pico se confunde com o ruído.

Figura 59 – Espectro de potências dos dados e raios X do *NuSTAR*, entre 3 e 5 keV no modo FPMA (linha azul), entre 5 a 12 keV no modo FPMA (linha verde) e entre 5 e 12 keV, no modo FPMB (linha laranja). De cima para baixo, as linhas tracejadas horizontais mostram os níveis de FAP de 1%, 5% e 10%. A linha laranja indica o período de 226,28 s encontrado por [Bernardini et al., 2015](#).



(Crédito: o autor)

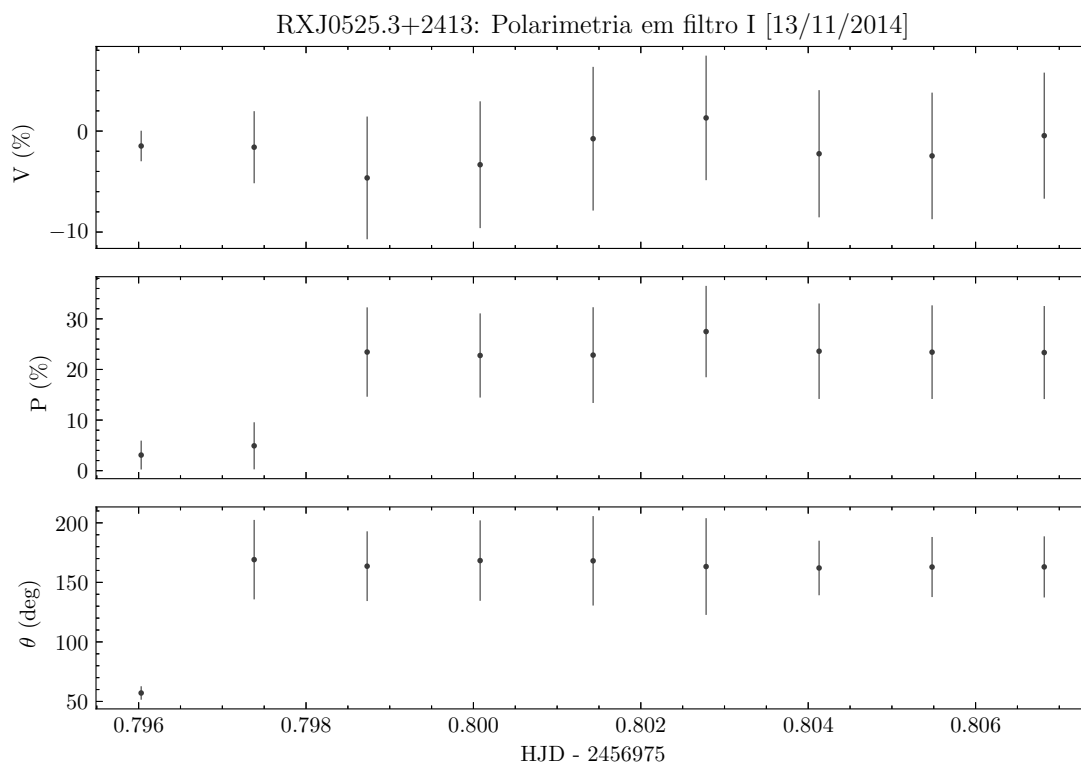
4.2.4 Polarimetria da RXJ0525.3+2413

As Figuras 60 e 61 mostram os dados de polarimetria da RXJ0525.3+2413 coletados em 13 e 16 de novembro de 2014, respectivamente. Na primeira noite, o período de observação foi mais curto e os dados mais ruidoso devido à quantidade de nuvens no céu, o que impossibilitou uma análise. Na segunda noite, o período de observação foi mais longo e indicou uma polarização circular de cerca de 5%.

Para verificar se a polarização encontrada é real ou instrumental, foi realizada a redução de dados de polarização de outras duas estrelas do campo, não polarizadas e com magnitudes semelhantes à da RXJ0525.3+2413. A curva de polarização dessas estrelas

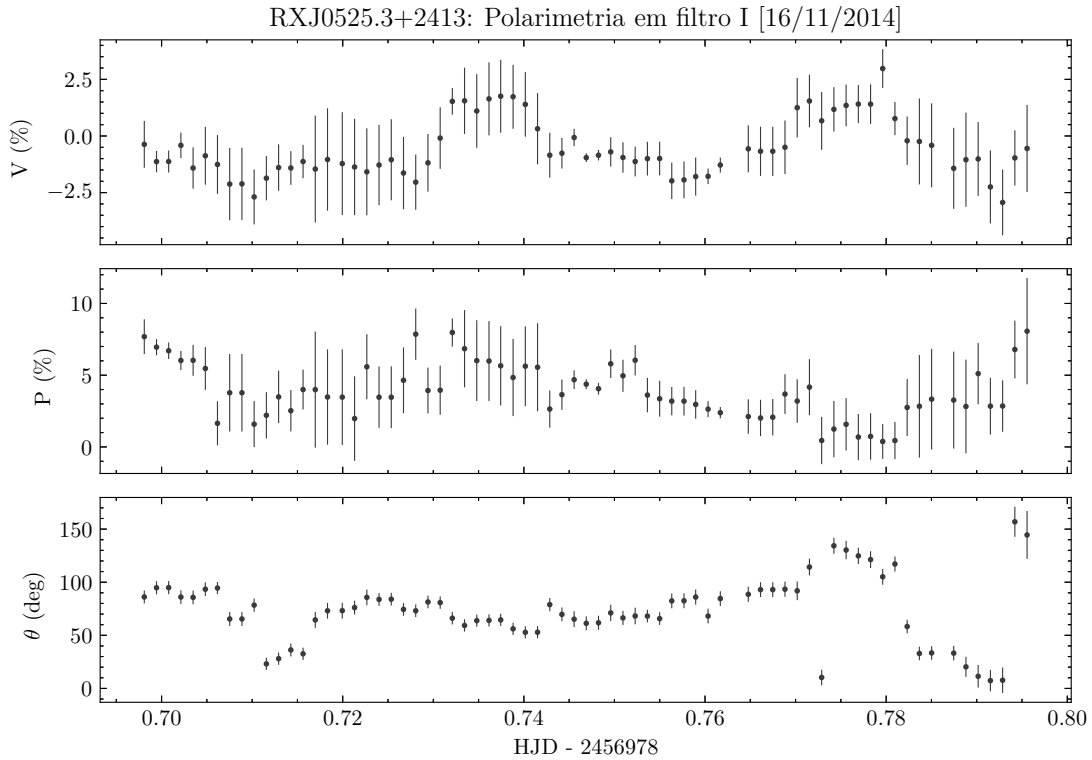
apresentou a mesma variabilidade com amplitude de cerca de 5%, a mesma amplitude obtida na RXJ0525.3+2413. Assim, não podemos afirmar, com os dados disponíveis, que a RXJ0525.3+2413 apresenta polarização circular diferente de zero.

Figura 60 – Curva de polarização no filtro I, onde $V(\%)$ é a porcentagem de luz circularmente polarizada, $P(\%)$ é a porcentagem de luz linearmente polarizada e θ é o ângulo da polarização linear.



(Crédito: o autor)

Figura 61 – Curva de polarização no filtro I, onde $V(\%)$ é a porcentagem de luz circularmente polarizada, $P(\%)$ é a porcentagem de luz linearmente polarizada e θ é o ângulo da polarização linear.



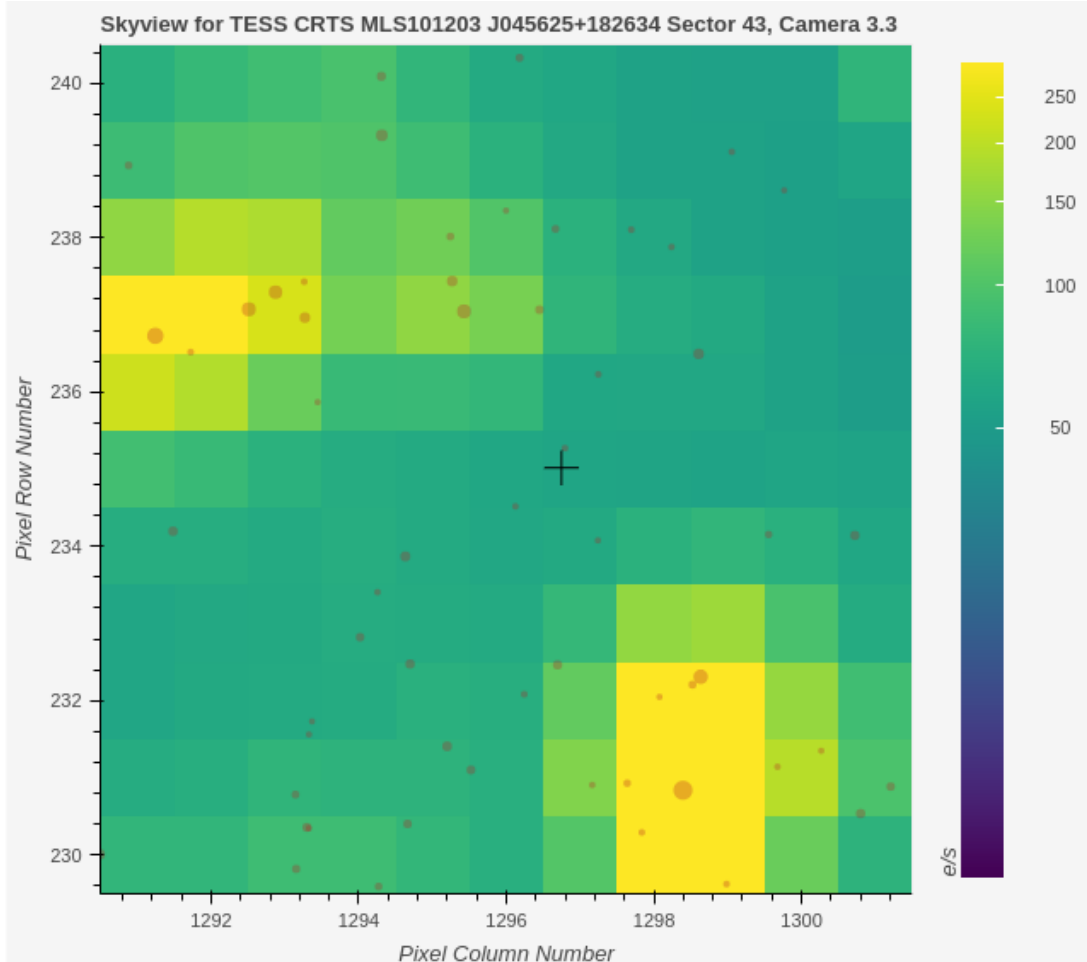
(Crédito: o autor)

4.3 MLS0456+18

4.3.1 Fotometria TESS da MLS0456+18

Foram realizadas medidas fotométricas da MLS0456+18 com o TESS nos setores 43, 44 e 71. Os setores 43 e 44 foram observados com resolução temporal de 10 min e o setor 71 com resolução de 3 min. As curvas de luz SAP ou PDCSAP não estão disponíveis para este objeto no MAST, portanto neste trabalho produzimos as curvas de luz a partir dos arquivos FFI dos três setores, com o emprego da biblioteca *Lightkurve*, como descrito a seguir. A Figura 62 foi construída com a ferramenta *interact_sky* e mostra o campo TESS do setor 43 como exemplo.

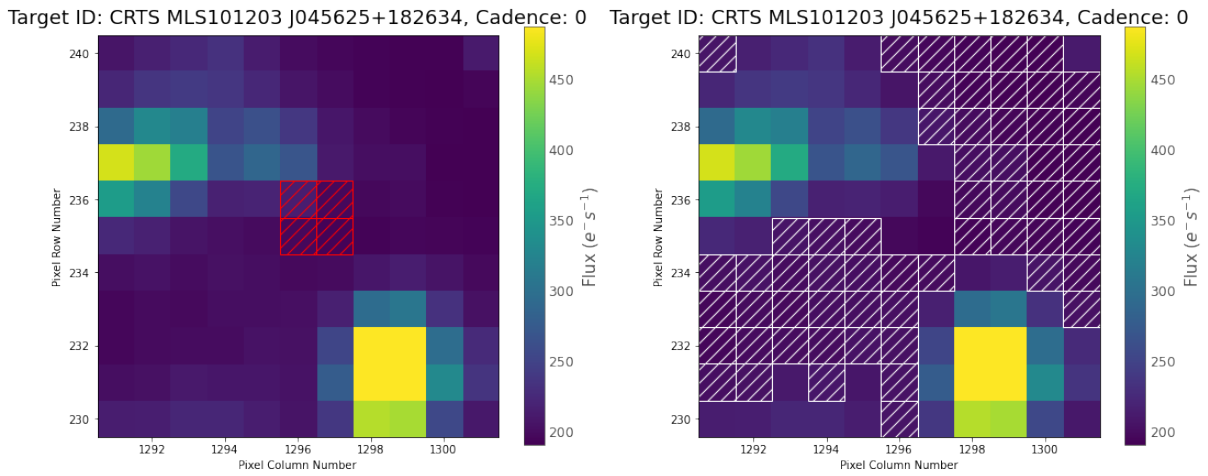
Figura 62 – Área de 11×11 *pixels* centrada nas coordenadas da MLS0456+18, representada pela cruz preta. As cores retratam o fluxo, em elétrons por segundo (e^-/s), de acordo com a escala à direita, enquanto os círculos destacam os objetos Gaia, cujos tamanhos correspondem ao brilho, abrangendo até a magnitude 21. Os eixos vertical e horizontal estão marcados com os números das linhas e colunas dos *pixels* no CCD.



(Crédito: o autor)

Procedemos com a definição de máscaras que delimitam a localização do objeto de estudo e a região de fundo de céu. Estas máscaras são representadas como matrizes *booleanas*, destinadas a identificar quais *pixels* serão considerados para a soma do fluxo total em cada uma das áreas de interesse. Mediante o uso de um *pixel* de referência e um limiar preestabelecido, ambos fornecidos pelo usuário, empregamos o comando `tpf.create_threshold_mask` para selecionar os *pixels* cujo valor de fluxo excede o limiar multiplicado pelo desvio padrão em relação à média global. A Figura 63 mostra a máscara obtida para o setor 43 como exemplo.

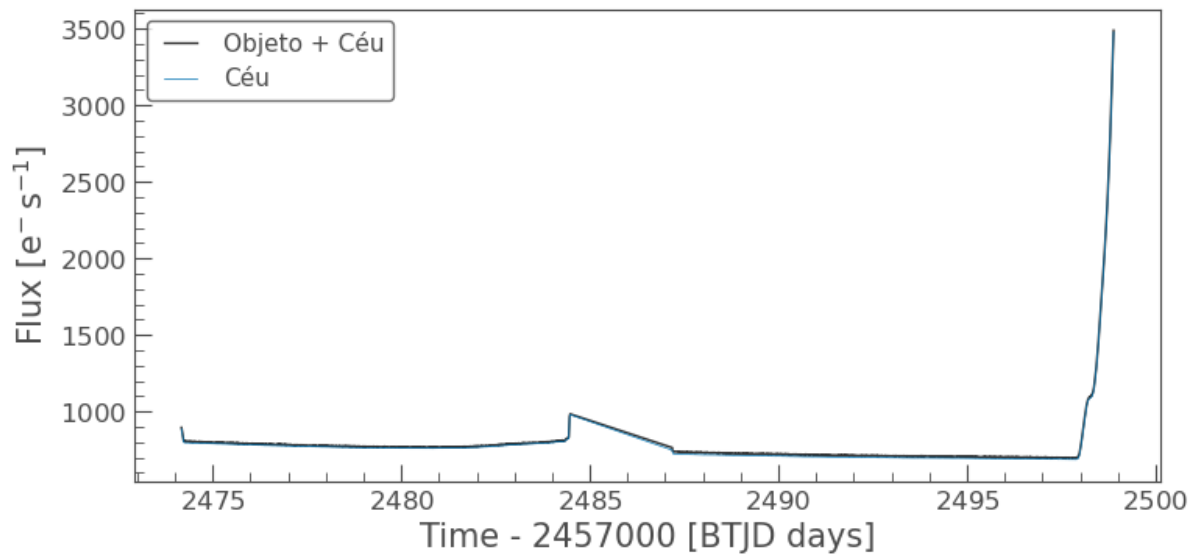
Figura 63 – Máscara definida para o cálculo do fluxo total setor 43. A área hachurada em vermelho à esquerda abrange quatro *pixels* onde o alvo se encontra, enquanto a área hachurada em branco representa a região correspondente ao fundo de céu.



(Crédito: o autor)

A função `to_lightcurve()` produz as curvas de luz tanto para o objeto de pesquisa quanto para o fundo de céu. A contribuição do fundo de céu, referenciada como $C_{\text{céu}}$, na curva de luz total do objeto, é calculada através da relação entre o fluxo por pixel do céu ($Fluxo_{\text{céu}}/Pixels_{\text{céu}}$) multiplicado pelo número de *pixels* que compõem a máscara do objeto ($Pixels_{\text{obj}}$). As Figuras 64 oferece uma visualização das curvas da luz da MLS0456+18, ainda sem a subtração do fluxo do céu, em comparação com a contribuição do fundo de céu para o setores 43.

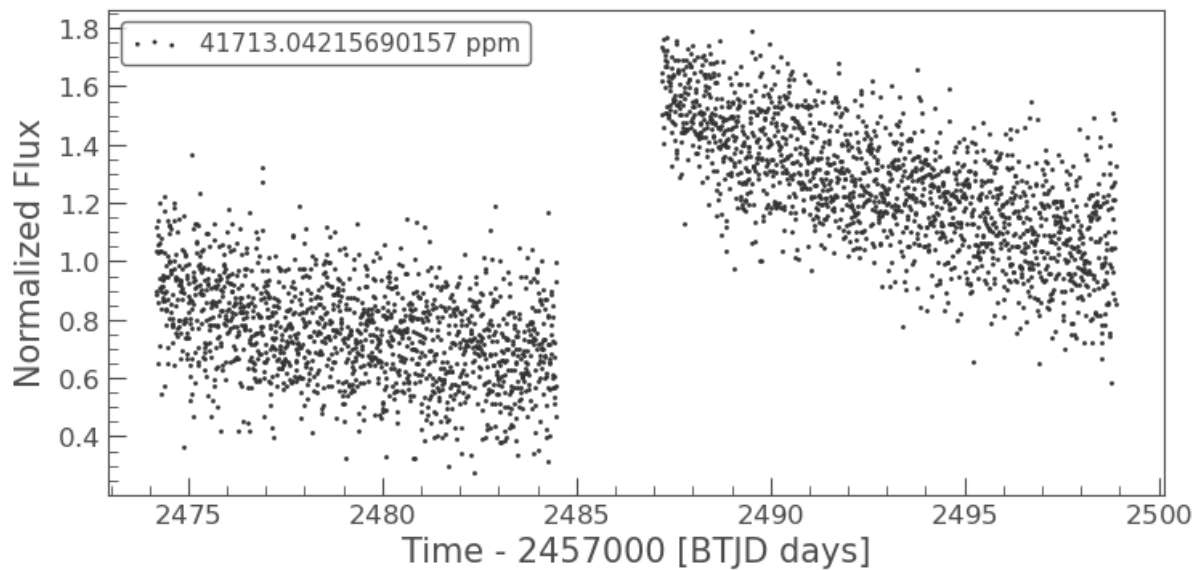
Figura 64 – Curva de luz do Setor 43 da MLS0456+18, sem correções, em comparação com o fluxo do fundo de céu.



(Crédito: o autor)

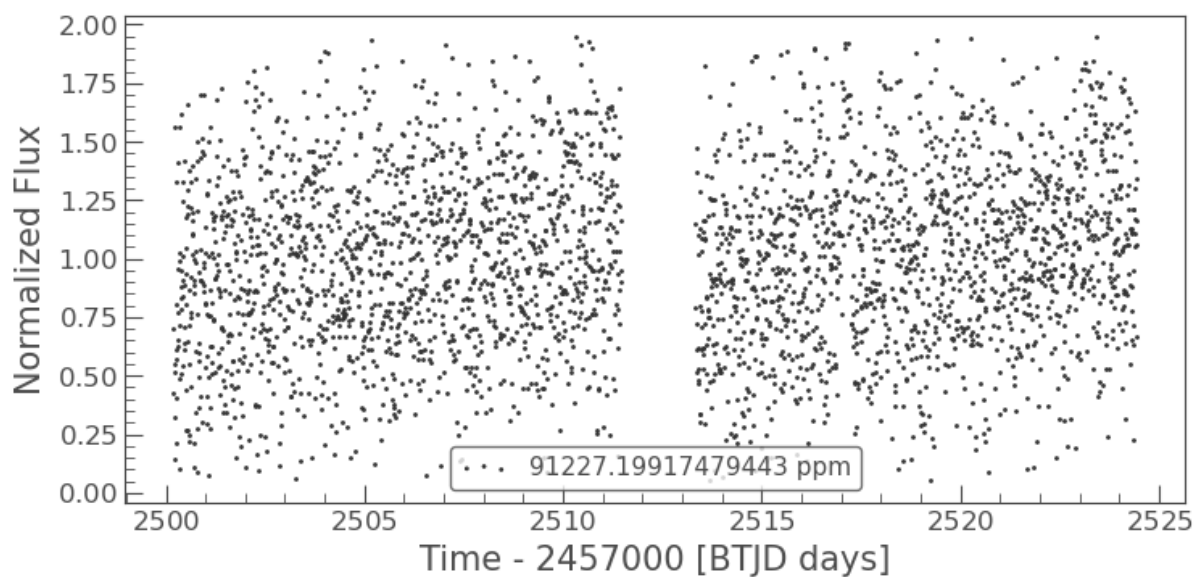
Posteriormente, realizamos a subtração da contribuição proveniente do céu dos dados relacionados ao objeto. A curva resultante pode ser normalizada através do uso da função *normalize()*, culminando na curva de luz final que é apresentada nas Figuras 65, 66 e 67 para os setores 43, 44 e 71 respectivamente. Vale mencionar que as pausas observadas nos dados correspondem à suspensão das observações para a transmissão dos dados para a Terra.

Figura 65 – Curva de luz do Setor 43 da MLS0456+18.



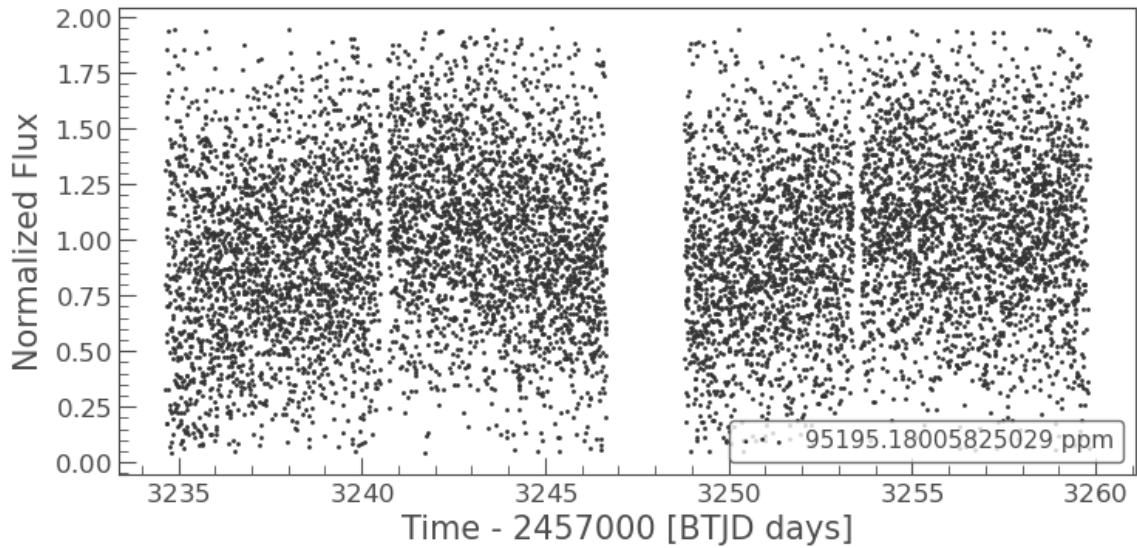
(Crédito: o autor)

Figura 66 – Curva de luz do Setor 44 da MLS0456+18.



(Crédito: o autor)

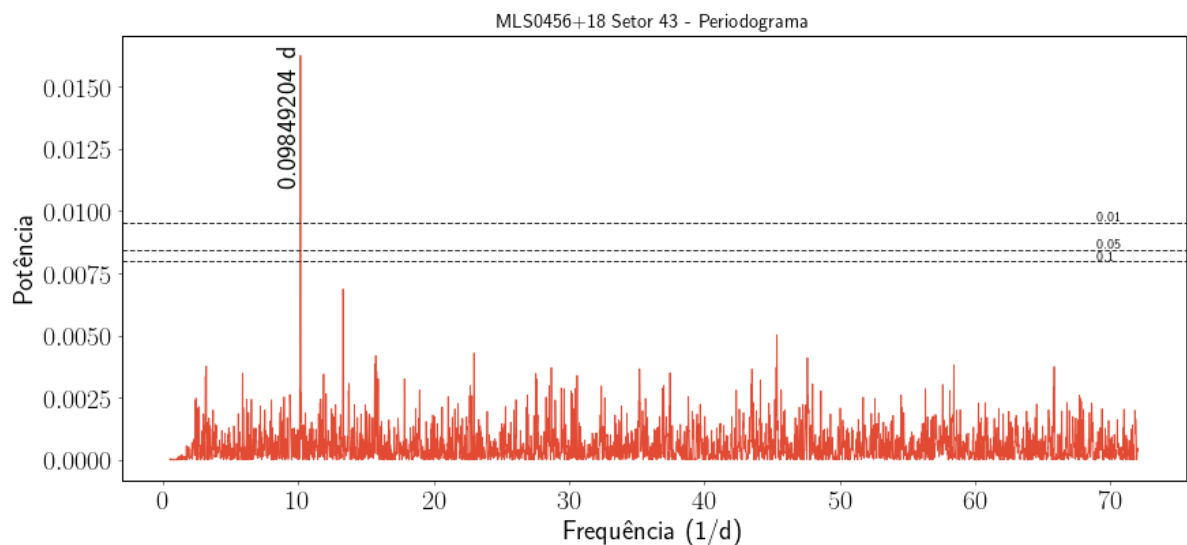
Figura 67 – Curva de luz do Setor 71 da MLS0456+18.



(Crédito: o autor)

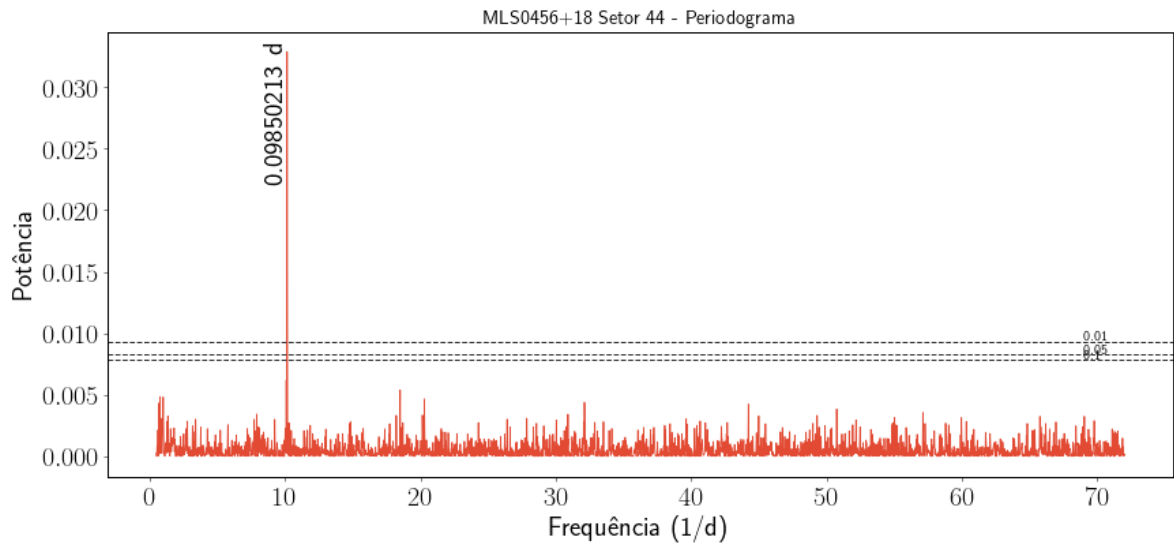
O algoritmo *Lomb-Scargle*, foi empregado na determinação do periodograma nos setores 43, 44 e 71 da MLS0456+18. Os periodogramas revelaram um pico proeminente de 0,09849204 dias para o setor 43, 0,09850213 dias para o setor 44 e 0,09844868 dias para o setor 71 (equivalente a aproximadamente 2,36 horas). Esses resultados são evidenciados nas Figuras 68, 69 e 70 onde se destaca um pico intenso que representa o período identificado.

Figura 68 – Períodos obtidos com a curva de luz TESS da MLS0456+18, referente ao setor 43.



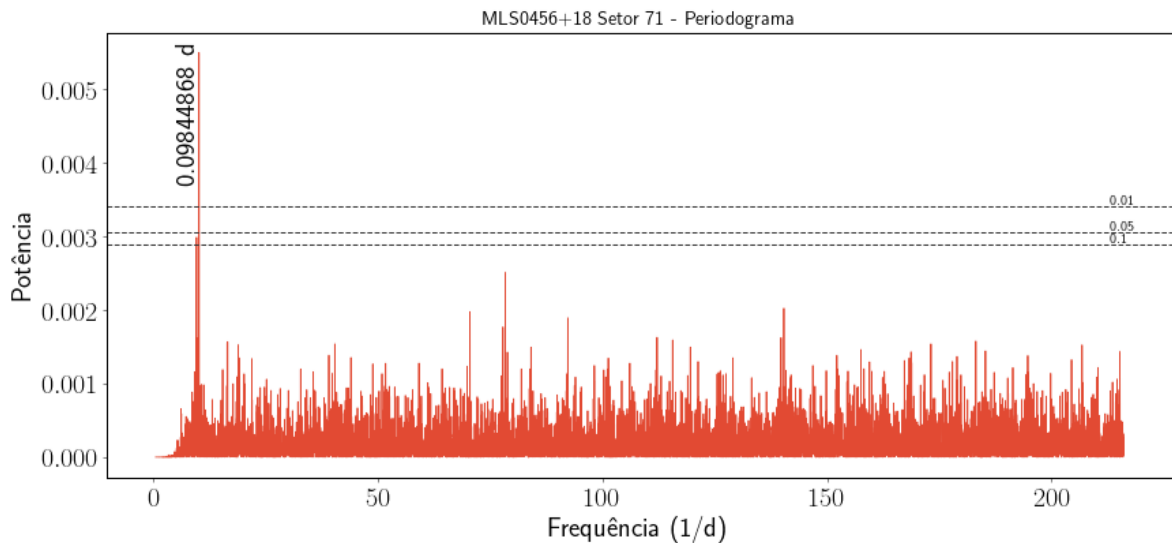
(Crédito: o autor)

Figura 69 – Períodos obtidos com a curva de luz TESS da MLS0456+18, referente ao setor 44.



(Crédito: o autor)

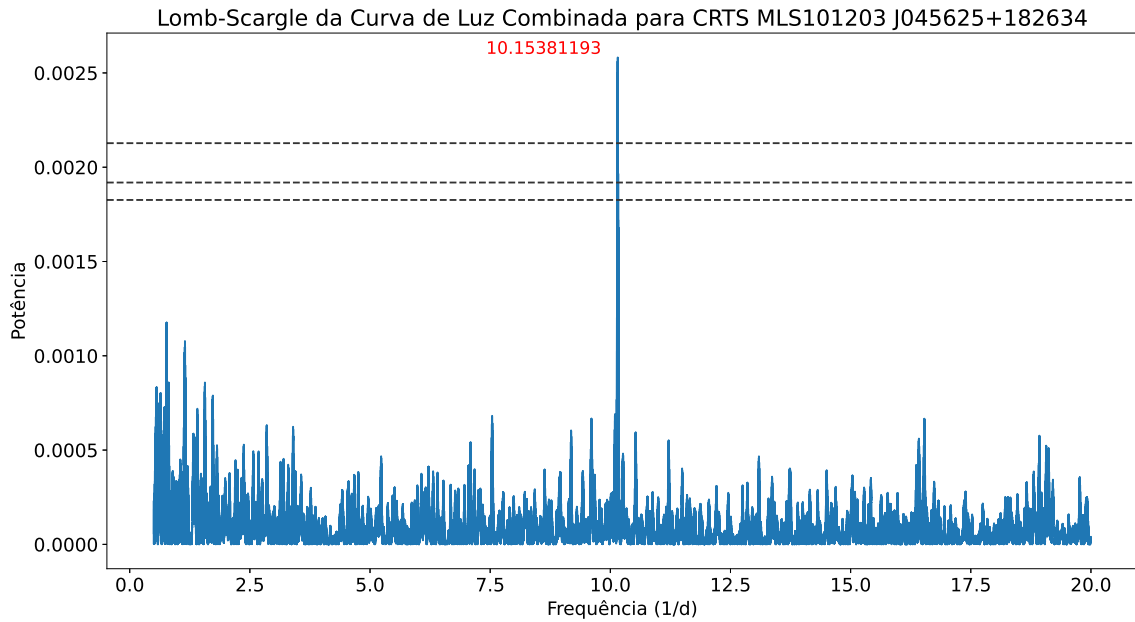
Figura 70 – Períodos obtidos com a curva de luz TESS da MLS0456+18, referente ao setor 71.



(Crédito: o autor)

Além dos periodogramas de Lomb-Scargle calculados individualmente para os setores 43, 44 e 71, que corroboram o período orbital determinado por Oliveira et al. (2017), foi calculado um periodograma para o conjunto completo de dados desses setores. Este cálculo revelou um pico proeminente em $P_{orb} = 0,09849 \pm 0,00055$ d, correspondente a uma frequência de $f = 10,1538 \pm 0,0015$ d⁻¹, como mostrado na Figura 71.

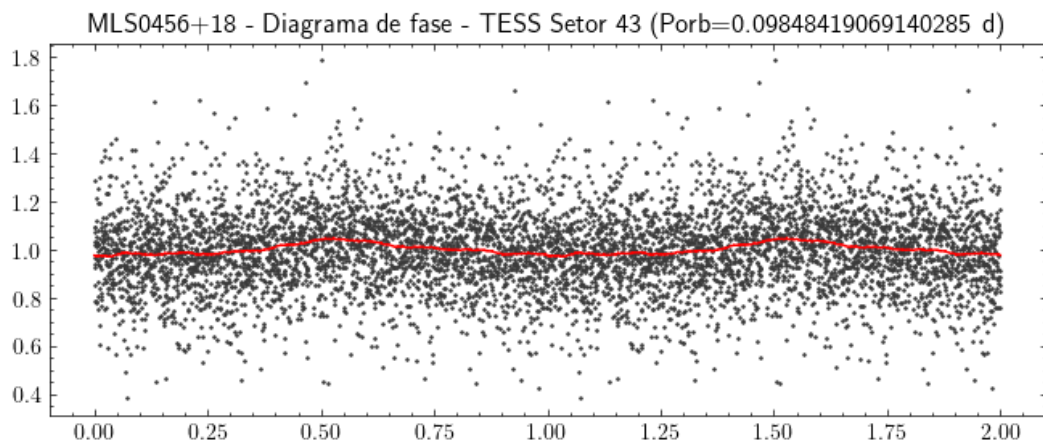
Figura 71 – Periodograma calculado com o conjunto de dados dos setores 43, 44 e 71. As linhas horizontais marcam os níveis de FAP de 10%, 5% e 1%.



(Crédito: o autor)

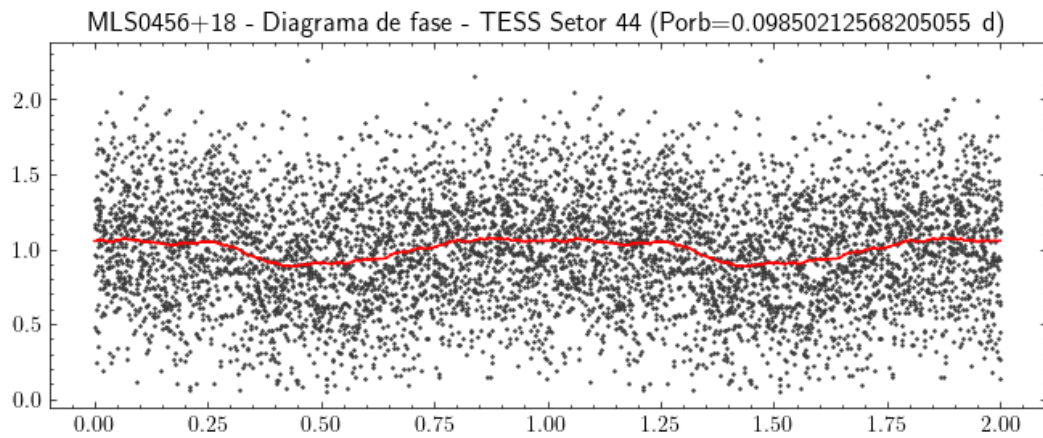
As Figuras 72, 73 e 74 exibem os diagramas de fase da fotometria do TESS nos setores 43, 44 e 71. Estes foram gerados considerando um período orbital (P_{orb}) encontrados na etapa anterior, com o instante de referência $T_0 = (\text{BJD}) 2.459.474,1715$.

Figura 72 – Curva de luz Tess da MLS0456+18, a linha vermelha foi calculada pela suavização Savitzky-Golay.



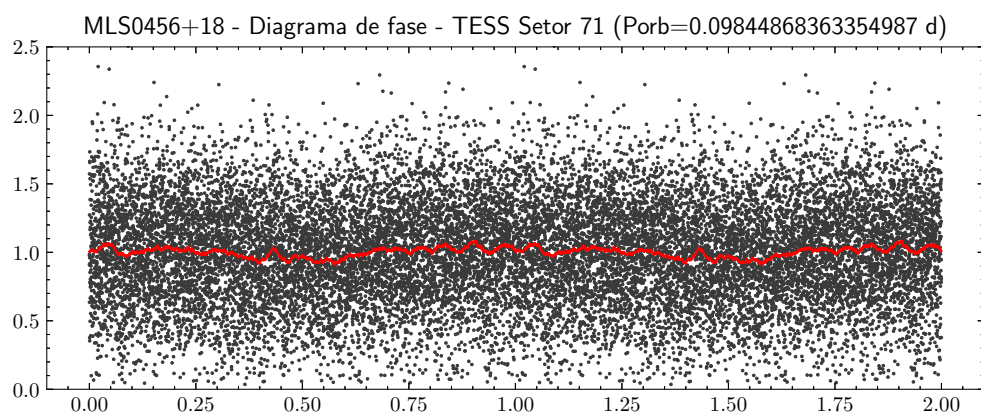
(Crédito: o autor)

Figura 73 – Curva de luz Tess da MLS0456+18, a linha vermelha foi calculada pela suavização Savitzky-Golay.



(Crédito: o autor)

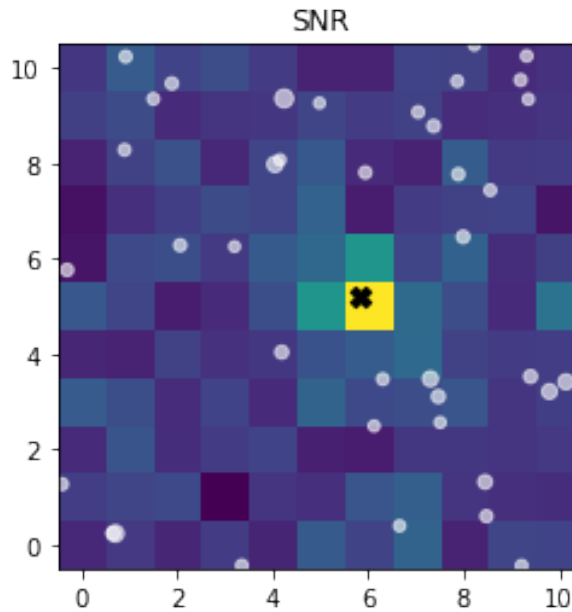
Figura 74 – Curva de luz Tess da MLS0456+18, a linha vermelha foi calculada pela suavização Savitzky-Golay.



(Crédito: o autor)

O código `TESS_Localize` foi empregado para validar a posição atribuída ao alvo no catálogo Gaia como a origem da variabilidade associada ao pico principal identificado nos periodogramas. Esse processo resultou em uma probabilidade relativa de praticamente 100%, para os 3 setores analisados. A Figuras 75 mostra o `TESS_Localize` obtida para o setor 43 como exemplo. Essa análise demonstra que todas as variações detectadas nos dados, por meio da análise dos periodogramas, emanam exclusivamente da MLS0456+18, sem qualquer influência de fontes próximas.

Figura 75 – A localização da origem das frequências identificadas nos periodogramas é representada de forma gráfica no plano focal do setor 43 pela cruz preta. Os círculos brancos indicam a presença das fontes Gaia dentro do campo de visão.



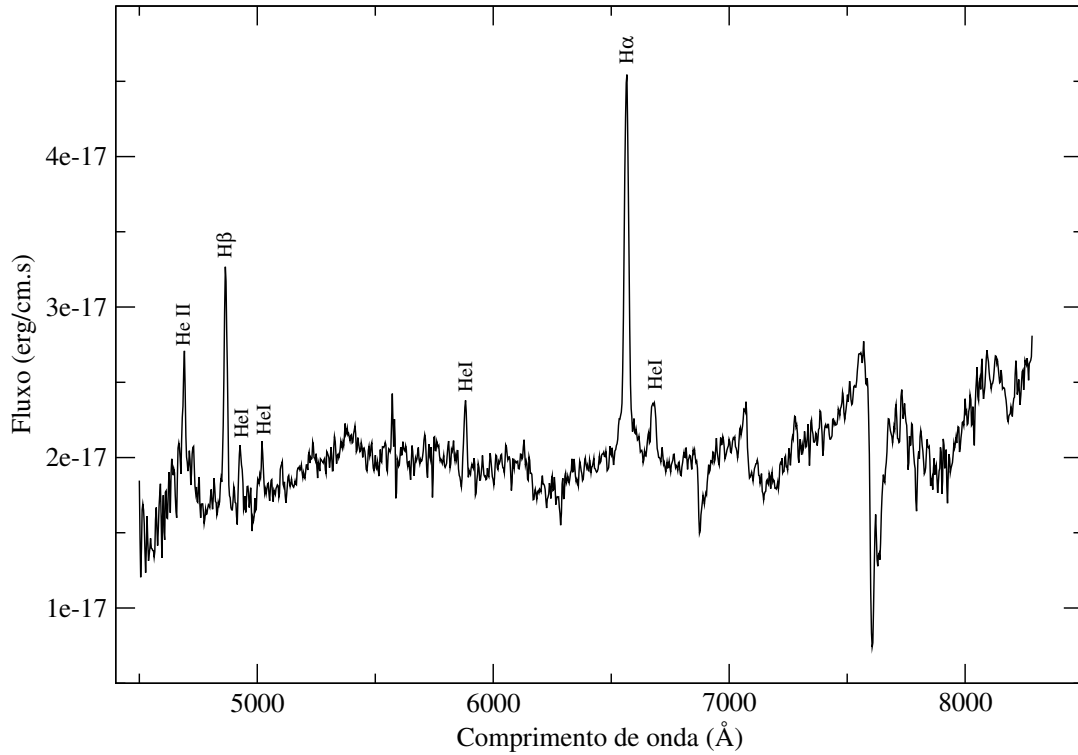
(Crédito: o autor)

4.3.2 Espectroscopia da MLS0456+18

A redução, extração e calibração dos dados de espectroscopia para o objeto MLS 0456+18 foram realizadas conforme descrito nas Seções 3.4.1 e 3.4.2 deste trabalho.

A Figura 76 exibe o espectro médio resultante das observações, após a calibração em comprimento de onda e fluxo. Este espectro é dominado pelas linhas de emissão de $H\beta$, $H\alpha$ e pela linha de He II a 4686 \AA . Além disso, são observadas emissões mais tênues de He I.

Figura 76 – Espectro médio da MLS0456+18 construído a partir da série temporal de 18 espectros obtidos no telescópio SOAR.



(Crédito: o autor)

A Tabela 12 contém os valores de largura equivalente (EW) e largura medida a meia altura (FWHM) obtidos a partir de ajustes gaussianos para as linhas de emissão mais intensas no espectro médio.

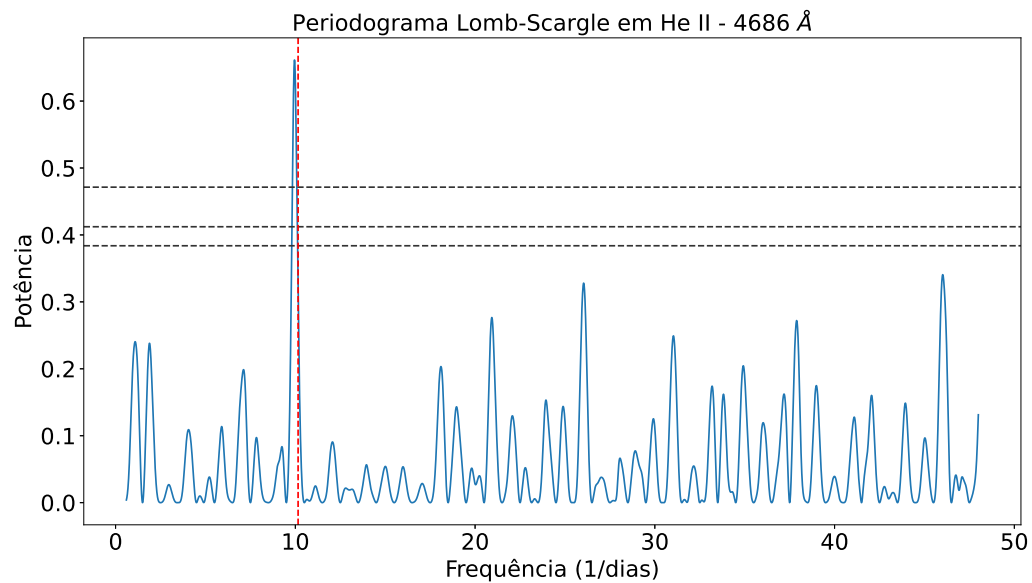
Tabela 12 – Largura equivalente (EW) e largura à meia altura (FWHM) das linhas de emissão do espectro médio.

Identificação	-EW (Å)	FWHM (km.s^{-1})
He II 4686	6	847
H β	17	1053
He I 4922	5	993
He I 5015	4	1422
He I 5876	4	747
H α	32	1081
He I 6678	7	1610

Os espectros individuais são relativamente ruidosos. Apesar disso, determinamos

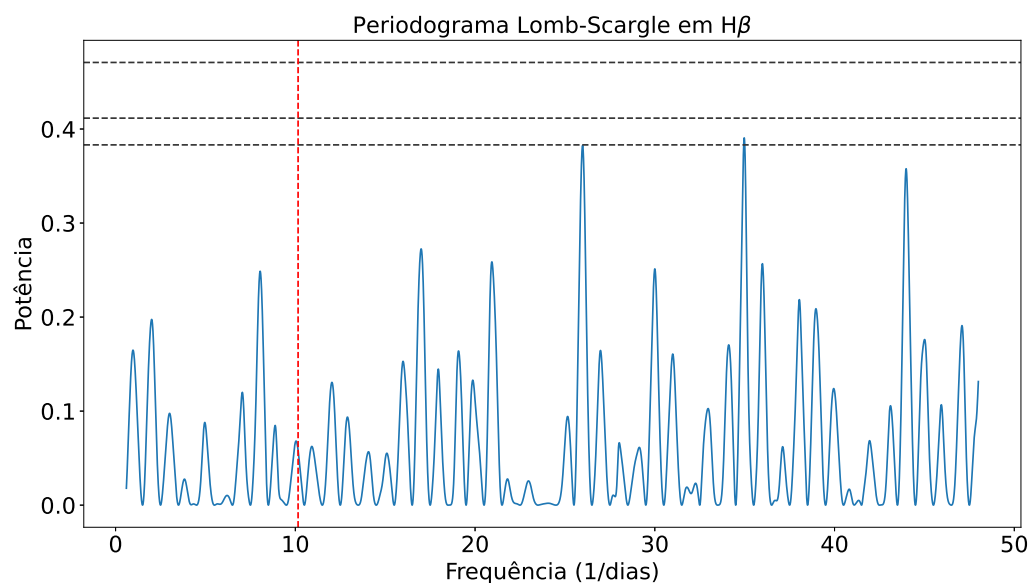
as velocidades radiais a partir de ajustes gaussianos aos perfis das linhas de emissão nestes espectros. Para investigar a periodicidade nas velocidades radiais das linhas de He II 4686 Å, H β e H α , utilizamos o método Lomb-Scargle. As Figuras 77, 78 e 79 apresentam os periodogramas Lomb-Scargle, calculados a partir das curvas de velocidades radiais das linhas de emissão selecionadas. Para as linhas de He II 4686 Å apresenta um pico de 0,10047427 d, H β não apresentou pico significativo e H α apresenta um pico de 0,09976749 d. As linhas horizontais marcam os níveis de FAP de 10%, 5% e 1% e a linha vertical vermelha indica o $P_{orb} = 0,09851004$ de Oliveira et al. (2017) e dos dados TESS.

Figura 77 – Periodograma Lomb-Scargle para curva de velocidade radial de He II 4686 Å. A linha vermelha indica o $P_{orb} = 0,09851004$ de (OLIVEIRA et al., 2017).



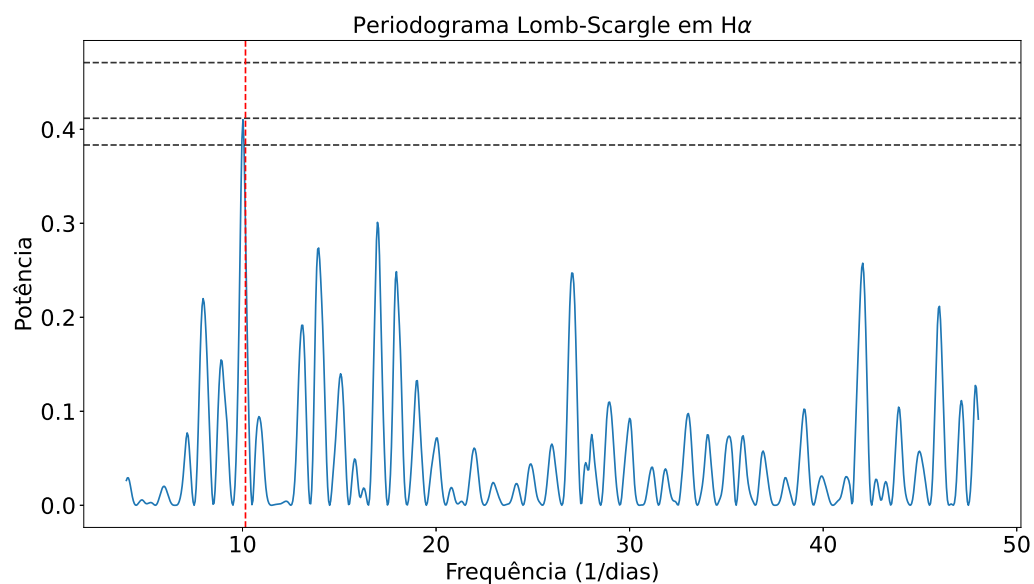
(Crédito: o autor)

Figura 78 – Periodograma Lomb-Scargle para curva de velocidade radial de H β . A linha vermelha indica o $P_{orb} = 0,09851004$ de (OLIVEIRA et al., 2017).



(Crédito: o autor)

Figura 79 – Periodograma Lomb-Scargle para curva de velocidade radial de H α . A linha vermelha indica o $P_{orb} = 0,09851004$ de (OLIVEIRA et al., 2017).

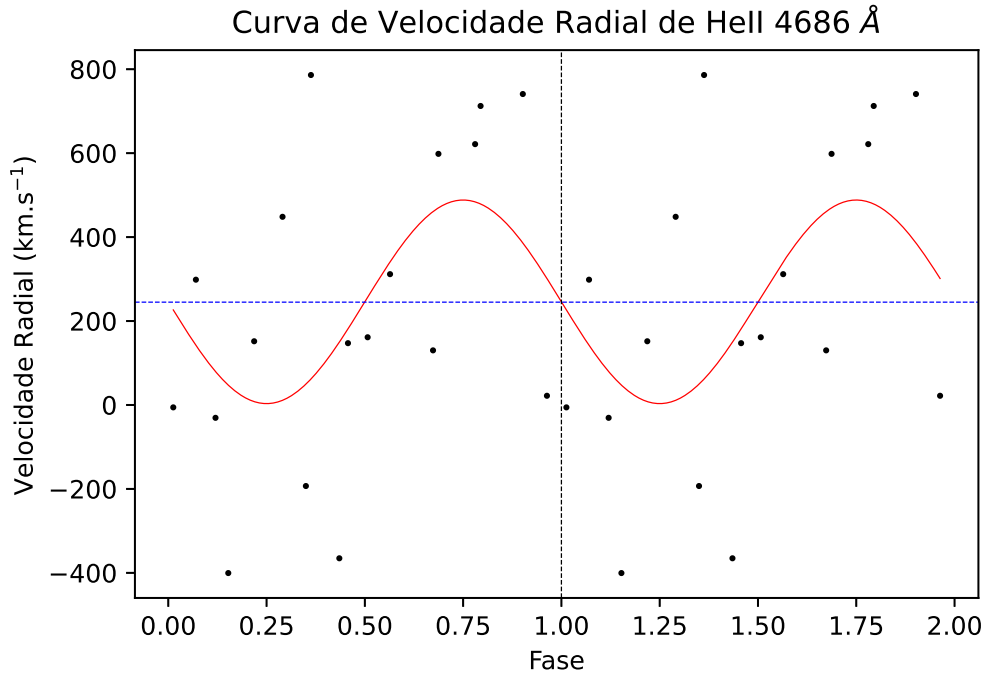


(Crédito: o autor)

As Figuras 80, 81 e 82 apresentam as curvas de velocidades radiais das três linhas de emissão analisadas, em fase com o período orbital de $P_{orb}=0,09851004$ dias de Oliveira

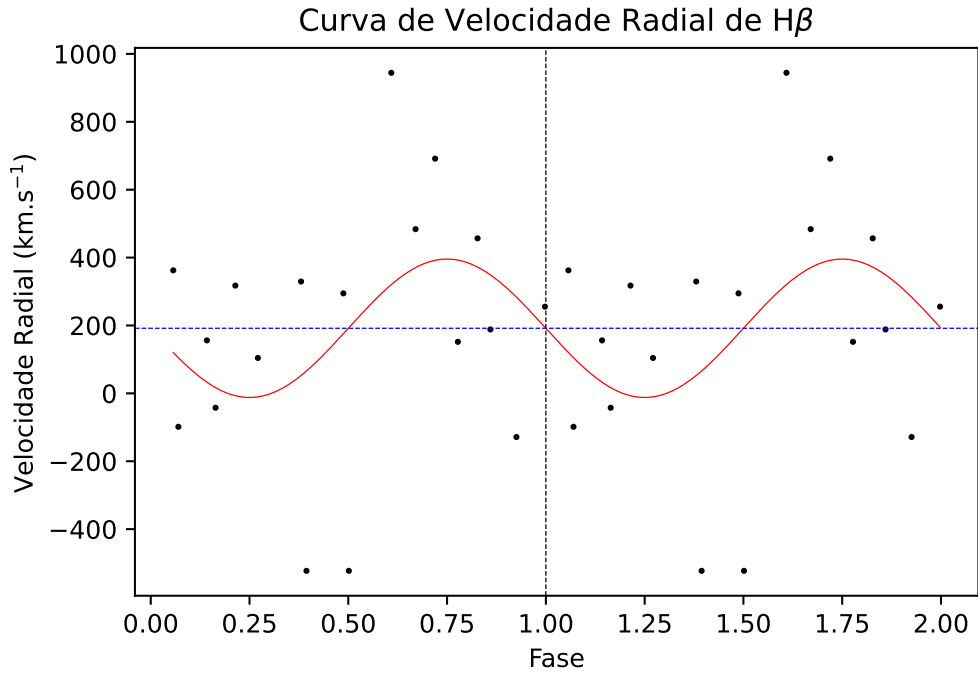
et al. (2017). A fase zero utilizada em cada curva foi definida como o ponto em que as velocidades radiais cruzam de valores positivos para negativos, em referência à velocidade sistêmica γ . Em cada figura, é possível observar o melhor ajuste senoidal (linha vermelha) às velocidades radiais (pontos pretos), além da velocidade sistêmica (linha azul).

Figura 80 – Curva de velocidade radial de He II 4686 Å. Os pontos pretos representam as velocidades obtidas a partir de cada espectro. A linha vermelha mostra o ajuste senoidal aos pontos. O azul mostra a velocidade sistêmica γ .



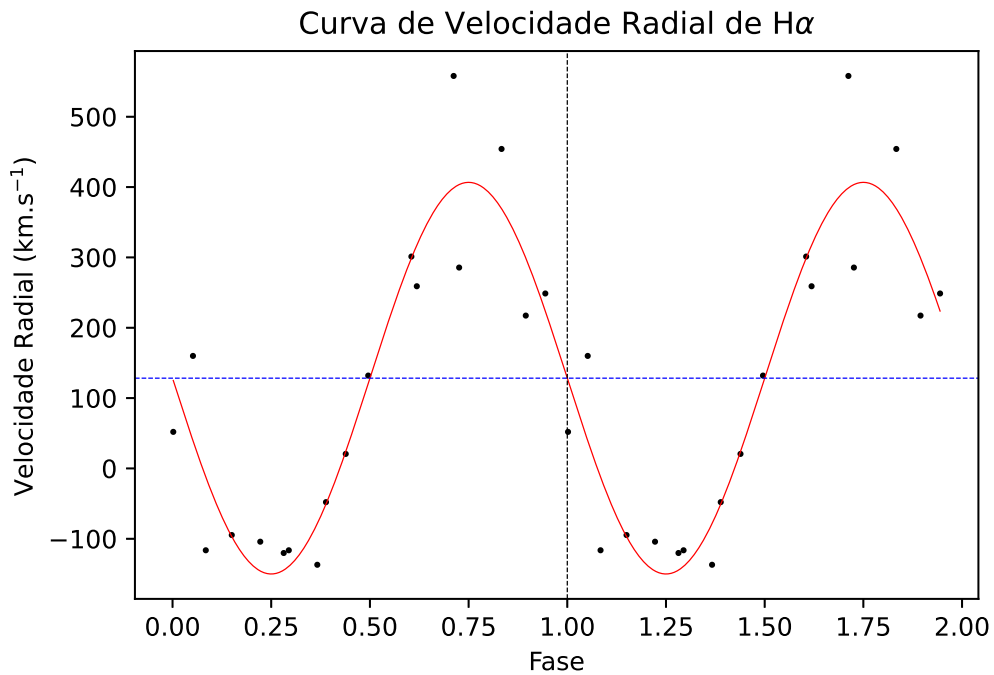
(Crédito: o autor)

Figura 81 – Curva de velocidade radial de H β . Os pontos pretos representam as velocidades obtidas a partir de cada espectro. A linha vermelha mostra o ajuste senoidal aos pontos. O azul mostra a velocidade sistêmica γ .



(Crédito: o autor)

Figura 82 – Curva de velocidade radial de H α . Os pontos pretos representam as velocidades obtidas a partir de cada espectro. A linha vermelha mostra o ajuste senoidal aos pontos. O azul mostra a velocidade sistêmica γ .



(Crédito: o autor)

A Tabela 13 apresenta os parâmetros do ajuste senoidal das curvas de velocidade radial de cada uma das linhas de emissão. O tempo de referência T_0 da efeméride espectroscópica foi definido como o instante em que a curva de velocidade radial transita de valores positivos para negativos em relação à velocidade sistêmica (γ). A incerteza, em fase, ($\Delta\phi \sim 1$) foi estimada pela dispersão dos pontos em relação à fase 1,00. O parâmetro K corresponde à semi-amplitude do ajuste senoidal.

Tabela 13 – T_0 da Efeméride Espectroscópica, velocidade sistêmica (γ) e semi-amplitude do ajuste senoidal das velocidades radial (K).

Linha Emissão	T_0 da Efeméride	γ (km.s ⁻¹)	K (km.s ⁻¹)
He II 4686 Å	2457014,616 ($\pm 0,441$)	246	242 (± 313)
H β	2457014,723 ($\pm 0,562$)	192	204 (± 328)
H α	2457014,562 ($\pm 0,150$)	128	278 (± 72)

5 Conclusões e perspectivas

Neste trabalho desenvolvemos um estudo observacional de três variáveis cataclísicas magnéticas, utilizando uma grande variedade de técnicas e de dados, como espectroscopia, fotometria, polarimetria e dados do telescópio espacial TESS e do telescópio de raios-X *NuSTAR*.

A MLS0227+13 é uma polar eclipsante confirmada, com período orbital conhecido. As curvas de luz TESS analisadas aqui apresentam claramente os eclipses do sistema, e os espectros de potência destes dados confirmam o período orbital de $P = 0,15779878(\pm 0,00000006)$ d determinado por [Silva et al. \(2015\)](#). Considerando a longa base temporal (cerca de 10 anos) de eclipses observados, foi determinado um instante de eclipse representativo para o conjunto dos dados dos setores 42 e 43 do TESS, convertido em BJD utilizando os parâmetros da efeméride de [Silva et al. \(2015\)](#). Com esse instante de eclipse representativo, foi possível refinar o período orbital publicado através de um diagrama O-C. O coeficiente angular da reta de regressão foi de $7,9 \times 10^{-8}$, indicando que o período determinado por [Silva et al. \(2015\)](#) é menor que o período real, uma vez que o coeficiente angular é positivo e diferente de zero. Assim, obtivemos um período mais preciso, com uma redução de um fator de 7 na incerteza em relação ao valor anterior, resultando em $P_{orb} = 0,157798859 \pm 0,000000009$ d. Um novo diagrama O-C foi produzido utilizando esse novo período, o que resultou em uma redução de cerca de 50% na incerteza no instante de referência T_0 de [Silva et al. \(2015\)](#). A efeméride refinada é apresentada na Equação 4.1.

A série temporal de espectros obtidos no SOAR mostra espectros dominados por linhas de emissão, sendo as mais proeminentes $H\gamma$, $H\beta$ e a linha de He II 4686 Å. Também são evidentes emissões mais fracas de He I, He II e da linha de C III/N III. As curvas de velocidades radiais das linhas mais intensas têm semi-amplitudes entre 320 e 370 km s⁻¹, típicas de polares. A análise de periodicidades aplicada às velocidades radiais mostra um período de $P_{orb} = 0,1578 \pm 0,0005$ d. Este período coincide com o período orbital refinado obtido das curvas de luz TESS (Equação 4.1), embora apresente uma incerteza maior devido à curta cobertura temporal dos dados espectroscópicos.

As linhas espectrais apresentam perfis variáveis, resultantes da mudança de perspectiva ao longo do ciclo orbital das diferentes regiões responsáveis pela emissão das linhas, o que produz deslocamentos dependentes da fase de múltiplos componentes com diferentes larguras ao longo do ciclo orbital. O componente estreito nas linhas espectrais de CVs polares é geralmente interpretado como a emissão da superfície aquecida por raios-X da estrela companheira, ou de uma região próxima a ela ([Rosen; Mason; Cordova, 1987](#)),

enquanto o componente largo provavelmente se origina do fluxo de acreção. Ajustamos duas funções gaussianas independentes para separar os componentes de linha nas séries temporais dos espectros, discriminando cada componente pelas medições de sua largura equivalente. Em todos os casos, os componentes apresentam uma modulação senoidal em função da fase orbital. A distinção entre os componentes é mais clara no caso da linha de $H\beta$. Para esta linha, o componente estreito, associado a superfície da estrela companheira, é referente à curva de RV com o maior semi-amplitude.

Os dados de polarimetria da MLS0227+13 mostram cobertura quase completa de um ciclo orbital (com $\Delta\phi \sim 0,99$) e permitiram a observação de variações significativas na polarização circular e linear, corroborando a classificação do sistema como uma polar. A comparação com o estudo de [Silva et al. \(2015\)](#), mostrou consistência na morfologia da curva de polarização. Em um ciclo orbital, a polarização circular variou entre -12% e 6% e a polarização linear entre 5% e 10%, no filtro I. A troca de sinal observada na curva de polarização circular é indicativa da presença de uma única coluna de acreção sempre visível, alternadamente vista de frente ou de trás dependendo da fase orbital, ou da presença de duas colunas de acreção em hemisférios opostos na anã branca visíveis alternadamente. As grandes barras de erros das medidas de polarização linear dificultam a análise de sua modulação orbital.

RXJ0525.3+2413 foi descoberta como um provável transiente em raios-X pelo Swift-BAT e seus espectros ópticos indicam ser uma variável cataclísmica magnética. Uma monitoria de 8,8 h em raios-X com o XMM-Newton ([Bernardini et al., 2015](#)) de 0,3 a 12 keV, mostrou um pico estreito em $P=226,28$ s, interpretado como o período de rotação da anã branca. Séries temporais longas de fotometria no óptico ([Halpern; Thorstensen, 2015](#)) não identificaram este período de rotação, e nem detectaram algum candidato a período orbital do sistema.

Este estudo utilizou dados do CRTS para obter a fotometria de longa duração de RXJ0525+2413. A análise de periodicidades aplicada aos dados CRTS não revelou picos significativos que pudessem ser associados ao período orbital do sistema. A curva de luz CRTS mostra estados distintos de brilho do sistema, com $V \sim 15,5$ mag e $V \sim 17,5$ mag, que é um comportamento usual entre as variáveis cataclísmicas magnéticas da classe das polares.

Procuramos pelo período orbital desconhecido nas curvas de luz TESS de três setores, separadamente e agrupados. Os periodogramas resultantes não mostraram picos significativos acima dos valores de FAP de 10% para frequências superiores a 5 d^{-1} . No entanto, na faixa entre $2,8$ e $4,5 \text{ d}^{-1}$, os dados agregados exibiram picos de baixa significância, correspondendo a períodos entre $5,3$ e $8,6$ h, compatíveis com períodos orbitais de IPs. Dada a baixa significância, não podemos afirmar que algum destes picos seja

associado ao período orbital.

Adicionalmente, a curva de luz TESS do setor 71, com resolução temporal de 20 s, foi usada para buscar o período de rotação da anã branca de 226,28 s, relatado em dados de raios-X do XMM por [Bernardini et al. \(2015\)](#). O periodograma Lomb-Scargle, calculado entre a frequência de Nyquist e $0,0386 \text{ d}^{-1}$, não revelou picos significativos acima do nível de FAP = 10%, mas mostra um pico em $f = 381,76 \text{ d}^{-1}$, ou 226,32 s, nitidamente acima do nível de ruído, o qual consideramos uma detecção limítrofe do período de rotação identificado por [Bernardini et al. \(2015\)](#).

O espectro médio obtido no SOAR revela as linhas de He II (4686 e 5411 Å) e H β sobre um contínuo avermelhado. Além disso, um espectro LAMOST (Fig 57) de 17 de novembro de 2012, não publicado anteriormente, mostra uma consistência na razão de intensidade das linhas He II 4686 Å e H β entre 2012 e 2020, indicando estabilidade no comportamento do objeto ao longo dos anos. A série temporal dos espectros obtidos no SOAR apresenta baixa razão sinal/ruído e cobertura temporal de 0,20 d (4,8 h). Ajustamos gaussianas aos perfis das linhas de He II 4686 Å e H β para medir as velocidades radiais (Fig. 58), utilizando a linha telúrica de [O I] 5577 Å para confirmação da calibração em comprimento de onda. As curvas de velocidades radiais para H β e He II 4686 Å exibem variações (RMS) de 42 km/s e 47 km/s, respectivamente, mas sem modulações significativas atribuíveis à dinâmica do sistema binário. As análises de periodicidade usando PDM e Lomb-Scargle não revelaram sinais significativos.

Com o intuito de confirmar e avaliar a estabilidade do período de rotação de 226,28 s da anã branca, detectado nos dados de raios-X do XMM, realizamos uma busca por periodicidades nos dados do satélite *NuSTAR* ([Shaw et al., 2020](#)) em diferentes intervalos de energia, obtidos 5 anos depois dos dados do XMM. A análise revelou um pico em 0,0044 Hz (226,4 s) nos dados entre 5 e 12 keV, coincidente com o período identificado por [Bernardini et al. \(2015\)](#). Embora ligeiramente abaixo do nível de FAP de 10%, o pico se destaca em relação ao ruído. Assim, consideramos que o sinal se confirmou e se manteve estável, reforçando a hipótese de se tratar da rotação da anã branca e confirmando sua natureza como uma polar intermediária.

Como complemento da análise dos dados da RXJ0525.3+2413, os dados de polarização não apresentaram qualidade suficiente para confirmar a presença de polarização circular ou linear. Concluindo, podemos afirmar se tratar de uma polar intermediária cujo período orbital ainda não foi descoberto, possivelmente devido a uma baixa inclinação orbital do sistema, o que reflete na amplitude relativamente pequena das variações observadas das velocidades radiais.

A MLS0456+18, foi classificada como uma candidata a polar por [Oliveira et al. \(2017\)](#), com um possível período orbital de 0,09851004 d obtido dos dados CRTS. As

curvas de luz dos setores 43, 44 e 71 do TESS foram construídas por nós, e a análise de periodicidades destes dados confirmam o valor do período orbital publicado. Este valor foi também confirmado espectroscopicamente nas velocidades radiais das linhas de He II e H α . O espectro médio obtido com o SOAR mostra linhas estreitas de Balmer e de He I e II, sobrepostas a componentes largas, e o contínuo mostra corcovas que podem ser associadas às corcovas ciclotron, por vezes visíveis em sistemas polares em baixos estados de acreção, e conseqüentemente de brilho. Também associado a baixo estado de brilho, no espectro podemos notar as bandas de TiO originadas na estrela companheira fria, cuja emissão não seria detectável quando a taxa de acreção está alta e a região acretora domina a emissão de radiação no sistema. Nossa conclusão é, portanto, que a MLS0456+18 é de fato uma polar com período orbital de 2,36 h, que a coloca dentro do intervalo de períodos (*period gap*) de 2 h a 3 h das VCs, e foi observada em baixo estado de acreção.

Como perspectivas do trabalho, pretendemos obter dados no telescópio de 1,6 m do OPD com o novo instrumento SPARC4 (*Simultaneous Polarimeter And Rapid Camera in 4 bands*). A SPARC4 (Rodrigues et al., 2012) obtém 4 imagens simultâneas em bandas similares às *z*, *r*, *i* e *z* do sistema fotométrico do *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS). Trabalha nos modos fotométrico ou polarimétrico, neste caso realizando polarimetria linear e circular. A obtenção de séries temporais de polarização simultâneas nas 4 bandas deve favorecer a análise da região pós-choque nas polares de interesse. Também como parte das perspectivas deste estudo está a modelagem dos dados fotométricos e polarimétricos utilizando o código CYCLOPS (COSTA; RODRIGUES, 2009). O objetivo é investigar a geometria e as características físicas da estrutura de acreção sobre a anã branca pelo cálculo do transporte radiativo ao longo de uma região não homogênea em densidade, temperatura e campo magnético. Especificamente em relação à RXJ0525.3+2413, a determinação do período orbital, ainda desconhecido, pode ser abordada com série temporal de espectroscopia em telescópios de maior porte, como o Gemini (8 m), buscando mais precisão nas medidas das linhas espectrais que permitam a detecção da modulação orbital nas curvas de velocidade radial. Para finalizar, pretendemos realizar análises análogas às desenvolvidas neste trabalho nos dados das demais candidatas a mVCs identificadas por Oliveira et al. (2017) e Oliveira et al. (2020).

Referências

BAILER-JONES, C.; RYBIZKI, J.; FOUESNEAU, M.; DEMLEITNER, M.; ANDRAE, R. VizieR Online Data Catalog: Distances to 1.47 billion stars in Gaia EDR3 (Bailer-Jones+, 2021). **VizieR Online Data Catalog**, [S. I.], ed. 1352,p., I/352, 2021. Disponível em: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2021yCat.1352...0B/abstract>.

BERNARDINI, F.; et al. Swift J0525.6+2416 and IGR J04571+4527: two new hard X-ray-selected magnetic cataclysmic variables identified with XMM–Newton. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, [S. I.], v. 453, n. 3, p. 3101–3107, 1 nov. 2015, 2015. Disponível em: <https://academic.oup.com/mnras/article-lookup/doi/10.1093/mnras/stv1673>. Acesso em: 15 out. 2024.

BRETTTHORST, G. L. Generalizing the Lomb-Scargle periodogram. In: THE TWENTIETH INTERNATIONAL WORKSHOP ON BAYESIAN INFERENCE AND MAXIMUM ENTROPY METHODS IN SCIENCE AND ENGINEERING. Gif-sur-Yvette (France): AIP, 2001. (**AIP Conference Proceedings**[...], v. 568), p. 241–245. Disponível em: <https://pubs.aip.org/aip/acp/article/568/1/241-245/575467>. Acesso em: 15 out. 2024.

CLEMENS, J. C.; CRAIN, J. A.; ANDERSON, R. The goodman spectrograph. In: SPIE ASTRONOMICAL TELESCOPES + INSTRUMENTATION. [S.l.]: USA: [s.n.], 30 set. 2004. p. 331. Disponível em: <http://proceedings.spiedigitallibrary.org/proceeding.aspx?doi=10.1117/12.550069>. Acessado em: 15 out. 2024.

COLLABORATION, L.; et al. Lightkurve: Kepler and TESS Time Series Analysis in Python. **Astrophysics Source Code Library**, p. ascl: 1812.013, 2018, 2018. Disponível em: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2018ascl.soft12013L/abstract>.

COSTA, J.; RODRIGUES, C. Stokes imaging of AM Her systems using 3D inhomogeneous models–I. Description of the code and an application to V834 Cen. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, [S. I.], v. 398, n. 1, p. 240–248, 1 set. 2009. Disponível em: <https://academic.oup.com/mnras/article-lookup/doi/10.1111/j.1365-2966.2009.15130.x>. Acesso em: 15 out. 2024.

DRAKE, A. J.; et al. The Catalina Real-Time Transient Survey. **Proceedings of the International Astronomical Union**, [S. I.], Cambridge University Press, v. 7, n. S285, p. 306–308, set. 2011, 2011. Disponível em: https://www.cambridge.org/core/product/identifier/S1743921312000889/type/journal_article. Acesso em: 15 out. 2024.

FOSSATI, L.; et al. Standard Stars for Linear Polarization. **arXiv (Preprint)**, [S. I.], arXiv, 2006. Disponível em: <https://arxiv.org/abs/astro-ph/0610637>. Acesso em: 15 out. 2024.

GARLICK, M. A. Concepção Artística de uma Variável Cataclísmica do Tipo Polar. In: Garlick, M. A. **The Art of Book**. [S.l.]: [s.n.], 2022. Disponível em: <https://www.markgarlick.com/index.html>. Acesso em: 15 out. 2024.

- HALPERN, J. P.; THORSTENSEN, J. R. Optical studies of 13 hard X-Ray selected cataclysmic binaries from the swift-bat survey. **The Astronomical Journal**, [S. I.], v. 150, n. 6, p. 170, 4 nov. 2015, 2015. Disponível em: <https://iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-6256/150/6/170>. Acesso em: 15 out. 2024.
- HELLIER, C. **Cataclysmic variable stars: how and why they vary**. [S.l.]: Springer-Pub, 2001. (Springer-Praxis Books in Astronomy and Space Sciences).
- HIGGINS, M. E.; BELL, K. J. Localizing Sources of Variability in Crowded TESS Photometry. **The Astronomical Journal**, [S. I.], v. 165, n. 4, p. 141, 1 abr. 2023, 2023. Disponível em: <https://iopscience.iop.org/article/10.3847/1538-3881/acb20c>. Acesso em: 15 out. 2024.
- HOOFF, P. V. Recent Development of the Atomic Line List. **Galaxies**, [S. I.], v. 6, n. 2, p. 63, 8 jun., 2018. Disponível em: <https://www.mdpi.com/2075-4434/6/2/63>. Acesso em: 31 out. 2024.
- KING, A. R.; RAINE, D. J.; FRANK, J. **Accretion Power in Astrophysics**. Third edition. [S.l.]: Cambridge University Press, 2002.
- KUBE, J.; GÄNSICKE, B.; BEUERMANN, K. Eclipse Mapping of the accretion stream in UZ Fornacis. **arXiv**, 1999. (Preprint). Disponível em: <https://arxiv.org/abs/astro-ph/9912442>. Acesso em: 15 out. 2024.
- LI, J.; WICKRAMASINGHE, D. T. Magnetic braking in magnetic binary stars. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, [S.l.], v. 300, n. 3, p. 718–732, 1998. Disponível em: <https://academic.oup.com/mnras/article/300/3/718/979295>. Acesso em: 22 out. 2024.
- LI, J.; WU, K.; WICKRAMASINGHE, D. T. Reduced magnetic braking in synchronously rotating magnetic cataclysmic variables. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 268, n. 1, p. 61–68, 05 1994. Disponível em: <https://doi.org/10.1093/mnras/268.1.61>. Acesso em: 22 out. 2024.
- LOMB, N. R. Least-squares frequency analysis of unequally spaced data. **Astrophysics and Space Science**, [S. I.], v. 39, p. 447–462, 1976. Disponível em: <https://link.springer.com/article/10.1007/BF00648343>. Acesso em: 22 out. 2024.
- MAGALHÃES, A. M.; et al. High Precision CCD Imaging Polarimetry. In: PROCEEDINGS OF A CONFERENCE HELD AT RENSSELAER POLYTECHNIC INSTITUTE. [S.l.]: **San Francisco: Astronomical Society of the Pacific**, 1996. v. 97, p. 118–123, 1996. Disponível em: <https://adsabs.harvard.edu/full/1996ASPC...97..118M>. Acesso em: 22 out. 2024.
- MASETTI, N.; et al. Unveiling the Nature of INTEGRAL Objects through Optical Spectroscopy: IX. Twenty Two More Identifications, and a Glance into the Far Hard X-ray Universe. **Astronomy & Astrophysics**, [S. I.], v. 538, p. A123, fev. 2012, 2012. Disponível em: <http://www.aanda.org/10.1051/0004-6361/201118559>. Acesso em: 22 out. 2024.

- Masetti, N.; Parisi, P.; Jiménez-Bailón, E.; Palazzi, E.; Chavushyan, V.; Bassani, L.; Bazzano, A.; Bird, A. J.; Dean, A. J.; Galaz, G.; Landi, R.; Malizia, A.; Minniti, D.; Morelli, L.; Schiavone, F.; Stephen, J. B.; Ubertini, P. Unveiling the nature of INTEGRAL objects through optical spectroscopy. IX. Twenty two more identifications, and a glance into the far hard X-ray Universe. , v. 538, p. A123, fev. 2012.
- MOEHLER, S.; et al. Flux calibration of medium-resolution spectra from 300 nm to 2500 nm: Model reference spectra and telluric correction. **Astronomy & Astrophysics**, [S. I.], EDP Sciences, v. 568, p. A9, 2014. Disponível em: <http://www.aanda.org/10.1051/0004-6361/201423790>. Acesso em: 22 out. 2024.
- NASA. *This is how you cite a website in latex*. 2017. Url <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/objects/cvs/cvstext.htmlintermediate>.
- OKE, J. Faint spectrophotometric standard stars. **Astronomical Journal**, [S. I.], v. 99, p. 1621-1631., v. 99, p. 1621–1631, 1990. Disponível em: <https://adsabs.harvard.edu/full/1990AJ....99.1621O>. Acesso em: 22 out. 2024.
- OLIVEIRA, A. S.; et. al. Exploratory Spectroscopy of Magnetic Cataclysmic Variables Candidates and Other Variable Objects. **The Astronomical Journal**, [S. I.], v. 153, n. 4, p. 144, 8 mar., 2017. Disponível em: <https://iopscience.iop.org/article/10.3847/1538-3881/aa610d>. Acesso em: 23 out. 2024.
- OLIVEIRA, A. S.; et al. Exploratory Spectroscopy of Magnetic Cataclysmic Variables Candidates and Other Variable Objects. II. **The Astronomical Journal**, [S. I.], v. 159, n. 3, p. 114, 1 mar., 2020. Disponível em: <https://iopscience.iop.org/article/10.3847/1538-3881/ab6ded>. Acesso em: 23 out. 2024.
- PAGE, K.; TUELLER, J.; BEARDMORE, A. Swift discovers a probable new transient. **The Astronomer's Telegram**, [S. I.], v. 1279, p. 1, nov. 2007.
- PEREYRA, A. **Dust and Magnetic Field in Dense Regions of the Interstellar Medium**. PhD Thesis – University of Sao Paulo, Institute for Astronomy, Geophysics, and Atmospheric Sciences, 2000.
- RAMSAY, G. Evidence for an eclipse in SWIFT J052522.48+241331.8. **The Astronomer's Telegram**, [S. I.], v. 2093, p. 1, jun. 2009.
- RAMSAY, G.; HAKALA, P.; WOOD, M. A. Detection of an Energetic Flare from the M5v Secondary Star in the Polar MQ Dra. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, [S. I.], v. 504, n. 3, p. 4072–4076, 11 maio, 2021. Disponível em: <https://academic.oup.com/mnras/article/504/3/4072/6253211>. Acesso em: 23 out. 2024.
- RICKER, G. R.; et. al. Transiting Exoplanet Survey Satellite. **Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems**, [S. I.], v. 1, n. 1, p. 014003, 24 out., 2014. Disponível em: <http://astronomicaltelescopes.spiedigitallibrary.org/article.aspx?doi=10.1117/1.JATIS.1.1.014003>. Acesso em: 23 out. 2024.
- RODRIGUES, C. V.; et al. Concept of SPARC4: a Simultaneous Polarimeter and Rapid Camera in 4 Bands. In: GROUND-BASED AND AIRBORNE INSTRUMENTATION FOR ASTRONOMY, [S. I.]. Amsterdam, Netherlands: [s.n.], 2012. v. 8446, p. 844626,

24 set. Disponível em: <http://proceedings.spiedigitallibrary.org/proceeding.aspx?doi=10.1117/12.924976>. Acesso em: 23 out. 2024.

ROSEN, S. R.; MASON, K. O.; CORDOVA, F. A. Phase-Resolved Optical Spectroscopy of the AM Her System E1405 - 451. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, [S. I.], v. 224, n. 4, p. 987–1006, 1 fev. 1987, 1987. Disponível em: <https://academic.oup.com/mnras/article-lookup/doi/10.1093/mnras/224.4.987>. Acesso em: 23 out. 2024.

SCARGLE, J. D. Studies in Astronomical Time Series Analysis. II - Statistical Aspects of Spectral Analysis of Unevenly Spaced Data. **Astrophysical Journal**, [S. I.], v. 263, p. 835–853, 1982, 1982. Disponível em: <https://adsabs.harvard.edu/full/1982ApJ...263..835S7>. Acesso em: 23 out. 2024.

SHAW, A. W.; et al. Measuring the Masses of Magnetic White Dwarfs: a Nustar Legacy Survey. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, [S. I.], v. 498, n. 3, p. 3457–3469, 22 set., 2020. Disponível em: <https://academic.oup.com/mnras/article/498/3/3457/5897381>. Acesso em: 23 out. 2024.

SILVA, K. M. G.; et al. Mls110213:022733+130617: a New Eclipsing Polar Above the Period Gap. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, [S. I.], v. 451, n. 4, p. 4183–4192, 21 ago., 2015. Disponível em: <https://academic.oup.com/mnras/article-lookup/doi/10.1093/mnras/stv1105>. Acesso em: 23 out. 2024.

T, S. **Steve's Astro Corner: Astronomy on a Budget**. 2010. **Steve's Astro Corner**. Disponível em: <https://steves-astrocorner.blogspot.com/2010/01/astronomy-on-budget.html>. Acesso em: 23 out. 2024.

TENENBAUM, P.; JENKINS, J. M. **TESS Science Data Products Description**, n. NASA/TM-2018-220036. Greenbelt, Maryland: Goddard Space Flight Center, 2018. Disponível em: <https://ehpdmis.gsfc.nasa.gov/>.

TORRES, M. A. P.; et al. Swift J052522.48+241331.8 (=1rxs J052523.2+241331) is a Cataclysmic Variable. **The Astronomer's Telegram**, [S. I.], v. 1286, p. 1, 1 nov., 2007. ADS Bibcode: 2007ATel.1286....1T. Disponível em: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2007ATel.1286....1T>. Acesso em: 31 out. 2024.

VANDERPLAS, J. T. Understanding the lomb–scargle Periodogram. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, [S. I.], v. 236, n. 1, p. 16, 1 maio, 2018. Disponível em: <https://iopscience.iop.org/article/10.3847/1538-4365/aab766>. Acesso em: 31 out. 2024.

WARNER, B. DQ Herculis Stars and Dwarf Nova Oscillations. In: ASTRONOMICAL SOCIETY OF THE PACIFIC CONFERENCE SERIES, 95., Cape Town. **Proceedings of the Cape Workshop** [...]. [S.l.]: San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 1995. v. 95, p. 343–354, 1995. Disponível em: <https://adsabs.harvard.edu/full/1995ASPC...95..343W>. Acesso em: 31 out. 2024.

Warner, B. **Cataclysmic Variable Stars**. [S.l.]: Cambridge University Press, 2003.

WICKRAMASINGHE, D. T.; WU, K. A new evolutionary model for am Herculis binaries. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, [S. I.], v. 266, n. 1, p. L1–L4, 1 jan., 1994. Disponível em: <https://academic.oup.com/mnras/article-lookup/doi/10.1093/mnras/266.1.L1>. Acesso em: 31 out. 2024.