

**UNIVERSIDADE ESTADUAL DE PONTA GROSSA  
SETOR DE CIÊNCIAS EXATAS E NATURAIS  
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM CIÊNCIAS  
ÁREA DE CONCENTRAÇÃO – FÍSICA**

**BERGERSON VAN HALLEN VIEIRA DA SILVA**

**ESTUDO DE ESTRELAS B DO CAMPO 13 DA MISSÃO KEPLER/K2**

**PONTA GROSSA**

**2023**

**BERGERSON VAN HALLEN VIEIRA DA SILVA**

**ESTUDO DE ESTRELAS B DO CAMPO 13 DA MISSÃO KEPLER/K2**

Tese apresentada para obtenção do título de doutor em Física pelo Programa de Pós-Graduação em Ciências, área de Concentração em Física, da Universidade Estadual de Ponta Grossa.

Orientador: Prof. Dr. Marcelo Emilio

**PONTA GROSSA**

**2023**

S586 Silva, Bergerson Van Hallen Vieira da  
Estudo de estrelas B do campo 13 da missão Kepler/K2 / Bergerson Van  
Hallen Vieira da Silva. Ponta Grossa, 2023.  
174 f.

Tese (Doutorado em Ciências - Área de Concentração: Física), Universidade  
Estadual de Ponta Grossa.

Orientador: Prof. Dr. Marcelo Emilio.

1. Fotometria. 2. Espectroscopia estelar. 3. Variabilidade estelar. 4.  
Parâmetros evolutivos. 5. Magnitudes absolutas do GAIA. I. Emilio, Marcelo. II.  
Universidade Estadual de Ponta Grossa. Física. III.T.

CDD: 530

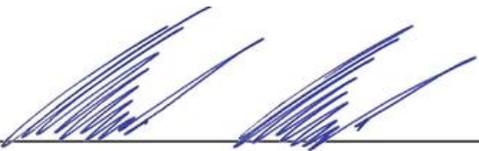
# TERMO DE APROVAÇÃO

BERGERSON VAN HALLEN VIEIRA DA SILVA

ESTUDO DE ESTRELAS B DO CAMPO 13 DA MISSÃO KEPLER/K2

Tese aprovada como requisito parcial para a obtenção do grau de Doutor em Ciências, no Programa de Pós-Graduação em Ciências, Área de Concentração Física, da Universidade Estadual de Ponta Grossa, pela seguinte banca examinadora:

Orientador



Prof. Dr. Marcelo Emilio–UEPG/PR



Documento assinado digitalmente

**SIMONE DAFLON DOS SANTOS**

Data: 27/10/2023 12:03:13-0300

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

---

Profa. Dra. Simone Daflon dos Santos-ON/RJ



Documento assinado digitalmente

**RAIMUNDO LOPES DE OLIVEIRA FILHO**

Data: 25/10/2023 12:12:10-0300

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

---

Prof. Dr. Raimundo Lopes de Oliveira Filho-UFS/ON



Prof. Dr. Sérgio da Costa Saab–UEPG/PR



Documento assinado digitalmente

**SERGIO LEONARDO GOMEZ**

Data: 25/10/2023 08:14:35-0300

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

---

Prof. Dr. Sergio Leonardo Gómez–UEPG/PR

Ponta Grossa, 19 de julho de 2023

## AGRADECIMENTOS

Agradeço a realização deste trabalho ao Prof. Dr. Marcelo Emilio. Com sua paciência e orientação foi possível concluir a pesquisa e obter maior compreensão acerca das estrelas.

Aos amigos do Observatório Astronômico da UEPG. Entre eles estão: Alan Wagner, Caroline R. Antunes, Laerte Andrade, Jéssica M. Eidam e a nossa querida secretária Marilurdes Morais.

Ao Observatório Pico dos Dias/Laboratório Nacional de Astrofísica pela disponibilização de tempo de observação dos alvos requeridos.

À equipe do Kepler/K2 e aos desenvolvedores de ferramentas utilizadas neste trabalho.

Aos Programas de Pós-Graduações do Observatório Nacional, do Observatório do Valongo e da Universidade Tecnológica Federal do Paraná - Campus Curitiba, por permitirem que eu cursasse as disciplinas voltadas à área de Astronomia.

Aos amigos da graduação e Pós-Graduação em Ciências/Física da UEPG, que compartilharam empolgantes conversas e oportunos cafés no centro acadêmico James Clerk Maxwell.

Ao Programa de Pós-Graduação em Ciências/Física desta Universidade, por toda competência.

À Capes, pelo suporte financeiro - Código de Financiamento 001.

Aos familiares e amigos que sempre me apoiaram.

*“Your reward will be the widening  
of the horizon as you climb.  
And if you achieve that reward  
you will ask no other.”  
(Cecilia Payne-Gaposchkin)*

## RESUMO

Com o advento do telescópio Kepler, dados de alta precisão fotométrica foram dispostos durante a missão original e a missão Kepler/K2. Neste trabalho, um dos objetivos é analisar a variabilidade de 68 estrelas do tipo espectral B observadas durante a campanha 13 (C13) da missão K2. O propósito de classificação na linha fotométrica é buscar preencher a lacuna das caracterizações das estrelas dessas campanhas, seguindo as literaturas apropriadas mais recentes na área. Identicamente, é desejável a obtenção dos valores dos parâmetros atmosféricos dessas estrelas da C13. Portanto, a formação de imagens que resultam em espectros estelares faz-se necessária, que é praticada por meio da observação em solo no Observatório Pico dos Dias (OPD), e via banco de dados do telescópio LAMOST como complemento. As informações providas da espectroscopia são essenciais para melhor caracterizar a estrutura atmosférica das estrelas observadas. Em paralelo, contribui para a determinação dos parâmetros evolutivos, como massa, raio e luminosidade. A complementação na caracterização dos parâmetros atmosféricos e evolutivos é relevante na constituição do diagrama Hertzsprung-Russel (H-R) para os alvos observados. Quando se trata de frente espectroscópica, há o acompanhamento no perfil das linhas  $H\alpha$  para estrelas que apresentam emissões. Mediante a metodologia de sismologia estelar, a asterosismologia, as subclasses de estrelas que apresentam modos coerentes de pulsações conduzidos pelo  $\kappa$ -mecanismo podem ser distinguidas. Averiguando os espectros de frequência, esses modos de pulsação devem ser distintos pela gravidade (modos g) ou em razão da atividade da pressão na estrela (modos p). Estrelas que possuem modos prógrados de gravidade devem ser analisadas no intuito de obter a frequência média de rotação e seu respectivo período característico. A variabilidade, em função dos efeitos gravitacionais ou rotacionais também é considerada. Recentemente, é considerada a classificação em variabilidade das estrelas que exibem modos de frequência estocástica. Os valores de magnitude absoluta do GAIA auxiliam na confecção do diagrama H-R de cor para os alvos analisados. Isso possibilita a referência da sequência principal e posições das estrelas em estudo.

**Palavras-chave:** Fotometria. Espectroscopia. Variabilidade estelar. Parâmetros evolutivos. Magnitudes absolutas do GAIA.

## ABSTRACT

With the advent of the Kepler telescope, high-precision photometric data were obtained during its original mission and by the Kepler/K2 mission. In this work, one of the goals is to analyze the variability of 68 stars of spectral type B, observed during campaign 13 (C13) from K2 mission. The purpose of classification in the photometric field is to seek to fill the gap of the star characterizations of these campaigns, following the most appropriate and recent literature. Likewise, it is desirable to obtain the values of the atmospheric parameters of these stars. Therefore, the collection of spectral samples is necessary, which it is committed through ground observation at the Pico dos Dias Observatory (OPD), and via the database of the LAMOST telescope as a complement. Information from spectroscopy is essential to characterize the atmospheric structure of observed stars. In parallel, it contributes to the determination of evolutionary parameters, such as mass, radius, and luminosity. The complementation in the characterization of the atmospheric and evolutionary parameters are relevant in the constitution of the Hertzsprung-Russel (H-R) diagram for the observed targets. Still dealing with the spectroscopic front, there is the follow-up in the profile of the  $H\alpha$  lines for stars that present emission. By means of the methodology of stellar seismology, the asteroseismology, the subclasses of stars that present coherent modes of pulsations driven by the  $\kappa$ -mechanism, can be distinguished. By investigating the frequency spectra, these pulsation modes must be distinct due to gravity (g modes) or due to pressure activity in the star (p modes). Stars that have prograde gravity modes must be analyzed in order to obtain the average rotation frequency and its respective characteristic period. Variability due to gravitational or rotational effects is also taken into account. Recently, the variability classification of stars exhibiting stochastic frequency modes has been considered. The absolute magnitude values, given by the GAIA database, supports in making the color-magnitude H-R diagram for the analyzed targets. This should provide a reference to the main sequence and positions of the stars under study.

**Keywords:**Photometry. Spectroscopy. Stellar variability. Evolutionary parameters. Absolute magnitudes of GAIA.

## LISTA DE FIGURAS

Figura 1	A forma encontrada de apontamento do telescópio Kepler para campos distintos, dando sequência nas observações na missão K2. A duração desses apontamentos em cada campo era cerca de $\sim 83$ dias (1). Na ilustração fica explícita a preocupação do painel solar da nave em estar sempre direcionado ao Sol (ao centro). . . . .	26
Figura 2	Disposição de todas as campanhas da missão Kepler/K2 aproximadamente em torno da eclíptica e referenciadas pelas coordenadas ascensão reta e declinação. . . . .	27
Figura 3	Distribuição de objetos da C13 observados em longa cadência conforme a magnitude Kepler. . . . .	29
Figura 4	À esquerda, Aldebarã no canal 73 com saturação sobre todas as linhas de observação (o eixo x é das colunas da CCD, o eixo Y são as linhas da CCD). À direita, a imagem é ampliada nas primeiras 50 linhas da CCD. A saturação é registrada em ambos os canais como uma barra vertical branca. . . . .	30
Figura 5	Curva de luz da aquisição do canal 74 com colunas do CCD corrompidas.	30
Figura 6	Na ordem dos painéis de cima para baixo, estão retratadas as curvas de luz disponibilizadas pelos módulos PA, PDC-LS e PDC-MAP. A diferença entre os sinais do PDC-LS e PDC-MAP é vista em amplitude de fluxo. . . . .	35
Figura 7	Comparação entre as curvas de luz de dois alvos da C13 corrigidas pelos módulos PDC (em vermelho) e K2SC (em azul). . . . .	39
Figura 8	Curvas de luz e espectros de frequência das estrelas SPB da C11 da missão K2. Para os gráficos à direita, o algoritmo CLEANEST e o <i>software</i> IvS são considerados para a obtenção de frequências, que nesse caso não excedem $3,5 \text{ d}^{-1}$ . . . . .	48
Figura 9	Sinais de estabilidade de frequências fornecidos pela biblioteca PYWAVELET, com o uso do pacote SCALEOGRAM, para a estrela EPIC 236219386 de variabilidade SPB. . . . .	48
Figura 10	Curvas de luz e espectros de frequência das estrelas $\beta$ Cep da C11 da missão K2. Para os gráficos à direita, o algoritmo CLEANEST e o <i>software</i> IvS são considerados para a obtenção de frequências. . . . .	49
Figura 11	Curvas de luz e espectros de frequência das estrelas SPB/ $\beta$ Cep da C11 da missão K2. Para os gráficos à direita, o algoritmo CLEANEST e o <i>software</i> IvS são considerados para a obtenção de frequências. . . . .	50

Figura 12	Curvas de luz e espectro de frequência da estrela MAIA, EPIC 221835782, da C11 da missão K2. O painel superior é sua curva de luz, enquanto no painel inferior está apontado os sinais de frequência dominantes acima de $20 \text{ d}^{-1}$ . O algoritmo CLEANEST e o <i>software</i> IvS são considerados para a obtenção de frequências. . . . .	52
Figura 13	Curvas de luz e espectros de frequência das estrelas ROT/BIN da C11 da missão K2. O painel superior indica a estrela com variabilidade rotacional (classe ROT), enquanto no painel inferior, a variabilidade é pela binaridade (classe BIN). Para os gráficos à direita, o algoritmo CLEANEST e o <i>software</i> IvS são considerados para a obtenção de frequências. . . . .	54
Figura 14	Curvas de luz e espectros de frequência das estrelas de variabilidade elipsoidal da C11 da missão K2. Para os gráficos à direita, o algoritmo CLEANEST e o <i>software</i> IvS são considerados para a obtenção de frequências. . . . .	55
Figura 15	Curvas de luz e espectros de frequência das estrelas IGW da C11 da missão K2. Para os gráficos à direita, o algoritmo CLEANEST e o <i>software</i> IvS são considerados para a obtenção de frequências. . . . .	58
Figura 16	Diagrama $\nu - \sqrt{\Delta\nu}$ para a estrela SPB: EPIC 221788083. Os detalhes deste diagrama estão explicados no texto. 2 determinaram que $\nu_{rot} = 6,1 \pm 0,1 \mu\text{Hz}$ e $P_0 = 4,9 \pm 0,2 \times 10^3 \text{ s}$ para este alvo da C11 da missão K2. . . . .	63
Figura 17	Exemplo de espectro do alvo EPIC 210650598 da C13 da missão K2, como produto após a redução de imagens via programa IRAF. . . . .	68
Figura 18	Medida de FWHM para uma linha espectral de intensidades $I = 0$ no contínuo e $I_{max}$ em seu extremo. . . . .	70
Figura 19	Perfis das linhas $H\alpha$ ( $\tau \gg 1$ ) e $FeII$ ( $\tau < 1$ ), segundo a classificação de 3. As classes P, L, H e E referem-se a inclinação das estrelas, como explicado no texto. O perfil simétrico é distinguido como classe 1 (gráfico à esquerda), em contrapartida o perfil assimétrico é dado pela classe 2 (gráfico à direita). . . . .	75
Figura 20	Esquema de inclinação de uma estrela Be em rotação crítica. Os perfis espectrais das linhas $H\alpha$ , $H\beta$ e $FeII$ estão ilustrados na região inferior da figura. . . . .	76
Figura 21	Diagrama de cor magnitude Gaia dos alvos do campo 13 da missão K2. As estrelas estão separadas em variabilidade conforme as cores representadas na legenda. . . . .	80

Figura 22	Gráfico de setores para as estrelas B que compõem o campo 13 da missão K2. Estão indicadas suas classes e quantidades em cada setor com a sua coloração definida. Uma estrela pode apresentar mais de um tipo de variabilidade. . . . .	85
Figura 23	Estrela SPB, EPIC 210853356. Na sequência de cima pra baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa <i>wavelet</i> . Mais informações acerca desses quadros estão explicadas no texto. . . . .	86
Figura 24	Estrela SPB, EPIC 247430338. Na sequência de cima pra baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . Mais informações acerca desses quadros estão descritas no texto. . . . .	87
Figura 25	Diagrama $\nu - \Delta\nu$ para a variável SPB, EPIC 210853356, com: $\nu_{rot} = 7,1 \mu\text{Hz}$ , $P_0 = 8,7 \cdot 10^3$ s. Os detalhes do diagrama são descritos no texto.	89
Figura 26	Diagrama $\nu - \Delta\nu$ para EPIC 247264203, em que seus parâmetros são: $\nu_{rot} = 3,2 \mu\text{Hz}$ , $P_0 = 6,6 \cdot 10^3$ s. Os detalhes do diagrama são explicitados no texto. . . . .	90
Figura 27	Curva de luz à esquerda e espectro de frequência à direita da estrela SPB, EPIC 247264203 analisada de forma asterosismológica. . . . .	90
Figura 28	Diagrama $\nu - \Delta\nu$ para EPIC 247430338. Seus parâmetros são: $\nu_{rot} = 8,0 \mu\text{Hz}$ e $P_0 = 4,2 \cdot 10^3$ s. Os detalhes do diagrama são descritos no texto. . . . .	91
Figura 29	Diagrama $\nu - \Delta\nu$ para a variável SPB, EPIC 248150769, com: $\nu_{rot} = 6,2 \mu\text{Hz}$ e $P_0 = 4,9 \cdot 10^3$ s. Os detalhes do diagrama são explicitados no texto. . . . .	91
Figura 30	Curva de luz à esquerda e espectro de frequência à direita da estrela SPB, EPIC 248150769 analisada de forma asterosismológica. . . . .	92
Figura 31	Curva de luz à esquerda e espectro de frequência à direita, da estrela SPB, EPIC 248227339 analisada de forma asterosismológica. . . . .	92
Figura 32	Diagrama $\nu - \Delta\nu$ para EPIC 248227339, com parâmetros: $\nu_{rot} = 5,6 \mu\text{Hz}$ e $P_0 = 6,4 \cdot 10^3$ s. Os detalhes do diagrama são descritos no texto. . . . .	93
Figura 33	Estrela MAIA, EPIC 200173864. Na sequência de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . Mais informações acerca desses quadros estão descritas no texto. . . . .	94
Figura 34	Variável MAIA/IGW, EPIC 247696147. Na sequência de cima pra baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . Mais informações acerca desses quadros estão descritas no texto. . . . .	96

Figura 35	Estrela do tipo ROT, EPIC 246970807. Na sequência de cima pra baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . Mais informações acerca desses quadros estão descritas no texto. . . . .	98
Figura 36	Estrela de variabilidade ROT/BIN, EPIC 247698073. Na sequência de cima pra baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . Mais informações acerca desses quadros estão descritas no texto. . . . .	99
Figura 37	Estrela SPB/IGW, EPIC 247153152. Na sequência de cima pra baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . Mais informações acerca desses quadros estão descritas no texto. . . . .	101
Figura 38	Estrela de variabilidade ROT/IGW, EPIC 247709560. Na sequência de cima pra baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . Mais informações acerca desses quadros estão descritas no texto. . . . .	102
Figura 39	Ajuste espectral do modelo atmosférico sintético (linha vermelha) ao espectro observado (linha preta) para a estrela SPB, EPIC 210853356. As linhas de absorção, inclusive da série de Balmer, são indicadas pelos marcadores na cor azul. . . . .	106
Figura 40	Ajuste espectral do modelo atmosférico sintético (linha vermelha) ao espectro observado (linha preta) para a variável MAIA, estrela EPIC 200173864. As linhas de absorção são indicadas pelos marcadores na cor azul. . . . .	107
Figura 41	Gráfico de ajuste espectral do modelo atmosférico sintético (linha vermelha) ao espectro observado (linha preta) para a variável rotacional (ROT), EPIC 246970807. As linhas de absorção são indicadas pelos marcadores na cor azul. . . . .	108
Figura 42	Gráfico de ajuste espectral do modelo atmosférico sintético (linha vermelha) ao espectro observado (linha preta) para a variável EPIC 247696147. Esta é uma estrela de variabilidade MAIA/IGW. As linhas de absorção estão indicadas pelos marcadores na cor azul, incluindo a banda de absorção difusa referenciada como DIB. . . . .	109
Figura 43	Diagrama H-R para as estrelas do C13 da missão K2. Os parâmetros foram obtidos a partir da análise de espectros oriundos da região do azul do espectro eletromagnético. As faixas de instabilidades referem-se às variáveis SPB (linha tracejada na cor roxa) e $\beta$ Cep (linha tracejada em azul). As trajetórias evolutivas foram calculadas com o código MESA para as massas de $M = 2, 3, 4, 5, 7$ e $10 M_{\odot}$ , respectivamente. . . . .	111

Figura 44	Comparação entre as luminosidades obtidas a partir da base de dados do GAIA com as luminosidades oriundas da grade de valores do programa MESA. . . . .	112
Figura 45	Linhas de Hidrogênio em emissão da estrela EPIC 200173869. A linha $H\gamma = 4340\text{\AA}$ é mostrada no gráfico à esquerda e a linha $H\beta = 4860\text{\AA}$ está no gráfico à direita. Observações espectrais realizadas em 8 de setembro de 2017 no OPD/LNA. . . . .	113
Figura 46	Perfil da linha de emissão $H\beta$ da estrela EPIC 247160983. Nota-se a emissão no interior da linha de absorção. Espectro obtido em 19 de setembro de 2020 no OPD/LNA com o telescópio P-E, em conjunto ao espectrógrafo Cassegrain. . . . .	114
Figura 47	Perfis das linhas de emissão na região do azul do espectro eletromagnético do alvo EPIC 247169098. À esquerda está o gráfico que representa a emissão da linha $H\gamma$ , e à direita o perfil da linha $H\beta$ . Ambos os espectros foram obtidos no OPD/LNA na data de 7 de setembro de 2017.	115
Figura 48	Amostra espectral com a incógnita de começo ou encerramento do processo de emissão da linha $H\beta$ da estrela EPIC 247541278. Observação realizada em 10 de março de 2017 no OPD/LNA. . . . .	116
Figura 49	Perfil da linha de emissão $H\alpha = 6563\text{\AA}$ da estrela EPIC 200173869. A observação dessa amostra ocorreu em 5 de setembro de 2017 no OPD/LNA com o telescópio P-E montado com o espectrógrafo Cassegrain.	117
Figura 50	Linha $H\alpha$ em emissão da estrela EPIC 247160983, contida em uma ligeira absorção. Alvo observado em 15 de dezembro de 2019 no OPD/LNA.	118
Figura 51	Diferentes intensidades para o perfil da linha $H\alpha$ em emissão da estrela EPIC 247169098. Esses espectros foram obtidos diferentes datas no OPD/LNA, como indicado pelas diferentes cores de linhas na legenda da figura. . . . .	119
Figura 52	Perfis das linhas do alvo EPIC 247368219. À esquerda há a variação da linha telúrica de absorção molecular ( $O_2$ ), e à direita os perfis da linha $H\alpha$ que não exibem mais emissões. Ambas os espectros foram obtidos no OPD/LNA. . . . .	120
Figura 53	Perfil assimétrico da linha $H\alpha$ em emissão da estrela EPIC 247541278. Há uma pequena absorção no pico de emissão. O alvo foi observado em 10 de março de 2017 no OPD/LNA. . . . .	121
Figura 54	Linhas $H\alpha$ em emissão observadas em diferentes épocas para a estrela EPIC 247745384. Nota-se as diferentes assimetrias em picos de emissão para cada linha, em que as datas de observações são indicadas pelas cores das linhas na legenda da figura. . . . .	121
Figura 55	Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . . . . .	137



Figura 76	Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . . . . .	158
Figura 77	Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . . . . .	159
Figura 78	Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . . . . .	160
Figura 79	Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . . . . .	161
Figura 80	Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . . . . .	162
Figura 81	Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . . . . .	163
Figura 82	Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . . . . .	164
Figura 83	Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . . . . .	165
Figura 84	Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . . . . .	166
Figura 85	Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . . . . .	167
Figura 86	Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . . . . .	168
Figura 87	Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . . . . .	169
Figura 88	Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor <i>wavelet</i> . . . . .	170
Figura 89	Comparação entre o espectro sintético (linha vermelha) e o espectro observado (linha preta), para as estrelas da C13 da missão K2. As linhas da série de Balmer, e as demais linhas químicas no espectro de absorção são apresentadas pelos marcadores em azul, com os respectivos valores de comprimento de onda. . . . .	171

## LISTA DE TABELAS

Tabela 1	Informações fotométricas das estrelas da campanha 13. . . . .	81
Tabela 2	Estimativas de $\nu_{rot}$ e $P_0$ para as estrelas SPB do campo 13 da missão K2.	88
Tabela 3	Lista de resultados dos parâmetros físicos obtidos com os ajustes espectrais da rotina SME/Monte Carlo e o código de evolução estelar MESA, para os objetos do campo 13 da missão Kepler/K2. Alguns alvos estão demarcados por serem oriundos do banco de dados do telescópio LAMOST. . . . .	104
Tabela 4	Identificação dos objetos observados na campanha 13 da missão Kepler/K2. As estrelas estão listadas conforme as identificações EPIC, ID SIMBAD, ascensão reta, declinação, magnitude visual e tipos espectrais.	134

## LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

K2	Missão 2 do telescópio Kepler
C13	Campo ou campanha 13 da missão Kepler/K2
NASA	<i>National Aeronautics and Space Administration</i> (Administração Nacional da Aeronáutica e Espaço)
UEPG	Universidade Estadual de Ponta Grossa
U. A.	Unidade Astronômica
R. A.	<i>Right Ascension</i> (Ascensão reta)
DEC	<i>Declination</i> (Declinação)
SIMBAD	<i>Set of Identification, Measurements, and Bibliography for Astronomical Data</i> (Conjunto de identificações, medições e bibliografia para dados astronômicos)
EPIC	<i>Ecliptic Plane Input Catalog</i> (Catálogo de entrada de plano eclíptico)
ZAMS	<i>Zero Age Main Sequence</i> (Idade zero da sequência principal)
SNR ou S/N	<i>Signal-to-Noise Ratio</i> (Razão sinal-ruído)
CCD	<i>Charge Coupled Device</i> (Dispositivo acoplado de carga)
CAL	Módulo de calibração
PA	<i>Photometric Analysis</i> (Análise fotométrica)
SAP	<i>Simple Aperture Photometry</i> (Fotometria de abertura simples)
CDPP	<i>Combined Differential Photometric Precision</i> (Precisão fotométrica diferencial combinada)
PDC	<i>Pre-Search Data Conditioning</i> (Preparação de dados pré-pesquisa)
PDC-LS	<i>Pre-Search Data Conditioning Least Square</i> (Preparação de dados pré-pesquisa com abordagem do tipo mínimos quadrados)
PDC-MAP	<i>Pre-Search Data Conditioning Maximum A Posteriori</i> (Preparação de dados pré-pesquisa com abordagem máximo a posteriori)
KSP	<i>Kepler Science Pipeline</i> (Módulo de ciência do Kepler)
PRNU	<i>Pixel Response Non-Uniformity</i> (Resposta de pixel para não-uniformidade)

K2SC	<i>K2 Systematics Corrections</i> (Correções de sistemáticas da missão K2)
DCDFT	<i>Date-Compensated Discrete Fourier Transform</i> (Técnica de transformada de Fourier discreta de data compensada)
VR	<i>Variance Reduction</i> (Redução de variância)
BIC	<i>Bayesian Information Criterion</i> (Critério de informação Bayesiano)
AIC	<i>Akaike's Information Criterion</i> (Critério de informação de Akaike)
PR	<i>Power Reduction</i> (Redução de potência)
MLE	<i>Maximum Likelihood Estimator</i> (Estimativa máxima para a função de verossimilhança)
RSS	<i>Residual Sum of Squares</i> (Soma residual dos quadrados)
SPB	<i>Slow Pulsating B stars</i> (Estrelas B de pulsação lenta)
$\beta$ Cep	Estrelas $\beta$ Cephei
ROT/BIN	Estrelas de variabilidade devido a rotação ou binaridade
PNR	Pulsações não radiais
IGW	<i>Internal Gravity Waves</i> (Ondas internas de gravidade)
SLF	<i>Stochastic Low-Frequency</i> (Baixa frequência estocástica)
ON	Observatório Nacional
OPD	Observatório Pico dos Dias
LNA	Laboratório Nacional de Astrofísica
UFMG	Universidade Federal de Minas Gerais
P-E	Telescópio Perkin-Elmer (1,6 m)
LAMOST	<i>Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope</i> (Telescópio espectroscópico de fibra para multiobjetos em grande área do céu)
DR	<i>Data Release</i> (Lançamento de dados)
IRAF	<i>Image Reduction and Analysis Facility</i> (Facilidade de análise e redução de imagens)
IDL	<i>Interactive Data Language</i> (Linguagem interativa de dados)
SME	<i>Spectroscopy Made Easy</i> (Espectroscopia de modo fácil)

VALD	<i>Vienna Atomic Line Database</i> (Banco de dados de linhas atômicas de Vienna)
$T_{\text{eff}}$	Temperatura efetiva
$\log g$	Gravidade superficial
$V_{\text{rad}}$	Velocidade radial
$v \text{ seni}$	Velocidade rotacional projetada
Fe/H	Metalicidade
dex	Expoente decimal
$V_{\text{mic}}$	Velocidade de microturbulência
$V_{\text{mac}}$	Velocidade de macroturbulência
MESA	<i>Modules for Experiments in Stellar</i> Astrophysics (Módulos para experimentos em astrofísica estelar)
Fortran	<i>Mathematical Formula Translation System</i> (Sistema de tradução de fórmulas matemáticas)
H-R	Diagrama de Hertzsprung-Russell

## SUMÁRIO

<b>1</b>	<b>INTRODUÇÃO</b>	<b>20</b>
<b>2</b>	<b>ABORDAGEM FOTOMÉTRICA</b>	<b>24</b>
2.1	BREVE DESCRIÇÃO DA MISSÃO KEPLER.	24
2.2	MISSÃO KEPLER/K2	25
2.2.1	Notas da campanha 13	28
2.3	PROCESSAMENTO DE DADOS	31
2.3.1	Módulo de calibração (CAL)	31
2.3.2	Módulo de análise fotométrica (PA)	32
2.3.3	Módulo PDC	33
<b>3</b>	<b>ANÁLISE DOS DADOS OBTIDOS PELO KEPLER/K2</b>	<b>36</b>
3.1	CORREÇÃO DE SISTEMÁTICAS PELO MÓDULO K2SC	36
3.2	ANÁLISE TEMPORAL	39
3.2.1	O método CLEANEST	40
3.2.2	Análise temporal com o programa lvS	42
3.2.3	Análise nos domínios temporal e de frequência - Wavelet	44
<b>4</b>	<b>VARIABILIDADE DAS ESTRELAS B</b>	<b>46</b>
4.1	ESTRELAS B DE PULSAÇÃO LENTA (SPB).	47
4.2	ESTRELAS $\beta$ Cephei	48
4.3	ESTRELAS HÍBRIDAS SPB/ $\beta$ Cephei.	49
4.4	ESTRELAS MAIA	50
4.5	VARIABILIDADE DEVIDO A ROTAÇÃO OU BINARIDADE	53
4.6	ESTRELAS EM EMISSÃO.	55
4.7	ESTRELAS IGW	56
4.8	ASTEROSSISMOLOGIA PARA AS ESTRELAS SPB	58
4.8.1	Diagnóstico sísmico simplificado para os modos-g	60
<b>5</b>	<b>ESPECTROSCOPIA ESTELAR DOS ALVOS DA C13</b>	<b>64</b>
5.1	OBSERVAÇÕES ESPECTROSCÓPICAS	64
5.2	O TELESCÓPIO LAMOST	66
5.3	REDUÇÃO DE DADOS DE ESPECTROSCOPIA	67
5.4	ANÁLISE ESPECTRAL COM O PROGRAMA SME	67
5.4.1	Medida da velocidade de rotação projetada ( $v \sin(i)$ )	69
5.4.2	Determinação das incertezas por SME/Monte Carlo	72
5.5	O PROGRAMA MESA - CÓDIGO DE EVOLUÇÃO ESTELAR	73
5.6	PERFIS DAS LINHAS DE EMISSÃO	74

<b>6</b>	<b>RESULTADOS E DISCUSSÕES</b>	<b>77</b>
6.1	DIAGRAMA DE COR MAGNITUDE GAIA	77
6.2	RESULTADOS DA VARIABILIDADE ESTELAR	81
6.2.1	Resultado para as estrelas SPB	85
6.2.2	Diagrama $\nu - \Delta\nu$	88
6.2.3	Resultados para as variáveis MAIA	93
6.2.4	Resultados das estrelas do tipo ROT e BIN	96
6.2.5	Variáveis do tipo IGW	100
6.3	RESULTADOS DA ANÁLISE ESPECTRAL	103
6.3.1	Diagrama Hertzsprung-Russel dos alvos do C13	110
6.4	ESTRELAS COM LINHAS DE EMISSÃO DO C13	112
6.4.1	Emissões na região espectral do azul	113
6.4.2	Perfil da linha $H\alpha$ em emissão das estrelas do C13	116
<b>7</b>	<b>CONCLUSÃO</b>	<b>123</b>
	<b>REFERÊNCIAS</b>	<b>126</b>
	<b>APÊNDICE A – LISTA DE OBJETOS</b>	<b>134</b>
	<b>APÊNDICE B – ANÁLISE FOTOMÉTRICA</b>	<b>137</b>
	<b>APÊNDICE C – AJUSTE ESPECTRAL</b>	<b>171</b>

## 1 INTRODUÇÃO

As estrelas do tipo espectral B constituem uma classe de estrelas de massa intermediária consideravelmente mais massivas que o Sol, e com variação de temperatura superficial entre 10.000 K e 33.000 K (4, 5). Estrelas como estas, do mesmo modo que às estrelas do tipo espectral O, são um dos pilares da compreensão acerca das evoluções galáctica e estelar (6, 7).

A constatação é possível, em razão das estrelas massivas possuírem dinâmica de pressão e temperatura elevadas em seu interior, e conseqüentemente ocasionando taxas de fusão nuclear exorbitantes (8). Portanto, em escalas estelares, o tempo de existência de estrelas massivas acaba sendo curto, o consumo e produção de elementos, em relação ao Sol por exemplo, ocorrem de forma mais intensa (4). Adicionalmente, por causa da maior massa, as estrelas massivas também exercem pressão gravitacional mais intensa, resultando em queima de combustível de maneira mais acelerada. As estrelas B são apontadas por apresentarem linhas de absorção de Hidrogênio, as linhas de Balmer, e em menor proporção, as linhas de Hélio, com algumas linhas metálicas marcantes em seus espectros (9).

O uso de algumas metodologias faz-se necessário para compreender a estrutura das estrelas massivas. Como estudo promissor em atingir esse propósito, a asterosismologia mostra-se como método decisivo para descrever as propriedades internas, ao lidar com o fenômeno de pulsação estelar (10). Estas características são obtidas por meio da análise das curvas de luz e do espectro de frequência das estrelas B (11, 2).

A recente revolução na fotometria espacial conduziu a asterosismologia como um dos principais meios de classificação de estrelas, inclusive tratando da calibração em magnitude em diagramas Hertzsprung-Russel (H-R) (12). O avanço na metodologia fotométrica ocorreu graças ao moderno telescópio Kepler, que se manteve em ação durante os anos de 2009 a 2018. A observação prioritária do Kepler era de exoplanetas que poderiam estar contidos em sistemas do tipo solar, porém, o telescópio mediu a quantidade de luz em função do tempo de várias estrelas, tornando possível constituir as curvas de luz (13). Sua precisão fotométrica possibilitou a descoberta de vários exoplanetas, além de facilitar o estudo da variabilidade das estrelas B, dispostas em vários campos da segunda missão, a missão Kepler/K2 (1), por exemplo, os 68 alvos requisitados pelo grupo do Observatório Astronômico da UEPG para acompanhamento fotométrico, que são estrelas B pertencentes a campanha 13 (C13) da missão K2. Estrelas B complementam importante acervo de estrelas B observadas na mesma campanha.

A correção e confecção final das curvas de luz dos objetos observados foram realizadas por meio do módulo K2SC (*K2 Systematics Corrections*), que tem o objetivo de minimizar os erros de instrumentação e das variáveis astrofísicas visíveis na fotometria (14). A partir deste módulo, um modelo de regressão Gaussiano deve ser aplicado, correlacionando a variação em fluxo do alvo com seu vetor de posição na câmera CCD (*Charge Coupled Device*) (15). Esse método é empregado, pois a precisão fotométrica proporcionada pela missão Kepler/K2 era menor em relação a primeira missão em razão das condições de menor estabilidade da nave (1, 16). Portanto, a correlação comum entre o movimento da nave e a posição do alvo na CCD

foi afetada na ordem de um pixel (14), sendo este problema corrigido pelo módulo K2SC.

A análise de frequências realizada a partir dos dados temporais adquiridos é executada por meio do algoritmo CLEANEST. Esse algoritmo apresentado por 17 é capaz de detectar sinais em séries temporais com espaçamentos irregulares. O método está baseado na transformada de Fourier discreta de data compensada (*Date-Compensated Discrete Fourier Transform*, DCDFT), que foi introduzido por 18, sendo uma maneira de resolver o problema de descontinuidade em séries temporais (19). Em conjunto à DCDFT, o CLEANEST também é formulado a partir do periodograma modificado de Lomb-Scargle (20). Dessa forma, é possível eliminar os picos de frequência falsos que são observados nos espectros de frequência.

Outra maneira de realizar a análise temporal é utilizando o programa IvS, escrito em linguagem PYTHON, que promove a obtenção das frequências sob critérios específicos (7). O método iterativo chamado *prewhitening* é empregado e os critérios envolvidos para a procura de frequências são aplicados por meio do código IvS. Esse procedimento é inserido por 7 e encarrega-se na identificação de frequências, subtraindo da curva de luz um modelo e o fluxo residual, seguindo os critérios de resolução, com o processo sendo repetido até o valor limite adotado para a taxa de sinal-ruído (SNR). Leva-se em conta no procedimento *prewhitening*, para análise temporal completa, o critério de combinações entre frequências.

As curvas de luz e periodogramas auxiliam efetivamente na caracterização de variabilidade de estrelas B da C13 da missão Kepler/K2. A literatura pertinente a este tipo de estudo é seguida por 21, 22 e 2. Fundamentalmente, a classificação engloba as estrelas que apresentam modos de pulsações coerentes conduzidos pelo  $\kappa$ -mecanismo (23), como no caso das SPB (*Slow Pulsating B Stars*) e estrelas  $\beta$  Cephei ( $\beta$  Cep) (24, 25). Considera-se também a variabilidade das estrelas híbridas SPB/ $\beta$  Cep e das estrelas que exibem efeitos de binaridade ou rotação (26, 27, 28). A classificação estelar ganha relevância quando se considera a descrição das estrelas Be. Como essas estrelas são rotatores rápidos (3, 29), na abordagem por fotometria é pressuposto que a formação do disco circunstelar esteja associado a eventos de ejeção de matéria, ocasionada pelas pulsações não-radiais (PNR) (30, 31). No entanto, como usualmente evidenciado na frente de espectroscopia estelar, estrelas Be apresentam em seu espectro as linhas de Balmer em emissão (32, 33). Logo, o acompanhamento via observação espectroscópica em solo é de extrema importância, no intuito de constatar se houve ou não a modificação das linhas que exibem emissão.

Atualmente, estrelas massivas que manifestam excesso de sinais de baixa frequência são indicadas na literatura com a nomenclatura IGW (*Internal Gravity Waves*) (34). Esses sinais de frequência estão no limite de intervalo de sinais encontrados para as estrelas SPB. Porém, não são compreendidos como produtos dos modos coerentes de pulsação que as estrelas SPB exibem, mas, por supostamente apresentarem manifestação das ondas internas de gravidade (35, 36).

A complementação da caracterização das estrelas B da C13 da missão K2 é dada por meio da determinação dos parâmetros físicos dessas estrelas. Sendo viável porque os dados de espectroscopia são obtidos no Observatório Pico dos Dias (OPD), do Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA), localizado na cidade de Brazópolis-MG. Em todas as oportunidades

de observação, o telescópio Perkin-Elmer (P-E) de 1,6m de espelho primário foi utilizado na obtenção dos dados. Entretanto, o espectrógrafo Cassegrain foi montado em conjunto ao telescópio P-E nas missões de observação. Devido a condições climáticas não favoráveis e com o objetivo de complementar a lista de espectros de estrelas do C13, alguns exemplares espectrais foram obtidos na base de dados do telescópio LAMOST (*Large Sky Area Multi-Object Fibre Spectroscopic Telescope*) (37). No entanto, a base de dados do LAMOST não dispunha de todos os espectros pertencentes às estrelas B do C13 da missão K2.

O programa utilizado na determinação dos parâmetros estelares a partir dos espectros chama-se SME (*Spectroscopy Made Easy*). O SME é um algoritmo espectral, implementado por 38, que faz uso do espectro sintético para ser comparado com o espectro observado e, assim, possibilita a obtenção dos dados como: temperatura efetiva ( $T_{\text{eff}}$ ), gravidade superficial ( $\log g$ ), velocidade rotacional projetada ( $v \sin i$ ), entre outros. O espectro sintético é fornecido pela base de dados de linhas atômicas de Vienna, o VALD (*Vienna Atomic Line Database*) (39). Por meio da rotina suplementar do SME/Monte Carlo, as médias robustas e as incertezas sobre os valores dos parâmetros examinados podem ser obtidas, com o objetivo de assegurar o ajuste mais preciso identificado pelo SME.

Outros parâmetros são possíveis de serem conjecturados, a partir dos valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  determinados (40), quando se trata da linha de análise de evolução estelar. A aquisição de parâmetros como massa, raio e luminosidade das estrelas é possibilitada por meio do código de evolução estelar, o programa MESA (*Modules for Experiments in Stellar Astrophysics*). O MESA soluciona numericamente diversas situações no contexto de evolução estelar (41). Portanto, este programa é capaz de gerar trajetórias evolutivas, levando em conta os cenários em que equações de estrutura, taxa de variação de massa, diferentes taxas de reação nuclear, entre outros, acabam sendo os principais módulos que consideram a física em ambiente estelar (42, 43). Isto requer encontrar de forma adequada as soluções das equações avaliadas (41).

O capítulo 2 trata das considerações fotométricas do telescópio Kepler (44). As características e técnicas empregadas são relatadas tanto sobre a missão original, quanto em relação ao funcionamento na segunda missão e, a distribuição das campanhas na última configuração. Os aspectos da campanha 13 também são retratados neste capítulo. As particularidades do processamento de dados e o diagnóstico da informação fotométrica por parte da equipe da NASA (45), dispendo como produto a obtenção das curvas de luz dos alvos observados pelo Kepler encerram o capítulo.

O capítulo 3 aborda a continuação da análise de dados fotométricos, mas com as correções sistemáticas via módulo K2SC. A escolha dessa ferramenta visa melhorar a precisão das curvas de luz. Similarmente é descrita a análise temporal, constituída pelos métodos CLEANEST e IvS.

No capítulo 4, está a descrição acerca do estudo da variabilidade de estrelas B e como estão separadas as subclasses. Dentre as estrelas B a serem classificadas, estão as estrelas que exibem os modos coerentes de pulsação (46, 47), estrelas em emissão (48, 49), alvos que exibem caráter de binaridade ou rotação (50, 51), e mais recente na literatura, estrelas que manifestam modos de frequência estocástica (35, 36, 52).

O capítulo 5 apresenta a metodologia de espectroscopia estelar, sendo crucial para a obtenção dos parâmetros atmosféricos dos alvos. É relatado sobre as missões de observação espectroscópica realizadas no OPD/LNA e a complementação dos dados via banco de dados do telescópio LAMOST. Com base no conhecimento prévio e como os perfis das linhas do espectro são afetados no regime do equilíbrio termodinâmico local (53), os espectros da região do azul são analisados por meio do programa SME. A determinação das incertezas dos valores dos parâmetros físicos é definida com a rotina SME/Monte Carlo. Deste modo, em conexão à análise espectral é detalhada conforme os parâmetros evolutivos são obtidos via código de evolução estelar. O diagrama H-R usual é demonstrado nessa seção, retratando os atributos como luminosidade e temperatura efetiva dos alvos da C13. Por fim, os perfis das linhas em emissão também são expostos neste mesmo capítulo.

No capítulo 6 são apresentados os principais resultados obtidos por meio do uso da metodologia previamente relatada. As questões iniciadas nesse capítulo articulam a respeito dos parâmetros atmosféricos e evolutivos das estrelas da C13 da missão K2. Os perfis das linhas de emissão das estrelas Be desse banco de espectros estelares são brevemente delineados, tanto na região espectral do vermelho, quanto para a região espectral do azul. Para a região espectral do vermelho, quando se trata de algumas estrelas, houve o acompanhamento em datas diferentes da linha  $H\alpha$  de cada alvo que apresentava emissão. A análise dos resultados de classificação das estrelas B é discutido de acordo com as respectivas classes de variabilidade, exemplificando cada categoria com a curva de luz e periodograma. Em particular, a classe de estrelas SPB é abordada pelo método de 54, em que são estimadas a média para a frequência de rotação ( $\nu_{\text{rot}}$ ) e o período característico dos modos de oscilação de gravidade ( $P_0$ ). Essa metodologia está baseada de maneira similar ao procedimento aplicado às estrelas SPB do campo 11 da missão Kepler/K2, como apresentado pelo trabalho de 2. Ao final desse capítulo é mostrado o diagrama H-R de cor-magnitude, confeccionado ao utilizar a magnitude absoluta do GAIA para os alvos da C13, versus as cores azul  $B_P$  e vermelha  $R_P$  da banda G proporcionadas pela missão GAIA (55). Para isso são consideradas as estimativas dos valores de paralaxe e correção de avermelhamento (extinção  $A_G$ ) das estrelas (56, 57).

O capítulo 7 apresenta as conclusões deste trabalho. Adicionalmente, o apêndice A contém as informações dos alvos observados, como as identificações do EPIC (*Ecliptic Plane Input Catalog*) e da plataforma SIMBAD (*Set of Identification, Measurements, and Bibliography for Astronomical Data*) (58), suas respectivas coordenadas celestiais, magnitudes e tipos espectrais. O apêndice B ilustra as curvas de luz e os respectivos espectros de frequência das demais estrelas da C13. Por fim, no apêndice C, estão representados os aspectos dos espectros que foram possíveis de realizar o ajuste espectral.

## 2 ABORDAGEM FOTOMÉTRICA

### 2.1 BREVE DESCRIÇÃO DA MISSÃO KEPLER

O telescópio espacial Kepler foi um grande marco na revolução da fotometria espacial. A obtenção de dados de séries temporais de alta precisão, de longa duração e quase contínua auxiliou de maneira bem sucedida na abordagem da asterosismologia no estudo de diversos tipos de estrelas. Modos de frequência de pulsação observados em estrelas massivas foram melhor identificados em relação aos modelos preditos em teoria, após a constatação da qualidade fotométrica em telescópios espaciais, como no caso do Kepler (1, 13).

O Kepler foi lançado em 6 de março de 2009 e seu principal objetivo, contudo, não era somente voltado ao estudo da asterosismologia, variabilidade estelar, etc. Havia também a designação, em primeiro plano, na procura de trânsitos de exoplanetas similares a Terra ou maiores, os quais poderiam estar localizados em zonas habitáveis de estrelas de ampla variedade espectral (59).

Dentre as demais determinações que as medidas fotométricas do Kepler podiam proporcionar, lista-se, a saber: a distribuição de tamanhos e do semi-eixo orbital de exoplanetas, a quantidade e distribuição orbital de planetas em sistemas multi-estelares, a distribuição de massa, densidade, tamanho e albedo (coeficiente de reflexão de luz) de planetas gigantes, e a determinação das propriedades das estrelas que abrigavam exoplanetas (59).

A fim de alcançar os propósitos da missão, alguns pré-requisitos foram estabelecidos para a procura de objetos relevantes ao utilizar a precisão fotométrica do Kepler. Em busca de resultados com estatística significativa, seria necessário observar muitas estrelas, cerca de 100 mil brilhantes o suficiente para que trânsitos fossem detectáveis (59). Com a estrela alvo e seu trânsito detectados, era requerido ao menos três vezes a constatação deste método de observação no mesmo sistema, com o intuito de considerar efetivamente um exoplaneta. A duração desses trânsitos necessitaria pelo menos de 6,5 horas – a metade de um trânsito central para um planeta a 1 U.A. de uma estrela do tipo solar, de magnitude 12 e sinal ruído (SNR) maior ou igual a quatro – para cumprir a precisão fotométrica mínima definida (59).

O telescópio Kepler foi posto em órbita heliocêntrica, sendo uma trajetória semelhante a da Terra, com período próximo a 372 dias (13). A vantagem era que sua órbita permitia um apontamento contínuo em um campo de posição fixo, próximo as constelações de Cygnus e Lyra centrado nas coordenadas R.A. = 19h 22m 40s; Dec = 44° 30' 00". Este campo situa-se ligeiramente acima do plano galáctico, quando levado em consideração a observação em direção ao “braço de Orion” da Via Láctea. Havia um giro do telescópio em torno do seu próprio eixo a cada 93 dias, com o propósito de manter o arranjo dos painéis solares em direção ao Sol, enquanto a parte que situava o radiador ficava em direção oposta (59). Denominava-se a quarta parte o período de rolamento em 90° do telescópio Kepler.

O fluxo estelar e as detecções de trânsito foram coletados por meio do espelho primário

esférico de 1,4m que o Kepler possuía, em conjunto com os 42 CCDs (*Charge Coupled Device*, dispositivo acoplado de carga) que possibilitavam integrações simultâneas. As dimensões das CCDs eram de  $50 \times 25$  mm com  $2.200 \times 1.024$  pixels cada, possuindo resolução total de 94,6 megapixels. O Kepler era um telescópio do tipo Schmidt de abertura de 0,95 m e lente corretora situada em seu centro de curvatura (13). Quando todos os módulos da câmera CCD estavam ativos, o campo de vista do Kepler de  $115,6^\circ$  podia ser totalmente coberto. Porém, do detector composto por 25 módulos, havia a divisão de 4 módulos destinados ao apontamento do telescópio chamado de guiagem fina. Por outro lado, 21 módulos eram utilizados na integração de fluxo estelar (ou dados de ciência). Os módulos eram compostos por 2 CCDs cada, sendo de tamanho  $50 \times 25$ mm e formados por  $2200 \times 1024$  pixels (13).

As curvas de luz eram obtidas em filtro de comprimento de onda próximo ao designado para o filtro do tipo Johnson R (22). Logo, as magnitudes particulares dos objetos observados pelo aparelho fotométrico nessa categoria de banda eram referidas como magnitudes Kepler ( $K_p$ ). A maioria dos dados tinha a leitura do CCD em modo de longa cadência com tempo de exposição em próximo a 30 minutos, com o intuito de não haver saturação. Por outro lado, o modo de curta cadência possuía o tempo de exposição em torno de 1 minuto. Os dados obtidos estão disponíveis no arquivo Barbara A. Mikulski para telescópios espaciais (MAST; <<https://archive.stsci.edu/>>) e compõem o catálogo de entrada do Kepler (KIC) (21, 22).

A missão original do Kepler durou cerca de 4 anos e uma nova forma de observação de vários campos no espaço foi concebida devido a falhas no giroscópios. A próxima seção é designada à descrição da segunda missão do telescópio Kepler.

## 2.2 MISSÃO KEPLER/K2

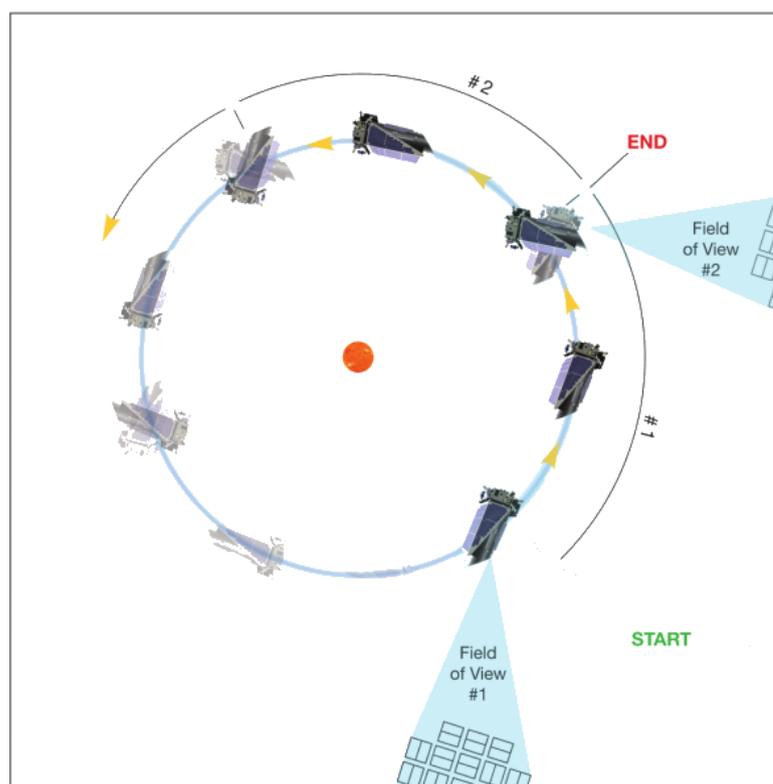
O projeto da primeira missão do Kepler foi interrompido após dois dos quatro giroscópios falharem, um no mês de julho de 2012 e outro em maio de 2013. Essas falhas impossibilitaram o apontamento do telescópio para o campo de visão fixo próximo às constelações de Cygnus e Lyra.

Uma solução foi encontrada aproveitando da geometria do telescópio, dos dois giroscópios remanescentes e da pressão de radiação solar, utilizada para minimizar o gasto de combustível dos propulsores necessários para manter a estabilidade da nave (60, 34). Assim, a posição do telescópio no plano orbital era tangencial e os graus de liberdade foram diminuídos no espaço. Portanto, em julho de 2014 foi decretado o início da segunda missão do telescópio Kepler, também conhecida como Kepler/K2 (segunda luz) (1, 61).

Com a técnica encontrada em vias de solucionar a questão do apontamento do Kepler, tornou possível a observação de vários campos – posteriormente também chamado de campanhas – distribuídos aproximadamente em torno da eclíptica. Cada porção do espaço era monitorada por cerca de 80 dias, pois havia a necessidade da nave ser movimentada prevenindo que a luz

solar sobrepusesse no campo de vista do telescópio (60, 34). A Fig. 1 ilustra a nova forma de apontamento do Kepler em campos sequenciais na segunda missão.

Figura 1 – A forma encontrada de apontamento do telescópio Kepler para campos distintos, dando sequência nas observações na missão K2. A duração desses apontamentos em cada campo era cerca de  $\sim 83$  dias (1). Na ilustração fica explícita a preocupação do painel solar da nave em estar sempre direcionado ao Sol (ao centro).

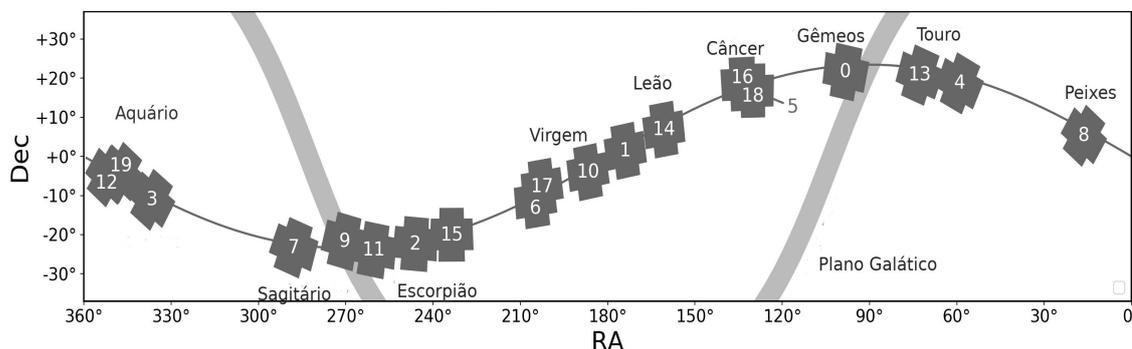


Fonte: Adaptado de: HOWELL, S. B. et al. The K2 Mission: Characterization and Early Results. p. 399, 2014.

Como o plano da eclíptica não coincide com o plano galáctico, na missão K2 o telescópio estava apontado em direção às regiões tanto para o halo da Via Láctea, quanto para seu bojo. A Fig. 2 ilustra a disposição espacial dos campos observados na segunda missão em torno da eclíptica, em que há a interceptação em dois pontos (ou regiões) dos planos galáctico e da própria eclíptica. A Fig. 2 mostra a distribuição dos campos, estando o campo 13 (C13) próximo ao campo 4 (C4). Ambas as campanhas estão próximas a constelação do Zodíaco de Touro.

O plano de observação na segunda missão do telescópio Kepler permitiu ampla cobertura de latitudes galácticas, tanto no hemisfério norte, quanto no hemisfério sul, considerando as coordenadas equatoriais (1). Mantendo as integrações como na primeira missão, 30 minutos para longa cadência e 1 minuto para curta cadência, a missão K2 promoveu enorme obtenção de dados durante o tempo que atuou. Além de manter o principal objetivo, detecção de exoplanetas, uma grande variedade de estrelas pôde ser observada, pois as densidades estelares entre plano e halo galáctico são diferentes conforme a distribuição desses objetos. Isto auxilia no estudo de

Figura 2 – Disposição de todas as campanhas da missão Kepler/K2 aproximadamente em torno da eclíptica e referenciadas pelas coordenadas ascensão reta e declinação.



Fonte: Adaptado de: <<https://archive.stsci.edu/missions-and-data/k2>>. Acesso 5 de maio de 2021.

estrutura e evolução estelar, e na análise do processo de atividade estelar, ciência extragaláctica e processo de formação de planetas (1).

Houve aumento significativo na quantidade de estrelas observadas, tendo também aumento de observação na amostra de estrelas do tipo espectral B com a nova técnica empregada na missão K2. Assim, o acervo de estrelas consideradas SPB e  $\beta$  Cephei, e outras estrelas massivas de diferentes variabilidades foram ampliadas. Portanto, em paralelo, a missão K2 permitiu o enriquecimento no estudo de propriedades como pulsação, rotação e binaridade de diversas estrelas (12).

A análise dos dados coletados na missão K2 era possível no final da observação de cada campanha, quando os dados eram transferidos. Havia o armazenamento a bordo do aparelho enquanto o apontamento para determinado campo não cessasse. Logo, o período de observação tornava-se maximizado e as mudanças operacionais minimizadas (1). As curvas de luz ficavam disponíveis em duas formas, a saber: do tipo de fotometria de abertura simples (*Simple Aperture Photometry* - SAP), ou seja, sem correção, e curvas de luz com os efeitos instrumentais previamente removidos, conhecida como PDC (*Pre-Search Data Conditioning*) (21).

O tempo de leitura para cada cadência é registrado com um Código de Tempo do Veículo (*Vehicle Time Code* - VTC), que, ao ser transferido para a Terra, passava por conversões sequenciais. O centro de operações da missão K2 convertia o VTC em Tempo Universal Coordenado (*Coordinated Universal Time* - UTC), realizando correções de segundos e ajustes para o relógio da espaçonave. Os horários UTC eram transformados em Tempo Dinâmico Baricêntrico (*Barycentric Dynamical Time* - TDB) e, posteriormente, em Data Juliana Baricêntrica (*Barycentric Julian Date* - BJD) (13).

As curvas de luz são registradas como medidas de fluxo em elétron por segundo ( $e^- s^{-1}$ ) ao longo do tempo das cadências de observação, dado em BJD. Este tipo de tempo de observação é utilizado para corrigir o movimento da espaçonave em relação ao centro de massa do sistema solar (11). A correção em tempo de leitura do fluxo fotométrico é descrita para cada arquivo de curva de luz como: BJD - 2454833. Portanto, todas as curvas de luz ao longo do presente

trabalho possuem esta notação nos eixos das abcissas.

No mês de outubro de 2018, durante a observação da campanha 19, a missão K2 foi encerrada por causa do esgotamento de combustível do sistema de controle de reação do telescópio <sup>1</sup>. Mesmo sem coletar dados até o restante dos dias previstos para o fim da campanha mencionada, aguardou-se para a transferência dos últimos dados coletados pelo Kepler/K2. Os dados coletados durante as duas missões do Kepler significaram grande avanço na astrofísica estelar. A seguir, estão descritas as notas da campanha 13 da missão K2.

### 2.2.1 Notas da campanha 13

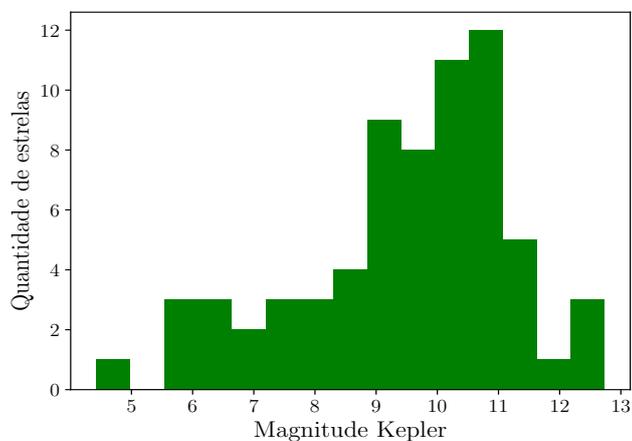
O acompanhamento do campo 13 (C13) pelo telescópio Kepler na missão K2 iniciou em 8 de março de 2017 e foi finalizado em 27 de maio do mesmo ano, sendo disponibilizado cerca de 81 dias para o tempo de observação dos alvos. Este campo situava-se próximo às constelações de Hyades e Touro, e tinha como coordenadas celestes a ascensão reta em 4h 51' 11,3" e declinação em +20° 47' 11" (62). O apontamento ao campo 13 rendeu 21.434 alvos observados em cadência longa e mais 109 alvos obtidos em cadência curta. No entanto, os objetos abordados no presente trabalho são 68, todos no regime de cadência longa, ou seja, aproximadamente 30 minutos. Os dados podem ser encontrados no site Kepler & K2 da NASA (<<https://keplergo.github.io/KeplerScienceWebsite/>>, acesso em 10 de maio de 2021) no projeto identificado como GO13127, tendo como investigador principal o Prof. Dr. Marcelo Emilio. Nesse projeto, os alvos indicados são estrelas quentes, identificadas como estrelas do tipo espectral B ou OB na plataforma SIMBAD (*Set of Identification, Measurements, and Bibliography for Astronomical Data*).

A magnitude Kepler ( $K_p$ ) desses 68 objetos da C13 varia entre 4 e 13, e a distribuição dos alvos está ilustrada no histograma da Fig. 3 conforme a magnitude designada. É notado pelo histograma da Fig. 3 que a obtenção de dados fotométricos foi maior em quantidade para objetos com magnitudes mais altas, ou seja, para alvos menos luminosos em termos de brilho. A priori, pode não ser atrativo ao abordar a técnica de obtenção de fluxo, principalmente se fosse em solo, que é preferível a observação de objetos mais brilhantes (magnitudes menores). Porém, com a abordagem fotométrica espacial, estrelas brilhantes podem se tornar um problema levando em conta o cuidado que se deve ter para não haver saturação de pixels da câmera CCD, ao realizar a integração de fluxo. Assim, para o aparelho fotométrico que acompanhava o Kepler, havia limitação em alvos brilhantes a serem observados, e mais pixels seriam necessários para a obtenção de fluxo sem haver saturação. Logo, uma quantidade maior de objetos que possuem magnitude Kepler com valores mais altos é viável na composição da amostra.

No apêndice A estão listados completamente os 68 alvos observados na campanha 13 da missão Kepler/K2. Os objetos são identificados conforme os números EPIC (*Ecliptic Plane Input*

<sup>1</sup> Mais detalhes veja em <<https://www.jpl.nasa.gov/news/nasa-retires-kepler-space-telescope>>. Acesso em 6 de setembro de 2023.

Figura 3 – Distribuição de objetos da C13 observados em longa cadência conforme a magnitude Kepler.



Fonte: Fonte: O autor.

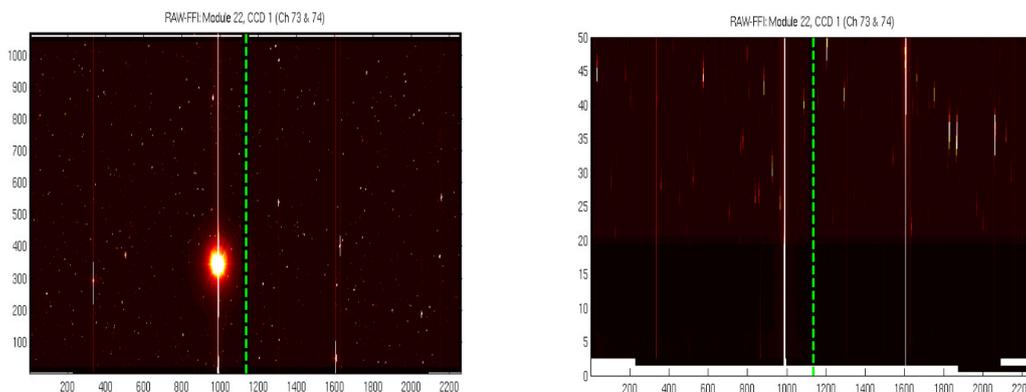
*Catalog*), numeração geral disponível pelo SIMBAD, com os tipos espectrais encontrados na mesma plataforma; magnitude visual e coordenadas celestes ascensão reta e declinação dadas em época J2000.

Um fato ocorrido durante a observação do campo 13 foi a presença da estrela Aldebarã, a estrela alfa da constelação de Touro e de magnitude aparente 0,85, no canal 73 da câmera CCD. Isto levou à um erro de correção no canal posterior que compartilha da mesma CCD, ocorrendo a saturação ao registrar imagens nesses canais. A Fig. 4 ilustra o efeito ocasionado por Aldebarã tanto no canal 73, quanto no canal 74 da CCD. Em ambos os canais, a barra vertical branca é designada para registrar a saturação ocorrida.

As três primeiras linhas da CCD foram corrompidas, embora estas linhas não sejam utilizadas na correção de máscara caso haja “borrões” nos fluxos obtidos. No entanto, a saturação do canal 73 provoca efeito expansivo até aproximadamente a linha 15 do canal 74 (63). Os efeitos de saturação dos alvos do canal 74 são mais proeminentes nas primeiras 80 cadências da campanha 13 e entre os períodos de cadência de 1800 a 3200. Ao retirar o sinal de saturação de todos os pixels da região da CCD afetada durante essas cadências, lacunas (“*gaps*”) nas curvas da luz de alvos do canal 74 puderam ser denotados. A correção durante a calibração de fluxo visando minimizar os erros de saturação foi não linear, assim, erros residuais de correção ainda permaneceram nas curvas de luz obtidas. O impacto deste efeito pode ser mais significativo para alvos menos brilhantes (63).

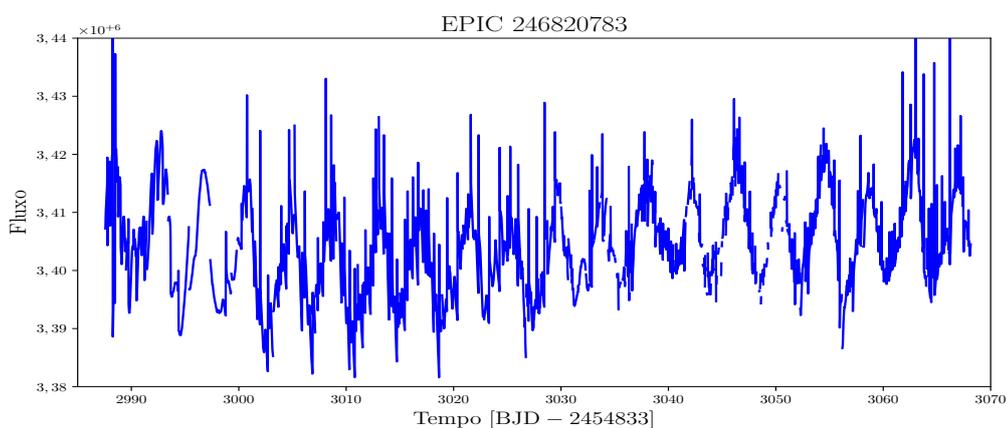
Um dos alvos da C13 requisitados no projeto GO13127, a estrela identificada como EPIC 246820783 de magnitude 9,66, encontrava-se na região de aquisição de dados do canal 74 da CCD (veja a Fig. 5). Contudo, medidas de correção de fluxo e erros sistemáticos em dados de fotometria foram providenciadas e, posteriormente não houve o aparecimento de *gaps* nas curvas de luz dos objetos afetados.

Figura 4 – À esquerda, Aldebarã no canal 73 com saturação sobre todas as linhas de observação (o eixo x é das colunas da CCD, o eixo Y são as linhas da CCD). À direita, a imagem é ampliada nas primeiras 50 linhas da CCD. A saturação é registrada em ambos os canais como uma barra vertical branca.



Fonte: Adaptado de: <<https://keplergo.github.io/KeplerScienceWebsite/k2-data-release-notes.html>>. Acesso 9 de maio de 2021.

Figura 5 – Curva de luz da aquisição do canal 74 com colunas do CCD corrompidas.



Fonte: Fonte: O autor.

Assim, como em campanhas anteriores, o ciclo de 6 horas de rotação para a correção de apontamento da nave, também serviu como fonte de sinais espúrios, ao analisar as curvas de luz dos objetos da C13. Entretanto, procura-se um tratamento dos dados fotométricos visando minimizar os erros sistemáticos encontrados na fotometria.

A seção a seguir descreve como são obtidas as curvas de luz e as correções via módulos ou *pipelines* (códigos em linguagem de programação capazes de auxiliar no processamento de dados diversos) disponíveis especialmente para as missões do Kepler/K2.

## 2.3 PROCESSAMENTO DE DADOS

O centro de pesquisas Ames da NASA foi o departamento responsável pelo processamento de dados científicos coletados pelo telescópio Kepler (64). O seu centro de operações científicas desenvolveu os módulos capazes de transformar a série de sinais temporais captados pelas câmeras CCD do Kepler, em curvas de luz passando por todos os processos de calibrações e correções de efeitos eletrônicos.

O principal módulo de tratamento de dados implementado a ser citado é o KSP (*Kepler Science Pipeline*) (64). Esse módulo foi encarregado de calibrar os dados brutos de fluxo em níveis de pixels, com a finalidade de corrigir fatores como polarização, manchas e outros efeitos na detecção de sinal. Portanto, as curvas de luz são formadas da seguinte maneira: cada pixel da câmera CCD tem sua coordenada celeste associada, com isso, um alvo pode ter sua máscara de pixels gerada. A soma do fluxo calibrado dos pixels da máscara tem como resultado a formação de uma curva de luz. Nesse processo, é levado em conta a razão sinal-ruído (SNR) da série de sinais temporais dos objetos observados.

O diagnóstico da informação fotométrica é continuado, e é importante salientar a remoção de erros sistemáticos do fluxo obtido. Por exemplo, sinais de estrelas com fluxo de alta variabilidade em amplitude podem ser submetidos a testes estatísticos apropriados, a fim de examinar se houve a obtenção de fluxo de um segundo objeto na mesma máscara de pixels (64). Um exemplo para isso são os testes para falso positivo para objetos sendo binárias eclipsantes. Nas curvas de luz residuais, há também a investigação voltada para o trânsito de exoplanetas (61).

A seguir, as principais componentes do módulo da KSP são descritas. Dentre eles estão os módulos de calibração (CAL), de análise fotométrica (*Photometric Analysis*, PA) e o módulo de obtenção de curva de luz do tipo PDC (*Pre-Search Data Conditioning*) ou também conhecido como módulo de preparação de dados pré-pesquisa (64). Nos títulos das seções, os nomes dos módulos são mencionados com as respectivas abreviações.

### 2.3.1 Módulo de calibração (CAL)

Encarregado de eliminar variações nas respostas dos pixels na obtenção de fluxo, o módulo CAL acabava fornecendo medidas de localização e brilho dos alvos fornecidos (65). A fim de proporcionar pixels calibrados, uma distribuição igualitária do sinal adquirido era feita nas colunas da CCD. A averiguação da distribuição do sinal era realizada por meio da operação de “flat” local da imagem obtida. A resposta de pixel para não-uniformidade (*Pixel Response Non-Uniformity*, PRNU) refere-se a média local da variação de brilho relativo (66). Os pixels não considerados na distribuição de sinal (chamados *outliers*) deviam estar acima do limiar de  $5\sigma$  no processo de mapeamento da PRNU, sendo considerado para o pixel no plano focal um valor ideal para o desvio padrão de 0,96% (66, 64).

Como o telescópio Kepler não possuía câmera com obturador, borrões de imagem poderiam aparecer em todas as colunas da câmera CCD que contabilizava o fluxo de outras estrelas. Logo, os ruídos e contagens acima do valor estipulado deveriam ser reduzidos ou removidos ao dividir o sinal nas colunas pelas 1070 linhas da CCD (65). A correção também era aplicada para os eventos de raio cósmico. A estabilidade de distribuição nos sinais integrados era garantida por meio de injeção de carga nas primeiras linhas da CCD, criando sinal virtual que complementava o sinal real do alvo, e servia como filtro digital para não sobrecarregar a memória. Este processo no módulo de calibração denominava-se detecção eletrônica local (*Local Detector Electronics, LDE*) (64).

Outras correções convencionais, como a correção de resposta não-linear de corrente na CCD – chamada correção de ganho –, eram requeridas quando ocorria aumento no fluxo integrado nos pixels. A correção de *flat* global compensando as diferenças de sensibilidade de brilho nos pixels também era aplicada pelo módulo CAL. O produto oferecido pelo módulo citado são pixels calibrados com respostas homogêneas através do sensor (65).

### 2.3.2 Módulo de análise fotométrica (PA)

Um passo anterior a extração de pixels calibrados, o módulo de análise fotométrica podia encontrar eventos de iluminação difusa em pixel, conhecido também como evento de “Arga-brightening” (64). Este evento podia aumentar a medida de fluxo de fundo obtido e uma das hipóteses do caráter transitório estava associada à possibilidade de reflexão da luz do Sol, por parte de minúsculas partículas de poeira, conforme a mudança do campo de vista do Kepler (64). O fenômeno afetava em torno de 10 canais da câmera CCD e tinha a frequência de 15 vezes por mês durante as observações. Além do mais, a correção de fundo não era o suficiente para eliminar o problema de iluminação difusa em pixel. Sendo assim, quando a adversidade era detectada pelo algoritmo, as cadências afetadas eram marcadas e seus fluxos correspondentes eram subtraídos dos pixels calibrados (67).

Havia a necessidade da remoção de informação de pixels que recebiam partículas de energia (conhecido como raios cósmicos). Para isso, cada pixel da série temporal a ser construída era escaneado com o intuito de identificar quais pixels foram afetados. Examinava-se e removia-se os pixels prejudicados (*outliers*) tomando o devido cuidado de não remover aglomerados de *outliers*, que poderiam ser a assinatura dos principais eventos físicos do objeto captado, como por exemplo, *flares* (evento de erupção estelar) ou trânsitos do alvo (64, 67).

Alguns pixels eram destinados para a obtenção de sinal das regiões escuras do espaço. Isto representa uma amostra espacial e temporal de caráter global do fluxo de fundo obtido. Assim, um ajuste polinomial em função das coordenadas das linhas e das colunas da CCD era realizado nos pixels anteriormente calibrados, e corrigidos caso houvesse raio cósmico (67). O ajuste era feito em cada cadência, e com o fluxo de fundo estimado, a correção era executada nos

fluxos obtidos em longa cadência, sendo os sinais em curta cadência apenas interpolados pelo polinômio previamente descrito.

Outra tarefa do módulo de análise fotométrica é a solução astrométrica. Os centros em coordenadas celestes, a cerca de 200 estrelas de referência (não saturadas) observadas em cada pixel, eram ajustados usando a função resposta de pixel (*Pixel Response Function*, PRF) (64). Isto auxiliava na definição de movimento conjunto dos alvos sobre os sinais obtidos. Uma malha de coordenadas podia ser formada e então, associada com cada máscara pré-definida para as observações (67).

A fotometria de abertura dava suporte a solução astrométrica, após os polinômios de movimento modelarem a seleção de abertura ótima de imagem. Essa abertura fotométrica devia ser selecionada no módulo de fotometria de abertura da KSP, baseada principalmente na estimativa do valor de sinal-ruído de cada pixel e na estimativa da precisão fotométrica diferencial combinada (*Combined Differential Photometric Precision*, CDPP) das curvas de luz produzidas pelas aberturas selecionadas (67). Uma nova máscara era gerada após as correções de fluxo de cada pixel, e o produto da análise fotométrica eram as curvas de luz de abertura simples (*Simple Aperture Photometry*, SAP). As curvas de luz do tipo SAP eram calculadas com todas as correções anteriormente descritas, e foram formuladas a partir da abertura fotométrica ótima estipulada.

### 2.3.3 Módulo PDC

No módulo PDC a curva de luz era dividida em múltiplos canais visando separar sinais característicos dos alvos dos erros instrumentais gerais provindo da nave (68). Entre os erros, podem estar inclusos as descontinuidades de fluxo, *outliers*, sinais de fundo, temperatura da CCD, erros de apontamento, mudança de foco etc. A etapa final da KSP era verificar por meio do módulo PDC se as curvas de luz poderiam proporcionar análise satisfatória ao apresentar sinais astrofísicos conhecidos e de interesse da comunidade astronômica (64, 68).

As funções de correção do módulo PDC podem ser listadas da seguinte maneira: adequação de dados de engenharia (conhecido como *cotrending*), separação de alvos, identificação de eventos astrofísicos, correção de erros sistemáticos de estrelas de pouca e de alta variabilidade. Na tarefa de adequação de dados de engenharia, a leitura dos parâmetros instrumentais ocorria em intervalos de tempo variados e sincronizados conforme os dados fotométricos fossem obtidos. Tais parâmetros poderiam ser leitura de temperatura, acionamento de propulsores, acionamento de antenas de comunicação, mudança de apontamento e demais fatores que poderiam corroborar de forma errônea nos sinais esperados nas curvas de luz (61, 68). O movimento de centro, ajustado por um polinômio descrito pelo módulo de análise fotométrica, auxiliava na correlação e remoção desses erros sistemáticos.

O mesmo módulo de adequação de dados devia atuar de modo ligeiramente diferente entre as estrelas de baixa e alta variabilidade. Contudo, a função de separação desses alvos desempenhava

papel fundamental nessa etapa. A divisão entre alvos de baixa e alta variabilidade dependia da amplitude em fluxo que as curvas de luz apresentavam (68).

Em estrelas de baixa variabilidade, se a correlação fosse contundente entre as frequências da curva de luz e frequências geradas pelas sistemáticas, o método de ajuste de mínimos quadrados era aplicado com a finalidade de suprimir os sinais do equipamento. Contudo, as frequências de ruído, se retiradas na mesma faixa de sinais astrofísicos poderiam comprometer a informação útil nas curvas de luz. No entanto, a função de identificação de eventos astrofísicos analisava o sinal fotométrico em busca, por exemplo, de trânsitos planetários, erupções estelares, sistemas binários, entre outros. Essas variações eram temporariamente retiradas, e após as identificações de frequências geradas pelo equipamento, que também deviam ser omitidas na curva de luz, os sinais astrofísicos eram incorporados novamente ao sinal fotométrico a ser utilizado (68).

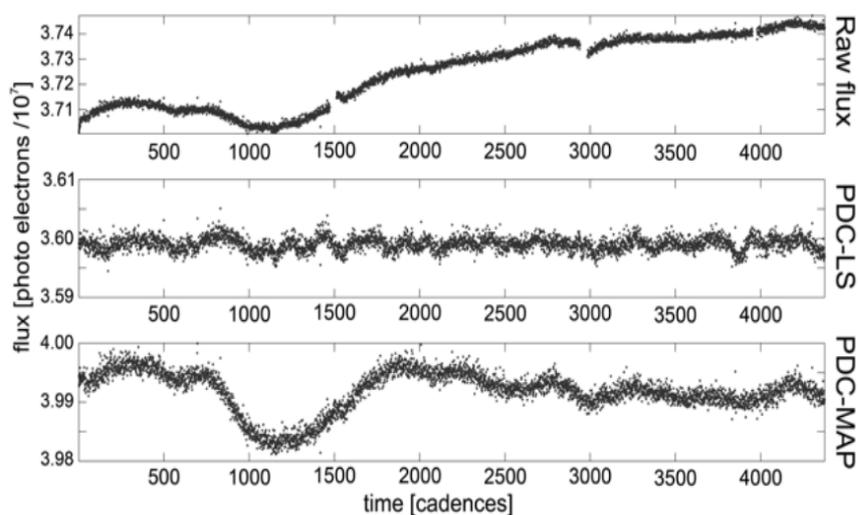
A identificação de eventos astrofísicos era realizada de forma similar para estrelas de alta variabilidade. No entanto, anteriormente à correção de erros sistemáticos para alvos variáveis, havia a tentativa de modelagem da curva de luz por meio de algoritmo apropriado. Caso a modelagem fosse bem sucedida, a remoção de sinais proveniente das sistemáticas do equipamento foi omitida como no caso das estrelas de baixa variabilidade (16). Porém, se a modelagem para curvas de luz complexas não fosse verificada, os sinais dos erros sistemáticos do equipamento não poderiam ser corrigidos para alvos de alta variabilidade.

No módulo PDC, mais funções além das anteriormente descritas eram operadas com o objetivo de melhorar as curvas de luz a serem disponibilizadas. Entretanto, as operações no módulo PDC, em busca de contornar as dificuldades encontradas ao tentar retirar os erros sistemáticos dos sinais fotométricos, compreenderam a substituição da abordagem do tipo mínimos quadrados (*Least Square*, LS) pelo método máximo a posteriori (*Maximum A Posteriori*, MAP).

Designado como PDC-MAP, o módulo era projetado para evitar um sobreajuste nas curvas de luz, admitindo que os erros das sistemáticas eram previamente interpolados e correlacionados com o sinal de fluxo em canais iguais da CCD (68). Para o módulo PDC-LS, este problema de sobreajuste não era corrigido e poderia levar à remoção de informação de variabilidade dos alvos. Um segundo problema que o módulo PDC-LS apresentava ocorria durante a introdução de frequências de sinais do equipamento, caso o ruído fosse um sinal forte em relação à variabilidade da curva de luz. Outros problemas do módulo PDC-LS tratavam dos casos de descontinuidades e *outliers* (68). O módulo PDC-MAP era um ajuste bayesiano que podia lidar com diversos problemas na correção de curva de luz relatadas pelo módulo PDC-LS. A principal diferença entre as curvas de luz corrigidas pelos módulos PDC-LS e PDC-MAP era em amplitude de fluxo. A Fig. 6 retrata a situação do sinal fotométrico corrigido pelos módulos PDC-LS e PDC-MAP. O primeiro painel (*Raw flux*) é o sinal de entrada no módulo PDC, após o tratamento realizado pelo módulo PA (de análise fotométrica).

De maneira simplificada, a curva de luz no módulo PDC-MAP era ajustada a uma série de base de vetores (68). Os coeficientes de ajustes deveriam ser vinculados à base de vetores, utilizando informações do sinal fotométrico provindo das funções de densidade de probabilidade

Figura 6 – Na ordem dos painéis de cima para baixo, estão retratadas as curvas de luz disponibilizadas pelos módulos PA, PDC-LS e PDC-MAP. A diferença entre os sinais do PDC-LS e PDC-MAP é vista em amplitude de fluxo.



Fonte: Adaptado de: SMITH, J. C. et al. Kepler Data Processing Handbook: Presearch Data Conditioning. p. 136, 2017.

(*Probability Density Functions*, PDF), formando a correlação. A distinção entre curvas de luz mais correlacionadas com os sinais das sistemáticas era realizada em 50% dos alvos do mesmo canal da câmera CCD. A partir desse ponto, com as curvas de luz mais correlacionadas, a base de vetores anteriormente descrita era gerada (68).

No ajuste de cada curva de luz, uma lista de estrelas vizinhas à estrela a ser observada era considerada, levando em consideração as coordenadas celestes e magnitude estelar Kepler ( $K_p$ ). As coordenadas forneciam uma medida de quão próximas as estrelas vizinhas estavam em relação ao alvo a ser ajustado, e a magnitude  $K_p$  de cada uma dessas estrelas auxiliava em uma dimensão adicional (68). A razão em considerar  $K_p$  era porque os erros sistemáticos não eram apenas correlacionados com a localização na câmera CDD, mas havia a correlação com a amplitude do sinal adquirido. Porém, a correlação era destinada para alvos nas vizinhanças ao alvo a ser ajustado e com magnitudes similares. Para alvos mais distantes, as coordenadas e magnitudes não eram associadas no ajuste da curva de luz.

Em resumo, o módulo PDC-MAP possibilitava a remoção dos erros sistemáticos do equipamento das curvas de luz sem prejudicar a análise de variabilidade das próprias curvas. Assim, a precisão fotométrica era mais desejável do que aquela fornecida pelo módulo PDC-LS. Contudo, mesmo com o produto final disponibilizado pelo módulo PDC-MAP, ainda é possível aplicar correções adicionais às curvas de luz. Entretanto, isto fica a encargo dos grupos de pesquisa que detêm os projetos para observações nas missões do telescópio Kepler. O capítulo seguinte descreve qual tipo de rotina foi escolhida para a retificação das curvas de luz da campanha 13 da missão K2, e é especificada a etapa de diagnóstico posterior sobre as curvas de luz, a chamada análise temporal.

### 3 ANÁLISE DOS DADOS OBTIDOS PELO KEPLER/K2

#### 3.1 CORREÇÃO DE SISTEMÁTICAS PELO MÓDULO K2SC

Com a perda de dois giroscópios e a implementação da segunda missão ao telescópio Kepler, evidenciou-se que a instabilidade de apontamento poderia ser a maior fonte de erros sistemáticos. Apesar dos módulos da KSP projetados para gerenciar o acionamento dos propulsores e dos rolamentos da nave, eles não conseguiram ser totalmente eficazes na correção do sinal em razão da instabilidade do telescópio na segunda missão. Ou seja, havia erros residuais provenientes das sistemáticas que eram claramente identificáveis nos sinais fotométricos, mesmo após passarem por todo o processo do módulo PDC-MAP(15).

Para as correções causadas pelo rolamento da nave, o módulo PDC-MAP deparava com a adversidade em normalizar as diferenças de sensibilidade em fluxo entre pixels. Além do mais, o PDC-MAP era correção padrão aplicada a diversos alvos, que podiam ter diferentes comportamentos na integração de sinal fotométrico, não sendo levado em conta os distintos tipos de respostas em sensibilidade dos pixels (13).

O método escolhido no presente trabalho para a continuação de correção das curvas de luz – previamente extraídas pelo módulo PDC-MAP – é conhecido como correção de sistemáticas da missão K2 (*K2 Systematics Corrections*, K2SC)<sup>1</sup>. O K2SC é um módulo (ou *pipeline*) escrito em linguagem PYTHON e apresentado pelos autores 15, basicamente visa minimizar os erros instrumentais e de variabilidade astrofísica nas curvas de luz obtidas na missão Kepler/K2. Um modelo de regressão Gaussiano é empregado, e o objetivo é correlacionar na câmera CCD o vetor bidimensional do alvo observado com própria variabilidade de fluxo (2). Como visto anteriormente, as informações de posição dos alvos são fornecidas pelo módulo astrométrico da KSP. Sendo assim, o modelo do K2SC utiliza uma função covariante entre pares de observáveis, ângulo de rolamento da nave e parte temporal, por exemplo, para efetivamente executar as correções. A função pode ser estruturada com a distribuição de probabilidade, contendo termos separados em parte de erros sistemáticos e outros provenientes da variabilidade do sinal fotométrico.

Nos módulos fornecidos pela equipe do centro de pesquisa Ames da NASA, descritos no capítulo anterior, é assumido implicitamente que as correções de sistemáticas aos fluxos estelares seguem a relação linear (14). Entretanto, para o caso da missão K2 este não deve ser o método mais convencional para a remoção de sistemáticas, principalmente aqueles ocasionados pelo rolamento da nave. Mesmo para estrelas similares em brilho e localizadas próximas umas das outras na CCD, pode haver variação na sensibilidade inter e intra-pixels (*flat* não uniforme), tornando uma das fontes dominantes dos erros sistemáticos na missão K2 (14, 2).

O processo de regressão Gaussiano utiliza o ângulo  $\theta$  de rolamento do equipamento como uma variável de entrada para a construção da função de distribuição de probabilidade, assumindo

<sup>1</sup> Disponível em: <<https://github.com/OxES/k2sc>>. Acesso em 25 de maio de 2021.

a correlação aos erros sistemáticos. Como a correção a ser aplicada envolve pares de observáveis de uma mesma função, é levado em conta que, para ângulos de rolamento  $\theta_i$  e  $\theta_j$  de valores próximos, as medidas de fluxo devem ser fortemente correlacionadas com as sistemáticas, e é aplicada a correção. No entanto, esse é o caso em que as medidas de fluxo de uma estrela são obtidas aproximadamente na mesma posição da CCD após o rolamento da nave (14). Porém, para os pares de ângulos de valores distintos, em que as medidas de fluxo são obtidas, as sistemáticas não devem ser correlacionadas na correção.

A função de covariância entre pares para descrever as medidas de fluxo obtidas em ângulos de rolamento  $\theta_i$  e  $\theta_j$ , respectivamente, pode ser descrita como:

$$K_\theta(\theta_i, \theta_j) = A_\theta^2 \exp \left[ -\frac{|\theta_i - \theta_j|^2}{2L_\theta^2} \right]. \quad (3.1)$$

A Eq. (3.1) também é chamada de núcleo (*kernel*), e tem como perfil a exponencial quadrada de variações suaves, dado o comprimento característico  $L_\theta$  e a amplitude característica  $A_\theta$ . A distribuição Gaussiana multivariável para a probabilidade de observação de uma sequência de N medidas de fluxo é dada por:

$$\mathbf{y} \sim \mathbf{N}(\mathbf{0}, \mathbf{K}), \quad (3.2)$$

em que, para as N medidas de fluxo, tem-se  $\mathbf{y} \equiv \{y_1, y_2, \dots, y_N\}$ . A distribuição deve depender da sua média de valor nulo e da matriz de covariância  $\mathbf{K}$  formada pelo núcleo descrito pela Eq. (3.1), a função de covariância com diferentes pares de ângulos  $\theta$ .

As variações intrínsecas de origem astrofísica nos sinais fotométricos levam em consideração a dependência temporal e observacional na composição da função de covariância entre pares (14). Assim, o núcleo que deve conter essas componentes é escrito na forma:

$$k(\{t_i, \theta_i\}, \{t_j, \theta_j\}) = k_t(t_i, t_j) + k_\theta(\theta_i, \theta_j) + \sigma^2 \delta_{ij}, \quad (3.3)$$

com

$$k_t(t_i, t_j) = A_t^2 \exp \left[ -\frac{|t_i - t_j|^2}{2L_t^2} \right], \quad (3.4)$$

descrevendo as variações intrínsecas de variabilidade. Na Eq. (3.3),  $\sigma^2$  representa a variância do ruído (*white noise*), enquanto  $\delta_{ij}$  é a função delta de Kronecker. A Eq. (3.3) e a Eq. (3.4) permitem adotar núcleos com contribuições de rolagem, temporais e de ruído de forma separada (14). Isto auxilia a aplicação de correção às variações intrínsecas e instrumentais de forma distinta. Ou seja, cada fluxo estelar é modelado individualmente pelo módulo K2SC, sendo as sistemáticas particulares para cada sinal fotométrico.

Na segunda versão do sistema K2SC de correção de curvas de luz da missão K2, os pares de observáveis que compõem o núcleo são aqueles que descrevem a localização bidimensional de cada estrela, em vez de utilizar a informação de ângulo de rolamento (15). Portanto, a Eq. (3.3) pode ser reescrita da seguinte maneira:

$$\begin{aligned}
K_{ij} &= k(\mathbf{X}_i, \mathbf{X}_j) \\
&= k_{xy}(x_i, y_i, x_j, y_j) + k_t(t_i, t_j) + k_w(\mathbf{i}, \mathbf{j}),
\end{aligned} \tag{3.5}$$

com  $\mathbf{X}_i \equiv \{t_i, x_i, y_i\}$  a informação de posição e de tempo do sinal, e  $k_w(\mathbf{i}, \mathbf{j}) = \sigma^2 \delta_{ij}$  também representando o ruído. Na Eq. (3.5), as posições, amplitudes e tempos característicos devem ser descritos de maneira ajustada a nova situação de covariância entre pares. Por exemplo, a componente da posição dependente dos erros sistemáticos é descrita por:

$$k_{xy}(x_i, y_i, x_j, y_j) = A_{xy} \exp \left[ -\eta_x (x_i - x_j)^2 - \eta_y (y_i - y_j)^2 \right], \tag{3.6}$$

a qual é a função de covariância entre pares de observáveis bidimensionais, com amplitude característica  $A_{xy}$  e identicamente à Eq. (3.1) descrita por uma exponencial quadrática. As escalas de comprimento nas direções  $x$  e  $y$  são assinaladas por  $1/\eta_x$  e  $1/\eta_y$ , respectivamente (15). A componente temporal para a função de covariância da Eq. (3.5) pode ser representada como:

$$k_t(t_i, t_j) = A_t \exp \left[ -\eta_t (t_i - t_j)^2 \right], \tag{3.7}$$

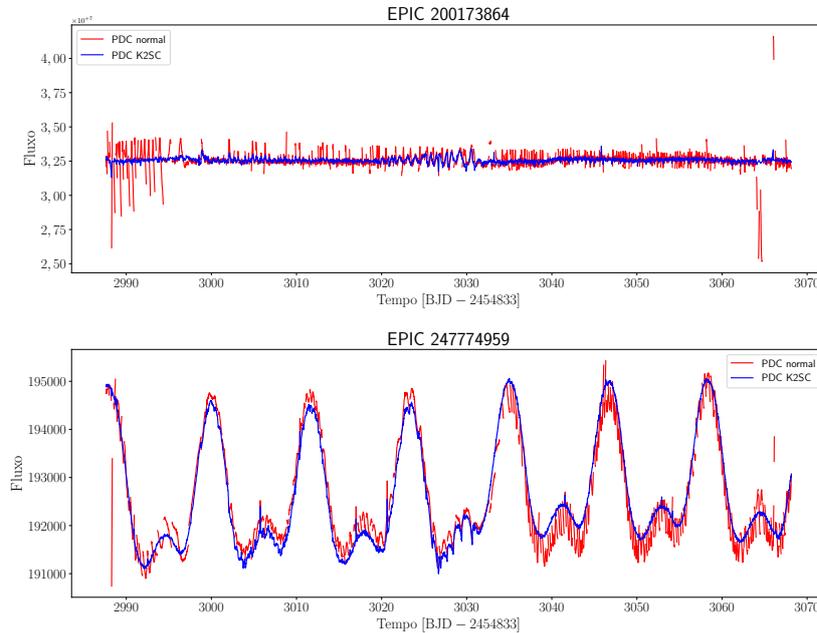
com  $A_t$  a amplitude característica e  $\eta_t$  sendo o inverso da escala temporal. A correção é bem aplicada, desde que a variabilidade intrínseca não ocorra em escalas de tempo similares às variações de apontamento da nave (15). Logo, para o caso previsto, uma função de covariância mais adequada para variáveis periódicas e quase periódicas deve ser utilizada.

O ajuste promovido pelo módulo K2SC encarrega-se na detecção e remoção de *outliers*, bem como na modelagem de variabilidade ao pesquisar sobre trânsito de exoplanetas. Outros tipos de correções são aplicadas pelo K2SC, principalmente com diferentes fenômenos obtidos pelos sinais fotométricos, como por exemplo, a alta variabilidade em fluxo em escala de tempo menor que a usual obtida das estrelas gigantes vermelhas (15). Em geral, o K2SC é o método encontrado na qual as variabilidades dos alvos podem ser conservadas, e a escolha para a retificação das curvas de luz da campanha 13 não é arbitrária. Na Fig. 7 está ilustrada a comparação entre as curvas de luz de duas estrelas da C13, em que, em vermelho é a curva de luz corrigida pelo módulo PDC da KSP e, em azul a curva de luz extraída pelo módulo PDC e corrigida pelo método K2SC.

Uma característica final de retificação das curvas de luz é dada pelas normalizações do sinal fotométrico. É calculado a partir do valor da mediana do sinal e dividindo pela estimativa robusta do valor de desvio absoluto da mediana (14, 15). Há ainda a retificação das curvas de luz por um polinômio de terceiro grau, que tem como característica o ajuste simultâneo de fluxo e período total de observação do alvo.

A seção a seguir trata da análise posterior à obtenção das curvas de luz. A análise temporal neste trabalho é desempenhada por meio de dois programas principais, o CLEANEST e o módulo IvS.

Figura 7 – Comparação entre as curvas de luz de dois alvos da C13 corrigidas pelos módulos PDC (em vermelho) e K2SC (em azul).



Fonte: O autor.

### 3.2 ANÁLISE TEMPORAL

É possível encontrar espaçamentos irregulares nas curvas de luz das estrelas, como por exemplo aqueles provenientes de problemas instrumentais. A análise temporal tradicional realizada por meio da transformada de Fourier acaba sendo comprometida. Sinais espúrios podem não ser distinguíveis dos sinais reais, levando a alteração de valores de frequência e amplitude ao tentar confeccionar os espectros de frequência. Para dados contendo *gaps* de forma regular ou semiregular, falsos picos são notados em espectros de frequência, conhecidos também como “*ghost images*” dos picos reais (69). Com falhas regulares nas curvas de luz, os falsos picos de frequência em torno da frequência principal devem ser descritos por:

$$\omega_f = \omega_s \pm k\omega_g, \quad (3.8)$$

em que  $\omega_s$  é a frequência do sinal real,  $\omega_g$  é a frequência dos espaçamentos (*gaps*) e  $k$  um número inteiro (17).

A técnica de transformada de Fourier discreta de data compensada (*Date-Compensated Discrete Fourier Transform*, DCDFT) empregada por 18 é uma das formas de contornar o problema de descontinuidades. O método de DCDFT pode estimar de maneira efetiva a frequência e amplitude provinda do sinal fotométrico regularmente espaçado ao eliminar os falsos picos de frequências. A técnica da DCDFT é baseada na regressão por mínimos quadrados nas funções  $\sin(\omega t)$ ,  $\cos(\omega t)$  e uma função constante  $\mathbf{1}(t) = 1$  (17).

### 3.2.1 O método CLEANEST

No caso de curvas de luz com espaçamentos irregulares, a DCDFT não consegue identificar todas as frequências reais, podendo resultar na ocorrência de falsos picos no espectro de frequência. Nesse caso, o algoritmo CLEANEST, formulado matematicamente a partir da estatística do periodograma modificado de Lomb-Scargle (20), e da DCDFT tem como objetivo contornar as dificuldades encontradas na análise temporal, ao abordar curvas de luz com espaçamentos irregulares (11).

O CLEANEST é o método apresentado por 17 sendo descrito como uma solução ao deparar com as complicações das séries temporais. Este método deve modelar os dados utilizando mais de uma frequência de forma simultânea (69). A descrição da álgebra que forma o algoritmo CLEANEST é a seguinte: qualquer função dependente do tempo  $f(t)$  pode ser definida por um vetor, tal que  $|f\rangle = [f(t_1), f(t_2), \dots, f(t_N)]$ . Considerando uma série temporal contendo  $N$  funções, o vetor base para descrever esses dados é composto por  $|x\rangle = [x(t_1), x(t_2), \dots, x(t_N)]$  (17, 70). O método CLEANEST considera a projeção desse vetor de dados  $|x\rangle$  em um espaço vetorial formado pela série de funções tentativa ( $\alpha = 1, 2, 3, \dots, r$ ), as quais são os vetores  $|\phi_\alpha\rangle$  com a descrição:

$$|\phi_1\rangle = [1(t_1), 1(t_2), \dots, 1(t_N)], \quad (3.9)$$

$$|\phi_2\rangle = [\sqrt{2} \text{sen}(\omega_k t_1), \dots, \sqrt{2} \text{sen}(\omega_k t_N)], \quad (3.10)$$

$$|\phi_3\rangle = [\sqrt{2} \text{cos}(\omega_k t_1), \dots, \sqrt{2} \text{cos}(\omega_k t_N)], \quad (3.11)$$

em que,  $\omega_k = 2\pi k/T$  é a frequência das funções testes, com  $T$  o período de observação total dos dados e  $k$  um inteiro.

A ideia central da análise da série temporal com espaçamentos irregulares é a resolução de ortogonalidade entre os vetores na definição de projeção. Isso é fundamental para o cálculo correto de frequências, amplitudes, períodos e fases dos dados em estudo. Sendo assim, os produtos internos entre as Eqs. (3.9)-(3.11) devem obedecer aos seguintes critérios de ortogonalidade:

$$\langle \phi_1 | \phi_1 \rangle = 1, \quad (3.12)$$

$$\langle \phi_1 | \phi_2 \rangle = 0, \quad (3.13)$$

$$\langle \phi_1 | \phi_3 \rangle = 0, \quad (3.14)$$

$$\langle \phi_2 | \phi_2 \rangle = \langle \sqrt{2} \text{sen}(\omega_i t) | \sqrt{2} \text{sen}(\omega_j t) \rangle = \delta_{ij}, \quad (3.15)$$

$$\langle \phi_2 | \phi_3 \rangle = \langle \sqrt{2} \text{sen}(\omega_i t) | \sqrt{2} \text{cos}(\omega_j t) \rangle = 0, \quad (3.16)$$

$$\langle \phi_3 | \phi_3 \rangle = \langle \sqrt{2} \text{cos}(\omega_i t) | \sqrt{2} \text{cos}(\omega_j t) \rangle = \delta_{ij}, \quad (3.17)$$

com  $\delta_{ij} = 0$  se  $i = j$  e  $\delta_{ij} = 1$  se  $i \neq j$  (diferente da delta de Kronecker). O vetor  $|x\rangle$  projetado no espaço vetorial formado por  $|\phi_\alpha\rangle$  resulta em:

$$|x\rangle = |y\rangle + |\Theta\rangle, \quad (3.18)$$

em que  $|\Theta\rangle$  é o vetor residual, e

$$|y\rangle = \sum_{\alpha} c_{\alpha} |\phi_{\alpha}\rangle, \quad (3.19)$$

o vetor modelo, com  $c_{\alpha}$  os coeficientes deste vetor. O vetor residual segue a relação  $\langle\phi_{\alpha} | \Theta\rangle = 0$  devido à ortogonalidade ao subespaço das funções testes. Porém, o produto interno entre a Eq. (3.18) e  $|\phi_{\alpha}\rangle$ , formando uma base ortonormal completa, será descrito por:

$$\langle\phi_{\alpha} | x\rangle = \sum_{\beta} S_{\alpha\beta} c_{\beta}, \quad (3.20)$$

com  $S_{\alpha\beta} = \langle\phi_{\alpha} | \phi_{\beta}\rangle$ , uma matriz identidade e que retrata o tensor métrico para o espaço modelo ao utilizar as funções testes.

Ao inverter a matriz  $S_{\alpha\beta}$ , obtém-se os coeficientes do vetor modelo descritos pela Eq. (3.19), permitindo escrever a função modelo na forma:

$$y(t) = \sum_{\alpha} c_{\alpha} \phi_{\alpha}(t), \quad (3.21)$$

com os coeficientes sendo:

$$c_{\alpha} = \sum_{\beta} S_{\alpha\beta}^{-1} \langle\phi_{\beta} | x\rangle. \quad (3.22)$$

Como o CLEANEST é baseado no método DCDFT, a potência de projeção da função modelo no subespaço ortogonal das funções testes será dada por:

$$P(\omega, |x\rangle) = \frac{1}{2} \mathbf{N} \frac{[\langle y | y\rangle - \langle \mathbf{1} | y\rangle^2]}{s^2}, \quad (3.23)$$

de modo que  $s^2$  é a variância estimada. O espectro CLEANEST segue a distribuição do tipo  $\chi^2$  (calculado como  $2P(\omega)$ ) com  $r - 1$  graus de liberdade (2). Para uma série de  $n$  funções testes compostas por frequências  $\omega_1, \omega_2, \dots, \omega_n$ , os dados projetados no subespaço de dimensão  $2n + 1$  geram uma função modelo de ordem  $n$  acarretando a seguinte amplitude:

$$A_n(\omega_1, \omega_2, \dots, \omega_n, |x\rangle) = \sqrt{2(\langle y_n | y_n\rangle - \langle \mathbf{1} | y_n\rangle^2)}, \quad (3.24)$$

que é a amplitude designada para o espectro discreto CLEANEST (17). No entanto, a amplitude do espectro residual CLEANEST é descrita da seguinte maneira:

$$A_{\text{res}}(\omega, |x\rangle) = A_1(\omega, |x - y_n\rangle). \quad (3.25)$$

O espectro discreto é formado a partir da função modelo e esta é constituída pelas amplitudes de cada componente de frequência. Portanto, é designado como a primeira parte do espectro

CLEANEST (17). Entretanto, a segunda parte do espectro CLEANEST, o chamado espectro residual, é obtido a partir da subtração da função modelo dos dados originais em conjunto a análise de Fourier dos resíduos. A soma dos espectros discreto e residual constituem integralmente o espectro CLEANEST (17).

O processo iterativo, que permite a inclusão de todas as frequências estatisticamente significativas, de uma série temporal na função modelo, é denominado de CLEANEST sequencial (69). O algoritmo identifica a frequência dominante calculada pelo método DCDFT. Em seguida, uma função modelo com frequência idêntica é subtraída dos dados, resultando no espectro CLEANEST(1). Em seguida, o espectro é examinado com o intuito de determinar se esse pico encontrado possui amplitude estatisticamente significativa (69). Em caso afirmativo, os dados originais são analisados com o objetivo de encontrar o par de frequências correspondentes ao máximo da função amplitude  $A_2(\omega_1, \omega_2, |x\rangle)$ , e que melhor ajusta os dados a série temporal. A função modelo é subtraída dos dados e a DCDFT aplicada aos resíduos formando o espectro CLEANEST(2). Esse processo iterativo continua sendo aplicado para os outros picos de frequência, produzindo os espectros CLEANEST(3), CLEANEST(4), e assim por diante. O encerramento do processo CLEANEST sequencial é denotado quando não há mais a identificação dos picos estatisticamente significativos ou por condições impostas, no que diz respeito a um número máximo de frequências a serem utilizadas (70).

O método CLEANEST sequencial é aprimorado para ordens mais elevadas de frequência, ajustando de forma mais adequada os valores de frequência encontrados. Esse procedimento utilizado no trabalho está descrito em linguagem IDL (*Interactive Data Language*). Contudo, essa não é a única forma de realizar a análise temporal. Em conjunto ao CLEANEST, as curvas de luz da C13 são analisadas pelo *software* IvS, que estabelece este tipo de análise, mas sob critérios, os quais são especificados a seguir.

### 3.2.2 Análise temporal com o programa IvS

A *pipeline* IvS está baseada em um método iterativo de cálculo de frequências a partir de séries temporais, mas sob critérios específicos, também conhecido como *prewhitening* (71). A inferência estatística nas séries temporais contendo ruído não dependente da frequência (*white noise*) é aplicada para verificar se uma frequência deve corresponder ao sinal senoidal presente nos dados.

Nessa abordagem é considerada uma função modelo de comportamento periódico, em que descreve o fluxo na forma:

$$F(t_i) = \mu + C + \sum_{i=1}^{n_f} A_i \text{sen}[2\pi(\nu_i t_i) + \phi_i] + \epsilon_i, \quad (3.26)$$

sendo  $\epsilon_i$  a componente do ruído Gaussiano,  $\mu$  a média do fluxo observado e  $C$  um parâmetro de correção em  $\mu$  (6). Os parâmetros  $A_i$ ,  $\nu_i$  e  $\phi_i$  descrevem as amplitudes, frequências e fases,

respectivamente, com  $t_i$  o tempo de cada observação. Em cada estágio de iteração do método *prewhitening*, é calculado o periodograma de Lomb-Scargle da curva de luz. Em seguida, identifica-se a frequência  $\nu_i$  que apresenta a maior amplitude (60). No entanto, é considerada nessa busca uma frequência  $\nu_s \leq 1$ , tal que, caso haja dois sinais com amplitudes  $A_1$  e  $A_2$  de valores próximos, não haverá identificação correta do sinal, pois a diferença entre as amplitudes é dada por:

$$\frac{\Delta A}{A_1} = \frac{|A_1 - A_2|}{A_1} \leq 1 - \left| \frac{\text{sen}(\nu_s/2)}{(\nu_s/2)} \right|. \quad (3.27)$$

Considerando  $\nu_s = 0, 1$ , mesmo que a diferença de amplitude entre os dois picos de frequência seja próxima de 0, 5%, a frequência correta  $\nu_i$  deve ser identificada (7). Para este valor de  $\nu_i$ , e com a subsequente identificação das demais frequências, é realizada uma regressão não-linear de mínimos quadrados à curva de luz original, utilizando a função modelo dada pela Eq. (3.26). Em cada passo dessa iteração, todas as amplitudes e fases são reajustadas, bem como o valor de  $\mu$ , com o intuito de minimizar a propagação de erro (7). Assim, o modelo é subtraído da curva de luz, obtendo o fluxo residual, e a cada nova iteração do método, as frequências  $\nu_{i+1}$  podem ser encontradas.

O processo é repetido até que a razão sinal-ruído (S/N) do periodograma seja menor que cinco. O limite para  $S/N < 5$  é adotado, segundo 22, e calculado como a razão entre a amplitude da frequência extraída  $\nu_i$  e a média dos resíduos no espectro de amplitude (média residual dos ruídos (72)). Esse cálculo para S/N está inserido em uma “janela” de frequência simétrica de 1/dia ( $1d^{-1}$ ) centrada em torno da frequência  $\nu_i$  (12). Usando este critério de sinal-ruído, previne-se o sobreajuste ou o excesso de extração de frequências do sinal fotométrico, garantindo também a não introdução de frequências espúrias na lista de frequências a ser construída via método *prewhitening*.

Outro critério importante empregado é a resolução das frequências. 73 argumentam que os valores de duas frequências não são distinguidos caso a diferença entre elas seja menor que  $1,5/T$ , sendo T o tempo total de integração dos dados de aproximadamente 81 dias. Isto significa que, se duas frequências estão próximas uma da outra no intervalo  $1,5/T$ , o pico de frequência de menor amplitude deve ser realocado ao final da lista frequências. Além do mais, os períodos com valores menores que o tempo de exposição de 30 min ( $\nu = 48d^{-1}$ ) e maiores que 28,5 d ( $\nu \simeq 0,035d^{-1}$ ) não são considerados, ou seja, as frequências nessas condições não são detectadas (2).

O método de análise temporal CLEANEST (apresentado na seção 3.2.1) leva em conta que os dados fotométricos possuem apenas ruído branco. Uma desvantagem do CLEANEST é poder considerar frequências falsas (aliases), como sinal real da estrela, caso as amplitudes dessas frequências sejam relevantes o suficiente em um periodograma. Em contrapartida, o processo de *prewhitening* pode considerar o ruído dependente da frequência em sua rotina, porém tal tipo de ruído possibilita a produção de lóbulos laterais às frequências principais, dispersão ou introdução de sinais espúrios no espectro de frequência. Entretanto, de forma efetiva, após a aplicação do método *prewhitening*, o produto para os dados modelados deve conter apenas os sinais de

frequência, ruído branco e a constante. É possível aplicar o procedimento *prewhitening* em ambos os domínios: temporal e de frequência (2). Os modelos subtraídos da curva de luz durante o processo podem ser avaliados nesses domínios. No domínio temporal, há três modelos distintos, a saber: redução de variância (*Variance Reduction*, VR), critério de informação Bayesiano (*Bayesian Information Criterion*, BIC) e critério de informação de Akaike (*Akaike's Information Criterion*, AIC). Para o domínio das frequências, o modelo é identificado como redução de potência (*Power Reduction*, PR).

Os modelos devem ser comparados, levando-se em conta uma série de parâmetros e o cálculo estatístico de cada um (72). Por exemplo, o modelo AIC é definido como:

$$\text{AIC} = 2k - 2 \ln(\mathcal{L}_{\text{máx}}) \simeq n \ln(\text{RSS}/n) + 2k + n, \quad (3.28)$$

em que  $\mathcal{L}_{\text{máx}}$  é a estimativa máxima para a função de verossimilhança (*Maximum Likelihood Estimator*, MLE), que considera como solução para seus parâmetros um valor mínimo para a soma residual dos quadrados (*Residual Sum of Squares*, RSS), ao estimar a frequência  $\nu_i$  (mais detalhes na seção 5.1.1 do livro *Asteroseismology*, 11). Na Eq. (3.28),  $n$  é o número efetivo de observações,  $k$  é o número de parâmetros livres no modelo. Com a suposição de ruído Gaussiano no modelo AIC, a variância do ruído é dada por  $\sigma_i^2 = \text{RSS}/n$  (71, 72). De forma análoga, o modelo BIC é descrito da seguinte maneira:

$$\text{BIC} = -2 \ln(\mathcal{L}_{\text{máx}}) + k \ln n \simeq n \ln(\text{RSS}/n) + k \ln n. \quad (3.29)$$

Quanto mais baixos forem os valores dos modelos AIC ou BIC, mais adequados serão aos modelos que devem ser subtraídos dos dados fotométricos. O modelo BIC é apropriado, principalmente quando não há muitos parâmetros a serem considerados nesse tipo de avaliação no procedimento *prewhitening* (71, 72).

O código IvS para o método iterativo *prewhitening* está disponível e documentado abertamente para a comunidade científica no site: <<https://github.com/IvS-KULeuven/IvSPythonRepository>> (acesso 20 de junho de 2021). Mais opções de critérios aplicados na análise temporal podem ser encontradas neste tipo de rotina.

### 3.2.3 Análise nos domínios temporal e de frequência - Wavelet

Após a análise das frequências das estrelas da C13 da missão K2, por meio do espectro de frequências, os esforços são voltados para o estudo de estabilidade destes sinais. Para realizar esta tarefa, é empregado o uso da ferramenta PYWAVELET<sup>2</sup>, que é uma biblioteca em linguagem PYTHON capaz de identificar potenciais efeitos espúrios dos sinais de frequência não detectados em periodogramas. Esta biblioteca PYWAVELET ainda faz uso do pacote SCALEOGRAM<sup>3</sup>, que

<sup>2</sup> Disponível em: <<https://pywavelets.readthedocs.io>>. Acesso em 10 de março de 2023.

<sup>3</sup> Disponível em: <<https://github.com/alsauve/scaleogram>>. Acesso em 10 de março de 2023.

facilita a confecção dos mapas do tipo *wavelet* aplicados aos espectros de frequência e mostrados no domínio temporal.

Como o PYWAVELET fornece um diagnóstico em ambos os domínios, temporal ou espacial, e no domínio das frequências (74), o pacote SCALEOGRAM, associado ao PYWAVELET, permite a confecção amistosa da transformação contínua do mapa *wavelet*. Portanto, uma das vantagens neste tipo de análise, é a detecção de sinais que podem estar localizados nos domínios do tempo ou da frequência. Isso poderia ser uma tarefa difícil por procedimentos tradicionais, como no caso de apenas ter a transformada de Fourier do sinal temporal (2).

O PYWAVELET acaba sendo mais uma ferramenta útil com aplicação no estudo de séries temporais, com processamento de sinais de frequência, bem como no processamento de imagens. Em outras áreas, como por exemplo na medicina, o PYWAVELET é uma técnica para a construção de imagens de tomografia computadorizada (74).

O método *wavelet* também é aplicado às estrelas da C13 da missão K2, em busca de avaliar a estabilidade dos sinais de frequência e de detectar prováveis efeitos espúrios no plano bidimensional do tempo e da frequência. Com as curvas de luz e espectros de frequência confeccionados, uma orientação adequada quanto à classificação das estrelas do tipo B deve ser considerada. O capítulo a seguir é dedicado a esta forma de análise.

## 4 VARIABILIDADE DAS ESTRELAS B

Os processos físicos que ocorrem no interior estelar dizem muito a respeito da evolução e modo de “vida” das estrelas. A asterosismologia é uma área da astrofísica designada para análise da estrutura estelar por meio de observações das possíveis frequências que são obtidas. Conhecer quais tipos de modos de pulsação que uma estrela pode apresentar, em conjunto a sua respectiva curva de luz, auxilia na tarefa de classificação desses objetos. Em estrelas massivas, como no caso das estrelas do tipo espectral B, esta maneira de análise pode ser interpretada em como se comporta e como são geradas as pulsações, compreendendo os processos, e a natureza dos gases no interior estelar.

Os eventos de oscilação em estrelas podem ser compreendidos por meio dos mecanismos de condução (11). A estrela infla e contrai, aquecendo e esfriando conforme as pulsações apresentadas. Isto é, a energia térmica da estrela é convertida em energia mecânica, de maneira análoga aos mecanismos de condução estudados em termodinâmica. No entanto, nesse tipo de estrutura, há a possibilidade de a energia não ser totalmente aproveitada nessa conversão, e o volume do interior da estrela viabiliza o amortecimento das pulsações. O ciclo de pulsação deve ser continuado na região estelar em que a energia mecânica conduz as oscilações. Por exemplo, a condução da pulsação é considerada na camada estelar que se aquece durante a compressão do ciclo de pulsação (11). Por outro lado, o amortecimento da pulsação é dado pela perda de calor para as outras camadas da estrela.

Para as estrelas massivas, que são compostas por núcleo convectivo e envelope radiativo em suas estruturas, as pulsações são excitadas pelo mecanismo conectado à opacidade, também conhecido como mecanismo-kappa ( $\kappa$  mechanism) (11, 12). Porém, o  $\kappa$ -mecanismo em estrelas dos tipo  $\beta$  Cephei ( $\beta$  Cep) ou SPB (*Slowly Pulsating B Stars*), atua preferencialmente na região de opacidade associada à metalicidade (*Z-bump*). Essa região em profundidades atmosféricas em torno de  $T \simeq 2 \times 10^5$  K define os limites inferior e superior de temperatura em que o  $\kappa$ -mecanismo opera (23, 12). Segundo os modelos teóricos para pulsações estelares, a opacidade na região do *Z-bump* deve ser suficiente para bloquear a radiação, e excitar os modos coerentes de pulsação. Entretanto, um dos critérios para a ocorrência de pulsações é o período de pulsação sendo da mesma ordem que a escala temporal térmica da estrela na zona de condução (11, 28), dado por

$$\tau_{\text{th}} \equiv \int_r^R \frac{C_p T}{L} dm, \quad (4.1)$$

com  $C_p$  a capacidade térmica do gás estelar à pressão constante,  $L$  a luminosidade e  $\tau_{\text{th}}$  integrado em um elemento de massa  $dm$ , nos limites atmosféricos de excitação das pulsações. A escala temporal térmica denota o período durante o qual uma estrela pode irradiar luz por meio da energia potencial gravitacional como exclusiva fonte de energia, isto é, sem envolver uma fonte nuclear. A energia potencial gravitacional de uma estrela está intimamente ligada à sua energia interna (11). Se os valores dados pela Eq. (4.1) forem menores que o período de oscilação, é

considerada a situação de equilíbrio térmico na região de condução, não havendo a absorção ou liberação de calor necessário para excitar os modos de oscilação.

A seguir, é descrito brevemente acerca das estrelas que apresentam os modos de pulsações coerentes conduzidos pelo  $\kappa$ -mecanismo (estrelas SPB e  $\beta$  Cep). Essencialmente, são adotadas as classificações de variabilidade seguindo a literatura de 21, 22 e 2. Estrelas com variabilidade híbrida também são discutidas, como o caso das SPB/ $\beta$  Cep. Como constatado em curvas de luz, os efeitos de binaridade, rotação ou ambos são detalhados (modelo ROT/BIN). Embora não classificadas usualmente como um grupo distinto que apresentam pulsações, as estrelas Be também são relatadas. De forma mais recente, é detalhada a classificação demonstrada na literatura por 34, para as estrelas que supostamente apresentam ondas internas de gravidade (*Internal Gravity Waves*, IGW).

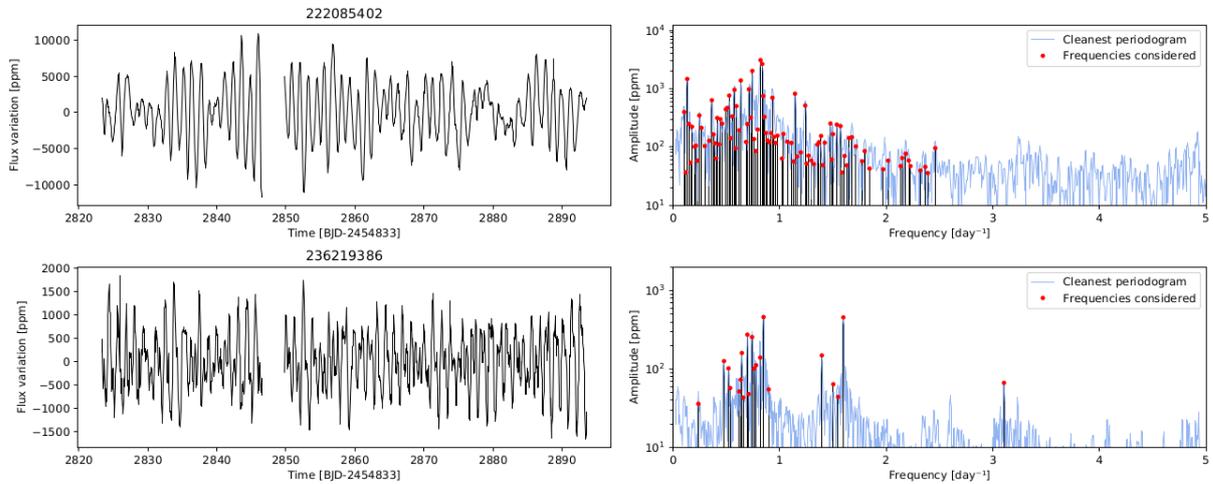
#### 4.1 ESTRELAS B DE PULSAÇÃO LENTA (SPB)

As estrelas do tipo SPB foram definidas originalmente por 75 como um grupo distinto de variáveis espectrais entre B2 e B9 na sequência principal. Tipicamente, a ordem de massa das estrelas SPB varia entre 3 e 8  $M_{\odot}$  (11). Prevalece nessas estrelas a constatação de pulsações não-radiais associadas aos modos de gravidade (modos g), que atuam como força restauradora no interior estelar (12). Os modos g são excitados pelo  $\kappa$ -mecanismo, que opera na região da *Z-bump*. Em geral, as curvas de luz das estrelas SPB são de caráter multi-periódico e os espectros de frequência são dominados por picos de frequências que não excedem o limite  $0,5 < \nu < 3,5 \text{ d}^{-1}$  (21). Portanto, os períodos de pulsação das estrelas SPB estão entre 0,8 e três dias (11).

Na Fig. 8 estão as curvas de luz e seus respectivos espectros de frequência para duas estrelas do tipo SPB da campanha 11 (C11) da missão K2, analisadas por 2. 2 investigaram as estrelas B da C11 da missão Kepler/K2. A caracterização de variabilidade das estrelas desse campo enriquece a estatística de determinação das subclasses das estrelas do tipo espectral B. Com base nisso, a metodologia empregada por 2 também é adotada para o estudo das estrelas B da campanha 13 da missão Kepler/K2. Por exemplo, a maneira de confecção das curvas de luz segue a descrição da *pipeline* K2SC, como mencionado na seção 3.1. O algoritmo CLEANEST e o software IvS são adotados para a composição dos espectros de frequência (veja as seções 3.2.1 e 3.2.2).

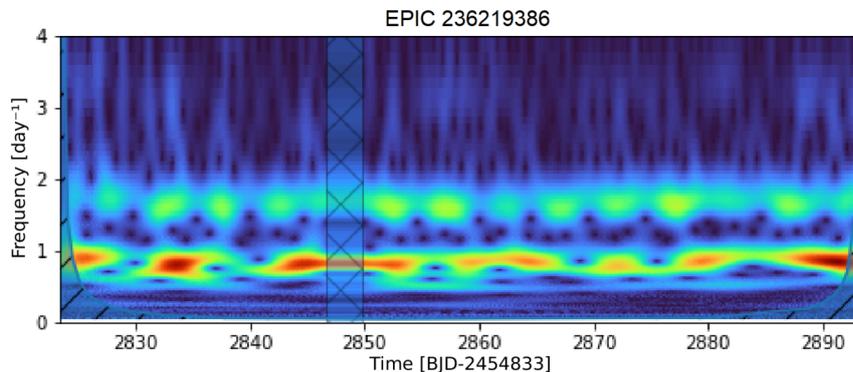
Na Fig. 9, há um exemplo de mapa *wavelet* para a estrela de variabilidade SPB, a EPIC 236219386, que tem sua série temporal e espectro de frequência demonstrados no painel inferior da Fig. 8. Este tipo de método descrito na seção 3.2.3 é similarmente empregado no trabalho de 2. O mapa de cor *wavelet* na Fig. 9 indica os principais sinais de frequência (1/dia) ao longo dos eixos das abcissas referente ao limite temporal. Nota-se na Fig. 9 que a transformação *wavelet* dos sinais naturais de frequências é dada na forma de imagens concentradas (“mapas de calor”) ao longo do domínio temporal.

Figura 8 – Curvas de luz e espectros de frequência das estrelas SPB da C11 da missão K2. Para os gráficos à direita, o algoritmo CLEANEST e o *software* IvS são considerados para a obtenção de frequências, que nesse caso não excedem  $3,5 \text{ d}^{-1}$ .



Fonte: Adaptado de: PEREIRA, et al. Characterizing B stars from Kepler/K2 Campaign 11. Optical analysis and seismic diagnostic. p. 5, No prelo 2023.

Figura 9 – Sinais de estabilidade de frequências fornecidos pela biblioteca PYWAVELET, com o uso do pacote SCALEOGRAM, para a estrela EPIC 236219386 de variabilidade SPB.



Fonte: Adaptado de: PEREIRA, et al. Characterizing B stars from Kepler/K2 Campaign 11. Optical analysis and seismic diagnostic. p. 108, No prelo 2023.

## 4.2 ESTRELAS $\beta$ Cephei

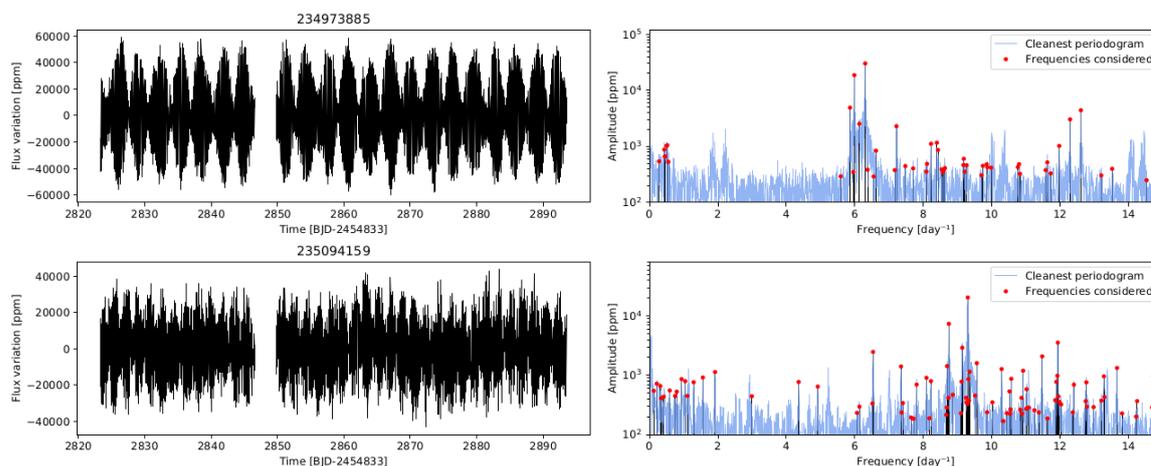
As estrelas da classe  $\beta$  Cephei possuem variabilidade espectral entre B2 e B3, nas classes de luminosidade IV-V (2). Configurando-as entre as estrelas B iniciais da sequência principal, ou até mesmo como estrelas ligeiramente evoluídas. É constatada a ordem de massa para as estrelas  $\beta$  Cep entre  $8$  e  $25 M_{\odot}$  (12).

De forma análoga às estrelas SPB, o  $\kappa$ -mecanismo, ativo na região do *Z-bump* é responsável por desencadear as pulsações em estrelas  $\beta$  Cep, no entanto, esses objetos exibem modos de pressão não radiais (modos p). Na região de condução, a característica observada nas estrelas

$\beta$  Cep é que a pressão varia lentamente, e os modos p permanecem estáveis em razão dos seus períodos serem menores do que a escala temporal térmica (28).

Os modos p são modos de oscilação estelar em que as camadas de uma estrela são perturbadas a partir do seu estado de equilíbrio. Esses modos são caracterizados por ondas estacionárias acústicas, em que a pressão atua como força restauradora tentando retornar a camada atmosférica estelar ao estado de equilíbrio quando perturbada. Em essência, os modos p são padrões de vibração das camadas estelares em resposta a perturbações. Geralmente, os modos p possuem frequências mais altas em comparação as frequências apresentadas por estrelas SPB. Logo, os períodos de pulsação são da ordem de 2 a 8 horas em estrelas  $\beta$  Cep. Em seus espectros de frequência, o limite de variação está entre  $3,5 < \nu < 20 \text{ d}^{-1}$ .

Figura 10 – Curvas de luz e espectros de frequência das estrelas  $\beta$  Cep da C11 da missão K2. Para os gráficos à direita, o algoritmo CLEANEST e o *software* IvS são considerados para a obtenção de frequências.



Fonte: Adaptado de: PEREIRA, et al. Characterizing B stars from Kepler/K2 Campaign 11. Optical analysis and seismic diagnostic. No prelo 2023.

Na Fig. 10 são mostradas as curvas de luz e seus respectivos espectros de frequência, para duas estrelas do tipo  $\beta$  Cep pertencentes a C11 da missão K2 investigadas por 2. É notável que a curva de luz da estrela EPIC 234973885 apresenta o fenômeno de batimento, sendo a maior frequência obtida em torno de  $6,3 \text{ d}^{-1}$  (2). De forma análoga ao demonstrado para as estrelas SPB, os espectros de frequência também são confeccionados via algoritmo CLEANEST e a *pipeline* IvS para a obtenção de frequências.

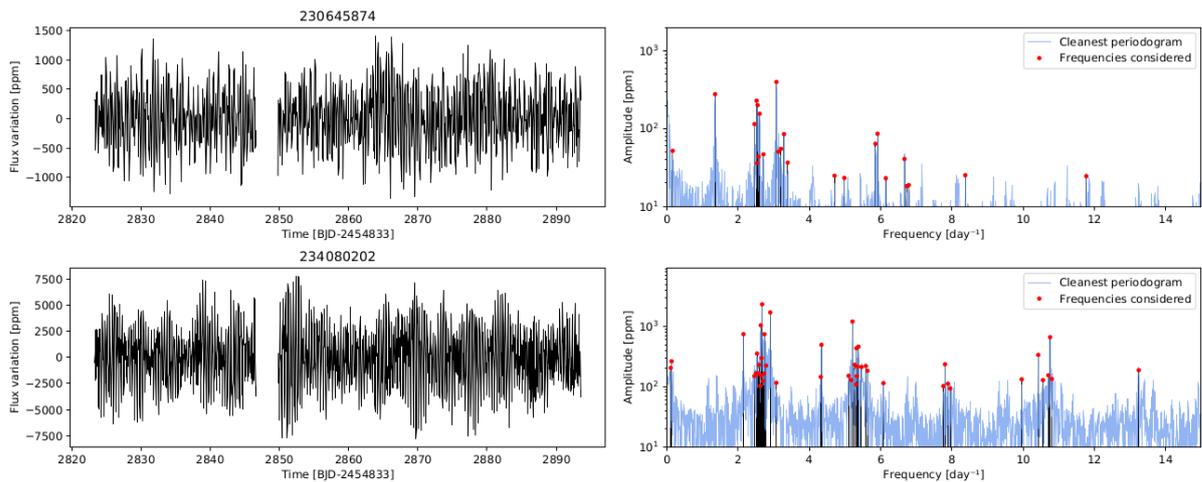
#### 4.3 ESTRELAS HÍBRIDAS SPB/ $\beta$ Cephei

Os modos g constatados no interior em estrelas B são, geralmente, amortecidos em estrelas massivas, pois a origem de condução desse tipo de pulsação encontra-se em camadas pouco acima do núcleo convectivo (11, 28). Nessa região, a variação do gradiente de temperatura é

elevada, levando a perda de calor e amortecimento das oscilações em camadas mais externas. No entanto, devido ao  $\kappa$ -mecanismo na região do *Z-bump*, alguns modos de gravidade podem não ser amortecidos em outras camadas atmosféricas. Assim, em uma mesma estrela, há a possibilidade de averiguar se a frequências de valores baixos correspondentes aos modos g, bem como frequências características aos modos p. Estrelas que exibem essa particularidade são chamadas de híbridas, ou estrelas de variabilidade do tipo SPB/ $\beta$  Cep (2), pois ambas as pulsações da classe SPB e da classe  $\beta$  Cep são observadas. Isto é, o limite de frequências, no mesmo espectro de frequências para essas estrelas, abrange  $0,5 < \nu < 20 \text{ d}^{-1}$ .

A Fig. 11 ilustra duas estrelas híbridas da C11 da missão Kepler/K2 analisadas por 2. É notório destacar que a variação de massa para as estrelas do tipo SPB/ $\beta$  Cep seguem os mesmos padrões verificados para as estrelas puras da classe SPB ou  $\beta$  Cep.

Figura 11 – Curvas de luz e espectros de frequência das estrelas SPB/ $\beta$  Cep da C11 da missão K2. Para os gráficos à direita, o algoritmo CLEANEST e o *software* IvS são considerados para a obtenção de frequências.



Fonte: Adaptado de: PEREIRA, et al. Characterizing B stars from Kepler/K2 Campaign 11. Optical analysis and seismic diagnostic. No prelo 2023.

Os espectros de frequência da Fig. 11 foram identicamente confeccionados por meio do algoritmo CLEANEST e processados utilizando o método *prewhitening* via *software* IvS.

#### 4.4 ESTRELAS MAIA

As estrelas MAIA foram nomeadas primeiramente por 76, sugerindo que as variáveis espectrais entre B7V-III e A2V-II deveriam ter períodos notados entre 2 e 8 horas (77). 76 rotulou esse grupo de estrelas como MAIA, após estudar uma estrela pertencente à constelação das Pleiades. Por terem variações periódicas na escala de horas, as variáveis MAIA vêm sendo tratadas como exemplo peculiares de estrelas, pois pulsam de maneira irregular (78). Em conclusão aos períodos

dessas estrelas serem dados em horas, nota-se que as variáveis MAIA exibem pulsações de alta frequência. Pulsações deste tipo não fazem parte da variabilidade de estrelas SPB. Por outro lado, os valores de temperatura efetiva das estrelas MAIA são menores em comparação às variáveis  $\beta$  Cep, as quais apresentam frequências acima de  $5 \text{ d}^{-1}$ .

Pelas observações do *CoRoT*, 6 notaram algumas estrelas no diagrama H-R, com localização próxima ao lado mais “frio” da faixa da instabilidade de estrelas SPB e próximo à região mais “quente” das estrelas do tipo  $\delta$  Scuti. No entanto, trata-se de uma região em que várias alegações de detecção de pulsações foram realizadas (77). Porém, os mecanismos de instabilidade que ocasionam as pulsações em estrelas MAIA permanecem com uma frente de estudo a ser explorada.

77 reiteram que as variáveis MAIA provavelmente são objetos do tipo SPB evoluídos e com variações complexas em frequência. Contudo, estrelas  $\delta$  Scuti, que são estrelas que estão entre os tipos espectrais A tardias e F iniciais, apresentam modos de pressão e de gravidade, que são ativados pela zona de ionização do He II (79).

80 sugere que as estrelas MAIA não devem ser apenas uma classe de estrelas classificada separadamente, mas uma extensão das variáveis  $\delta$  Scuti, sendo chamadas de “estrelas  $\delta$  Scuti quentes”. Entretanto, não há distinção afirmada na região de instabilidade entre estrelas B quentes (81). Os modelos atuais baseados em frequência estelar apontam que as estrelas MAIA não podem ser consideradas estrelas  $\delta$  Scuti de alta temperatura, ou classificadas como estrelas SBP de rotação rápida (80). Outra rotulação é dada por 6, de “estrelas  $\beta$  Cep de baixa amplitude” pois estrelas MAIA apresentam características em frequência das variáveis  $\beta$  Cep.

Para fins de análise em um diagrama H-R, as estrelas  $\beta$  Cep parecem se fundirem à região das estrelas MAIA, as quais se reúnem à região das estrelas  $\delta$  Scuti mais quentes (80). Como resultado, há dificuldade em estabelecer os limites de frequência e/ou temperatura para o grupo das variáveis MAIA.

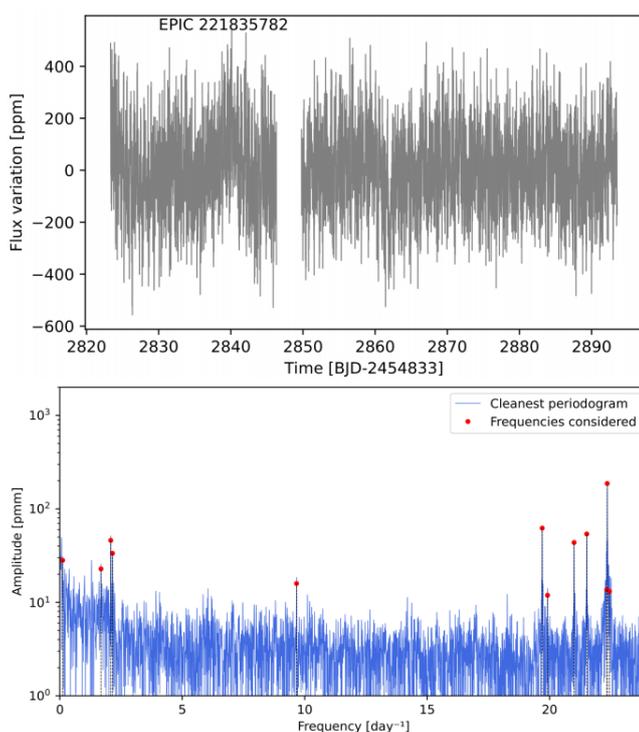
Na literatura a origem das estrelas MAIA como variáveis de rápida rotação é tema de muito debate. Rotações podem afetar as propriedades das estrelas, ao referir-se a geometria e períodos de pulsação (79). No trabalho publicado por 79, as variáveis MAIA são consideradas como estrelas SPB de rotação rápida, efeito que afetava as temperaturas efetivas desses alvos, sendo menores em relação às SPB devido ao escurecimento gravitacional equatorial.

O escurecimento gravitacional é um fenômeno observado em estrelas que giram rapidamente. Logo, refere-se à distribuição desigual de temperatura na superfície de uma estrela. Este fato é consequência da ação do campo gravitacional estelar, resultando em uma região mais brilhante (e mais “quente”) nos polos e uma região mais “escura” (e mais “fria”) no equador. No entanto, 81, que analisaram a conexão das variáveis MAIA com as estrelas de pulsação de tipos espectrais A e B, não apontaram evidências dessas estrelas possuírem rotação mais rápida, em relação às estrelas B típicas da sequência principal. Contrariando o que havia proposto 79, que torna a rotação rápida para as estrelas MAIA, uma explicação improvável para a mudança de temperatura necessária. Portanto, segundo 81, as variáveis MAIA, além de não ser estrelas de alto giro, não podem ser consideradas estrelas  $\beta$  Cep com temperatura menor apenas pelo escurecimento gravitacional.

Ou seja, estrelas MAIA são muito “quentes” para serem classificadas como variáveis  $\delta$  Scuti, e muito “frias” para serem consideradas estrelas  $\beta$  Cep. Além do mais, possuem taxa de rotação comparáveis às estrelas SPB, veja 81, 80.

As estrelas MAIA observadas pelo *TESS* e analisadas por 80 levaram a caracterização das amplitudes das frequências que excediam de  $5 \text{ d}^{-1}$  a  $20 \text{ d}^{-1}$ , e que estavam na faixa de temperatura de  $10000 < T_{\text{eff}} < 18000 \text{ K}$ . São apresentados na Fig. 12 a curva de luz e seu respectivo espectro de frequência da estrela EPIC 221835782 analisada por 2. Trata-se de uma variável MAIA que apresenta frequências de pulsações dominantes acima de  $20 \text{ d}^{-1}$  e de tipo espectral B9/A0. Outras frequências são notadas abaixo de  $5 \text{ d}^{-1}$ , algo característico das variáveis SPB.

Figura 12 – Curvas de luz e espectro de frequência da estrela MAIA, EPIC 221835782, da C11 da missão K2. O painel superior é sua curva de luz, enquanto no painel inferior está apontado os sinais de frequência dominantes acima de  $20 \text{ d}^{-1}$ . O algoritmo CLEANEST e o *software* IvS são considerados para a obtenção de frequências.



Fonte: Adaptado de: PEREIRA, et al. Characterizing B stars from Kepler/K2 Campaign 11. Optical analysis and seismic diagnostic. p. 33, No prelo 2023.

A continuação da análise das estrelas MAIA é importante, há a possibilidade de obter mais informações acerca da estrutura interna e evolução estelar, e dos processos físicos que causam suas pulsações. Estudos adicionais dessas estrelas são necessários para compreender o lugar de representação em um diagrama H-R, e de um esquema geral para as estrelas pulsantes (81).

No momento, estrelas MAIA parecem ser comumente classificadas como estrelas tardias do tipo B, de classe espectral entre B5 e A0. A explicação para os mecanismos de pulsação nas variáveis MAIA formam um cenário complexo, pois o comportamento das frequências de

estrelas com estas propriedades pode ser advindo de mecanismos diferentes para cada tipo de objeto (2). Por causa das incertezas nos valores de temperatura efetiva e rotação, as diferentes regiões de instabilidade para as variáveis MAIA não podem ser claramente definidas, como também não é possível determinar com precisão os modos de pulsação que estrelas desse tipo podem apresentar, conforme discutido em (80).

#### 4.5 VARIABILIDADE DEVIDO A ROTAÇÃO OU BINARIDADE

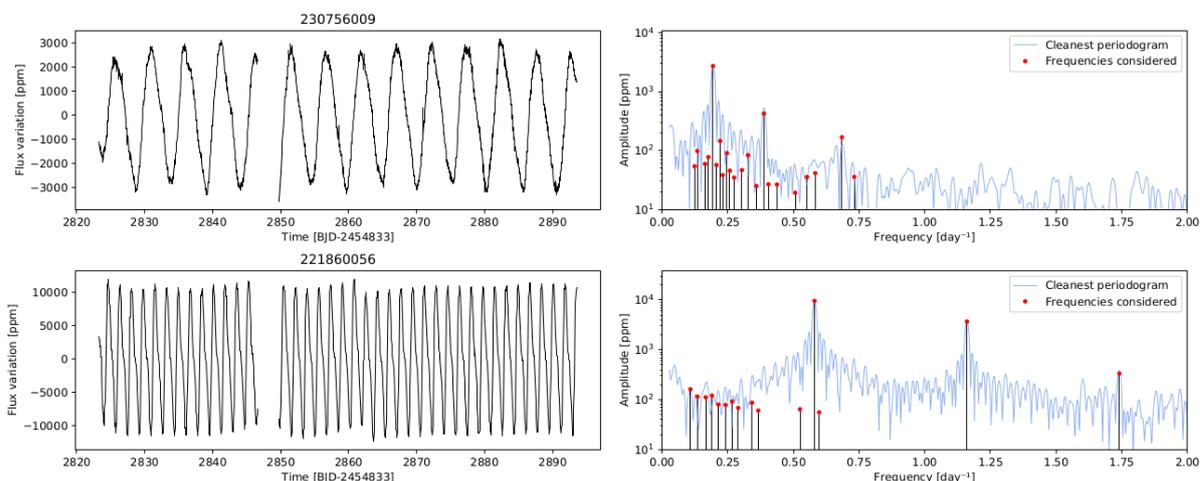
Não são todas as frequências obtidas de uma estrela que devem ser atribuídas às pulsações. Em alguns casos, dependendo da modulação da curva de luz e do seu respectivo espectro de frequência, a variabilidade de uma estrela pode estar atrelada aos efeitos de binaridade ou rotação (classe ROT/BIN). É possível também que tais efeitos sejam pertinentes aos fenômenos de proximidade estelar, e envolve reflexão de luz emitida pelos objetos que compõem um sistema binário, bem como o efeito maré e variação do tipo elipsoidal (82). É plausível que a irregularidade de fluxo em superfícies estelares também exerça papel de modulação em curvas de luz. A causa pode ser atribuída à presença de uma atmosfera estelar não homogênea contendo manchas (21).

As curvas de luz de estrelas que apresentam o fenômeno de batimento podem estar vinculadas aos efeitos de rotação diferencial. As inúmeras frequências obtidas nessa situação possibilitam o equívoco em atribuir a causa somente às pulsações. Estrelas de variabilidade devido a rotação ou binaridade podem apresentar, de forma similar às estrelas SPB ou  $\beta$  Cep, as pulsações, porém, a frequência harmônica associada é o principal fator de distinção entre as classes. Os harmônicos dos modos de pulsação são múltiplos da frequência principal e são notáveis somente se as amplitudes no espectro de frequência possuem valores altos em relação as outras frequências obtidas (28). Entretanto, para estes casos, o espectro de frequência deve possuir vasta combinação entre frequências devido a pulsações, e em virtude a rotação e/ou binaridade (2).

Esse problema pode ser solucionado quando os dados fotométricos das estrelas binárias eclipsantes são analisados. As curvas de luz são marcadas por apresentarem trânsitos, com modulação em amplitude. A Fig. 13 mostra a curva de luz para a estrela EPIC 230756009, com variabilidade puramente pela rotação (painel superior), enquanto no painel inferior, a curva de luz pertencente a estrela EPIC 231913234, ilustra a variabilidade em virtude a binaridade. De forma idêntica às seções anteriores, são exemplos de estrelas da C11 da missão K2, analisadas por 2.

Note que o espectro de frequência da estrela EPIC 230756009, na Fig. 13, apresenta frequência principal e seus harmônicos, que é característico da classe ROT. A presença de frequências harmônicas associadas não modifica a indicação dessa classe. No entanto, a estrela EPIC 221860056 apresenta curva de luz modulada em amplitude, característica perceptível das estrelas binárias eclipsantes.

Figura 13 – Curvas de luz e espectros de frequência das estrelas ROT/BIN da C11 da missão K2. O painel superior indica a estrela com variabilidade rotacional (classe ROT), enquanto no painel inferior, a variabilidade é pela binaridade (classe BIN). Para os gráficos à direita, o algoritmo CLEANEST e o *software* IvS são considerados para a obtenção de frequências.



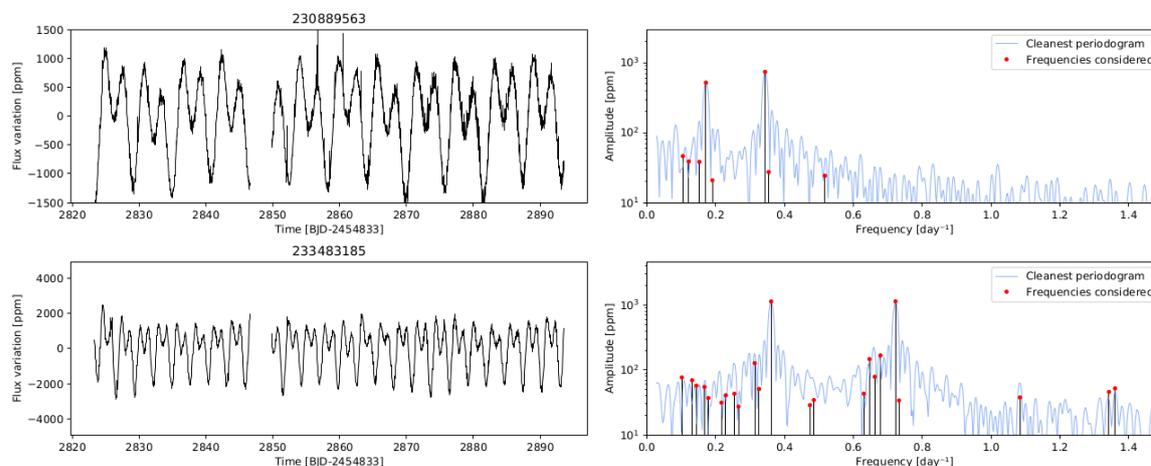
Fonte: Adaptado de: PEREIRA, et al. Characterizing B stars from Kepler/K2 Campaign 11. Optical analysis and seismic diagnostic. No prelo 2023.

Dentre a classe ROT/BIN, encontra-se ainda a subclasse de estrelas com variabilidade elipsoidal. Essas estrelas são descritas com um sistema binário de estrelas próximas, mas que não são evidentes os eclipses em suas curvas de luz, em virtude da localização de seu plano orbital. O espectro de frequência das variáveis elipsoidais também é composto por uma frequência fundamental e frequências harmônicas associadas. Apenas seu primeiro harmônico é denotado, havendo a possibilidade de possuir maior amplitude em relação à frequência fundamental (28). Uma consequência desse fato é possível de ser conjecturada a partir das diferentes formas que as curvas de luz que as variáveis elipsoidais possuem (ainda que moduladas em amplitude). É plausível da causa estar associada às interações gravitacionais entre estrelas, como por exemplo, o efeito de maré que possibilita a forma não esférica de uma das estrelas integrantes do sistema (11).

A Fig. 14 mostra as curvas de luz e seus respectivos espectros de frequência, para estrelas consideradas variáveis elipsoidais. Estrelas também referentes a C11 da missão K2 analisadas por 2.

A diferença entre os picos de frequência fundamental e harmônica, no caso das variáveis elipsoidais, indica a não sincronização de rotação das estrelas que compõem o sistema. A sincronização dos períodos orbitais e rotacionais são esperados em estrelas B, porém, tratando de estrelas jovens, perturbações na sincronização devem existir (21). Não sendo uma tarefa simples compreender as causas de tantas variações para sistemas do tipo elipsoidal, talvez seja a melhor forma suprimir a classificação apenas na classe das variáveis rotacionais e/ou binaridade (ROT/BIN) (28).

Figura 14 – Curvas de luz e espectros de frequência das estrelas de variabilidade elipsoidal da C11 da missão K2. Para os gráficos à direita, o algoritmo CLEANEST e o *software* IvS são considerados para a obtenção de frequências.



Fonte: Adaptado de: PEREIRA, et al. Characterizing B stars from Kepler/K2 Campaign 11. Optical analysis and seismic diagnostic. No prelo 2023.

#### 4.6 ESTRELAS EM EMISSÃO

Estrelas Be compreendem uma classe de estrelas B que, em algum momento, apresentaram ou ainda apresentam emissão nas linhas de Balmer. A linha  $H\alpha$  ( $\sim 6563\text{\AA}$ ) comumente apresenta esta característica de maneira mais proeminente. Em menor magnitude, a linha  $H\beta$  ( $\sim 4861\text{\AA}$ ) também pode apresentar emissão. As emissões são atribuídas a presença de um disco de gás equatorial formado em torno da estrela (29, 83). Várias formas diferentes de mecanismos físicos são cogitadas em serem a real causa da formação de disco circunstelar. Uma maneira concebida para a constituição do disco de acreção é considerar que a estrela apresenta eventos de ejeção de massa (os chamados *outbursts*) com notável frequência (84).

As estrelas Be são consideradas estrelas de alta rotação, com velocidade próxima a rotação crítica, o que é ponderado pela história evolutiva (12). A alta rotação, comum em estrelas Be, bem como a observação das pulsações, levantam questões sobre as causas da perda de massa e da formação de discos circunstelares nesse tipo de estrela. Além disso, ao analisar as curvas de luz das estrelas Be é possível identificar aumentos significativos no fluxo luminoso, que caracteriza eventos conhecidos como "*outbursts*". Esses eventos podem ser, em parte, influenciados pelos modos de oscilação presentes na estrela. Contudo, o comportamento das estrelas Be pode ser diverso, com a possibilidade de exibirem em seus espectros de frequência, os modos  $g$  e/ou até mesmo, os modos estocásticos excitados por ondas internas de gravidade (35, 12), os quais são mais discutidos na seção 4.7.

As estrelas Be podem fazer parte de sistemas binários, ou seja, têm a possibilidade de possuírem uma companheira. Quando isso ocorre, a formação das linhas de emissão nas estrelas Be é

considerada resultado da transferência de massa entre as estrelas que compõem o sistema. (12). Embora todas as cogitações citadas para a formação de disco em estrelas Be sejam constatadas, e mesmo tendo a rotação crítica e oscilações não-radiais como principais fatores (83), não é claro se os mecanismos físicos são capazes de explicar a classe de estrelas que apresentam emissão (11).

Este é um resumo da frente fotométrica, levando em conta os mecanismos de excitação. Assim, é considerada a investigação de pulsações em estrelas Be com a característica comum de alta rotação, que essa classe de estrela é capaz de apresentar. As descrições espectroscópicas das estrelas Be devem ser relatadas na seção 5.6, após a especificação dos métodos espectroscópicos aplicados neste trabalho, no sentido de enriquecer a discussão acerca desses objetos.

#### 4.7 ESTRELAS IGW

Mais recentemente, estrelas massivas estão sendo analisadas por apresentarem excesso de sinais de baixa frequência em periodogramas, em torno de 0,1 a 1  $\text{d}^{-1}$ . Essas frequências encontram-se com valores dentro do limite característico para as estrelas SPB. Porém, estrelas que manifestam o excesso de frequência de baixo valor e amplitude diferente das constatadas aos modos coerentes de pulsação (modos g ou modos p), são apontadas em possuir variabilidade com baixa frequência estocástica (*Stochastic Low-Frequency*, SLF) (35, 85).

Estrelas com esse tipo de variabilidade, ou seja, apresentando a particularidade com excesso de sinais de frequências, são atribuídas devido à ocorrência de ondas internas de gravidade (*Internal Gravity Waves*, IGW) (34, 85, 2). Visto que o  $\kappa$ -mecanismo é o fator responsável pela condução dos modos coerentes de pulsação em estrelas B, que depende da metalicidade no meio estelar (34), estrelas massivas de baixa metalicidade não são previstas em exibirem os modos convencionais de pressão e gravidade.

O mecanismo de condução estocástico é observado em estrelas do tipo solar e algumas gigantes vermelhas que apresentam pulsações. Os modos de oscilação, não excitados na região de metalicidade, devem ser intrinsecamente estáveis. Contudo, na zona convectiva externa ao núcleo estelar, é considerado que haja energia acústica o suficiente para que a estrela ressoe em número reduzido de frequências naturais (11). A dissipação das ondas referentes esse sistema ressonante faz com que o ruído estocástico seja incorporado à energia necessária para as oscilações globais da estrela, sendo identificado nos espectros de frequência. Portanto, há a possibilidade de conter degenerescência nos sinais obtidos em espectros de frequência para estrelas do tipo SPB ou IGW (SLF).

De forma divergente ao mecanismo responsável pela excitação dos modos g convencionais, anteriormente discutido, as ondas internas de gravidade têm como região de excitação dos modos estocásticos o núcleo convectivo de estrelas massivas. A perspectiva de propagação dessas ondas destina-se ao envelope radiativo (36). Ou seja, as ondas internas de gravidade são ondas que se

propagam em regiões estratificadas de maneira estável, em que a força restauradora provém da gravidade (36, 86).

Por meio de simulações computacionais, 36 constataram que estrelas massivas de variabilidade IGW são responsáveis pelo transporte de momento angular e por reações químicas em regiões radiativas, em que outros mecanismos de condução não são eficientes (87, 88). O perfil de rotação estelar, analisado também por meio de cálculo numérico com simulações hidrodinâmicas (veja (86)), auxilia de maneira significativa no entendimento da condução das ondas IGW, em relação aos modos que podem ser averiguados.

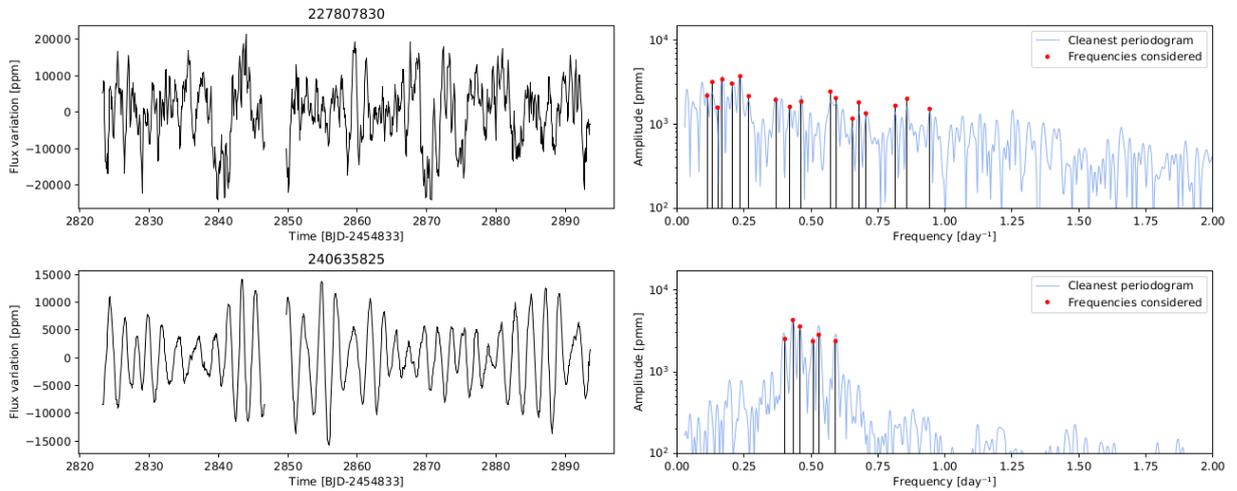
A característica estocástica das baixas frequências IGW, excitadas na interface convectiva-radiativa de estrelas massivas, é compreendida da seguinte maneira: as ondas IGW propagam-se a partir dos distúrbios próximos ao núcleo convectivo. O sentido da propagação dessas ondas segue em direção a diminuição drástica da densidade do gás (86, 52). Nesse caso, a amplitude das ondas deve aumentar, levando a perturbações em regiões subsuperficiais (no envelope estelar), elucidando o transporte de momento angular a partir da geração de ondas IGW. No entanto, a convecção propicia as ondas progressivas e/ou retrógradas na interface convectiva-radiativa (86). A dissipação das ondas prógradas ou retrógradas próximas a região subsuperficial, leva a quebra de simetria do meio em rotação uniforme. Este processo de quebra de simetria representa o transporte de momento angular por ondas IGW, que acelera caso as ondas prógradas são dissipadas ou diminui se as ondas retrógradas são dissipadas na região radiativa (36, 86).

O surgimento de ondas IGW depende da configuração dinâmica da interface convectiva-radiativa das estrelas, assim como das massas e estágios evolutivos das estrelas massivas (36, 34). É percebido nas diferentes regiões estratificadas, nas quais as ondas IGW são capazes de propagar. Os elementos que afetam a propagação e dissipação das ondas devem ser melhores estudados, a fim de esclarecer a variabilidade de estrelas que apresentam essa característica.

A Fig. 15 ilustra as curvas de luz e espectros de frequência de dois alvos da C11 da missão K2, que apresentam o excesso de frequências característico das estrelas de variabilidade IGW. Esses dois alvos foram analisados por 2. O algoritmo CLEANEST e o *software* IvS foram utilizados para a caracterização das frequências. As curvas de luz demonstram variação distinta em magnitude. Os espectros de frequência validam o limite esperado, em torno de  $0,1$  a  $1 \text{ d}^{-1}$ , atribuído para o excesso de frequências referente a variabilidade IGW.

Alguns dos alvos abordados da C13 da missão K2 podem ter a complementação distinta na análise. Esse caso de tratamento distinto é retratado para as estrelas do tipo SPB, que apresentam modos de gravidade de pulsação. Trata-se de uma breve perspectiva asterossismológica apresentada na próxima seção que defini as propriedades dessas pulsações.

Figura 15 – Curvas de luz e espectros de frequência das estrelas IGW da C11 da missão K2. Para os gráficos à direita, o algoritmo CLEANEST e o *software* IvS são considerados para a obtenção de frequências.



Fonte: Adaptado de: PEREIRA, et al. Characterizing B stars from Kepler/K2 Campaign 11. Optical analysis and seismic diagnostic. No prelo 2023.

#### 4.8 ASTEROSISMOLOGIA PARA AS ESTRELAS SPB

Com o advento da fotometria espacial de longa duração, como praticado pelos instrumentos *CoRoT* e Kepler por exemplo, houve a possibilidade de analisar melhor as estrelas pulsantes de períodos próximos a um dia. Ou seja, objetos que pulsam em períodos curtos, sendo viável a detecção dos modos de gravidade (modos-g). Estrelas SPB são exemplos de variáveis que apresentam este tipo de modos de pulsação, e são objetos substanciais no estudo asterossismológico a partir dos espectros de frequência apresentados.

Um efeito importante a ser levado em consideração na análise de frequência e modos é o da rotação estelar. Como os modos-g consistem em ondas que se propagam na mesma direção longitudinal da rotação, e que acabam confinados na região equatorial estelar (chamados modos-g setoriais) (54). Essa região é altamente afetada pela força de Coriolis. A resposta à força de Coriolis resulta na influência do empuxo nas ondas gravito-inerciais. Contudo, estrelas SPB são exemplos de objetos que possuem modos de pulsação regidos pelas influências das ondas gravito-inerciais.

A aproximação tradicional de rotação (ou *Traditional Approximation of Rotation* - TAR) implementado para estrelas de pulsações não-radiais (veja 89, 90) é uma maneira de simplificar as equações de pulsação. As informações acerca da identificação dos modos de pulsação e da taxa de rotação interna das estrelas podem ser adquiridas por meio do diagrama de espaçamento do período ( $P - \Delta P$ ). Mesmo estrelas consideradas não rotatórias, mas com núcleo convectivo, por meio do TAR, é possível averiguar os modos-g de alta ordem a partir do espectro de frequências, em que a equação para o espaçamento de período é descrita por (veja (89, 91)):

$$\Delta P_l = P_l(n+1) - P_l(n) \simeq \frac{P_0}{\sqrt{l(l+1)}}, \quad (4.2)$$

com

$$P_0 = 2\pi^2 \left( \int_{r_1}^{r_2} \frac{N}{r} dr \right)^{-1}. \quad (4.3)$$

Na Eq. (4.2),  $l$  é o número angular provindo das soluções dos harmônicos esféricos, assim como  $n$  é a ordem radial (integral) dos modos (54). A Eq. (4.3) retrata  $P_0$  como o período associado aos modos de gravidade, ou o tempo de propagação do empuxo. Estes modos devem estar confinados na zona radiativa de tamanho  $r$  e limitada por  $r_1$  e  $r_2$ . A frequência de empuxo ou a frequência de Brunt-Väisälä é denotada por  $N$ . O período  $P_0$  é essencial para a análise dos modos-g. No entanto, a Eq. (4.2) sofre modificações quando considerado os números de pulsação de ordens radiais na presença de rotação. Segundo (91), sob a consideração da TAR, o espaçamento de período deve ser escrito na forma:

$$\Delta P_l = P_{l,m}(n+1) - P_{l,m}(n) \simeq \frac{P_0}{\sqrt{\lambda_{l,m}(s)} \left[ 1 + \frac{1}{2}s \frac{\lambda'_{l,m}(s)}{\lambda_{l,m}(s)} \right]}, \quad (4.4)$$

com  $m$  sendo o número azimutal para a pulsação. O parâmetro  $s$  indica o spin, que é proporcional à razão entre a frequência de rotação angular do núcleo e a frequência de pulsação angular na estrutura da coroa estelar, logo:

$$s = \frac{2\Omega_{core}}{\omega_{nlm}}. \quad (4.5)$$

Os autovalores para a equação de onda de Laplace são representados por  $\lambda_{l,m}(s)$  na direção longitudinal. Portanto, para  $\lambda_{l,m}(s) \rightarrow l(l+1)$  com  $s \rightarrow 0$ , tem-se recuperado o caso sem rotação, ou seja a Eq. (4.2). Nota-se que para o acréscimo de  $l$ ,  $\Delta P_l$  deve decrescer (89).

92 atenta ao fato que os modos-g de alta ordem são detectados ao propagarem mais profundamente em estrelas da sequência principal. No entanto, os modos-g detectados e da mesma ordem que  $l$  e das ordens radiais, quando investigados pelo espaçamento de período, concedem um método para conjecturar o tamanho do núcleo convectivo.

Uma abordagem para investigar os modos-g das estrelas que apresentam períodos curto de pulsação foi similarmente proposta por 93. Neste tipo de análise, a transformada de Fourier discreta é utilizada e os padrões de espaçamento dos períodos de pulsação são, de forma análoga, investigadas em uma estrutura de rotação, ou seja, conforme a TAR. Porém, métodos como este para a investigação do comportamento dos modos-g e períodos de pulsação associados, como as análises descritas anteriormente, requerem bastante tempo computacional. Dessa maneira, o espaçamento de período, como descrito pelas Eqs. (4.2) e (4.4) é implicitamente dependente do spin  $s$  e das frequências de pulsação. Isso requer programas implementados a realizarem cálculos em espaço multidimensional. A seção seguinte descreve o estudo prático dos períodos de pulsação para as variáveis SPB.

#### 4.8.1 Diagnóstico sísmico simplificado para os modos-g

Um método simplificado, que também utiliza a abordagem da TAR, e unicamente aplicado aos objetos que apresentam modos-g setoriais, foi proposto por 54. De forma iterativa, a abordagem é capaz de realizar a identificação dos modos de pulsação, do período associado aos modo-g ( $P_0$ ) e da frequência de rotação ( $\nu_{rot}$ ). O procedimento de 54, aplicado às estrelas SPB (e às estrelas  $\gamma$  Dor), é uma relação linear entre as frequências de oscilação e a raiz quadrada da diferença entre as frequências.

Isso representa um diagnóstico asterossismológico simplificado aplicado no domínio das frequências (2). 54 negligenciam a perturbação do potencial gravitacional, a deformação estelar em razão da contribuição da força centrífuga – i.e., quando está suposta uma simetria esférica em que não há instabilidades na estrutura –, e por último omite a contribuição da componente horizontal do vetor de rotação.

A relação de linearização aplicada no método é descrita da seguinte maneira:

$$f_k(\nu_{rot})\sqrt{\frac{\Delta_k\nu}{m\Delta_k n}} = \sqrt{P_0} \left( \frac{\nu_{k+\frac{1}{2}}}{m} - \nu_{rot} \right), \quad (4.6)$$

em que

$$f_k(\nu_{rot}) = \left[ \frac{-1}{(m\Delta_k\nu)\Delta_k} \left( \frac{\sqrt{\lambda_{m,m}(s)}}{\nu_{co}} \right) \right]^{\frac{1}{2}} (\nu_{k+\frac{1}{2}} - m\nu_{rot}). \quad (4.7)$$

Nas Eqs. (4.6) e (4.7),  $k$  é um indicador das frequências,  $\Delta_k\nu = \nu_{k+1} - \nu_k$  é a diferença entre duas frequências adjacentes, ou seja, a diferença entre as frequências ( $k+1$ ) e  $k$ . O parâmetro

$$\nu_{k+\frac{1}{2}} = \left( \frac{\nu_k + \nu_{k+1}}{2} \right), \quad (4.8)$$

é a média entre as duas frequências. A frequência de oscilação no referencial inercial na Eq. (4.7) será retratada por:

$$\nu_{co} = \nu - m\nu_{rot}. \quad (4.9)$$

54 argumenta que para os modos-g setoriais, em  $l = m > 0$  para uma relação de aproximação  $s > 1$ , obtém-se  $\sqrt{\lambda_{m,m}(s)} \simeq m$ , i.e., o próprio parâmetro de ordem azimutal. O fator de correção dado pela Eq. (4.7) culmina na função da frequência de rotação, em que  $f_k(\nu_{rot}) \simeq 1$ . A análise de regressão linear composta pelas Eqs. (4.6) e (4.7) permite a construção de um diagrama de frequência  $\nu$  versus  $\Delta\nu$ , em que no eixo das abcissas é indicado por  $\nu_{k+\frac{1}{2}}/m$ , enquanto o eixo das ordenadas é dado por  $\sqrt{\Delta_k\nu/(m\Delta_k n)}$ .

O método iterativo de linearização descrito pelas Eqs. (4.6) e (4.7), que consiste em determinar  $\nu_{rot}$  e  $P_0$  pode ser determinado pelo seguinte roteiro:

1. Define-se que  $f_k^{(1)} = 1$ , e o ajuste de mínimos quadrados baseado na Eq. (4.6) é realizado com o intuito de obter  $\nu_{rot} = \nu_{rot}^{(1)}$  e  $P_0 = P_0^{(1)}$ ;

2. Calcula-se  $f_k(\nu_{rot})$ , com  $\nu_{rot} = \nu_{rot}^{(1)}$  aplicado à Eq. (4.7), computando novamente o ajuste de mínimos quadrados para estimar os valores de  $\nu_{rot} = \nu_{rot}^{(2)}$  e  $P_0 = P_0^{(2)}$ ;
3. A iteração (2) é repetida com o objetivo de determinar  $\nu_{rot}^{(i+1)}$  e  $P_0^{(i+1)}$ , em que  $i = 2, 3, \dots$ . O cálculo encerra ao obter os menores valores para  $|\nu_{rot}^{(i)} - \nu_{rot}^{(i+1)}|$  e  $|P_0^{(i)} - P_0^{(i+1)}|$ .

É importante salientar que os valores de  $\sqrt{\lambda_{m,m}(s)} \simeq m$  utilizados no processo de linearização são numéricos.

Para a abordagem proposta por 54, geralmente é utilizado  $m = 1$  para o comportamento dos modos-g sendo positivos em relação à rotação (modos progressivos). Modos com valores diferentes de  $m$  comumente são determinados para grupos diferentes de frequência, a partir da análise do espectro de frequência. Isso requer reconsiderar os efeitos de geometria estelar quando  $m > 1$ . Para os modos considerados, como  $l = 2$  e  $m = \pm 1$ , poderá não ser determinada qual a real zona pertencente aos modos de oscilação. Assim, uma inclinação negativa das retas componentes da linearização no diagrama  $\nu - \Delta\nu$  podem surgir (modos retrógrados).

54 propõem um procedimento geral para a identificação dos grupos de frequência, para que o método iterativo seja capaz de determinar  $\nu_{rot}$  e  $P_0$  corretamente. Este passo é uma análise acerca das frequências das estrelas a serem investigadas, e consiste em:

1. Primeiro passo é identificar os grupos de frequência que compõem o espectro de frequência da estrela em questão. Caso isso não seja possível, talvez haja a influência da baixa rotação estelar e as frequências normais da estrela devem ser identificadas;
2. Se há um ou mais grupos de frequências identificados, seus modos também devem ser. Pode ser adotado o padrão  $m = 1$ , considerando as amplitudes de frequência e que o efeito geométrico seja pequeno;
3. Se um dos modos de frequência do primeiro grupo não satisfaz a regressão linear no diagrama  $\nu - \Delta\nu$ , mas, as retas têm inclinação positiva condizentes aos modos-g setoriais progressivos, um outro grupo de frequência, com segunda maior amplitude, deve ser investigado;
4. O processo deve ser repetido até os modos-g progressivos com  $m = 1$  serem encontrados, ou ainda, até todos os grupos de frequência serem aferidos. No entanto, se há dois ou mais grupos de frequências com amplitudes similares, leva-se em conta o grupo de frequência de maior valor, o qual é responsável pela origem dos modos-g para  $m = 1$ ;
5. Identificado o grupo de frequência para  $m = 1$ , é necessário investigar os grupos de frequência que satisfazem a regressão linear quando  $m = 2, 3, \dots$ . Esses modos devem estar localizados em torno do primeiro grupo de frequência, mas com o detalhe de serem múltiplos de  $m$ .

Sobre a estimativa dos erros atribuídos aos valores de  $\nu_{rot}$  e  $P_0$ , pode ser levado em conta primeiramente os erros observacionais das medidas de frequência. De forma similar, as imprecisões sistemáticas dos parâmetros que descrevem a Eq. (4.6) também são contabilizadas. Como o Kepler conta com grande capacidade de resolução fotométrica, a segunda forma de considerar os erros, pela Eq. (4.6), é a maneira mais indicada. Assim, as incertezas em  $\nu_{rot}$  e  $P_0$  são determinadas a partir das somas dos quadrados dos resíduos conforme a regressão linear aplicada.

A Fig. 16 ilustra o diagrama  $\nu - \sqrt{\Delta\nu}$  da estrela EPIC 221788083, uma variável SPB analisada por 2. Eles utilizaram as frequências encontradas na faixa de 7,9 a 17,1  $\mu\text{Hz}$ , as quais são atribuídas aos modos-g setoriais progressivos para  $m = 1$ . A linha contínua em azul representa a primeira iteração no método de regressão linear. Por outro lado, a linha tracejada e inclinada demonstra a iteração final de convergência. Neste tipo de diagrama reproduzido na Fig. 16, a interseção da linha tracejada com a linha horizontal demarcada em  $\sqrt{\Delta_k\nu/(m\Delta_kn)} = 0$  fornece a estimativa da frequência de rotação  $\nu_{rot}$  e a inclinação da linha tracejada retrata a medida de  $\sqrt{P_0}$  (54). Para a estrela EPIC 221788083,  $\nu_{rot} = 6,1 \pm 0,1 \mu\text{Hz}$  e  $P_0 = 4,9 \pm 0,2 \times 10^3\text{s}$ . Segundo 94, para estrelas que apresentam modos-g de pulsação, como as variáveis SPB,  $P_0$  geralmente têm os valores entre  $7,07 \times 10^3$  e  $17,0 \times 10^3\text{s}$ .

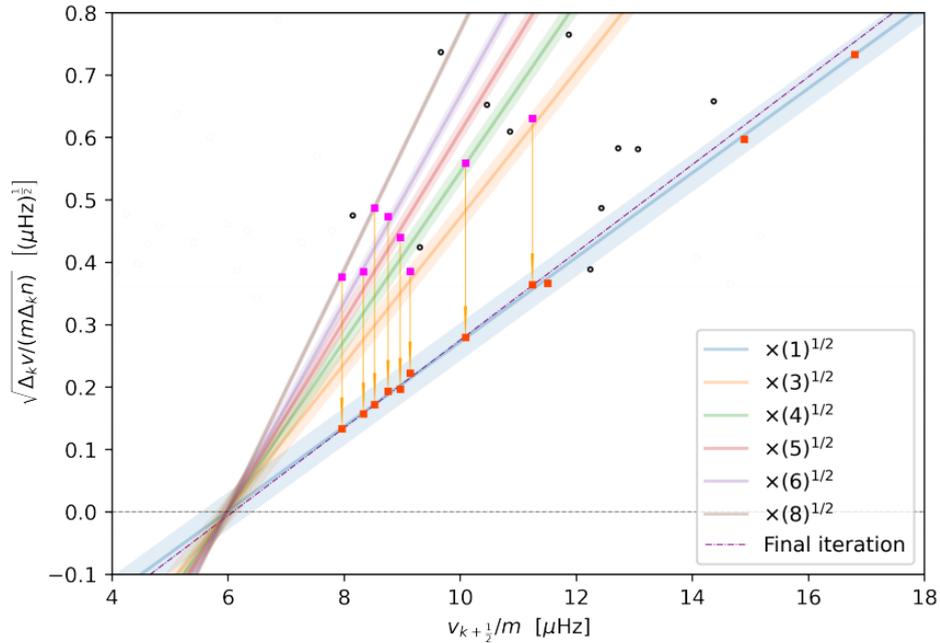
Na Fig. 16, os quadrados vermelhos indicam os modos de frequência para  $\Delta_kn = 1$ , enquanto os modos sucessivos com “saltos” na ordem radial  $n$ , são representados pelos quadrados em cor magenta (em  $\Delta_kn = 3, 4, 5, 6$  e 8). O fator de correção  $1/\sqrt{\Delta_kn}$  é indicado pelas setas verticais na cor amarela. Por fim, os círculos vazios em cor preta são os pontos descartados na regressão linear.

Para a análise do diagrama  $\nu - \sqrt{\Delta\nu}$  como demonstrado na Fig. 16, deve-se observar que não são todos os modos de ordens radiais  $n$  consecutivos. Em outras palavras, grupos de frequência podem ser distinguidos por diferentes inclinações. No método apresentado por 54 é importante considerar a ocorrência de “saltos” nas ordens radiais  $\Delta_kn = 2, 3, 4, \dots$  para certa sequência de frequências notadas para uma estrela. Estes pontos podem estar distantes da linha correspondente a  $n = 1$ , por fatores  $\sqrt{j}$  (com  $\sqrt{2}, \sqrt{3}, \sqrt{4}, \dots$ ), em que  $\Delta_kn = j$ . As linhas que equivalem aos sucessivos “saltos” possuem a mesma abcissa de interceptação ( $\sqrt{\Delta_k\nu/(m\Delta_kn)} = 0$ ) como base, porém com inclinações maiores multiplicadas por um fator  $\sqrt{j}$  (2). Portanto, o método estabelecido por 54 não somente é capaz de determinar  $\nu_{rot}$  e  $P_0$ , mas também o parâmetro  $\Delta_kn$ , que é utilizado para solucionar as Eqs. (4.6) e (4.7) durante o ajuste de mínimos quadrados.

O diagrama para a estrela EPIC 221788083, ilustrado na Fig. 16, é um dos protótipos analisados no trabalho de 2. Neste estudo foi observado que o tempo de propagação do empuxo, como indicado por  $P_0$ , tende a ser maior em estrelas gigantes evoluídas em comparação com estrelas da sequência principal. Estrelas B das classes III-I possuem raios grandes e compreendem estrutura interna condizente às estrelas da sequência principal. Isto é, dispõem de núcleo convectivo cercado por um envelope radiativo (8). Consequentemente, é esperado o mesmo comportamento para os modos-g internamente nessas estrelas gigantes.

Dada a classificação usual para as estrelas do tipo espectral B, a determinação dos parâmetros

Figura 16 – Diagrama  $\nu - \sqrt{\Delta\nu}$  para a estrela SPB: EPIC 221788083. Os detalhes deste diagrama estão explicados no texto. 2 determinaram que  $\nu_{rot} = 6,1 \pm 0,1 \mu\text{Hz}$  e  $P_0 = 4,9 \pm 0,2 \times 10^3$  s para este alvo da C11 da missão K2.



Fonte: Adaptado de: PEREIRA, et al. Characterizing B stars from Kepler/K2 Campaign 11. Optical analysis and seismic diagnostic. p. 152, No prelo 2023.

físicos das devem acompanhar e fortalecer a análise. Logo, convém enfatizar outra frente de estudo de estrelas B, quando se trata das propriedades físicas que esses objetos exibem. Esta abordagem de análise envolve a espectroscopia, que, em conjunto com a análise fotométrica auxilia na caracterização das estrelas B. Além disso, é possível especular sobre as características evolutivas das estrelas em estudo. O capítulo a seguir trata da breve introdução ao método de espectroscopia empregado, e como são obtidas as informações estruturais para as estrelas B da C13 da missão Kepler/K2.

## 5 ESPECTROSCOPIA ESTELAR DOS ALVOS DA C13

Para obter mais informações sobre uma estrela observada, além das características asterossimológicas, a espectroscopia de alta resolução mostra-se uma importante ferramenta. Os parâmetros atmosféricos estelares, como temperatura efetiva ( $T_{\text{eff}}$ ), gravidade superficial ( $\log g$ ), parâmetros de rotação, como velocidade de rotação projetada ( $v \sin(i)$ ), velocidades de micro e macro-turbulência podem ser determinados. Com esses parâmetros em mãos é possível conceber a determinação da classificação espectral das estrelas (11). Propriedades como as linhas de emissão, detecção de exoplanetas, entre outras, são possíveis de serem determinadas, a partir do método de espectroscopia estelar.

Os espectrógrafos consistem, de modo geral, de um colimador, um elemento de dispersão e da câmera CCD (11). Após a obtenção dos espectros das estrelas, o procedimento de redução de imagens é requerido. O programa IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) foi o *software* utilizado para a redução dos espectros adquiridos.

A seguir, são descritos os detalhes da espectroscopia estelar, incluindo os telescópios e espectrógrafo utilizado, as características dos espectros e a breve descrição das linhas em emissão. Os métodos para obter os parâmetros físicos também são apresentados, assim como, os aspectos evolutivos das estrelas da C13 da missão K2.

### 5.1 OBSERVAÇÕES ESPECTROSCÓPICAS

A maioria dos dados de espectroscopia, sendo estes alvos da C13 da missão Kepler/K2 foram coletados utilizando um telescópio Perkin-Elmer (P-E), de espelho primário de 1,6 m e de projeto óptico do tipo Ritchey-Chrétien. O telescópio P-E situa-se no Observatório Pico do Dias (OPD), na cidade de Brazópolis-MG, vinculado ao Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA). Essa instalação é administrada pelo Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovações e Comunicações.

Nas oportunidades de observações espectroscópicas, foram utilizados em datas diferentes, dois espectrógrafos montados no telescópio P-E. O primeiro a ser mencionado é o espectrógrafo Cassegrain que inclui a rede de 1200 linhas por milímetro, com dispersão aproximada de 0,5 Å por pixel <sup>1</sup>. Como é requerido o recolhimento dos dados em coberturas espectrais diferentes, incluindo uma na região espectral do azul e outra na região espectral do vermelho, as resoluções espectrais também são distintas.

A resolução para a cobertura espectral dos espectros em torno de 3990-5110 Å, com comprimento de onda centrado em  $\lambda \sim 4500$  Å, para o espectrógrafo Cassegrain é de  $\lambda/\Delta\lambda \simeq 9600$ . Contudo, para a cobertura espectral 6040-6950 Å, e  $\lambda$  em torno de 6500 Å a resolução espectral

<sup>1</sup> Para mais detalhes veja em <[https://www.gov.br/lna/pt-br/composicao-1/coast/obs/opd/instrumentacao/manual/manual\\_160mopd\\_cap2.pdf](https://www.gov.br/lna/pt-br/composicao-1/coast/obs/opd/instrumentacao/manual/manual_160mopd_cap2.pdf)>. Acesso em 10 de junho de 2022.

da região do vermelho é aproximadamente 16000. Lembrando-se que os dados de espectroscopia obtidos na região do vermelho do espectro eletromagnético auxiliam no acompanhamento de variabilidade das linhas de Balmer para estrelas que apresentam emissão (fenômeno Be).

É de extrema importância calibrar os espectros de maneira precisa para os comprimentos de onda corretos após a obtenção (11). Caso isso não seja feito, interpretações errôneas acerca dos parâmetros físicos provindo dos espectros podem ocorrer, principalmente referindo-se ao parâmetro de velocidade radial. Além disso, o perfil das linhas espectrais pode assumir forma distorcida. Portanto, lâmpadas de linha de emissão internas são utilizadas para a calibração dos dados de espectroscopia. Para o espectrógrafo Cassegrain, a calibração do espectro que contém  $\lambda$  centrado em torno de 4500 Å é feita utilizando uma lâmpada de Hélio-Argônio (He-Ar) com linhas de HeI, ArI e ArII. De outro modo, na região espectral do vermelho, com  $\lambda$  centrado em aproximadamente 6500 Å, a calibração é realizada com a lâmpada de Neônio-Argônio (Ne-Ar). A câmera CCD usada na detecção dos dados é o modelo Ikon 25397, rede 2048  $\times$  2048 pixels, operando no modo de alta sensibilidade (*High Sensivity mode*), que é adequado para a observação sem franjas de interferência, não havendo a saturação do sinal.

As observações espectroscópicas no OPD, dos alvos da C13 da missão Kepler/K2 que puderam ser obtidos, iniciaram no ano de 2017 e perduraram até 2020. Houve a participação dos acadêmicos da graduação e pós-graduação do curso de Física da UEPG, e também da Prof<sup>a</sup>. Dr<sup>a</sup> Maria Cristina de Assis Rabello Soares da UFMG, campus Belo Horizonte-MG. Os projetos para as missões de observação foram escritos e submetidos pelo Prof. Dr. Marcelo Emilio, em conjunto ao membro do observatório astronômico da UEPG, Dr. Laerte Andrade.

A primeira observação em solo ocorreu entre os dias 5 e 9 de setembro de 2017. Participaram da missão de observação, os até então acadêmicos da Física da UEPG, Dr. Laerte Andrade, Danilo Torres e Chrystian Pereira e a Prof<sup>a</sup>. Dr<sup>a</sup> Maria Cristina de Assis Rabello Soares da UFMG. Os dados coletados foram reduzidos pelo aluno de pós-graduação Alan Wagner Pereira (hoje acadêmico do Observatório Nacional-ON), por meio do programa IRAF. Os espectros adquiridos abrangiam as regiões do vermelho ( $\lambda \sim 6040 - 6950$  Å) e do azul ( $\lambda \sim 3990 - 5110$  Å), com doze espectros para cada região espectral.

A segunda missão de observação no OPD/LNA contendo os alvos da C13 da missão K2, ocorreu entre 27 de setembro e 3 de outubro de 2018. Os participantes foram os alunos de pós-graduação em Ciências/Física da UEPG, Bergerson Van Hallen Vieira da Silva, Gabriel de Gois, e o membro do observatório astronômico da UEPG, Dr. Laerte Andrade. As reduções dos dados foram realizadas por Bergerson Van Hallen, por meio do programa IRAF. Foram obtidos sete espectros, todos na região espectral do azul ( $\lambda \sim 3990 - 5110$  Å).

Algumas das missões de observação ocorreram de forma remota, como no caso da terceira ocasião de observação, realizada entre os dias 21 e 23 de outubro de 2018. Participaram desta missão, os acadêmicos Alan Wagner Pereira, Bergerson Van Hallen e Gabriel de Gois. Novamente as reduções dos dados foram realizadas por Bergerson Van Hallen, com o auxílio do *software* IRAF. Apenas uma amostra na região espectral do azul ( $\lambda \sim 3990 - 5110$  Å) foi coletada. As observações mencionadas anteriormente foram as que o espectrógrafo Cassegrain

foi adequadamente utilizado.

É importante destacar que em todas as missões de observação no OPD/LNA, outros dados de espectroscopia pertencentes a outras campanhas da missão Kepler/K2, também foram coletados. No entanto, trata-se de alvos que não são utilizados no presente trabalho. Devido a algumas situações em que as condições climáticas no OPD/LNA não foram favoráveis para observação, alguns espectros foram obtidos pelo banco de dados do telescópio LAMOST (*Large Sky Area Multi-Object Fibre Spectroscopic Telescope*). A seguir, a próxima seção é dedicada a descrição desse telescópio.

## 5.2 O TELESCÓPIO LAMOST

O telescópio Large Sky Area Multi-Object Fibre Spectroscopic Telescope (LAMOST) ou em tradução livre: Telescópio espectroscópico de fibra de multi-objetos para grande área do céu, também conhecido como telescópio Guo Shoujing, está situado na Estação de Xinglong, Província de Hebei na China (37). É um telescópio do tipo Schmidt que contém um espelho primário esférico do telescópio (Mb), e um espelho refletor secundário (Ma). O espelho Mb tem dimensões  $6,67 \text{ m} \times 6,05 \text{ m}$ , contendo 37 subespelhos esféricos hexagonais, com tamanho de  $1,1 \text{ m}$  cada<sup>2</sup>. Por outro lado, o espelho Ma de  $5,72 \text{ m} \times 4,4 \text{ m}$ , contém 24 subespelhos planos hexagonais, com diâmetro de  $1,1 \text{ m}$  cada.

O LAMOST é equipado com 16 espectrógrafos de baixa resolução espectral. O limite de comprimento de onda dos espectrógrafos está entre  $3700 \text{ \AA}$  e  $9000 \text{ \AA}$ , sendo a resolução espectral média de  $R = \lambda/\Delta\lambda \simeq 1.800$  (95). No entanto, dependendo dos modelos de grades e fendas a serem utilizados durante as observações, a resolução espectral média do conjunto de espectrógrafos pode alcançar até  $R \sim 10.000$ . As 250 fibras no plano focal de cada espectrógrafo são capazes de coletar cerca de 4000 dados de espectroscopia de objetos em uma única exposição.

São 32 câmeras CCDs, de rede  $4096 \times 4136$  pixels, que fornecem as imagens obtidas pelo LAMOST. Cada espectrógrafo possui a CCD nas regiões espectrais do azul e do vermelho. Na região do azul, que abrange a cobertura espectral de  $3700\text{-}5900 \text{ \AA}$ , a dispersão é em torno de  $0,57 \text{ \AA/pixel}$ . Na região espectral do vermelho, cerca de  $5700\text{-}9000 \text{ \AA}$ , a dispersão é de  $0,84 \text{ \AA/pixel}$  (95).

Os dados do telescópio LAMOST são armazenadas no site <http://www.lamost.org/public/?locale=en> e disponibilizados conforme a finalização de cada programação de observação. Os lançamentos de dados (*Data Release*, DR) para toda comunidade científica são realizados seguindo o cronograma do próprio observatório chinês. Cerca de dez espectros de estrelas da C13 da missão K2 foram obtidos no banco de dados do LAMOST, após a DR5 ser disponibilizada, a partir do dia 16 de julho de 2017<sup>3</sup>.

<sup>2</sup> <http://www.lamost.org/public/instrument?locale=en>. Acesso 26 de julho de 2021.

<sup>3</sup> Disponível em: <http://dr5.lamost.org/>. Acesso 26 de julho de 2021.

Os espectros de estrelas obtidos tanto pelo telescópio P-E (1,6 m) do OPD/LNA quanto pelo banco de dados do LAMOST passam pelo processo de retificação. Com esse intuito, o programa IRAF é empregado para cumprir esta tarefa. A próxima seção é dedicada a descrição desta atividade executada por meio do IRAF.

### 5.3 REDUÇÃO DE DADOS DE ESPECTROSCOPIA

Para se ter um espectro de alta resolução deve ser levado em conta a configuração instrumental do aparelho. Contudo, a sua razão de sinal-ruído depende do tempo de integração da observação sem saturação e das condições atmosféricas ideais. No entanto, o processo de redução dos dados de imagens também desempenha papel importante no intuito de obter um espectro de qualidade. O programa IRAF é utilizado para a redução dos dados da C13 da missão Kepler/K2, em que técnicas padronizadas para CCD bidimensionais são aplicadas.

Para a maioria dos espectrógrafos, as etapas de redução são as mesmas a serem empregadas. Isso envolve a subtração de imagens com tempos nulos, conhecido também como a correção de *bias* e normalização de sensibilidade de iluminação de cada pixel da CCD, o processo chamado de *flat-field* (96). A redução ainda envolve os processos de verificação de qualidade de imagem, se houve ou não saturação, e se há a necessidade de recorte de imagens. Após esse procedimento, o espectro deve ser extraído das imagens. As identificações de coordenadas de pixel das linhas de emissão da lâmpada utilizada podem ser realizadas. Este processo envolve a calibração de comprimento de onda ao espectro, com a possibilidade de ajuste adequado via função polinomial (ou também pela função *spline*).

Um procedimento crucial na redução de espectros é a normalização. Nessa etapa, é importante levar em conta as variações relativas do perfil das linhas do espectro, em detrimento apenas às variações no fluxo absoluto. O fluxo absoluto pode ser afetado pelas condições atmosféricas e instrumentais, em comparação as variações apenas induzidas pelas oscilações da estrela.

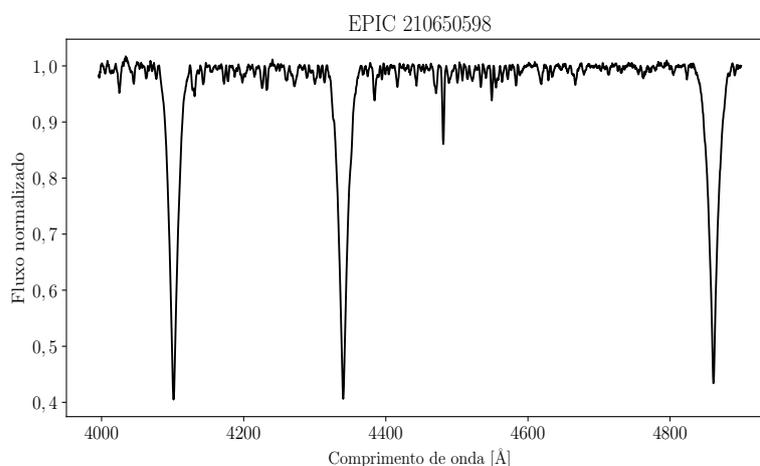
A Fig. 17 ilustra o produto final obtido, após todo o processo de redução de dados. Deve-se obter um gráfico de fluxo normalizado versus o comprimento de onda (dado em Å) para cada espectro reduzido.

Com os espectros retificados, a obtenção dos parâmetros físicos de cada alvo é realizada por meio do programa SME (*Spectroscopy Made Easy*). A seção a seguir descreve este modo de análise.

### 5.4 ANÁLISE ESPECTRAL COM O PROGRAMA SME

Na literatura, algumas linhas espectrais conhecidas são utilizadas para obter os parâmetros físicos das estrelas B, tais como  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  e  $v \sin(i)$  (53). Perfis das linhas de Hidrogênio e

Figura 17 – Exemplo de espectro do alvo EPIC 210650598 da C13 da missão K2, como produto após a redução de imagens via programa IRAF.



Fonte: Fonte: O autor.

Hélio, por exemplo,  $H\gamma$  ( $\lambda \sim 4340 \text{ \AA}$ ), HeI ( $\lambda \sim 4471 \text{ \AA}$ ) e Magnésio ( $\lambda \sim 4481 \text{ \AA}$ ) são os mais afetados pela temperatura e gravidade superficial. Portanto, há algumas razões em utilizar os espectros obtidos na região do azul do espectro eletromagnético, para derivar os parâmetros estelares de estrelas do tipo espectral B. Entre essas razões, é conhecido que: 1) as linhas de Hélio na região do azul são sensíveis ao modelo de equilíbrio termodinâmico local (*Local Thermodynamic Equilibrium*, LTE); 2) os perfis das linhas anteriormente citadas, e as larguras são afetados por  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ ; 3) os mecanismos de alargamento de linhas são mais compreendidos nessa cobertura espectral (97, 53).

O programa SME foi desenvolvido para a determinação de parâmetros estelares ao gerar espectros sintéticos para comparar de maneira iterativa com o espectro observado. O SME é um algoritmo escrito em linguagem IDL (*Interactive Data Language*) e utiliza o método não-linear de mínimos quadrados para definir as grandezas atmosféricas:  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $v \text{ sen}(i)$ , abundância química de elementos, entre outros (38). O espectro fornecido pela plataforma VALD<sup>4</sup> (*Vienna Atomic Line Database*) está baseado em uma série de linhas atômicas que possuem valores de energia de ionização correspondentes a cada linha espectral.

O algoritmo do SME, também baseado no modelo LTE, opera com intervalos espectrais descontínuos (38). As linhas do VALD são parâmetros de entrada no programa SME, contendo informações dos parâmetros físicos, que são ajustados a faixa espectral desejada para análise. O usuário deve definir quais grandezas são variadas, assim, o SME encarrega-se de alterar os parâmetros de entrada de maneira simultânea, medindo a discrepância entre os espectros teórico e observado.

Equações de estrutura e atmosfera estelar são a base de cálculo do espectro teórico gerado pelo SME (38). As equações como a de Saha são utilizadas para o cálculo da razão entre elementos

<sup>4</sup> <<http://vald.astro.uu.se/>>. Acesso 15 de agosto de 2021.

neutros e ionizados. Por outro lado, a opacidade das linhas disponibilizadas é computada via função de Voigt (38). Ao comparar os espectros teórico e observado é possível determinar as propriedades físicas da atmosfera da estrela em análise. O modelo de atmosfera utilizado para o estudo foi do tipo Atlas 12 (98).

Uma interface gráfica permite a interação com o programa SME, em que é viabilizada a definição dos parâmetros iniciais para a interpolação do espectro. Os parâmetros instrumentais, como o caso da resolução espectral de cada dado a ser analisado, devem ser fornecidos na interface gráfica do SME. É essencial estabelecer limites de detecção de ajuste e de abundância química a serem empregados na análise.

As estratégias aplicadas para o ajuste espectral de forma adequada são sugeridas pelos autores 38. Esse procedimento envolve a alteração dos parâmetros de entrada em ordem apropriada, a saber:

- 1° Determinação da velocidade radial ( $V_{\text{rad}}$ ), mantendo os demais parâmetros estelares fixos. O espectro sintético é deslocado e ajustado ao espectro observado;
- 2° Após determinada a  $V_{\text{rad}}$  não alterar o seu valor e variar  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ , os parâmetros fundamentais para a adequação das linhas na região espectral do azul;
- 3° Ajuste do  $v \sin(i)$ ;
- 4° Variação em conjunto dos parâmetros  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ , metalicidade ( $[\text{Fe}/\text{H}]$ ) e  $v \sin(i)$ ;
- 5° Manter os parâmetros anteriores fixos, e promover a variação nas velocidades de micro e macroturbulência ( $V_{\text{mic}}$  e  $V_{\text{mac}}$ ).

O procedimento descrito acima, aplicado a toda cobertura espectral do dado obtido, similarmente pode ser empregado a segmentos menores em comprimento de onda. Esse método é adotado com o intuito de evitar que as imperfeições na normalização do espectro sejam capazes de afetar o ajuste pelo SME (38). Desta maneira, um ajuste de forma mais refinado é observado quando aplicado ao espectro segmentado.

É essencial considerar como os parâmetros físicos afetam as linhas do espectro durante o processo de ajuste espectral. Por exemplo, a  $T_{\text{eff}}$  altera principalmente as intensidades das linhas atômicas (5). O efeito de  $\log g$  é observado no alargamento na base das linhas de Hidrogênio, conhecido também como “asas” da linha. Contudo, os efeitos de  $v \sin(i)$ , bem como, a  $V_{\text{mac}}$  sobre as linhas espectrais, podem ser notados por meio de um alargamento de forma mais generalizada (5).

#### 5.4.1 Medida da velocidade de rotação projetada ( $v \sin(i)$ )

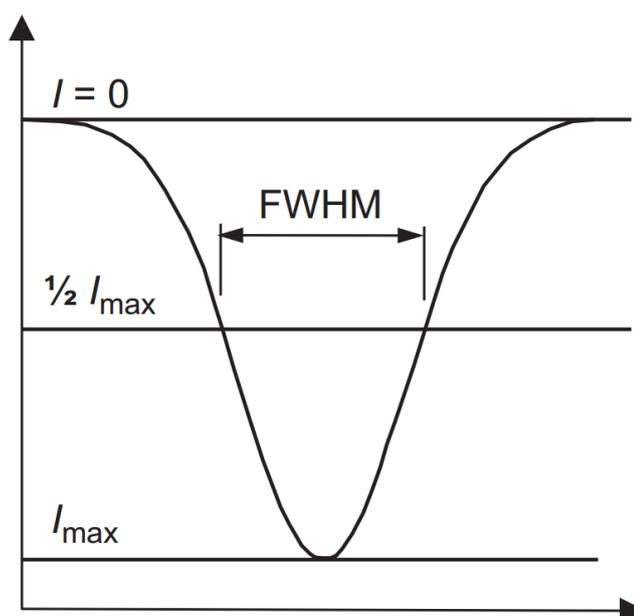
Nessa seção é descrito o método utilizado para a obtenção de  $v \sin(i)$ , como sendo uma alternativa aos resultados adquiridos via SME. Trata-se do método da medida da largura à

meia altura das linhas espectrais (*full-width at half-maximum* - FWHM). As linhas espectrais consideradas na medição, também fazem parte da região azul do espectro eletromagnético e são as seguintes: He I 4388 Å, He I 4471 Å e Mg II 4481 Å.

A medida de FWHM é definida como a medida da largura da linha espectral considerada, na metade do nível entre o pico da linha e o seu contínuo. Este tipo de medida pode ser realizada mesmo para os espectros não normalizados (99). No entanto, deve-se estar ciente que entre outros fatores de alargamento das linhas, alguns aspectos também podem influenciar na largura final que a linha espectral possui. Dentre estes fatores estão: as condições de temperatura, pressão, densidade e efeitos de turbulência em atmosferas estelares (99).

A medida de FWHM é exemplificada na Fig. 18. A diferença  $\Delta\lambda$  é a medida da largura da linha, na metade entre os níveis de intensidade do espectro, em que  $I = 0$  é a intensidade no contínuo, e  $I_{\max}$  no pico da linha de absorção.

Figura 18 – Medida de FWHM para uma linha espectral de intensidades  $I = 0$  no contínuo e  $I_{\max}$  em seu extremo.



Fonte: Adaptado de: Trypsteen, Marc F. M. and Walker, Richard. Spectroscopy for Amateur Astronomers: Recording, Processing, Analysis and Interpretation. p. 79, 2017.

Há um fator limitante na medida de FWHM, pois este método não distingue as contribuições do alargamento Doppler na linha espectral, daqueles outros fatores de alargamento como anteriormente mencionados. Contudo, para os casos em que FWHM deve ser medido levando em conta o efeito Doppler, têm-se:

$$\text{FWHM}_{\text{Doppler}} = \frac{\text{FWHM}}{\lambda_0} c, \quad (5.1)$$

com  $\lambda_0$  o valor em Å do comprimento de onda da linha a ser medida e  $c$  é a velocidade da luz ( $\sim 3 \times 10^8$  m/s). A Eq. (5.1) tem os valores dados em unidades de velocidade (em Km/s). Por

outro lado, considerando apenas que o perfil da linha seja dado pela forma da distribuição normal, dependendo somente da largura da linha, a função gaussiana é expressa como:

$$f(x) = \frac{1}{\sigma\sqrt{2\pi}} \exp\left[-\frac{x^2}{2\sigma^2}\right], \quad (5.2)$$

e reflete de forma adequada o ajuste à linha espectral examinada. O valor de  $x$  é a largura dado por FWHM, ou seja,  $x = \text{FWHM}$  e  $\sigma$  é o desvio padrão desta medida (99). A relação entre FWHM e  $\sigma$  é descrito por:

$$\text{FWHM} = 2\sqrt{2 \ln 2} \sigma, \quad (5.3)$$

sendo a Eq. (5.3) derivada a partir da Eq. (5.2).

Uma consideração importante é o fato da medida de FWHM ser corrigida em relação ao alargamento instrumental. Neste caso, as larguras das linhas das lâmpadas de calibração, disponibilizadas pelo OPD, são medidas a partir da resolução do espectrógrafo ( $R$ ). Portanto, é dado que:

$$\text{FWHM}_{\text{instrumento}} = \frac{\lambda_{\text{ca}}}{R}, \quad (5.4)$$

e  $\lambda_{\text{ca}}$  é o comprimento de onda da linha de calibração. A resolução  $R$  tem a possibilidade de ser limitada dependendo da quantidade de pixels disponíveis pelo espectrógrafo utilizado. Em geral, primeiramente a  $\text{FWHM}_{\text{instrumento}}$  dos perfis de emissão das lâmpadas de calibração são medidas e servem como fator para o cálculo da resolução do espectrógrafo. Podendo afetar as medidas de velocidade de rotação estelar, pois outra forma de alargamento das linhas espectrais deve estar presente. Assim, para a medida de FWHM corrigida, têm-se a equação na seguinte forma:

$$\text{FWHM}_{\text{corr}} = \sqrt{\text{FWHM}_{\text{obs}}^2 - \text{FWHM}_{\text{inst}}^2}. \quad (5.5)$$

A diferença dos quadrados entre as medidas de FWHM das linhas espectrais observadas e instrumental concede os valores das incertezas conforme o ajuste gaussiano às linhas de He I e Mg II consideradas.

Com FWHM determinado, a velocidade de rotação projetada deve ser calculada pela equação:

$$v \sin(i) = c \frac{\text{FWHM}}{2\lambda_c (\ln 2)^{\frac{1}{2}}}, \quad (5.6)$$

em que FWHM é dado em comprimento de onda ( $\text{\AA}$ ),  $c$  é a velocidade da luz, e  $\lambda_c$  é o comprimento de onda central da linha espectral medida (100). As medidas de  $v \sin(i)$  via método FWHM foram realizadas para todas as estrelas da C13 que tiveram seus dados obtidos no OPD. Considerando que os alvos possuem a disposição as lâmpadas de calibração dos dados espectrais. Porém, para os espectros obtidos pelo projeto LAMOST, as medidas de  $v \sin(i)$  são oriundas do SME.

#### 5.4.2 Determinação das incertezas por SME/Monte Carlo

Os parâmetros estelares variados pelo SME ocasionalmente não levam a qualidade adequada do ajuste espectral. Para alcançar um ajuste de maneira desejável, por vezes, certa tolerância às variações dos parâmetros é considerada, gerando as incertezas sobre os valores examinados. O conjunto de incertezas fornecidas pelo SME é expresso numericamente e podem subestimar ou superestimar os valores reais de incerteza. Portanto, a confiabilidade dos valores obtidos no ajuste espectral via programa SME deve ser verificada.

O método de Monte Carlo foi empregado para estimar os valores das incertezas dos parâmetros físicos inferidos em cada ajuste espectral realizado a partir do SME. A rotina SME/Monte Carlo varia aleatoriamente os valores associados aos parâmetros físicos, em até 5 % em relação ao melhor ajuste disponibilizado pelo SME. O procedimento é repetido em 100 simulações, visando a minimização do parâmetro  $\chi^2$  reduzido, que depende do número de graus de liberdade e indica a qualidade do ajuste entre o espectro modelado e o observado. Este parâmetro de qualidade calculado pelo algoritmo SME/Monte Carlo é descrito na seguinte maneira:

$$\chi^2 = \frac{\sum \left( \frac{F_{\text{obs}} - F_{\text{mod}}}{\sigma_{\text{obs}}} \right)^2 \cdot F_{\text{obs}}}{n_{\text{pt}} - n_{\text{livre}} - n_{\text{seg}}}, \quad (5.7)$$

em que  $F_{\text{obs}}$  é o fluxo do espectro observado em função do comprimento de onda,  $F_{\text{mod}}$  é o fluxo modelado, também em função do comprimento de onda, e considerado para determinado conjunto de parâmetros físicos (101). A incerteza para os pontos do espectro observado é dada por  $\sigma_{\text{obs}}$ , enquanto no denominador da Eq. (5.7),  $n_{\text{pt}}$  é o número de pontos que formam as linhas de absorção,  $n_{\text{livre}}$  é o número de pontos que o SME altera, a fim de melhorar o ajuste, e  $n_{\text{seg}}$  é o número de segmentos em que o espectro é decomposto. Em resumo, o  $\chi^2$  reduzido é uma medida que permite avaliar o ajuste de um modelo estatístico aos dados, levando em consideração a complexidade do modelo e o número de observações disponíveis (102). Valores pequenos de  $\chi^2$  reduzido sugerem que o modelo está bem ajustado aos dados, ou seja, a variação entre os dados observados e os valores previstos pelo modelo é pequena em relação à incerteza dos dados.

O procedimento do SME/Monte Carlo é realizado ao considerar os seguintes parâmetros:  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ,  $v \sin(i)$ ,  $V_{\text{mic}}$ ,  $V_{\text{mac}}$  e  $V_{\text{rad}}$ . É assumido o valor de um sigma como incerteza nas medidas, ou seja, na dispersão de cada parâmetro. Com os parâmetros estelares determinados, o caráter evolutivo das estrelas da C13 da missão Kepler/K2 pode ser analisado. Logo, outros parâmetros como massa, raio e luminosidade das estrelas B em estudo são possíveis de serem obtidos. Um *software* considerado para este tipo de investigação é conhecido como MESA (*Modules for Experiments in Stellar Astrophysics*). A próxima seção é dedicada a descrição das principais funções deste tipo de programa.

## 5.5 O PROGRAMA MESA - CÓDIGO DE EVOLUÇÃO ESTELAR

O avanço em códigos computacionais consideravelmente os cálculos de evolução estelar, entre eles, está o MESA (41), código usado neste trabalho para a investigação de parâmetros evolutivos dos alvos da C13 da missão K2. O MESA compreende um conjunto de módulos computacionais capaz de solucionar de forma numérica diversas situações encontradas em Astrofísica estelar. Por exemplo, soluções para trajetórias evolutivas são obtidas em cenários em que as estrelas podem apresentar variação de massa, rotação diferencial, binaridade, etc. (41, 42, 43). Esses cenários são possíveis de serem simulados, pois o MESA combina os módulos numéricos e físicos para realizar simulações no contexto de evolução estelar.

Equações de estrutura e de atmosfera estelar (que incluem composições químicas) devem ser solucionadas numericamente de forma simultânea pelo MESA. No entanto, os cálculos são possíveis pela predisposição dos vários modelos estelares fornecidos pelo programa. Esses modelos consistem em equações de estado, valores de opacidade radiativa, taxas de reação nuclear, coeficientes de difusão e condições de contorno para modelos atmosféricos (41, 103). As equações de estado a serem solucionadas envolvem quantidades como pressão, temperatura e densidade. As taxas nucleares, por outro lado, são sensíveis somente a temperatura, de forma idêntica aos modelos difusivos.

Um progresso constante nos códigos de evolução estelar é viabilizado pela comunidade do MESA, pois os usuários do programa contribuem para o desenvolvimento. A inserção de eventos como oscilação, perda de massa, trânsito planetários por 42, assim como pulsações, binaridade e explosões de supernova por 43, e fenômenos como convecção, elementos difusivos e formações de buracos negros por 104, são exemplos de melhoramento dos códigos com o passar dos anos. Isso somente é possível a partir da filosofia de contribuição dos usuários. Em geral, para a efetiva implementação dos novos módulos, testes são realizados com o intuito de constatar se os módulos são capazes de descrever a realidade física do interior estelar. Logo, com a computação em desenvolvimento, as soluções de equações diferenciais não lineares de estrutura estelar e de teoria evolutiva devem ser consistentes (103). Problemas de hidrodinâmica em Astrofísica são eventualmente solucionados pelo MESA.

O programa é de código aberto e todos os módulos estão baseados em bibliotecas da linguagem Fortran 95 (41). O usuário é capaz de baixar o código fonte no site <<http://mesa.sourceforge.net/>> (acesso 18 de agosto de 2021), e encontrar no diretório “/star/teste\_suite/”, uma série de exemplos de modelos evolutivos. Os exemplos deste diretório são ponto de partida para realizar as simulações, dependendo dos propósitos e interesse de pesquisa dos próprios usuários (103). Esses exemplos de módulos evolutivos estão sendo atualizados e incluem, por exemplo, códigos para estrelas com baixa massa, massa intermediária, estrelas da pré ou pós-sequência principal, transferência de massa, mecanismos envolvendo a queima de Hidrogênio ou Hélio, campos magnéticos internos e superficiais, entre muitos outros em extensa documentação a ser mencionada.

Para a obtenção dos parâmetros físicos como massa, raio e luminosidade das estrelas da C13 da missão K2, foram calculadas trajetórias evolutivas utilizando módulos do MESA que não incluem o perfil de rotação. Portanto, para estrelas B, não foi levado em consideração por exemplo, perda ou transferência de massa, disco de acreção, e demais modelos complexos. Contudo, um modelo conservador foi adotado. Além disso, a composição química considerada foi a do tipo solar, em conjunto ao modelo difusivo padrão para estrelas de massa intermediária, de 2 a  $10 M_{\odot}$  (41). Este modelo envolve a simulação de núcleo estelar convectivo, para estrelas na sequência principal, com queima inicial de Hidrogênio e finalizando com a queima de Hélio (34).

Previamente, os módulos de pré-sequência principal são compilados, fornecendo parâmetros de entrada para a execução dos módulos de estrelas da sequência principal. Os resultados são gravados em arquivo texto, após os cálculos dos modelos da sequência principal. Com isso, é possível investigar por meio de uma rotina escrita em linguagem Python (biblioteca Pandas), os parâmetros estelares tendo como referência os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  obtidos via análise espectral na região do azul (veja seção 5.4). Como cada valor de massa estelar possibilita o cálculo dos módulos de pré-sequência principal e, posteriormente da sequência principal, os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ , e os respectivos erros, também são utilizados para conjecturar o parâmetro de massa das estrelas da C13.

A obtenção dos diversos parâmetros físicos estelares somente é possível, porque a investigação é realizada a partir dos espectros obtidos na região do azul. Os métodos de espectroscopia e a análise evolutiva complementam-se para melhor caracterizar as estrelas B da C13 da missão Kepler/K2. Por outro lado, os espectros obtidos que abrangem a região espectral do vermelho, com  $\lambda$  centrado em torno de  $6563 \text{ \AA}$ , permitem a integração na especificação de atributos das estrelas do tipo Be. Dando sequência à descrição das estrelas que apresentam linhas de emissão iniciadas na frente fotométrica da seção 4.6, o texto a seguir trata do esboço complementar das estrelas Be, considerando a metodologia de espectroscopia estelar.

## 5.6 PERFIS DAS LINHAS DE EMISSÃO

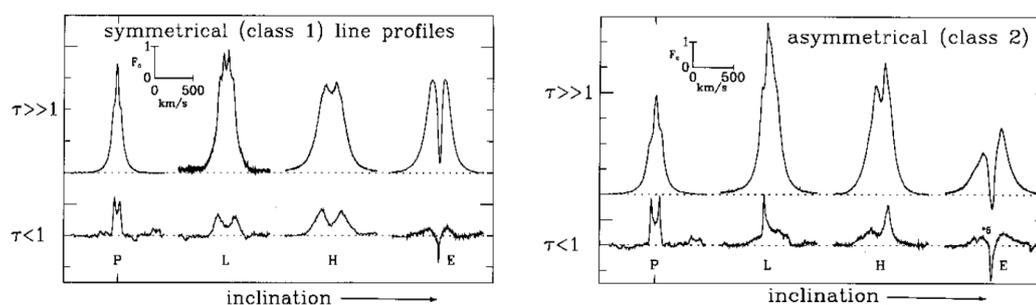
A classificação das linhas de emissão proposta por 3 é empregada na análise de espectroscopia de estrelas Be da C13 da missão K2. A representação dessas linhas de Balmer em emissão por 3 está baseada nos estudos de 105, para a origem e formação estrutural do disco circunestelar em estrelas B.

Com o disco sendo considerado opticamente fino em relação a radiação contínua no espectro visível, informações sobre a estrutura são obtidas por meio das linhas de emissão, levando em conta o alargamento Doppler (3). Tanto a linha  $H\alpha$  ( $\lambda \sim 6563 \text{ \AA}$ ), quanto a linha FeII ( $\lambda \sim 5169 \text{ \AA}$ ) são consideradas na classificação de 3. Porém, em todo caso, a linha de Hidrogênio é capaz de fornecer informações sobre a distribuição de matéria do disco circunestelar (31).

Contudo, a linha de FeII sendo originada na região equatorial da estrela não contém atributos da fotosfera estelar. Logo, a utilização desta linha é descartada neste trabalho para a descrição das estrelas Be da C13. As medições da linha  $H\alpha$  são valiosas principalmente como indicadores da intensidade geral da emissão e sua variabilidade, e da assimetria da distribuição de densidade do disco (3).

Um esquema dos perfis de linha de emissão é demonstrado na Fig. 19. As formas das linhas  $H\alpha$  são consideradas para o termo de profundidade óptica  $\tau \gg 1$ , enquanto para  $\tau < 1$ , estão indicadas as linhas de FeII.

Figura 19 – Perfis das linhas  $H\alpha$  ( $\tau \gg 1$ ) e FeII ( $\tau < 1$ ), segundo a classificação de 3. As classes P, L, H e E referem-se a inclinação das estrelas, como explicado no texto. O perfil simétrico é distinguido como classe 1 (gráfico à esquerda), em contrapartida o perfil assimétrico é dado pela classe 2 (gráfico à direita).



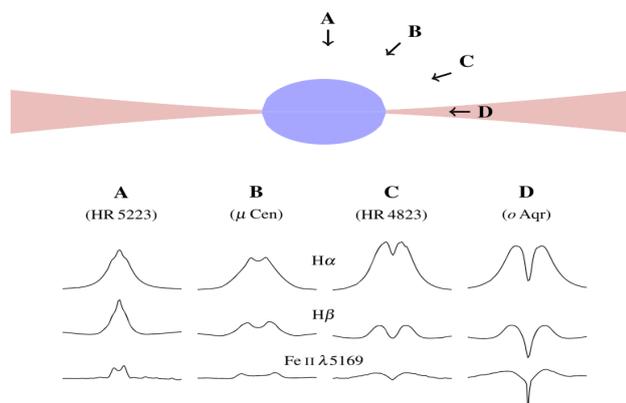
Fonte: Adaptado de: HANUSCHIK et al. Atlas of high-resolution emission and shell lines in Be stars. Line profiles and short-term variability. p. 317, 1996.

As letras P, L, H e E distinguem as classes, segundo a inclinação ( $i$ ) do alvo observado. A classe P caracteriza a observação ao polo da estrela (*pole-on disk*), em que  $i \lesssim 10^\circ$ , sendo a emissão representada por um pico com “ombros” (3). A classe L, com  $10^\circ \lesssim i \lesssim 60^\circ$ , indica situação de baixa inclinação, com a linha de emissão apresentando um pico duplo, com os “ombros” ainda visíveis neste tipo de perfil. A classe H representa as altas inclinações, em que  $60^\circ \lesssim i \lesssim 80^\circ$ , e as linhas também são identificadas por um pico duplo, porém os “ombros” não são mais notáveis. Por último, a classe E, de inclinação  $i \gtrsim 80^\circ$ , indica a observação equatorial do alvo (*edge-on disk*). Uma característica de absorção na linha de emissão é perceptível nesse caso.

Outro parâmetro considerado na Fig. 19 refere-se a simetria das linhas. Com o disco possuindo densidade e campo de velocidade simétricos em relação ao eixo de rotação da estrela, o perfil da linha  $H\alpha$  também será simétrico. O disco circunstelar nesse caso está em equilíbrio hidrostático. Essa situação é identificada como classe 1. A situação da classe 2 é representada pela não simetria radial do disco, ou seja, uma distribuição não regular da sua densidade em torno da estrela (3).

Uma notação distinta acerca do perfil das linhas de Balmer em emissão percebidas em estrelas Be, sobretudo no que diz respeito a inclinação, é encontrada no trabalho de 31. O arranjo dos perfis espectrais é ilustrado na Fig. 20.

Figura 20 – Esquema de inclinação de uma estrela Be em rotação crítica. Os perfis espectrais das linhas  $H\alpha$ ,  $H\beta$  e FeII estão ilustrados na região inferior da figura.



Fonte: Adaptado de: RIVINIUS; CARCIOFI; MARTAYAN. Classical Be stars: Rapidly rotating B stars with viscous Keplerian decretion disks. p. 4, 2013.

Nesse esquema é possível verificar que, quando a estrela em rotação crítica é vista a partir do seu polo, a luz emitida pelo disco não apresenta deslocamento Doppler em relação ao observador. Entretanto, a luz emitida pelo disco vista do equador estelar tem seus deslocamentos Doppler notados em ambas as direções, tanto no azul, quanto no vermelho. Isso caracteriza os picos de emissão evidentes nos aspectos das linhas espectrais.

A absorção da luz da fotosfera estelar pelo disco contribui para qualificar as depressões percebidas nas linhas de emissão (11, 31). Ou seja, para certas inclinações, parte da fotosfera pode ser ocultada pelo disco circunstelar, refletindo no efeito de absorção nas linhas de emissão. As descrições das metodologias espectroscópica, fotométrica e evolutiva relatadas até o momento, auxiliam no detalhamento do capítulo a seguir, que aborda sobre os principais resultados obtidos.

## 6 RESULTADOS E DISCUSSÕES

O presente capítulo discute e apresenta os resultados e características das estrelas da campanha 13 observadas na missão Kepler/K2. A discussão é iniciada pelas informações dessas estrelas da C13 fornecidas pela missão GAIA da Agência Espacial Europeia (*European Space Agency* - ESA). A seguir, a abordagem fica a cargo da análise fotométrica dos alvos em questão. As propriedades asterossismológicas reforçam a caracterização dos objetos em estudo. Por fim, algumas estrelas que tiveram seus espectros obtidos têm os parâmetros atmosféricos detalhados ao final do conteúdo.

### 6.1 DIAGRAMA DE COR MAGNITUDE GAIA

As curvas de luz e seus periodogramas auxiliam na determinação da variabilidade das estrelas B do campo 13, dependendo das frequências apresentadas. No entanto, o diagrama de cor e magnitude GAIA pode contribuir nesta tarefa de apontamento em variabilidade dos alvos.

O satélite GAIA, construído pela ESA, é conhecido pelo objetivo de catalogar as estrelas constituintes da galáxia, a Via Láctea, por meio de estudo da estrutura, formação e evolução estelar (106). O instrumento é equipado com espectrômetros que cobrem as partes do azul ao vermelho do espectro eletromagnético. Assim, os fluxos integrados podem ser obtidos das bandas do vermelho (*Red-Passband* -  $R_p$ ), entre 640–1050 nm, e das bandas do azul (*Blue-Passband* -  $B_p$ ), entre 330–680 nm, que também são conhecidos como filtros.

Uma outra banda de observação é a conhecida banda G do GAIA, utilizada para a determinação da magnitude aparente dos alvos observados. Esta banda está entre os comprimentos de onda próximo ao ultravioleta ( $\sim 330$  nm) e próximo ao infravermelho ( $\sim 1050$  nm). Além do mais, a magnitude aparente na banda G do instrumento GAIA é um dos fatores que compõem o cálculo para a magnitude absoluta desta banda de observação, chamada magnitude absoluta do GAIA ( $M_G$ ). A complementação do cálculo em magnitude absoluta em questão ocorre por meio das informações de distância  $r$  dos alvos e da extinção da banda G, descrita por  $A_G$ . Portanto, a equação que rege a obtenção da magnitude absoluta do GAIA, na banda G, é descrita por:

$$M_G = G - \log_{10} r + 5 - A_G. \quad (6.1)$$

Este tipo de magnitude pode ser convertido para a luminosidade estelar, por meio do uso de uma correção bolométrica (106). Esta equação para a luminosidade GAIA, consiste em:

$$-2,5 \log_{10} \left( \frac{L}{L_{\odot}} \right) = M_G + BC_G(T_{\text{eff}}, \log g) - M_{\text{Bol},\odot}, \quad (6.2)$$

em que a luminosidade solar bolométrica é  $L_{\odot} = 3,854 \times 10^{26}$  Watts =  $3,854 \times 10^{33}$  erg/s (107),  $M_{\text{Bol},\odot} = 4,74$  é a magnitude bolométrica solar e  $BC_G(T_{\text{eff}}, \log g)$  é um coeficiente polinomial

de correção bolométrica dependente de  $T_{\text{eff}}$  da estrela e da gravidade superficial,  $\log g$  (veja (106, 108)). Este polinômio é adotado por um dos modelos sugeridos por 108, em que

$$BC_G = \beta_0 + \beta_1 x_1 + \beta_2 x_1^2 + \beta_3 x_1^3 + \beta_4 x_2 + \beta_5 x_2^2, \quad (6.3)$$

com os coeficientes de  $\beta_0$  a  $\beta_5$  sendo definidos em 108. Os fatores  $x_1$  e  $x_2$  são dependentes de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ , respectivamente, i.e.,  $x_1 = \log(T_{\text{eff}}/10000)$  e  $x_2 = \log g$ . A prescrição para as correções bolométricas no entanto, de forma similar a estimativa de seus erros, segue as grades de valores dos modelos de equilíbrio termodinâmico local (*Local Thermodynamic Equilibrium - LTE*) e também NLTE (*Non-Local Thermodynamic Equilibrium*).

No que diz respeito às distâncias estelares, a literatura utilizada é dada por 109, que está baseado nos valores do *Data Release 3* do GAIA (veja (110)). Para a obtenção da magnitude absoluta, dada pela Eq. (6.1), é de extrema importância que a base de dados do GAIA disponha de valores de distância estelar acurados. Constituindo um pilar fundamental do estudo em fotometria e espectroscopia em geral. A estimativa das distâncias estelares pelo trabalho de 109 está fundamentada em modelo tridimensional probabilístico. Este modelo para a inferência das distâncias depende da extinção estelar e da magnitude  $G$  do instrumento GAIA.

A determinação da distância nesse caso pode ser realizada de duas maneiras, a saber: 1º) por via geométrica, em que a informação de paralaxe dependente da direção é utilizada; 2º) de forma fotogeométrica, em que a cor entre os filtros  $B_p$  e  $R_p$ , em associação com a magnitude aparente  $G$ , mostram uma provável faixa de valores dependendo da extinção  $A_G$ .

Outro parâmetro importante na determinação da magnitude absoluta dos alvos da C13 é a própria extinção  $A_G$ , pois compõe a Eq. (6.1). Este efeito é notado pela absorção e espalhamento do fluxo eletromagnético do objeto em observação, no meio interstelar ou devido a atmosfera terrestre. Sendo assim, toda atenuação ao fluxo estelar pode ser atribuída ao parâmetro de extinção (111). Enquanto o gás interstelar absorve radiação eletromagnética e a reemite em comprimentos de onda diferentes, a poeira estelar deve causar o espalhamento do fluxo do alvo.

É importante notar que na redução dos dados observados, as considerações de correções dos efeitos interstelares são relevantes na análise astrofísica. Nesse intuito, os dados de extinção considerados são aqueles obtidos pelos trabalhos de 112 e 113. O primeiro trabalho mencionado utiliza os mapas bidimensionais e tridimensionais a partir das coordenadas e distâncias dos alvos observados, a fim de obter seus valores de extinção. Este modelo é chamado GALEXtin. Neste modelo, os valores em extinção e avermelhamento dos alvos são similarmente adquiridos. Por outro lado, no trabalho de 113, os coeficientes de extinção na linha de visada dos alvos são obtidos a partir da cor das bandas dos filtros azul e vermelho do GAIA. Com o detalhe que a conversão dos coeficientes de extinção é feita com base do sistema Pan-STARRS1 (*Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System - Telescópio de pesquisa panorâmica e sistema rápido de resposta*) para o sistema de cores do GAIA (110, 113). Para os alvos em que  $A_G$  não pôde ser determinado por 113 ou 112, a lista do *Data Release 2* do GAIA foi consultada (106).

Para a confecção do diagrama de cor magnitude do instrumento GAIA, além de  $M_G$  calculado,

é necessário ter representado no eixo das abscissas a diferença de medida de magnitudes nas bandas dos filtros azul e vermelho das estrelas da C13 da missão K2. Contudo, para essa magnitude em cor é recomendado levar em conta o avermelhamento interstelar. Como um fenômeno particular da extinção, o avermelhamento ocorre pelo espalhamento do fluxo eletromagnético causado por poeira ou outros materiais presentes no meio interstelar (111). Em resumo, a razão do fenômeno ocorrer está baseada na maior absorção da luz de comprimento de onda curto, ou seja, na absorção na região do azul.

De maneira equivalente, o avermelhamento interstelar é comparado a cor GAIA, que é definida como a diferença entre o filtro de cor observado e o índice de cor intrínseco do alvo em observação. O índice de cor intrínseco é estabelecido como o índice de cor normal, de valor teórico, caso o objeto não seja afetado pela extinção (111).

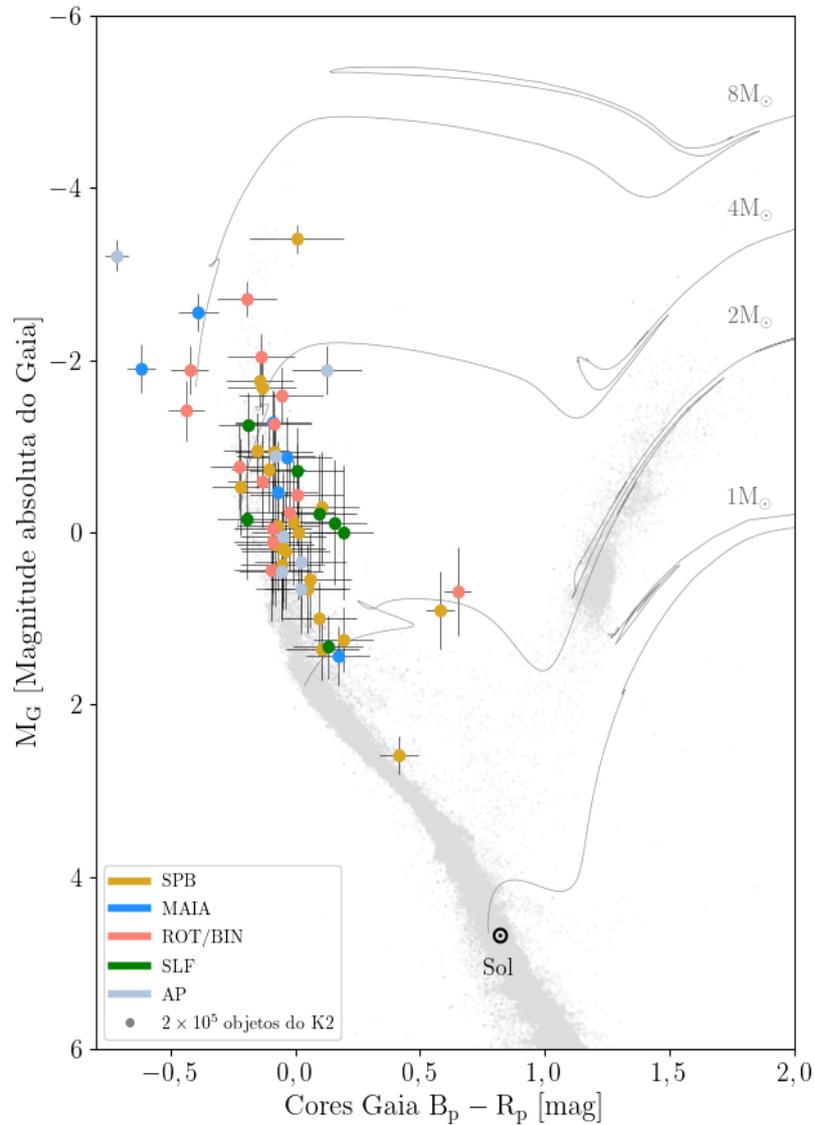
Em vista de obter os valores das cores GAIA para as estrelas do C13, o trabalho de 113 foi considerado. As estimativas das cores para um banco de dados de vários alvos estão fundamentadas na base fotométrica e de paralaxe do *Data Release 2* do GAIA (DR2), combinado à base fotométrica dos instrumentos 2MASS (*Two Micron All-Sky Survey* - A pesquisa de dois microns em todo o céu), e ao WISEIR (*Wide-field Infrared Survey Explorer* - Explorador no infravermelho de campo amplo). O resultado desta combinação, por meio de um algoritmo de *machine-learning* (aprendizado de máquina), chamado *Random Forest Regression*, é a construção de um mapa tridimensional de valores para as cores das estrelas distribuídas ao longo do plano galáctico (113). Assim, a cor referente às bandas azul e vermelha do GAIA,  $B_p$  e  $R_p$  são estimadas, bem como os erros associados. Outra forma de obter a incerteza no avermelhamento dos alvos é consultando o trabalho de 112.

Na Fig.21 está representado o diagrama de cor magnitude absoluta para as estrelas da campanha C13 da missão Kepler/K2, em que os dados da missão GAIA, *Data Release 3* (DR3), foram utilizados. Os pontos coloridos no diagrama indicam o tipo de variabilidade estelar determinados para os alvos. Mais detalhes sobre esta classificação são discutidos na seção seguinte, em que as curvas de luz e periodogramas são demonstrados. Ainda sobre a Fig. 21, o eixo das abscissas representa a cor dos filtros azul e vermelho do instrumento GAIA. Nota-se que a incerteza horizontal do diagrama de cor é derivada do índice de avermelhamento dos alvos, em que o trabalho de 112 foi examinado. Contudo, o eixo das ordenadas representa a magnitude absoluta da banda G do GAIA, calculada para as estrelas da C13, por meio da Eq. (6.1). Nesse mesmo eixo de  $M_G$ , as incertezas levadas em conta são a distância  $r$  (material utilizado 109), em conjunto com às incertezas de extinção  $A_G$ , na qual os materiais de 113 e 112 foram consultados para a determinação.

Para a complementação da confecção do diagrama representado na Fig. 21, um plano de fundo com aproximadamente duzentas mil estrelas observadas pelas missões do GAIA e do Kepler serve como referência para as estrelas na sequência principal e na região das gigantes vermelhas. Esses pontos estão representados pela cor cinza, em que as magnitudes absolutas da banda G e cores GAIA foram calculadas para esses objetos (veja (55, 57)).

A Fig. 21 contém as trajetórias evolutivas isócronas (em cinza), referentes aos modelos

Figura 21 – Diagrama de cor magnitude Gaia dos alvos do campo 13 da missão K2. As estrelas estão separadas em variabilidade conforme as cores representadas na legenda.



Fonte: O autor.

evolutivos para 1, 2, 4 e 8 massas solares ( $M_{\odot}$ ), respectivamente. As trajetórias são calculadas pelo modelo de trajetórias estelares isócronas do programa MESA, também conhecido como MIST (*MESA Isochrones and Stellar Tracks* - Isócronas do MESA e trajetórias estelares) (114). Este modelo de cálculo de trajetórias evolutivas abrange vários tipos de evolução estelar para as estrelas massivas, objetos da pré-sequência principal, das estrelas anãs-brancas, entre outras. A utilidade das trajetórias isócronas está na representação do tempo de vida e “caminho” que uma estrela pode apresentar nos diagramas H-R ou de cor-magnitude, a partir das informações da massa inicial e composição química.

Em complemento à Fig. 21, a posição em magnitude absoluta da banda G para o Sol ( $M_{G,\odot} = 4,74$ ) e a cor do instrumento GAIA estão representados baseados nas informações coletadas do

trabalho de 115. Na próxima seção, os resultados de variabilidade estelar são discutidos com base nas curvas de luz e periodogramas de algumas estrelas da C13 da missão K2.

## 6.2 RESULTADOS DA VARIABILIDADE ESTELAR

Apenas um dos 68 alvos do campo 13 (C13) da missão K2 foi descartado na análise fotométrica. Trata-se da estrela EPIC 246937768 que exibe características espectrais das estrelas do tipo T-auri. Estrelas T-Tauri são um tipo de estrela jovem e variável encontrada na fase inicial da evolução estelar, conhecida como pré-sequência principal (116). A abordagem neste tipo de objeto não é recomendada no âmbito das estrelas B. As informações fotométricas das outras 67 estrelas estão listadas na Tabela 1.

A Tabela 1 apresenta informações de identificação das estrelas na primeira e segunda colunas, como EPIC (*Ecliptic Plane Input Catalog* - Catálogo de entrada de plano eclíptico) e ID (*Index catalog of Double* - Catálogo de índice duplo), respectivamente, as quais são as formas mais comuns de procura de objetos na plataforma SIMBAD. O número total de frequências  $N_{\text{tot}}$  é apresentado na terceira coluna da Tabela 1, em que foi possível a real identificação das frequências estelares, não levando em conta as frequências espúrias. Na quarta coluna, tem-se a denotação para a frequência máxima para as estrelas da C13, descrito por  $\nu_{\text{max}}$ , em que a unidade é dada por um ciclo por dia ou  $\text{d}^{-1}$ . As incertezas sobre os valores absolutos das frequência são obtidas por meio da relação  $\delta\nu \simeq T^{-1}$  (117), em que  $T$  é tempo total de integração fotométrica das estrelas do C13. A amplitude máxima especificada por  $A_{\text{max}}$ , quinta coluna da Tabela 1, foi obtida principalmente para as variáveis SPB e MAIA, em que os programas CLEANEST e IvS auxiliaram nesta forma de apontamento. Para  $A_{\text{max}}$ , a unidade utilizada é a de partes por milhão (ppm). Complementando a Tabela 1, está a sexta coluna, a qual retrata as classes de variabilidade, principal informação de resultado indicado no acervo da C13. Esses dados somente são possíveis após longa averiguação das curvas de luz, espectros de frequência e mapas de cor *wavelet* no contexto da obtenção do sinal temporal e das frequências dos objetos do C13, os quais são demonstrados no apêndice B ao final deste trabalho.

Tabela 1 – Informações fotométricas das estrelas da campanha 13.

(continua)

EPIC	ID	$N_{\text{tot}}$	$\nu$ [ $\text{d}^{-1}$ ]	$A_{\text{max}}$ [ppm]	Classe	Tipo espectral	Notas
200173850	* tau Tau				AP	B3V	
200173864	* 53 Tau	17			MAIA	B8-9V	
200173869	HD 32991	8	$0,24 \pm 0,01$	1452	SPB/IGW	B2Ve	(Be)
200173871	HD 31373	3	$0,13 \pm 0,01$		IGW	B8IV	
210650598+	HD 28436	5	$3,23 \pm 0,01$		SPB/IGW	B9IV-V	Instr.

Tabela 1 – Informações fotométricas das estrelas da campanha 13.

(continuação)

EPIC	ID	$N_{\text{tot}}$	$\nu$ [ $d^{-1}$ ]	$A_{\text{max}}$ [ppm]	Classe	Tipo espectral	Notas
210671425+	HD 285777				AP?	B8IV	Instr.
210737173+	HD 27877	5	$3,97 \pm 0,01$		MAIA? AP?	B9IV-V	Instr.
210853356	HD 28304	15	$1,06 \pm 0,01$	855	SPB	B9V	
210873575	HD 27742	9	$1,17 \pm 0,01$	25	MAIA	B7IV	
246697679+	HD 31764				AP	B7IV	Instr.
246698204	HD 31747	5	$1,01 \pm 0,01$	632	SPB/IGW?	B6V	
246704649	HD 286109	11	$0,14 \pm 0,01$		SPB/IGW	B9	
246788829*	HD 31708				ROT/BIN	B9	SPB?
246820783*	HD 28868				ROT/BIN	B8	IGW?
246968117	HD 286146	10	$0,29 \pm 0,01$		SPB?	B9	
246970807*	HD 33402				ROT	B6IV-V	
246988320	HD 286141				AP	B9	
247031423	HD 28867	23			SPB/BIN	B9IV	
247131891	HD 286010	16	$2,01 \pm 0,01$	174	SPB	B8	
247146962+	BD+18 708				AP	B8	
247147343*	HD 285995				ROT/BIN?	B9	
247147476	BD+18 701	11			SPB/IGW?	B8	
247148453	HD 285993	6	$2,78 \pm 0,01$		SPB/IGW	B5	
247153152	HD 285996	12	$1,35 \pm 0,01$	68	SPB/IGW	B9	
247160983	HD 284732	11	$1,90 \pm 0,01$		MAIA/IGW	B8	
247164195	HD 284841	11	$1,20 \pm 0,01$		SPB/IGWB	B9II	
247169098	HD 30123	25	$1,18 \pm 0,01$	233	SPB/IGWB?	B8III	(Be)
247169375*	HD 285097				ROT	B	M <sup>1</sup>
247192878*	HD 284828				ROT/SPB	B5	
247211157	HD 284634	17	$0,12 \pm 0,01$		MAIA/IGW	B9-A0V	
247234723	HD 34133	46	$3,50 \pm 0,01$		SPB/IGW	B3V	
247264203	HD 284914	43	$0,90 \pm 0,01$		SPB/IGW	B8	
247273628	HD 285065	92	$2,01 \pm 0,01$		MAIA	B9	
247278704*	HD 284820				ROT/BIN	B9	

<sup>1</sup> Estrelas com possibilidade de conter manchas.

Tabela 1 – Informações fotométricas das estrelas da campanha 13.

(continuação)

EPIC	ID	N <sub>tot</sub>	$\nu$ [d <sup>-1</sup> ]	A <sub>max</sub> [ppm]	Classe	Tipo espectral	Notas
247368219*	LS V +21 1				ROT	OB-e	(Be)
247430338	HD 32481	60			SPB/BIN?	B3V	
247457814*	HD 285174				ROT/BIN	B9	
247495377**	HD 284993				ROT? MAIA?	B5V	
247541278	HD 32811	11	1,86 ± 0,01	107	SPB	B9	(Be)
247551785*	HD 31856				ROT/BIN	B9	
247554799	HD 31916	113			MAIA	B8	
247559520*	HD 29450				ROT/BIN	B9	
247612547**	V* V1154 Tau				ROT/BIN	B5V	
247682580	HD 284941	10			MAIA/IGW	B9V	
247688426*	HD 30122				ROT/BIN	B5III	
247692298+	HD 285128					B9	Instr.
247692420+	BD+23 817				AP	B9	
247695418*	HD 285127				ROT/BIN	B8IV	
247696147	HD 285124	11			MAIA/IGW	B9V	
247698073*	HD 284937				ROT/BIN	B9	
247705729	HD 285118	7	2,14 ± 0,01	105	SPB/IGW	B9	MAIA?
247709560	HD 284935				ROT/IGW	B9	SPB?
247714018	HD 285117	26			MAIA/IGW	B9	
247714396	HD 285109	4	2,22 ± 0,01	33	SPB	B9	
247742016	HD 31353	13	1,40 ± 0,01		SPB/IGW	B8	
247745384	HD 32190	35	0,90 ± 0,01	7010	SPB/IGW	B1Ve	(Be)
247757517	HD 284119	5	2,01 ± 0,01	62	SPB	B9V	
247759652*	HD 284045				ROT/BIN	B9V	
247774959*	GSC 01829-00022				ROT/BIN	B9II-III	M
247786632	HD 32247	16			MAIA	B9	
247806245	GSC 01833-01018	114			MAIA	B8	
247889905	HD 284091	7	1,98 ± 0,01	48	SPB	B9	
247895553	GSC 01849-00811	66			MAIA	B9	
247935687	GSC 01834-00273	4			MAIA	B9	

Tabela 1 – Informações fotométricas das estrelas da campanha 13.

							(conclusão)
EPIC	ID	$N_{\text{tot}}$	$\nu$ [ $d^{-1}$ ]	$A_{\text{max}}$ [ppm]	Classe	Tipo espectral	Notas
248064520	HD 284006	25	$2,33 \pm 0,01$	4143	SPB	B9	
248150769	HD 283800	41	$0,98 \pm 0,01$	964	SPB	B8	
248227339	HD 283845	39	$0,42 \pm 0,01$	1104	SPB/IGW	B9	

Fonte: O autor.

A razão pela qual as estrelas de variabilidade ROT ou BIN (rotação ou binaridade) não possuem informações na Tabela 1 é porque se referem às estrelas que apresentam frequências por causa dos efeitos rotacionais. Na maioria dos casos, as frequências de pulsação - que são tratadas na Tabela 1 - não são distinguidas. A penúltima coluna da Tabela 1 apresenta os tipos espectrais obtidos para as estrelas da C13. Esses tipos espectrais foram determinados tanto para os espectros obtidos, por meio das observações em solo no OPD/LNA, quanto com a obtenção de espectros a partir do banco de dados do telescópio LAMOST. As demais classes espectrais das estrelas do C13 são mantidas conforme a classificação do SIMBAD (vide apêndice A).

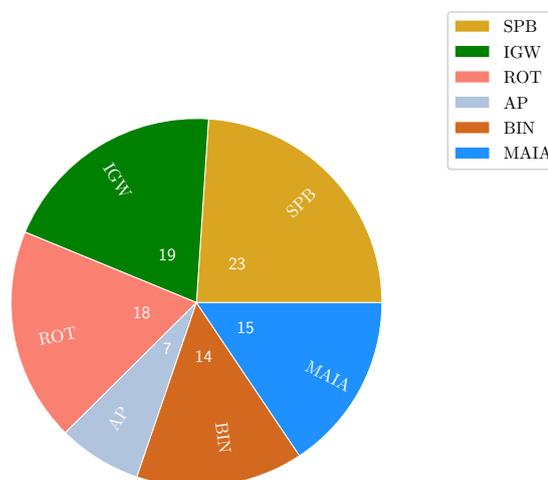
Para mais informações dos dados espectrais, e os parâmetros físicos, a seção 6.3 mais adiante é indicada. Por fim, a última coluna da Tabela 1 menciona algumas notas e características peculiares encontradas nos dados de algumas estrelas da C13, como por exemplo, interrupção da obtenção do sinal fotométrico devido a erros instrumentais, mais de uma classe de variabilidade possível para o mesmo objeto, estrelas que apresentam emissão (fenômeno Be), ou que hipoteticamente exibem manchas, entre outros aspectos.

As estrelas que não possuem classe definida, por motivo de erros instrumentais ou de precisão na análise, baseadas nas curvas de luz, em conjunto aos espectros de frequências, são apontadas pela classe AP (aperiódica). De maneira similar às classes ROT e BIN, os dados de frequência e amplitudes não são expressos na Tabela 1.

Com as classes de variabilidade das estrelas do C13 da missão Kepler/K2 definidas, uma maneira simples de demonstrar a proporção em quantidade de cada tipo de objeto e a variabilidade, pode ser dada por meio de um gráfico de setores – tradicionalmente chamado de gráfico circular ou de “pizza” –, como exibido na Fig. 22.

O gráfico de setores representado na Fig. 22 é formado pelos dados para as estrelas SPB na cor amarela, IGW em verde, MAIA em azul, ROT em rosa, BIN em marrom e aperiódicas (AP) em cinza, configurando completamente os alvos abordados na campanha 13. Em cada parte do gráfico, em coloração mencionada anteriormente, com a respectiva classe, acompanha a quantidade de objetos dando origem ao gráfico em formato de “pizza”. Lembrando que há a possibilidade considerada de um mesmo alvo do C13 exibir mais de um tipo de variabilidade estelar, como demonstrado nas informações de classe da Tabela 1.

Figura 22 – Gráfico de setores para as estrelas B que compõem o campo 13 da missão K2. Estão indicadas suas classes e quantidades em cada setor com a sua coloração definida. Uma estrela pode apresentar mais de um tipo de variabilidade.



Fonte: O autor.

### 6.2.1 Resultado para as estrelas SPB

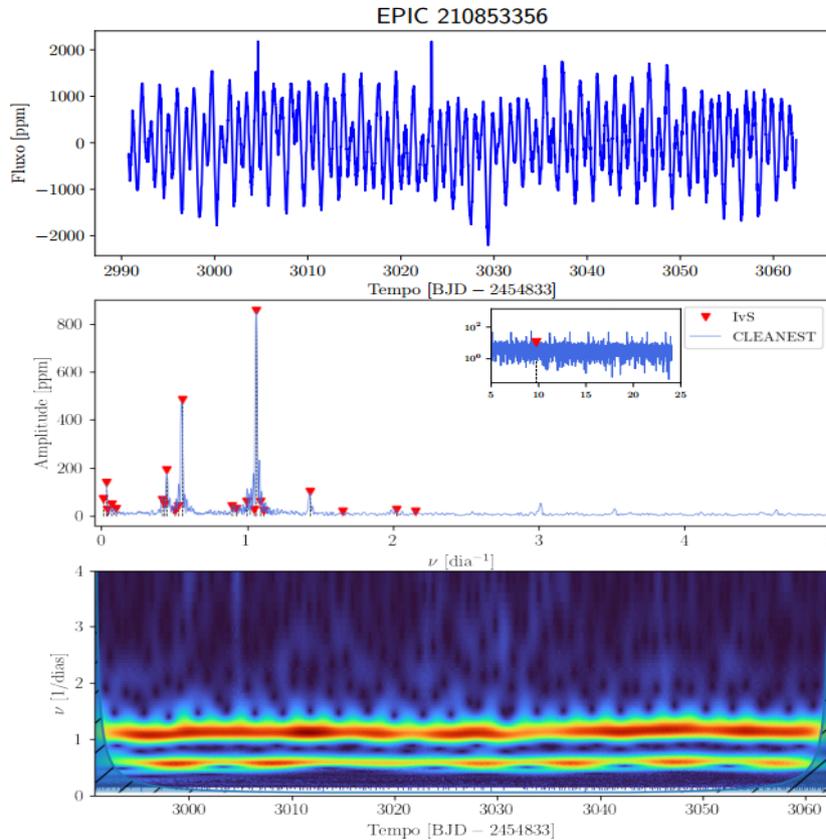
As descrições acerca da variabilidade SPB estão mencionadas na seção 4.1. Dentre os alvos da C13, como visto na Tabela 1 e Fig. 22, as variáveis SPB contam com a maior porcentagem de estrelas do conjunto, cerca de 33,8%, mesmo levando em conta os casos híbridos que não foram distinguidos ao confeccionar o gráfico de setores dado pela Fig. 22.

A título de exemplo de estrelas SPB “puras”, tem-se no conjunto dos alvos do campo 13 a estrela EPIC 210853356, indicada na Fig. 23. Nessa mesma configuração da Fig. 23, estão, primeiramente na ordem de cima para baixo, os gráficos de curva de luz, seu respectivo espectro de frequências e mapa de cor *wavelet*.

A curva de luz é confeccionada e corrigida pela *pipeline* K2SC (como descrito na seção 3.1), em que é dado pelo fluxo obtido em partes por milhão (ppm) versus o tempo de obtenção dos dados de fotometria pelo telescópio Kepler na missão K2. A variação na curva de luz apresenta alguns batimentos com amplitude distribuída entre -3000 e 3000 ppm aproximadamente.

Por outro lado, o espectro de frequência (segundo quadro da Fig. 23) tem o eixo das abcissas em unidades de um ciclo por dia ou  $d^{-1}$ , e eixo das ordenadas como amplitude em unidades de partes por milhão (ppm). O espectro de frequência da EPIC 210853356 notoriamente apresenta frequências típicas de uma variável SPB, pois estão no limite entre  $\nu = 0,3$  e  $2,5 d^{-1}$ . A figura menor de espectro de frequências (*inset*), tem o eixo das ordenadas na escala logarítmica, ou seja, esse eixo referente a amplitude auxilia a identificação dos demais picos de frequência, no entanto, não considerados na análise por se tratar de frequências de baixa amplitude (amplitude

Figura 23 – Estrela SPB, EPIC 210853356. Na sequência de cima pra baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa *wavelet*. Mais informações acerca desses quadros estão explicadas no texto.



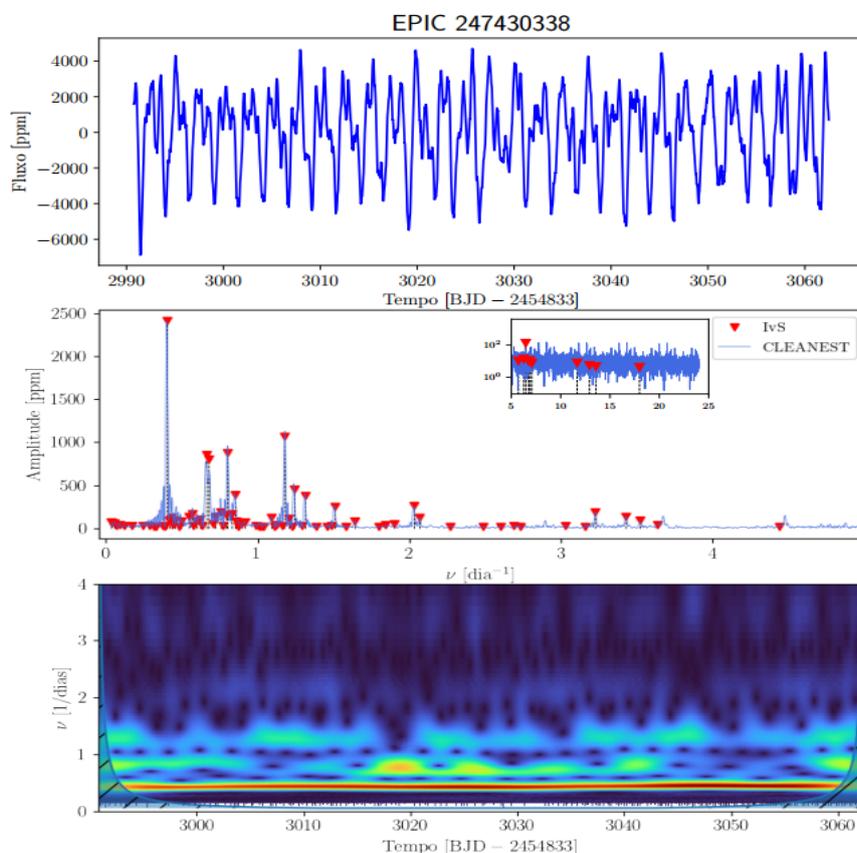
Fonte: O autor.

menor em relação à  $\nu_{\max}$  a ponto de ser considerada uma variável MAIA).

No último quadro mais abaixo na Fig. 23, está o mapa de cor *wavelet*, em que é possível identificar os pequenos grupos de frequências em torno de  $\nu = 0,5 \text{ d}^{-1}$  e  $\nu = 1,1 \text{ d}^{-1}$ . Na Tabela 1, as informações adicionais da EPIC 210853356 são o número total de frequências, 15, seu pico de frequência máxima em  $\nu_{\max} = 1,06 \text{ d}^{-1}$  e de amplitude  $A_{\max} = 855 \text{ ppm}$ , e por fim, seu período de pulsação de aproximadamente 0,94 dias.

De maneira similar, a apresentação do tipo SPB, EPIC 247430338, é dada pela Fig. 24. Trata-se de uma estrela que possui a curva de luz com fluxo fotométrico variável entre -6000 e 4000 ppm, com notoriedade e aspecto de binaridade. Tal curva de luz também foi tratada utilizando a ferramenta K2SC. As características de binaridade são confirmadas no espectro de frequência (quadro 2 da Fig. 24), em que é perceptível uma frequência fundamental em torno de  $\nu = 0,3 \text{ d}^{-1}$  de amplitude de cerca de 2500 ppm. As demais frequências são os prováveis harmônicos e o *inset* (figura menor no espectro de frequência em escala logarítmica) aponta para as demais frequências espúrias acima do limite considerado para uma variável típica SPB, mas com amplitudes bem menores em relação à frequência máxima.

Figura 24 – Estrela SPB, EPIC 247430338. Na sequência de cima pra baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*. Mais informações acerca desses quadros estão descritas no texto.



Fonte: O autor.

Por não ser confirmada a propriedade de pulsação, mas possuir frequências dentro do limite esperado para uma SPB, a Tabela 1 não aponta os valores de frequência máxima e amplitude máxima, como explicitado anteriormente no caso da estrela EPIC 210853356. O mapa de cor *wavelet* na Fig. 24, último gráfico, estabelece o pico de frequência citado em torno de  $\nu = 0,3 \text{ d}^{-1}$  sendo o mais proeminente. Novamente no eixo das ordenadas no mapa *wavelet*, frequências até  $\nu = 4 \text{ d}^{-1}$  são destacadas na análise.

As demais curvas de luz, espectros de frequência e mapas de cor *wavelet* de variáveis SPB podem ser encontradas no apêndice B ao final deste trabalho. A Tabela 1 evidencia as devidas classes e auxilia no apontamento e identificação das estrelas. Há também as estrelas SPB com variabilidade conjunta a outras classes, por exemplo com a classe IGW (*Internal Gravity Waves* - ondas internas de gravidade), a qual será especificada posteriormente na seção 6.2.5.

### 6.2.2 Diagrama de $\nu - \Delta\nu$

Baseado nas descrições das seções 4.8 e 4.8.1, uma breve análise asterisismológica é realizada sobre as estrelas SPB pertencentes ao C13 da missão K2. Como visto anteriormente, o método proposto por 54, somente é possível para as estrelas que apresentam modos-g de pulsação. Isto restringe a análise a um pequeno grupo de objetos SPB da campanha 13 obtidos diante o diagnóstico fotométrico.

Os dados dessas estrelas SPB estão listados na Tabela 2, em que para as cinco estrelas do acervo da C13 foi possibilitada a obtenção das frequências de rotação,  $\nu_{rot}$ , e o período de propagação dos modos-g,  $P_0$ . Na Tabela 2 estão identificadas as estrelas SPB pelo número EPIC na primeira coluna,  $\nu_{rot}$  dado em unidades de micro-Hertz ( $\mu\text{Hz}$ ) e também por dia ( $\text{dia}^{-1}$ ), na segunda e terceira colunas, respectivamente, e na última coluna o período  $P_0$  em unidades de  $10^3$  segundos.

Tabela 2 – Estimativas de  $\nu_{rot}$  e  $P_0$  para as estrelas SPB do campo 13 da missão K2.

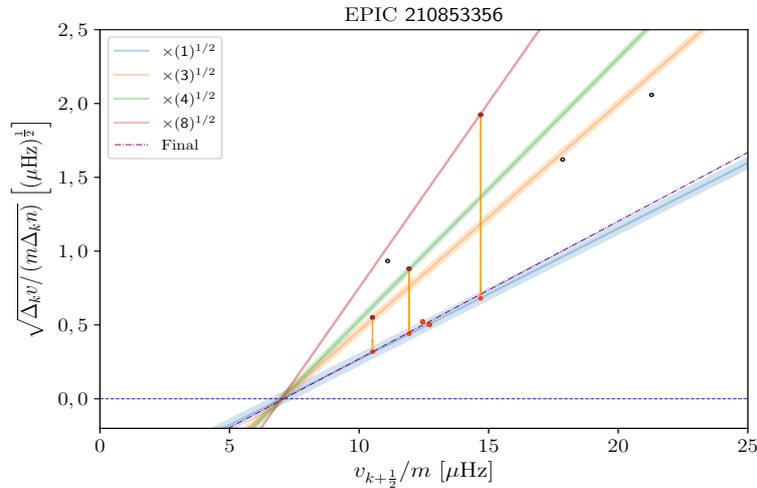
EPIC	$\nu_{rot}$ [ $\mu\text{Hz}$ ]	$\nu_{rot}$ [ $\text{dia}^{-1}$ ]	$P_0$ [ $10^3$ s ]
210853356	$7,1 \pm 0,6$	$0,61 \pm 0,05$	$8,7 \pm 0,8$
247264203	$3,2 \pm 0,4$	$0,28 \pm 0,03$	$6,6 \pm 0,8$
247430338	$8,0 \pm 0,5$	$0,69 \pm 0,04$	$4,2 \pm 0,4$
248150769	$6,2 \pm 0,4$	$0,54 \pm 0,04$	$4,9 \pm 0,4$
248227339	$5,6 \pm 0,3$	$0,48 \pm 0,03$	$6,4 \pm 0,5$

Fonte: O autor.

A partir da Fig. 25 estão representados os diagramas  $\nu$  versus  $\Delta\nu$ , para as estrelas SPB listadas na Tabela 2. O primeiro exemplo pertence a estrela EPIC 210853356 abordada na seção 6.2.1. Os valores obtidos para EPIC 210853356 foram de  $\nu_{rot} = 7,1 \pm 0,6 \mu\text{Hz}$  e  $P_0 = (8,7 \pm 0,8) \times 10^3$  s, como pode ser conferido na Tabela 2. No entanto, no processo de iteração e regressão linear, foram utilizados os modos de ordens radiais  $n = 1, 3, 4$  e  $8$ , respectivamente. O diagrama da Fig. 25 apresenta alguns pontos espúrios (três círculos pretos), referentes às frequências que não foram usadas no processo de mínimos quadrados requisitado na análise.

Lembrando que para a obtenção de  $\nu_{rot}$ , é observado o ponto de intersecção da linha tracejada e inclinada na cor lilás com a linha horizontal azul em  $\sqrt{\Delta_k \nu / m \Delta_k n} = 0$  na Fig. 25. Assim como a inclinação da linha tracejada próxima a primeira iteração (linha sólida em azul) revela a medida para  $\sqrt{P_0}$  e, conseqüentemente, o período  $P_0$ . Recordando que os “saltos” nas ordens radiais empregues correspondem às setas que indicam o fator de correção  $1/\sqrt{\Delta_k n}$ , que estão associados aos modos  $\Delta_k n = 1, 3, 4$  e  $8$  (círculos vermelhos), os quais são usados no

Figura 25 – Diagrama  $\nu - \Delta\nu$  para a variável SPB, EPIC 210853356, com:  $\nu_{rot} = 7,1 \mu\text{Hz}$ ,  $P_0 = 8,7 \cdot 10^3 \text{ s}$ . Os detalhes do diagrama são descritos no texto.



Fonte: O autor.

procedimento de regressão linear das Eqs. (4.6) e (4.7). Pela Tabela 1, é possível notar que para a EPIC 210853356, o número total nesta amostra é de 15 frequências, correspondendo a cerca de cinco frequências que são compatíveis com os números  $l = 1$  e  $m = 1$  na breve análise asterosismológica.

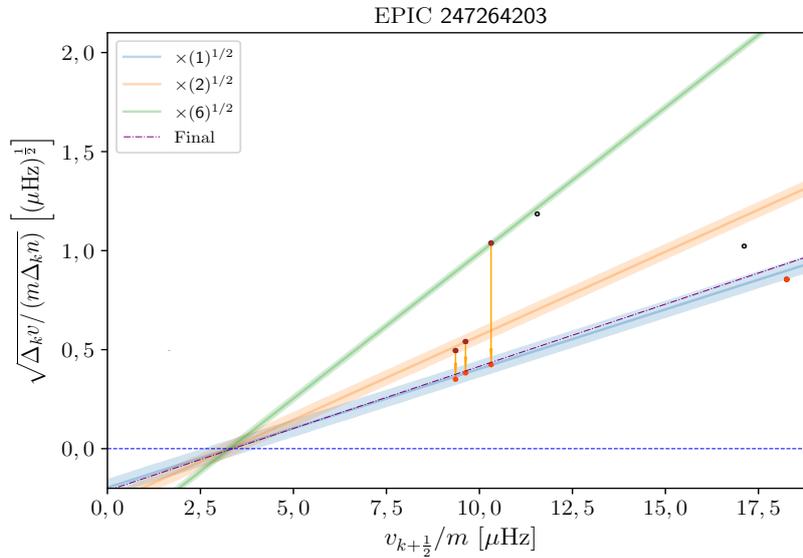
Na Fig. 26, outra variável SPB é demonstrada em seu diagrama  $\nu - \Delta\nu$ , a estrela EPIC 247264203. Foi obtido para esse alvo,  $\nu_{rot} = 3,2 \pm 0,4 \mu\text{Hz}$  e  $P_0 = (6,6 \pm 0,8) \times 10^3 \text{ s}$ , como pode ser constatado na Tabela 2. Os modos associados às ordens radiais encontrados para essa estrela foram de  $\Delta_k n = 1, 2$  e  $6$ , respectivamente, conferido na própria Fig. 26. Os círculos em preto são os pontos descartados na análise.

Conferindo a Tabela 1, a estrela EPIC 247264203 corresponde a uma variável SPB/IGW do acervo da C13 da missão K2 e cerca de 40 frequências foram encontradas, e em torno de 10% estão no regime de  $l = 1$  e  $m = 1$ , no qual o método simplificado e descrito na seção 4.8.1 foi utilizado. A característica estocástica é derivada das várias baixas frequências entre  $\nu = 0,1$  e  $1,0 \text{ d}^{-1}$ , como pode ser constatado na Fig. 27, garantindo a classificação híbrida em IGW. Obtida via programa CLEANEST e código IvS, para EPIC 247264203, a frequência principal (máxima) está em torno de  $\nu = 0,9 \text{ d}^{-1}$ , e seu tipo espectral B8 é fornecido pelo SIMBAD (veja Tabela 1).

A estrela EPIC 247430338, é outro alvo igualmente discutido na seção anterior 6.2.1, e teve sua análise em asterosismologia realizada. A Fig. 28 representa seu diagrama  $\nu - \Delta\nu$  obtido na investigação. Para EPIC 247430338, a frequência de rotação é dada por  $\nu_{rot} = 8,0 \pm 0,5 \mu\text{Hz}$  e seu período para os modos-g prógrados é  $P_0 = (4,2 \pm 0,4) \times 10^3 \text{ s}$  (veja Tabela 2).

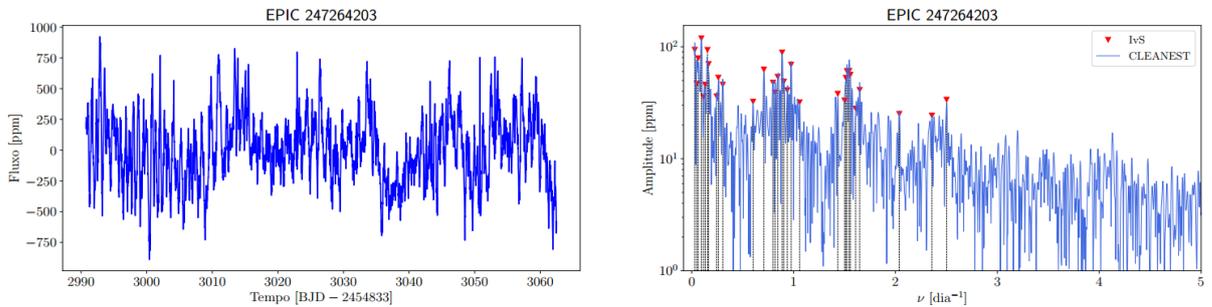
Os modos utilizados na confecção do diagrama da Fig. 28 são de  $\Delta_k n = 1, 2, 3, 4$  e  $7$ , respectivamente. Lembrando que similarmente na Fig. 28, os círculos pretos são as frequências não utilizadas no método de regressão linear. Como observado na seção 6.2.1, por meio da curva

Figura 26 – Diagrama  $\nu - \Delta\nu$  para EPIC 247264203, em que seus parâmetros são:  $\nu_{rot} = 3,2 \mu\text{Hz}$ ,  $P_0 = 6,6 \cdot 10^3$  s. Os detalhes do diagrama são explicitados no texto.



Fonte: O autor.

Figura 27 – Curva de luz à esquerda e espectro de frequência à direita da estrela SPB, EPIC 247264203 analisada de forma asterossismológica.



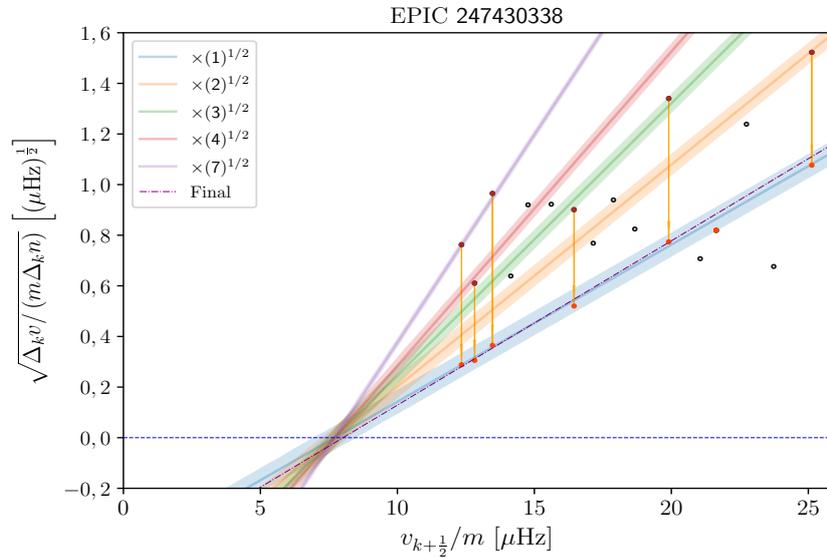
Fonte: O autor.

de luz e seu espectro de frequência mostrados na Fig. 24, e também pela Tabela 1, a variável EPIC 247430338 possui características de binaridade em conjunto à classe de variabilidade SPB. No regime de  $l = 1$  e  $m = 1$ , cerca de 10% das frequências da EPIC 247430338 são utilizadas na abordagem proposta por 54.

A estrela EPIC 248150769 é uma das variáveis SPB da C13 compatíveis com a análise sísmica. Trata-se de uma estrela que possui frequência de rotação dada por  $\nu_{rot} = 6,2 \pm 0,4 \mu\text{Hz}$  e período de propagação dos modos-g setoriais  $P_0 = (4,9 \pm 0,4) \times 10^3$  s, como detalhado na Tabela 2. Constatando-se a Tabela 1, EPIC 248150769 possui o número total de 41 frequências, sendo oito dessas frequências compatíveis com o limite de  $l, m = 1$ , usado para a regressão linear das Eqs. (4.6) e (4.7), e plotados no diagrama  $\nu$  versus  $\Delta\nu$  da Fig. 29.

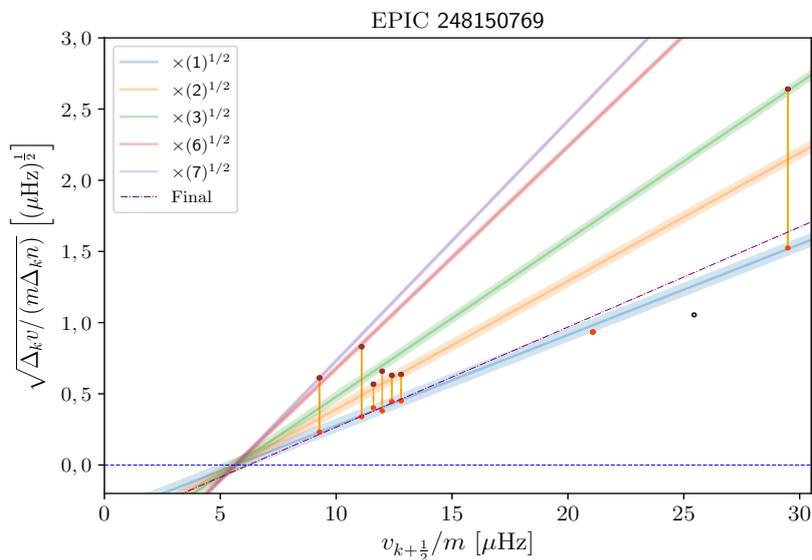
Os modos associados às ordens radiais encontrados para EPIC 248150769 são de  $\Delta_k n =$

Figura 28 – Diagrama  $\nu - \Delta\nu$  para EPIC 247430338. Seus parâmetros são:  $\nu_{rot} = 8,0 \mu\text{Hz}$  e  $P_0 = 4,2 \cdot 10^3 \text{ s}$ . Os detalhes do diagrama são descritos no texto.



Fonte: O autor.

Figura 29 – Diagrama  $\nu - \Delta\nu$  para a variável SPB, EPIC 248150769, com:  $\nu_{rot} = 6,2 \mu\text{Hz}$  e  $P_0 = 4,9 \cdot 10^3 \text{ s}$ . Os detalhes do diagrama são explicitados no texto.



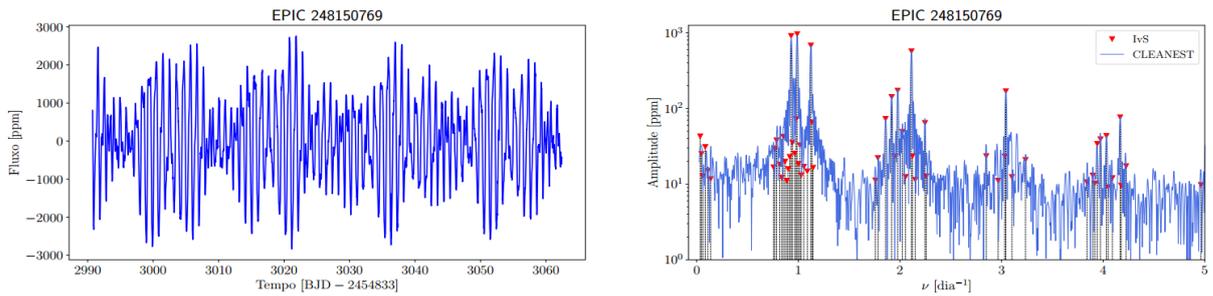
Fonte: O autor.

1, 2, 3, 6 e 7, respectivamente, como detalhado pelos “saltos”  $1/\sqrt{\Delta_k n}$  indicados na Fig. 29. Os círculos pretos no diagrama da Fig. 29 fazem referência às frequências não utilizadas no processo de mínimos quadrados das Eqs. (4.6) e (4.7).

Na Fig. 30, a estrela EPIC 248150769 tem a curva de luz e espectro de frequência demonstra-

dos. Como pode ser notado na Fig. 30, sua curva de luz apresenta batimentos contidos no limite de variação de fluxo fotométrico entre -3000 e 3000 ppm, enquanto o espectro de frequência apresenta grupos de frequência, principalmente entre  $\nu = 1$  e  $5 \text{ d}^{-1}$  (por dia) aproximadamente. Pode ser conferido pela Tabela 1, que a variável SPB EPIC 248150769 tem a frequência máxima em  $\nu_{\text{max}} = 0,98 \text{ d}^{-1}$ , amplitude máxima de 964 ppm e que seu tipo espectral é B8 verificado pela plataforma SIMBAD.

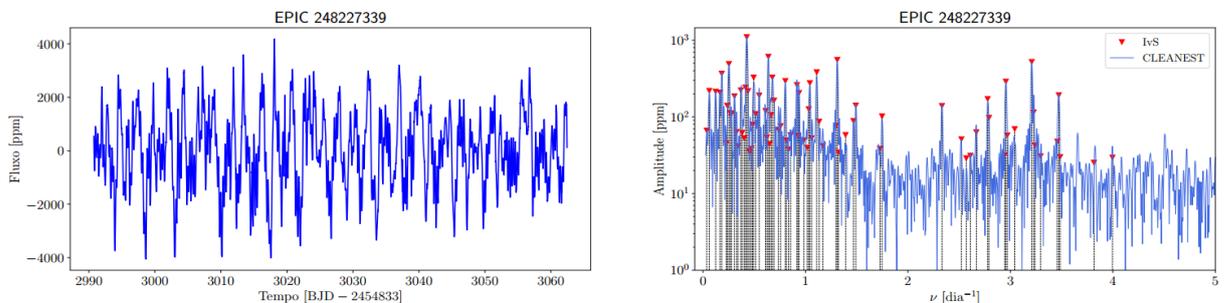
Figura 30 – Curva de luz à esquerda e espectro de frequência à direita da estrela SPB, EPIC 248150769 analisada de forma asterosismológica.



Fonte: O autor.

O último exemplo de estrela SPB, e que pode ser averiguado seu aspecto sísmico pela metodologia empregada por 54, é a variável EPIC 248227339. Sua curva de luz, com variação de fluxo obtido pelo telescópio Kepler está demonstrada na Fig. 31 e tem os limites entre -4000 e 4000 ppm. Pelo seu espectro de frequências, similarmente apresentado na Fig. 31, é averiguada a classificação híbrida em variável IGW, por exibirem frequências de  $\nu = 0,1$  a  $1,0 \text{ d}^{-1}$ . Entretanto, as frequências não excedem o limite de frequência de  $\nu = 4 \text{ d}^{-1}$ , classificando-a como uma legítima variável SPB.

Figura 31 – Curva de luz à esquerda e espectro de frequência à direita, da estrela SPB, EPIC 248227339 analisada de forma asterosismológica.



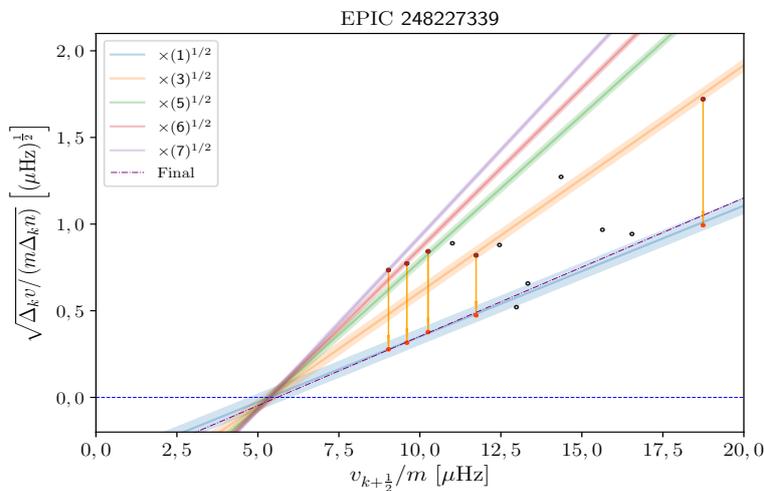
Fonte: O autor.

Pela Tabela 1, a estrela EPIC 248227339 tem confirmado o número de 39 frequências, sendo que cinco destas frequências são utilizadas pelo método de regressão linear apresentado na seção 4.8, no regime de  $l = 1$  e  $m = 1$ . Para a EPIC 248227339, ainda verificando a Tabela 1, sua

frequência máxima é obtida em torno de  $\nu_{\max} = 0,42 \text{ d}^{-1}$  e de amplitude 1104 ppm, sendo o seu tipo espectral B9 revelado pelo SIMBAD.

Na Fig. 32 está o diagrama  $\nu - \Delta\nu$  para a estrela EPIC 248227339, em que os modos associados às ordens radiais encontrados são  $\Delta_k n = 1, 3, 5, 6$  e  $7$ , respectivamente. Os círculos pretos são do mesmo modo descartados na análise asterosismológica. A estrela EPIC 248227339 contém frequências utilizadas na abordagem sísmica entre 8 e 20  $\mu\text{Hz}$ , como conferido na Fig. 32. Contudo, como visto na Tabela 2, os parâmetros obtidos neste tipo de método sísmico simplificado são de:  $\nu_{\text{rot}} = 5,6 \pm 0,3 \mu\text{Hz}$  e  $P_0 = (6,4 \pm 0,5) \times 10^3 \text{ s}$ .

Figura 32 – Diagrama  $\nu - \Delta\nu$  para EPIC 248227339, com parâmetros:  $\nu_{\text{rot}} = 5,6 \mu\text{Hz}$  e  $P_0 = 6,4 \cdot 10^3 \text{ s}$ . Os detalhes do diagrama são descritos no texto.



Fonte: O autor.

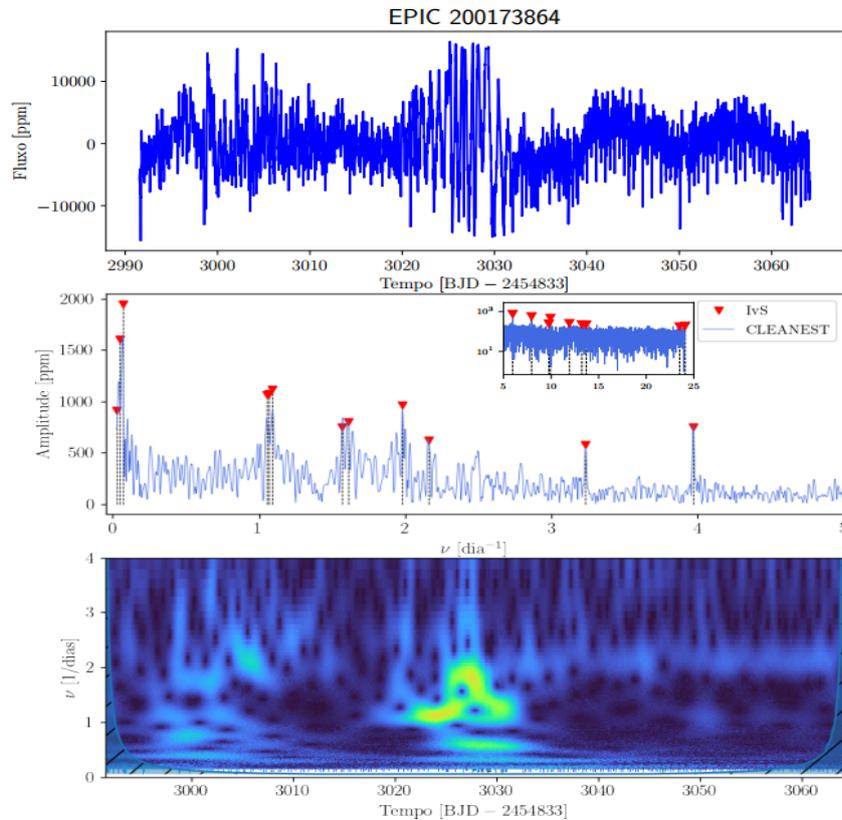
### 6.2.3 Resultados para as variáveis MAIA

As descrições acerca das características das variáveis MAIA estão na seção 4.4. São estrelas que apresentam, em seu espectro de frequências, sinais acima de  $\nu = 5 \text{ d}^{-1}$ , ou seja, sinais de frequência acima do que pode ser observado para as estrelas de variabilidade SPB. Nesta seção são apresentados dois exemplos deste tipo de variável que exhibe pulsações no regime das altas frequências. Esses exemplos fazem parte de um acervo de aproximadamente 22% de estrelas MAIA que compõem o quadro de alvos do campo 13 da missão K2. A Fig. 22 exemplifica a quantidade de 15 estrelas desse tipo de amostra, que foram consideradas casos híbridos.

O primeiro exemplo de variável MAIA, não sendo um caso com mais de uma classe de variabilidade, está demonstrado na Fig. 33. Refere-se à estrela EPIC 200173864, que possui no primeiro quadro (na ordem de cima para baixo) a representação da curva de luz com característica irregular, típica de uma variável MAIA.

É possível observar na Fig. 33 que a estrela EPIC 200173864 tem variação de fluxo fotométrico entre  $-10 \times 10^3$  e  $10 \times 10^3$  ppm. O espectro de frequências da variável MAIA EPIC 200173864 está exposto no segundo quadro da Fig. 33, cujos sinais de frequência estão dispostos no limite de  $\nu = 0,1$  a  $25 \text{ d}^{-1}$ . Pela Tabela 1, constata-se que não foi possível determinar a frequência de maior sinal, a amplitude máxima e o período de pulsação característico. No entanto, cerca de 17 frequências compõem esta amostra de frequências.

Figura 33 – Estrela MAIA, EPIC 200173864. Na sequência de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*. Mais informações acerca desses quadros estão descritas no texto.



Fonte: O autor.

O quadro maior de espectros de frequências da Fig. 33 possui o eixo da amplitude, dado em ppm, em uma escala normal, dando notoriedade as frequências que se estendem no valor de até  $\nu = 5 \text{ d}^{-1}$ , característico das variáveis SPB. Porém, no quadro menor de espectro de frequências da Fig. 33, o eixo da amplitude está em escala logarítmica, e o eixo de valores de frequência alcança o valor de  $\nu = 25 \text{ d}^{-1}$ , acentuando a propriedade de pulsações comuns para uma estrela do tipo MAIA.

No último quadro da Fig. 33, está representado o mapa de cor do tipo *wavelet* para a estrela EPIC 200173864. Com este tipo de diagrama é possível dar ênfase ao que é descrito pela Tabela 1, e não foi possível distinguir frequências características e máximas para EPIC 200173864, e nenhuma detecção é constatada no que diz respeito à amplitude específica para essa estrela. Os

borrões entre as frequências  $\nu = 1$  e  $\nu = 2 \text{ d}^{-1}$  devem tratar da variação de fluxo incomum entre os dias 3020 e 3030, o qual é visível no primeiro quadro da Fig. 33, que se refere à curva de luz.

Dessa maneira, a estrela EPIC 200173864 somente é classificada como uma variável MAIA, pela observação da curva de luz e espectro de frequência representados na Fig. 33. Outro dado que corrobora com a análise é o fato do alvo EPIC 200173864 pertencer ao grupo espectral B8-9V, como pode ser constatado na Tabela 1. O tipo espectral da EPIC 200173864 figura tipicamente entre as variáveis MAIA e é discutido mais adiante na seção 6.3 sobre a análise espectral do C13 da missão K2.

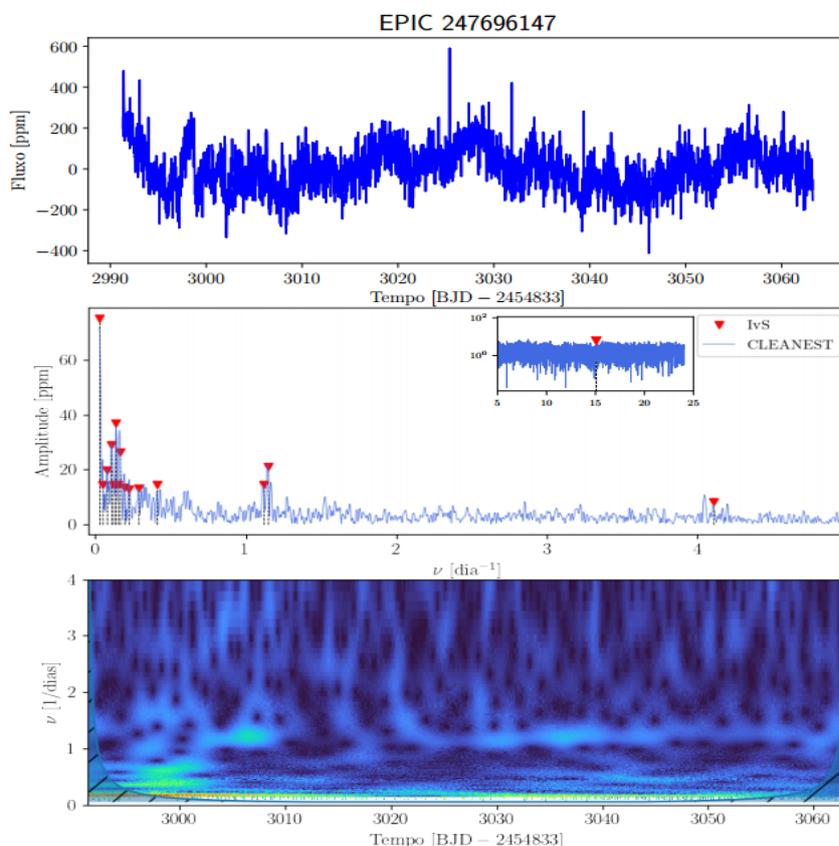
O segundo exemplo de estrela com variabilidade estelar MAIA é a EPIC 247696147, que tem seus dados representados em gráficos na Fig. 34. Estes gráficos estão dispostos de maneira similar à Fig. 33, em que primeiramente há o quadro de curva de luz, seguido pelo espectro de frequência, e por último o mapa de cores do tipo *wavelet*.

O primeiro quadro na Fig. 34, o da curva de luz, retrata a variação de fluxo fotométrico (em ppm) ao longo do tempo de integração de dados pelo telescópio Kepler na missão K2. Trata-se de uma curva de luz de batimento semiregular, entre -400 e 600 ppm em variação de fluxo. Em primeiro momento, não visando o espectro de frequência, a curva de luz da EPIC 247696147 se assemelha às curvas de luz verificadas para as estrelas que apresentam pulsações de origem estocásticas (as variáveis IGW ou SLF, ver seção 4.7).

De fato, ao observar o espectro de frequências da Fig. 34, no segundo quadro, tem-se inúmeras frequências entre  $\nu = 0,1$  e  $0,5 \text{ d}^{-1}$ , que é algo característico das estrelas do tipo IGW. Entretanto, no quadro menor deste segundo gráfico da Fig. 34, há um gráfico de espectro de frequências, com amplitude das frequências (dado em ppm) em escala logarítmica, para melhor visualizar a frequência em torno de  $\nu = 15 \text{ d}^{-1}$ , apontando a EPIC 247696147 como uma variável híbrida do tipo MAIA/IGW. Ou seja, esta estrela dispõe de frequências que abrangem o limite de um objeto de pulsação estocástica e de períodos de pulsação de aproximadamente 1,6 a 2 horas. Pela Tabela 1 é possível averiguar que o número total de frequências da EPIC 247696147 é de 11, e que sua frequência máxima e amplitude não são determinadas. Para essa variável, a classe espectral é B9V, determinada pelas obtenções de espectros estelares (veja seção 6.3).

O mapa de cores *wavelet* da estrela EPIC 247696147, mostrado no último quadro da Fig. 34, aponta as frequências características de uma variável IGW. Isto é, as cores desse mapa do tipo *wavelet* são mais acentuadas próximo às frequências entre  $\nu = 0,1$  e  $\nu = 1 \text{ d}^{-1}$ , podendo ser observado tanto no mapa de cores, quanto no espectro de frequências (segundo gráfico da Fig. 34). Frequências acima do limite  $\nu = 4 \text{ d}^{-1}$  não são demonstradas no mapa de cores *wavelet*, por haver a possibilidade de “comprimir” os sinais de frequências de valores iniciais neste tipo de diagrama, causando a não visualização do aspecto de frequências para uma variável IGW. Logo, frequências típicas de uma variável MAIA somente são constatadas por meio da curva de luz, espectro de frequências e diagrama de cor e magnitude absoluta usando informações do GAIA (veja Fig. 21). Na Tabela 1 da seção 6.2, e no apêndice B ao final deste trabalho, estão dispostos os demais exemplos de dados fotométricos para as variáveis MAIA.

Figura 34 – Variável MAIA/IGW, EPIC 247696147. Na sequência de cima pra baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*. Mais informações acerca desses quadros estão descritas no texto.



Fonte: O autor.

#### 6.2.4 Resultados das estrelas do tipo ROT e BIN

O terceiro grupo discutido na seção de variabilidade estelar dos alvos do C13 da missão K2 é o das estrelas que apresentam características de rotação (ROT) ou binaridade (BIN). Esta última classe é definida pela ação gravitacional de uma estrela sobre sua companheira. As características podem ser notadas por meio da visualização das suas curvas de luz (de forma modular) e espectros de frequência. Também é possível, por meio da visualização do mapa de cores do tipo *wavelet*, auxiliar claramente na identificação das frequências fundamentais e seus possíveis harmônicos, que são propriedades específicas tratando-se de variáveis da classe ROT/BIN. No entanto, essas frequências não são estudadas normalmente em outros grupos de variabilidade estelar, como SPB ou MAIA, ou seja, frequências associadas às pulsações, mas é realizada a análise sobre as frequências atribuídas à rotação ou período orbital. Os casos na literatura que concerne este grupo de variável são demonstrados na seção 4.5.

A representação em números do grupo de variabilidade ROT/BIN é apresentada no gráfico de setores da Fig. 22, e cerca de 32 estrelas desta classe integram o acervo de alvos da missão

Kepler/K2, levando em consideração a ambiguidade de variabilidade, em casos de somente uma estrela analisada. A Tabela 1 também fornece informações acerca desses objetos, porém, tratando de um quadro de informações voltado às frequências de pulsações estelar, as frequências de rotação e/ou orbitais, bem como suas amplitudes, inclusive de sinais harmônicos, não são relatados nesta tabela. Entretanto, informações de classe, tipos espectrais fornecidos pela plataforma SIMBAD ou definidas pelos espectros obtidas pelo OPD ou banco de dados do LAMOST, e algumas das suas principais notas ainda, são retratados na Tabela 1. Os demais casos de variabilidade ROT/BIN são tratados no apêndice B neste trabalho. Contudo, dois exemplos são abordados na presente seção. São os casos das estrelas EPIC 246970807 e EPIC 247698073.

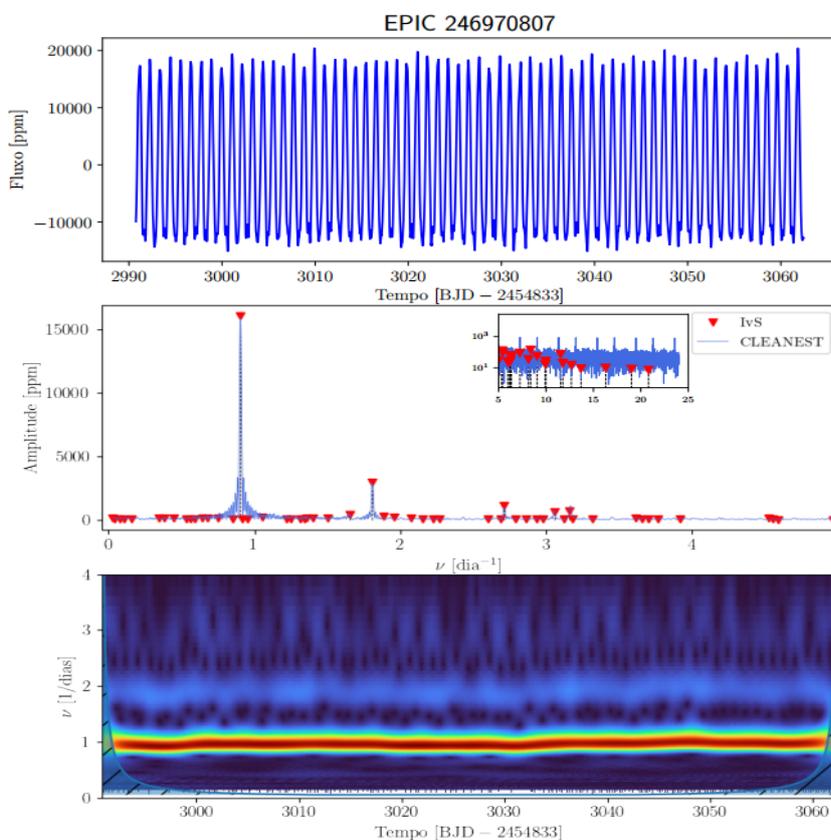
O primeiro exemplo de estrela do tipo rotacional (ROT) do acervo está demonstrado na Fig. 35. No primeiro quadro, na ordem de cima para baixo, a variação de fluxo fotométrico da estrela EPIC 246970807 é exposta, essa mesma variação em fluxo está em torno de  $-10 \times 10^3$  a  $20 \times 10^3$  ppm, em relação ao tempo de integração fotométrica. É notado que esta variação em fluxo tem característica regular, algo comum encontrado em curvas de luz das estrelas da classe ROT. Outras peculiaridades das curvas de luz das variáveis rotacionais são o padrão de batimento, em que a amplitude pode ser mantida, como no caso visto para EPIC 246970807. Alguns mecanismos supostos para o padrão não regular em curvas de luz para estrelas do tipo espectral B são, por exemplo, a presença de modos de pressão ou gravidade, atividades magnéticas, modos de convecção, entre outros. Por outro lado, estrelas da classe ROT, que não são influenciadas em sua variação de fluxo fotométrico, mantêm suas curvas de luz de maneira regular. Esta categoria de curva de luz de variação “suave”, como a pertencente a estrela EPIC 246970807 pode ser chamada de modulação senoidal ou semi-senoidal.

O espectro de frequência da EPIC 246970807 é averiguado no segundo quadro da Fig. 35, e exhibe frequências principalmente atribuídas ao fator de rotação. Comparando-a às estrelas SPB ou MAIA, discutidas em seções anteriores, os espectros de frequência diferem nessa propriedade, de frequências e os harmônicos estarem associados à rotação e não à pulsação. A frequência fundamental e de rotação está próximo de  $\nu = 1 \text{ d}^{-1}$  com amplitude acima de  $15 \times 10^3$  ppm, como visto em seu espectro de frequência. Esta frequência pode ser confirmada pelo seu mapa de cores *wavelet* no terceiro quadro da Fig. 35. Os harmônicos devem estar próximos à  $\nu = 18 \text{ d}^{-1}$  e  $\nu = 27 \text{ d}^{-1}$ , respectivamente, como observado no espectro de frequência.

O gráfico menor no segundo quadro da Fig. 35 demonstra as frequências da EPIC 246970807 acima de  $\nu = 5 \text{ d}^{-1}$ , com o eixo da amplitude dado na escala logarítmica, a fim de melhor visualizar os demais sinais de frequência. Mesmo com a utilização dos programas CLEANEST e IvS, várias frequências inesperadas com amplitude menor em relação à frequência fundamental e seus harmônicos foram encontradas (frequências espúrias).

O mapa de cor *wavelet*, terceiro quadro da Fig. 35, também auxilia nesta tarefa de encontrar as demais frequências, de rotação ou de pulsações, mesmo tratando de um cenário nítido de uma variável rotacional. Pela Tabela 1 da seção 6.2, é concebido o tipo espectral da estrela EPIC 246970807 como B6IV-V. Essa informação é discutida de maneira assídua na seção 6.3, que aborda sobre a análise espectral dos alvos do C13 do K2.

Figura 35 – Estrela do tipo ROT, EPIC 246970807. Na sequência de cima pra baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*. Mais informações acerca desses quadros estão descritas no texto.



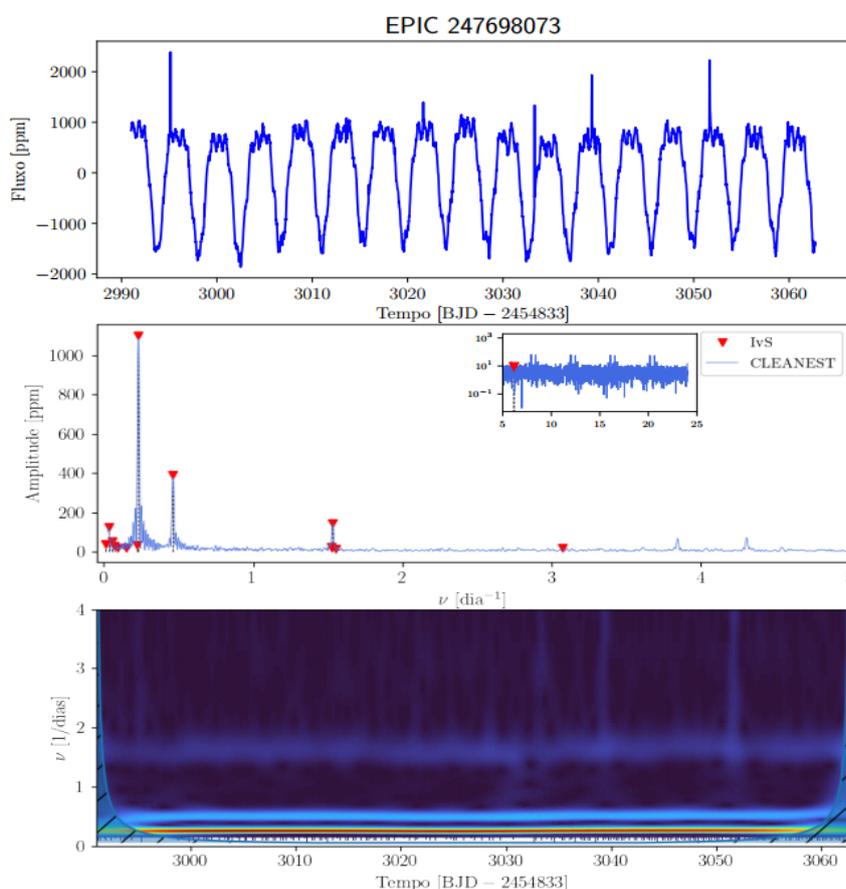
Fonte: O autor.

O segundo exemplo de variável determinada pela rotação ou binaridade do grupo de estrelas do C13 da missão K2 é a estrela EPIC 247698073, que tem as informações fotométricas exibidas na Fig. 36. Sua curva de luz, no primeiro quadro, tem variação de fluxo fotométrico entre  $-2 \times 10^3$  e  $1 \times 10^3$  ppm, exceto pelos pontos de variações incomuns entre  $1 \times 10^3$  e  $2 \times 10^3$  ppm, podendo ser atrelado a erros instrumentais ou de contaminação luminosa de pixels durante a obtenção dos dados. Contudo, é nítido o caráter de modulação rotacional acrescido do aspecto de binaridade na curva de luz da Fig. 36.

Para estrelas binárias, sua variação de fluxo fotométrico pelo tempo, geralmente apresentam uma região plana normalizada entre os pontos de mínimos. Porém, no caso da EPIC 247698073, a característica de variação de fluxo semi-senoidal contribui para a compreensão de que essa estrela pode ser considerada um exemplo híbrido, apresentando características tanto de variabilidade de rotação quanto de binaridade. Normalmente, sistemas binários exibem em suas curvas de luz, os efeitos de proximidade da estrela companheira, como o efeito maré, a deformação superficial, a reflexão de luz, os eclipses estelares, ou até mesmo a combinação entre todos esses fenômenos. Fenômenos como manchas estelares podem também ser associados aos casos de variáveis ROT/BIN, uma vez que não é uma tarefa simples distingui-los.

As estrelas binárias, de maneira similar às variáveis rotacionais, manifestam em seus espectros de frequência um sinal fundamental, porém difícil de ser distinguido entre o período orbital ou de rotação. No espectro de frequências da estrela EPIC 247698073, conforme evidenciado no segundo quadro da Fig. 36, observa-se uma frequência fundamental próxima a  $\nu = 0,2 \text{ d}^{-1}$ , que está relacionada ao período característico (seja orbital ou de rotação), com um valor aproximado de 4,3 dias. Esta frequência fundamental, típica de estrelas ROT/BIN, tem amplitude próxima a 1100 ppm, sendo que seus harmônicos, em torno dos valores de  $\nu = 0,46 \text{ d}^{-1}$  e  $\nu = 1,5 \text{ d}^{-1}$ , respectivamente, exibem amplitudes de menor valor.

Figura 36 – Estrela de variabilidade ROT/BIN, EPIC 247698073. Na sequência de cima pra baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*. Mais informações acerca desses quadros estão descritas no texto.



Fonte: O autor.

O gráfico secundário no interior do segundo quadro da Fig. 36 é novamente gerado com o eixo da amplitude em escala logarítmica, para a melhor visualização dos dados de frequência. No entanto, acima de  $\nu = 5 \text{ d}^{-1}$ , apenas uma frequência é encontrada em torno de  $\nu = 6 \text{ d}^{-1}$ . O algoritmo CLEANEST e o código IvS foram igualmente utilizados para a obtenção destas frequências da estrela EPIC 247698073.

No terceiro e último quadro da Fig. 36 está o mapa de cores do tipo *wavelet* gerado no regime das frequências versus o tempo de integração dos dados de fotometria. Este mapa confirma

a presença da frequência fundamental da estrela EPIC 247698073 próxima a  $\nu = 0,2 \text{ d}^{-1}$ , confirmando o caráter de variabilidade da classe ROT/BIN. Na Tabela 1 da seção 6.2, as únicas informações da estrela EPIC 247698073 são a classe de variabilidade estelar, confirmado pelos dados fotométricos, e a classe espectral B9 certificada pela plataforma SIMBAD.

### 6.2.5 Variáveis do tipo IGW

Outro caso de classe de variabilidade de estrelas B do campo 13 da missão Kepler/K2 fazendo referência as estrelas que apresentam modos internos de gravidade (ou *Internal Gravity Modes* - IGW). Similarmente chamada de classe SLF (sigla para *Stochastic Low-Frequency*), por apresentarem sinais de baixa frequência estocástica em seus espectros de frequência, este tipo de variabilidade foi discutido na seção 4.7.

Cerca de 19 alvos pertencentes a essa classe compõem o quadro de estrelas da campanha 13 da missão K2, considerando o cenário em que uma mesma estrela apresenta mais de um tipo de variabilidade. O gráfico de setores da Fig. 22 da seção 6.2 demonstra a proporção desta quantidade de estrelas do C13. A Tabela 1 da seção apresenta os diversos exemplos de estrelas do acervo do C13, que estão classificados como alvos que evidenciam sinais estocásticos de frequência.

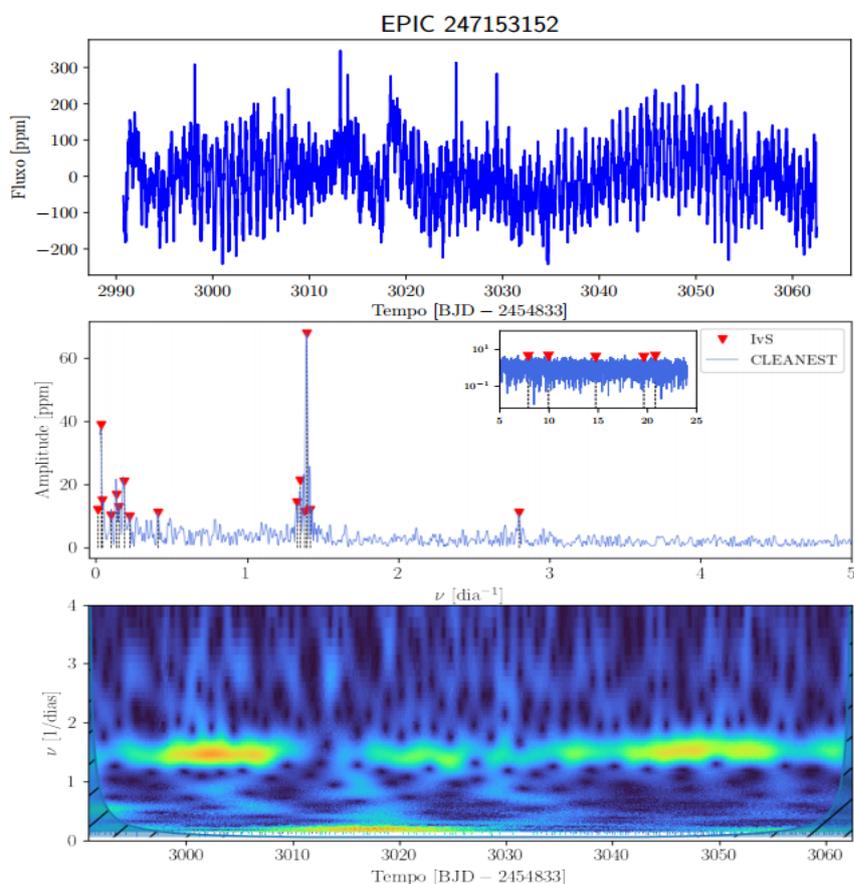
O exemplo inicial dentre as estrelas que apresentam a classe IGW do conjunto de estrelas B da C13 da missão K2 é o caso da EPIC 247153152, que tem os dados fotométricos expostos na Fig. 37. Na mesma ordem que os exemplos anteriores, estão identificados, respectivamente nos gráficos de curva de luz, espectro de frequências e mapa de cor *wavelet* no regime das frequências e do tempo de integração fotométrica.

A variação de fluxo fotométrico não regular no primeiro quadro da Fig. 37 está entre os valores de -200 e 300 ppm. Estes valores de variação em fluxo, são baixos se comparados aos outros exemplos de variabilidade estelar, como no caso das estrelas MAIA ou ROT, por exemplo. Indicando a característica que estrelas IGW (ou SLF) apresentam baixa amplitude no sinal de fluxo fotométrico. Além disso, a característica de irregularidade do sinal é comum entre estrelas que exibem frequências estocásticas.

O espectro de frequências da estrela EPIC 247153152 demonstrado no segundo gráfico da Fig. 37 indica que este alvo trata de uma variável SPB. Lembrando que a rotina CLEANEST e o código IvS foram utilizados para a obtenção dessas frequências. Esses algoritmos auxiliaram a identificar além das frequências entre  $\nu = 0$  e  $1 \text{ d}^{-1}$  da EPIC 247153152 (típica dos alvos pertencentes à classe IGW), as frequências clássicas para uma variável SPB, aproximadamente em  $\nu = 1,35 \text{ d}^{-1}$  e  $\nu = 2,8 \text{ d}^{-1}$ . Como constatado na Tabela 1 da seção 6.2, EPIC 247153152 possui frequência de maior amplitude em  $\nu_{\text{max}} = 1,35 \text{ d}^{-1}$ , com amplitude máxima de  $A_{\text{max}} = 68$  ppm, contabilizando com 12 frequências.

A distinção da classe SPB para uma variável MAIA, por exemplo, é confirmada ao observar o gráfico menor de espectro de frequências, igualmente em escala logarítmica no eixo da amplitude,

Figura 37 – Estrela SPB/IGW, EPIC 247153152. Na sequência de cima pra baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*. Mais informações acerca desses quadros estão descritas no texto.



Fonte: O autor.

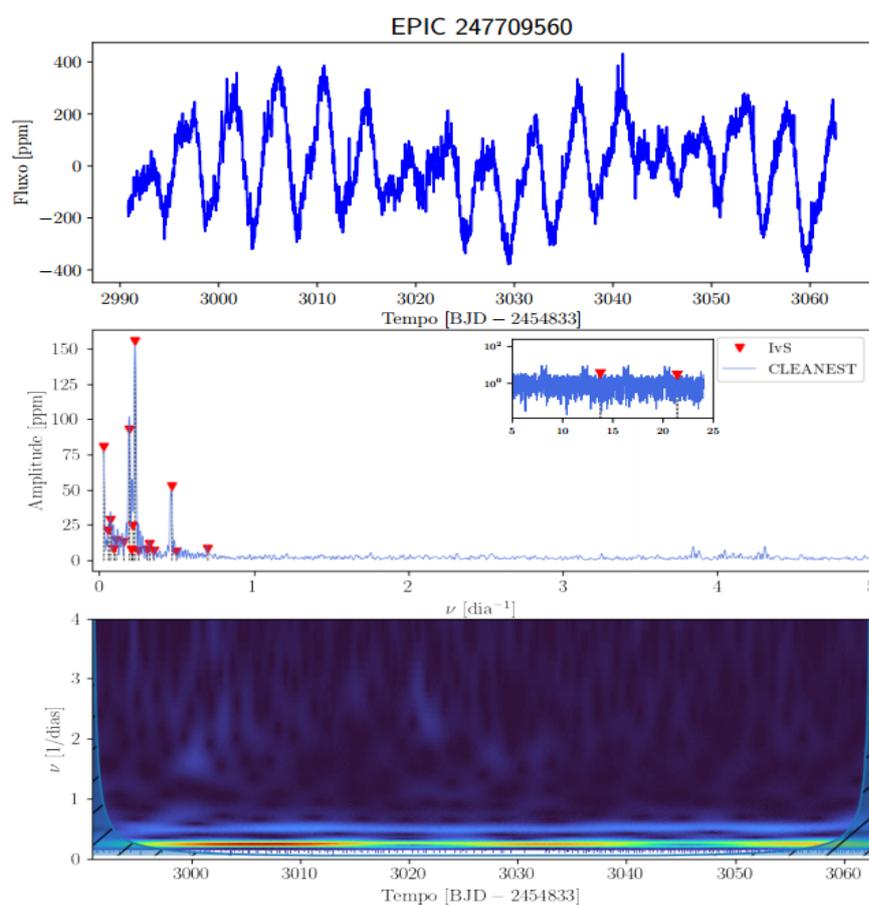
localizado no segundo quadro da Fig. 37. As frequências acima de  $\nu = 5 \text{ d}^{-1}$ , no caso da estrela EPIC 247153152, possuem valores baixos de amplitude se comparados à frequência principal dessa variável. Assim, é descartada a hipótese de ser uma estrela da classe de variabilidade MAIA nessa situação.

O mapa de cores do tipo *wavelet*, no terceiro quadro da Fig. 37, mostra os sinais de frequência típicos de uma variável IGW, entre  $\nu = 0, 1$  e  $1 \text{ d}^{-1}$ , e o sinal de frequência principal da EPIC 247153152, em torno do pico  $\nu = 1,35 \text{ d}^{-1}$ . Sinais acima de  $\nu = 4 \text{ d}^{-1}$  não foram percebidos neste diagrama, atestando que a estrela EPIC 247153152 pode ser uma variável do grupo SPB. Na Tabela 1 pode ser conferido, conforme a plataforma SIMBAD, que a EPIC 247153152 é considerada da classe espectral B9.

Outra estrela com característica da classe IGW é a EPIC 247709560. Seus dados de fotometria estão demonstrados na Fig. 38, e a Tabela 1 da seção 6.2 revela algumas das informações. Por exemplo, o alvo da C13 refere-se a classe espectral B9, conferido pela plataforma SIMBAD. As outras informações referentes à variabilidade da EPIC 247709560 são discutidas entorno da análise fotométrica da curva de luz, espectro de frequências e mapa de cores do tipo *wavelet*.

No primeiro quadro da Fig. 38 (na ordem de cima para baixo) há a curva de luz da estrela EPIC 247709560. Sua variação em fluxo está entre -400 e 400 ppm, e aparenta ser uma variação não-regular, porém modulada como nos casos de características rotacionais. No entanto, como é comum em estrelas IGW, essa variação em amplitude do fluxo fotométrico é baixa em relação as outras variáveis, como discutido anteriormente. Portanto, existe a incógnita pela curva de luz, se a EPIC 247709560 deve ser referenciada como uma variável SPB, pela irregularidade na amplitude do fluxo, ou como uma variável rotacional, por assemelhar aos batimentos. Desse modo, fica a encargo da observação do espectro de frequências para executar a distinção.

Figura 38 – Estrela de variabilidade ROT/IGW, EPIC 247709560. Na sequência de cima pra baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*. Mais informações acerca desses quadros estão descritas no texto.



Fonte: O autor.

O espectro de frequências da estrela EPIC 247709560 é mostrado no segundo quadro da Fig. 38. À primeira vista, é possível identificar uma frequência fundamental em torno de  $\nu = 0,23 \text{ d}^{-1}$  e de amplitude um pouco acima do valor de 150 ppm, e os harmônicos. Porém, entre as frequências  $\nu = 0,1$  e  $1 \text{ d}^{-1}$  é nítida a abundância de sinais de frequência, de amplitude menor em relação à frequência principal, que é marcante em estrelas que apresentam os modos estocásticos. O gráfico em menor escala do segundo quadro da Fig. 38, exibe as frequências entre os limites  $\nu = 5 \text{ d}^{-1}$  e  $\nu = 25 \text{ d}^{-1}$ , que possuem seus valores em amplitude menores em relação

à amplitude da frequência fundamental, e os harmônicos, e, até mesmo, menores amplitudes em referência às frequências evidenciadas no regime da classe IGW. Por consequência, a classe ROT/IGW é atribuída à estrela EPIC 247709560. A Tabela 1 na seção 6.2 não traz informações adicionais, de números de frequências, frequência e amplitude máximas, por exemplo, justamente por se tratar de uma variável rotacional.

Fazendo uso do mapa de cores *wavelet* no regime do tempo de integração fotométrica e das frequências, como é possível observar no terceiro quadro da Fig. 38, fica evidente o excesso de sinais de frequência em torno de  $\nu = 0,23 \text{ d}^{-1}$ . Isto confirma a classe de variabilidade da estrela EPIC 247709560 provindo de uma informação rotacional, e com o espectro de frequência elucidando o fato desse alvo possuir sinais característicos para os modos estocásticos. Os demais casos de estrelas da classe IGW (ou SLF) são expostos no apêndice B, o qual exibe as amostras baseadas em análise de fotometria.

A seção a seguir refere-se às estrelas da C13 da missão K2, em que foi possível a obtenção dos resultados dos parâmetros físicos a partir do estudo da espectroscopia. Levando em conta essa análise, há apoio para a classificação mais precisa dos alvos, mesmo quando informações importantes estão presentes na fotometria.

### 6.3 RESULTADOS DA ANÁLISE ESPECTRAL

Cerca de 36,4% das estrelas tiveram os valores dos seus parâmetros físicos determinados na análise espectral dos alvos do campo 13 da missão Kepler/K2. Isto significa que a determinação dos parâmetros atmosféricos foi possibilitada com base em dados espectrais de 24 estrelas do C13 obtidos a partir das observações realizadas no Observatório Pico dos Dias (OPD) ou provindos do banco de dados do telescópio LAMOST. O Capítulo 5 apresenta o método de obtenção dos espectros.

Os dados dessas 24 estrelas da C13 estão listados na Tabela 3. Neste mesmo quadro há a identificação das colunas com a rotulação das estrelas por meio da numeração EPIC, seguido por temperatura efetiva na escala Kelvin ( $T_{\text{eff}}$ ), gravidade superficial ( $\log g$ ) na escala de expoente decimal (dex), velocidade de rotação projetada ( $v \text{ seni}$ ) em unidades de quilômetros por segundo (Km/s), logaritmo da luminosidade normalizada pela luminosidade solar bolométrica ( $L_{\odot}$ ), razão entre os raios estelares pelo raio solar  $R_{\odot} = 696.306 \text{ Km}$  (118), idade em milhões de anos ( $10^6$ ), e na última coluna as determinações de suas classes baseadas na análise de variabilidade estelar (ver seção 6.2).

Tabela 3 – Lista de resultados dos parâmetros físicos obtidos com os ajustes espectrais da rotina SME/Monte Carlo e o código de evolução estelar MESA, para os objetos do campo 13 da missão Kepler/K2. Alguns alvos estão demarcados por serem oriundos do banco de dados do telescópio LAMOST.

EPIC	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	$v \text{ seni}$	$\log (L/L_{\odot})$	$M/M_{\odot}$	$R/R_{\odot}$	Idade $\times 10^6$	Classe
200173850	$16850 \pm 400$	$3,7 \pm 0,1$	$130 \pm 40$	$3,6^{+0,1}_{-0,2}$	$6,5^{+0,6}_{-0,7}$	$5,3^{+0,8}_{-0,8}$	$45,6^{+8,2}_{-12,3}$	ROT/BIN
200173864	$13000 \pm 500$	$3,9 \pm 0,2$	$110 \pm 30$	$3,2^{+0,2}_{-0,2}$	$5,0^{+0,2}_{-0,1}$	$5,5^{+1,8}_{-1,2}$	$117,1^{+35,2}_{-35,2}$	MAIA
200173871	$12600 \pm 300$	$4,0 \pm 0,1$	$140 \pm 40$	$2,4^{+0,1}_{-0,1}$	$3,7^{+0,3}_{-0,2}$	$3,2^{+0,5}_{-0,4}$	$114,6^{+1,5}_{-13,7}$	IGW
210650598	$11300 \pm 300$	$4,0 \pm 0,1$	$120 \pm 30$	$2,1^{+0,1}_{-0,1}$	$3,4^{+0,4}_{-0,2}$	$3,0^{+1,0}_{-0,7}$	$142,3^{+19,9}_{-19,7}$	SPB/IGW
210671425 <sup>2</sup>	$10510 \pm 400$	$4,2 \pm 0,2$	$110 \pm 30$	$2,0^{+0,1}_{-0,1}$	$3,0^{+0,2}_{-0,1}$	$2,8^{+0,4}_{-0,5}$	$152,3^{+54,1}_{-51,6}$	AP
210737173	$11650 \pm 400$	$3,6 \pm 0,2$	$95 \pm 40$	$2,6^{+0,2}_{-0,2}$	$4,0^{+0,4}_{-0,3}$	$4,1^{+1,0}_{-0,8}$	$142,3^{+31,5}_{-21,1}$	MAIA/IGW
210853356	$13500 \pm 300$	$3,8 \pm 0,1$	$110 \pm 30$	$2,7^{+0,2}_{-0,1}$	$4,4^{+0,5}_{-0,3}$	$4,9^{+0,8}_{-0,7}$	$84,9^{+19,9}_{-30,7}$	SPB
210873575	$13100 \pm 200$	$3,8 \pm 0,1$	$160 \pm 40$	$2,6^{+0,1}_{-0,1}$	$4,4^{+0,4}_{-0,2}$	$3,8^{+0,7}_{-0,5}$	$117,1^{+8,3}_{-36,0}$	MAIA
246697679	$13500 \pm 300$	$3,6 \pm 0,1$	$130 \pm 40$	$3,0^{+0,2}_{-0,1}$	$5,0^{+0,4}_{-0,4}$	$5,4^{+0,8}_{-0,8}$	$76,3^{+8,0}_{-11,1}$	AP
246698204	$13430 \pm 200$	$3,9 \pm 0,1$	$150 \pm 40$	$2,3^{+0,1}_{-0,1}$	$4,4^{+0,3}_{-0,3}$	$3,5^{+0,5}_{-0,5}$	$102,7^{+14,3}_{-33,1}$	SPB/IGW
246970807	$14430 \pm 400$	$4,4 \pm 0,1$	$130 \pm 40$	$2,3^{+0,1}_{-0,1}$	$3,8^{+0,2}_{-0,2}$	$2,3^{+0,3}_{-0,2}$	$1,2^{+0,1}_{-0,1}$	ROT
247031423	$10900 \pm 300$	$4,0 \pm 0,2$	$180 \pm 50$	$2,1^{+0,1}_{-0,1}$	$3,0^{+0,2}_{-0,1}$	$3,0^{+0,5}_{-0,5}$	$144,1^{+30,4}_{-31,1}$	SPB/BIN
247211157 <sup>2</sup>	$9450 \pm 350$	$3,5 \pm 0,2$	$100 \pm 60$	$2,1^{+0,1}_{-0,1}$	$2,8^{+0,3}_{-0,2}$	$4,8^{+0,8}_{-0,5}$	$276,9^{+20,3}_{-33,2}$	MAIA/IGW
247234723	$17760 \pm 500$	$4,3 \pm 0,1$	$100 \pm 30$	$2,9^{+0,1}_{-0,1}$	$5,2^{+0,3}_{-0,3}$	$3,0^{+0,3}_{-0,2}$	$27,6^{+3,9}_{-10,5}$	SPB/IGW
247430338	$16900 \pm 400$	$3,4 \pm 0,1$	$135 \pm 40$	$3,8^{+0,2}_{-0,1}$	$7,6^{+0,6}_{-0,6}$	$5,9^{+0,7}_{-0,7}$	$44,1^{+5,4}_{-7,4}$	SPB/BIN
247495377 <sup>2</sup>	$14960 \pm 300$	$4,1 \pm 0,1$	$170 \pm 70$	$3,0^{+0,1}_{-0,1}$	$5,2^{+0,4}_{-0,4}$	$4,2^{+0,7}_{-0,5}$	$65,7^{+5,1}_{-17,4}$	ROT
247612547	$13860 \pm 350$	$3,6 \pm 0,1$	$145 \pm 40$	$3,0^{+0,1}_{-0,2}$	$4,8^{+0,6}_{-0,2}$	$5,5^{+0,8}_{-0,8}$	$61,9^{+9,6}_{-4,5}$	BIN
247682580 <sup>2</sup>	$10500 \pm 400$	$4,0 \pm 0,1$	$240 \pm 40$	$2,1^{+0,1}_{-0,1}$	$3,0^{+0,1}_{-0,1}$	$3,1^{+0,4}_{-0,3}$	$172,5^{+37,7}_{-36,0}$	MAIA/IGW
247688426	$13950 \pm 600$	$3,4 \pm 0,1$	$110 \pm 30$	$3,2^{+0,2}_{-0,1}$	$6,0^{+0,6}_{-0,5}$	$7,4^{+1,2}_{-1,0}$	$64,9^{+11,7}_{-13,5}$	ROT/BIN
247695418 <sup>2</sup>	$11900 \pm 400$	$4,0 \pm 0,1$	$220 \pm 120$	$2,2^{+0,1}_{-0,1}$	$3,2^{+0,2}_{-0,2}$	$2,8^{+0,4}_{-0,3}$	$128,9^{+42,7}_{-38,4}$	ROT/BIN
247696147 <sup>2</sup>	$11310 \pm 400$	$4,2 \pm 0,1$	$240 \pm 30$	$1,9^{+0,1}_{-0,1}$	$3,0^{+0,2}_{-0,2}$	$3,1^{+0,3}_{-0,3}$	$168,1^{+39,3}_{-36,4}$	MAIA/IGW
247757517 <sup>2</sup>	$11000 \pm 500$	$3,8 \pm 0,2$	$350 \pm 140$	$2,2^{+0,2}_{-0,1}$	$3,2^{+0,2}_{-0,3}$	$3,6^{+0,5}_{-0,4}$	$165,5^{+38,8}_{-30,1}$	SPB
247759652 <sup>2</sup>	$9500 \pm 400$	$3,8 \pm 0,2$	$160 \pm 90$	$2,5^{+0,2}_{-0,2}$	$3,4^{+0,5}_{-0,2}$	$4,6^{+0,8}_{-0,6}$	$256,9^{+28,0}_{-26,2}$	ROT/BIN
247774959 <sup>2</sup>	$10530 \pm 300$	$3,6 \pm 0,1$	$180 \pm 30$	$2,2^{+0,2}_{-0,1}$	$3,2^{+0,2}_{-0,3}$	$3,8^{+0,8}_{-0,5}$	$160,3^{+28,0}_{-27,9}$	ROT/BIN

Fonte: O autor.

Como pode ser constatado na seção sobre a descrição da análise espectral via programa

<sup>2</sup> Espectro obtido do banco de dados do telescópio LAMOST.

SME (seção 5.4), os dois primeiros parâmetros determinados são justamente  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ . Os valores desses parâmetros físicos são provindos dos melhores ajustes espectrais na região do azul do espectro eletromagnético, desde que as práticas de uso do programa SME sejam realizadas corretamente. As incertezas sobre os parâmetros estelares  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  foram determinadas a partir da interpolação de dados de linhas atômicas da plataforma VALD, os quais são empregados pelo ajuste do método SME/Monte Carlo, que visa a minimização do parâmetro de qualidade  $\chi^2$  reduzido ao ajustar o espectro sintético ao espectro observado (veja a seção 5.4.2 e a Eq. (5.7)). A dependência de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  em relação à metalicidade  $[\text{Fe}/\text{H}]$  pode ser considerada baixa no caso de estrelas B, i.e., para as estrelas massivas, logo, para o procedimento de obtenção dos parâmetros e suas incertezas, a metalicidade solar foi a escolhida durante os ajustes espectrais.

Na quarta coluna da Tabela 3, estão representados os valores de  $v \text{ seni}$ . Este parâmetro físico foi determinado na maioria dos casos dos espectros estelares do C13 – principalmente as obtidas pelas observações no OPD/LNA com o telescópio P-E (Perkin-Elmer), em conjunto ao espectrógrafo Cassegrain –, por meio das inferências da largura à meia altura (método FWHM) das linhas de He I 4388 Å, He I 4471 Å e Mg II 4481 Å. O método FWHM de medida de  $v \text{ seni}$  dos alvos do C13 é explicado na seção 5.4.1. Contudo, os dados espectrais obtidos pelo LAMOST tiveram suas medidas de  $v \text{ seni}$  provindos do ajuste espectral descrito pelo procedimento SME/Monte Carlo. Por esta razão, na coluna de identificação EPIC dos alvos da Tabela 3 estão denotados os alvos com a descrição para a nota de rodapé, cujos dados espectrais procederam do banco de dados do telescópio LAMOST (veja a seção 5.2).

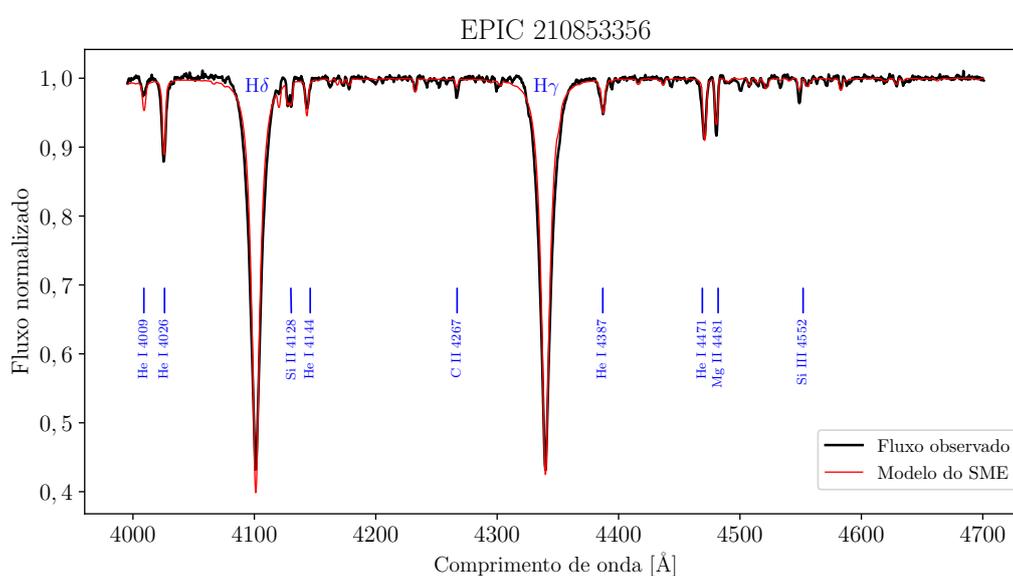
Os demais parâmetros físicos da Tabela 3, como luminosidade, massa, raio e idade, representados pelas colunas quinta à oitava, respectivamente, foram obtidos por meio das grades de resultados originárias do código de evolução estelar, o MESA. O procedimento de uso do código MESA está descrito na seção 5.5. Lembrando que os parâmetros  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  obtidos via SME/Monte Carlo desempenham papel fundamental no que diz respeito a obtenção dos demais parâmetros físicos da Tabela 3. Com  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  é possível obter os valores prováveis de luminosidade, raio, massa e idade, inclusive suas respectivas incertezas, pelas grades de valores geradas ao calcular as trajetórias evolutivas com o código MESA. Assim,  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  utilizados no MESA servem como parâmetros de entrada, enquanto  $\log (L/L_{\odot})$ ,  $M/M_{\odot}$ ,  $R/R_{\odot}$  e idade estelar acabam sendo os parâmetros físicos de saída. A rotina de procura desses valores e incertezas é realizada por meio de um código escrito em linguagem Python. O cálculo das trajetórias evolutivas, que fornecem os conjuntos de valores dos parâmetros físicos foi conservador, como descrito na seção 5.5, i.e., não leva em conta os efeitos de rotação, de perda de massa estelar, entre outros eventos.

A última coluna da Tabela 3 descreve os dados de variabilidade para as estrelas, sendo possível a obtenção dos dados espectrais. As definições de variabilidade estelar são as mesmas conferidas na Tabela 1 da seção 6.2, em conjunto a alternativa da consulta do apêndice B, que exhibe os demais dados fotométricos.

Com a breve exibição de alguns espectros obtidos no quadro de amostras do C13 da missão K2 é notado o primeiro exemplo gráfico de um ajuste espectral, demonstrado na Fig. 39. Trata-se do espectro da estrela EPIC 210853356, que após o processo de redução de imagem pelo

programa IRAF e normalizado (veja a seção 5.3), tem como produto a linha em preto da Fig. 39. A linha em vermelho nessa mesma figura refere-se ao modelo atmosférico ajustado à amostra espectral, enquanto as linhas de absorção do Hidrogênio (linhas de Balmer),  $H\beta$ ,  $H\gamma$ , e  $H\delta$ , e as demais linhas químicas são designadas pelas marcações em azul. Como o espectro é obtido na região azul do espectro eletromagnético, o fluxo normalizado da estrela EPIC 210853356 possui variação em comprimento de onda entre  $\lambda = 4000$  e  $4700 \text{ \AA}$  neste caso.

Figura 39 – Ajuste espectral do modelo atmosférico sintético (linha vermelha) ao espectro observado (linha preta) para a estrela SPB, EPIC 210853356. As linhas de absorção, inclusive da série de Balmer, são indicadas pelos marcadores na cor azul.



Fonte: O autor.

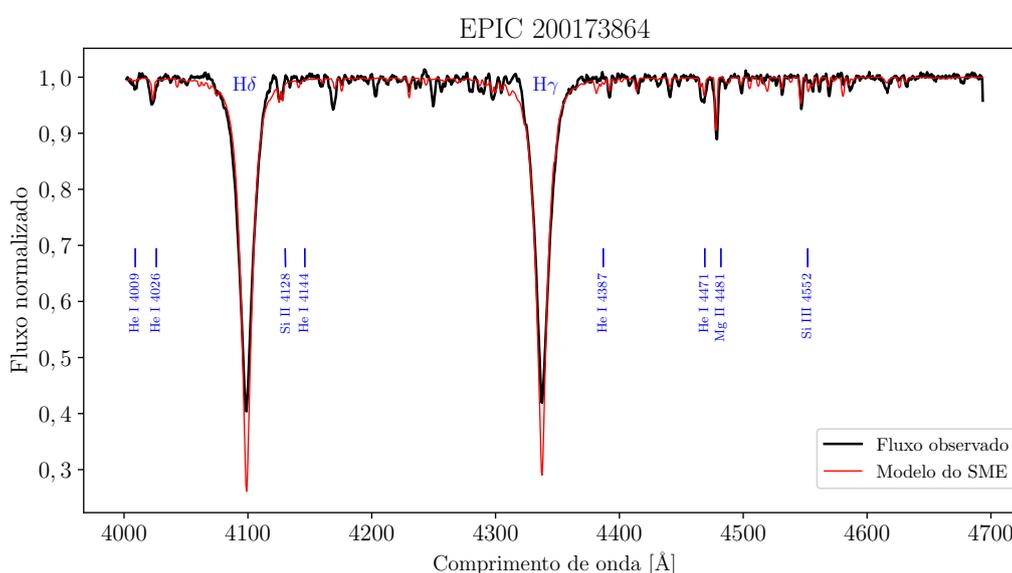
A estrela EPIC 210853356 é uma variável SPB e foi o primeiro exemplo discutido na seção 6.2.1. Como pode ser constatado pela Tabela 3, sua temperatura efetiva é dada por  $T_{\text{eff}} = 13500 \pm 300 \text{ K}$ , com gravidade superficial  $\log g = 3,8 \pm 0,1$  (dex), velocidade rotacional projetada de  $v \sin i = 110 \pm 30 \text{ Km/s}$ , luminosidade de  $\log (L/L_{\odot}) = 2,7_{-0,1}^{+0,2}$ , de massa estelar  $M = 4,4_{-0,3}^{+0,5} M_{\odot}$ , raio estelar  $R = 4,9_{-0,7}^{+0,8} R_{\odot}$  e idade em aproximadamente  $85_{-31}^{+20} \times 10^6$  anos.

A variável EPIC 210853356 é um dos alvos da C13 que foram obtidos pelas observações realizadas no OPD/LNA, logo tem a medida de  $v \sin i$  adquirida por meio do método da medida da largura à meia altura da linha espectral (ver seção 5.4.1 sobre FWHM). As lâmpadas de calibração auxiliaram na obtenção desta medida. Registrado na Tabela 1 da seção 6.2, encontra-se a determinação da classe espectral da estrela EPIC 210853356, sendo uma B9V conforme as linhas de absorção apresentadas na Fig. 39 e temperatura efetiva obtida.

Um exemplo de estrela de variabilidade MAIA, e que possui dados no estudo espectral é a EPIC 200173864, a qual é discutida na seção 6.2.3. Seu gráfico de ajuste espectral é demonstrado na Fig. 40. De forma análoga ao ajuste espectral da estrela SPB, EPIC 210853356 apresentado

na Fig. 39, o espectro observado normalizado e o espectro do modelo atmosférico adequado à amostra são expostos. Porém, o fluxo normalizado está disposto ao longo do comprimento de onda de  $\lambda = 4000$  a  $4700 \text{ \AA}$  nessa situação. Apenas as linhas de absorção do Hidrogênio,  $H\gamma$  e  $H\delta$  aparecem no quadro da Fig. 40. As demais linhas de absorção estão igualmente demarcadas em azul. Como a amostra da EPIC 200173864 também foi obtida no OPD/LNA com o telescópio P-E, em conjunto ao espectrógrafo Cassegrain, as linhas de He I 4471  $\text{\AA}$  e Mg II 4481  $\text{\AA}$  foram as linhas utilizadas para a obtenção de  $v \text{ sen } i = 110 \pm 30 \text{ Km/s}$ , como pode ser conferido na Tabela 3.

Figura 40 – Ajuste espectral do modelo atmosférico sintético (linha vermelha) ao espectro observado (linha preta) para a variável MAIA, estrela EPIC 200173864. As linhas de absorção são indicadas pelos marcadores na cor azul.



Fonte: O autor.

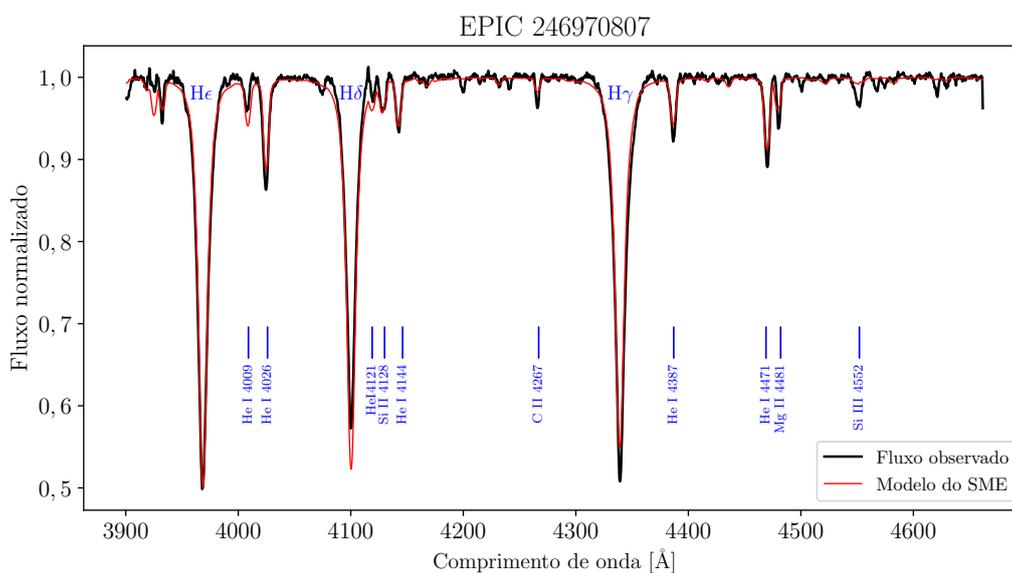
Na Tabela 3 é visto que, para a EPIC 200173864 é obtido  $T_{\text{eff}} = 13000 \pm 500 \text{ K}$ ,  $\log g = 3,9 \pm 0,2$  (dex),  $\log (L/L_{\odot}) = 3,2 \pm 0,2$ ,  $M = 5,0_{-0,1}^{+0,2} M_{\odot}$ ,  $R = 5,5_{-1,2}^{+1,8} R_{\odot}$  e idade de cerca de  $117 \pm 35$  milhões de anos. Recordando que esses parâmetros físicos são obtidos via procedimento de ajuste SME/Monte Carlo e com pesquisa na grade de valores do código de evolução estelar (MESA). Conforme discutido na seção 6.2.3 e visto na Tabela 1, a estrela EPIC 200173864 pertence à classe espectral B8-9V, que é uma classe comum entre as variáveis MAIA. Esta determinação de classe espectral é viabilizada pela  $T_{\text{eff}}$ , em conjunto aos seu espectro mostrado na Fig. 40, na região do azul do espectro eletromagnético.

Para a variabilidade rotacional (ROT), o exemplo de amostra espectral analisada é o da estrela EPIC 246970807, que foi discutida na seção 6.2.4. Como mencionado anteriormente, sua classe espectral é definida sendo uma B6IV-V. Podendo ser constatado pelas linhas de absorção apresentadas nos limites de comprimento de onda de  $\lambda = 3900$  a  $4700 \text{ \AA}$ , como pode ser visto na

Fig. 41. Todas estas linhas estão evidenciadas pelos marcadores na cor azul na Fig. 41, em que é possível visualizar as linhas da série de Balmer  $H\gamma$ ,  $H\delta$  e  $H\epsilon$  utilizadas no procedimento de ajuste. A temperatura efetiva da estrela EPIC 246970807 averiguada na Tabela 3, de  $T_{\text{eff}} = 14300 \pm 400$  K auxilia na determinação dessa classe espectral.

Os outros parâmetros físicos para a EPIC 246970807 apresentados neste mesmo quadro da Tabela 3 são de gravidade superficial  $\log g = 4,4 \pm 0,1$  (dex), velocidade rotacional projetada medida via FWHM de  $v \sin i = 130 \pm 40$  Km/s (por se tratar de um alvo obtido no OPD/LNA); luminosidade de  $\log (L/L_{\odot}) = 2,3 \pm 0,1$ , massa de  $M = 3,8 \pm 0,2 M_{\odot}$ , raio de  $R = 2,3^{+0,3}_{-0,2} R_{\odot}$  e idade em torno de  $1,2 \pm 0,1$  milhões de anos.

Figura 41 – Gráfico de ajuste espectral do modelo atmosférico sintético (linha vermelha) ao espectro observado (linha preta) para a variável rotacional (ROT), EPIC 246970807. As linhas de absorção são indicadas pelos marcadores na cor azul.

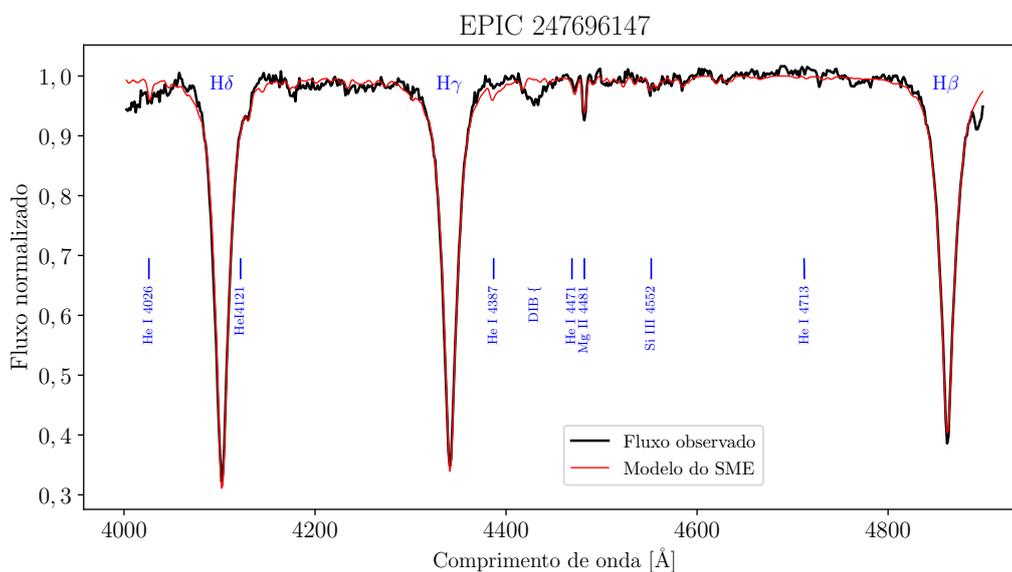


Fonte: O autor.

O espectro estelar que envolve a classe de variabilidade do tipo IGW, e ao mesmo tempo foi obtida do banco de dados do telescópio LAMOST, é o caso da estrela EPIC 247696147. Seus dados providos da análise fotométrica não foram discutidos na seção 6.2.5, porém é possível constatar seus gráficos de curva de luz, espectro de frequências e mapa de cores *wavelet* no apêndice B, ao final deste trabalho.

Pelos seus dados de fotometria, está definido na Tabela 1 da seção 6.2, que a EPIC 247696147 trata-se na verdade de uma variável MAIA/IGW pertencente à classe espectral B9V. Porque apresenta modos estocásticos em alguns dos seus sinais de frequência, de  $\nu = 0,1$  a  $1,0 \text{ d}^{-1}$ , e outras frequências, dispostas ao longo do eixo das abcissas no espectro de frequências, com valores acima de  $\nu = 5 \text{ d}^{-1}$ . A classe espectral provinda da análise do espectro deve ser confirmada por meio da Fig. 42.

Figura 42 – Gráfico de ajuste espectral do modelo atmosférico sintético (linha vermelha) ao espectro observado (linha preta) para a variável EPIC 247696147. Esta é uma estrela de variabilidade MAIA/IGW. As linhas de absorção estão indicadas pelos marcadores na cor azul, incluindo a banda de absorção difusa referenciada como DIB.



Fonte: O autor.

No espectro apresentado na Fig. 42, há o ajuste do modelo atmosférico ao espectro observado e normalizado (procedimento realizado pelo SME), no limite de comprimento de onda de  $\lambda = 4000$  a  $4900\text{\AA}$ . As linhas de Balmer da série do Hidrogênio desempenharam papel crucial nesse ajuste foram a  $H\beta$ ,  $H\gamma$  e  $H\delta$ . Os demais marcadores de linhas de absorção em azul, ajudam a identificar melhor a amostra espectral.

Repara-se no espectro da estrela EPIC 247696147 na Fig. 42, em torno de  $\lambda = 4430\text{\AA}$ , a manifestação de um DIB (*Diffuse Interstellar Band* - banda interstelar difusa), que se refere à absorção incomum do espectro pelo meio estelar (poeira, grãos etc.) ou pela atmosfera terrestre (absorção molecular). A origem e a distinção dos DIBs são difíceis de serem definidas, porém seus aspectos nos espectros são visíveis.

A classe de variabilidade MAIA da estrela EPIC 247696147 é reforçada pela sua temperatura efetiva obtida pela análise SME/Monte Carlo. Como averiguado na Tabela 3, para este alvo tem-se que:  $T_{\text{eff}} = 11310 \pm 400$  K – temperatura típica da classe B9V –,  $\log g = 4,2 \pm 0,1$  (dex),  $v \text{ sen } i = 240 \pm 30$  Km/s e obtido não por FWHM, mas pela interpolação do espectro sintético ao espectro observado pelo programa SME, luminosidade de  $\log (L/L_{\odot}) = 1,9 \pm 0,1$ , massa de  $M = 3,0 \pm 0,2 M_{\odot}$ , raio estelar de  $R = 3,1 \pm 0,3 R_{\odot}$  e idade de aproximadamente  $168^{+39}_{-36}$  milhões de anos.

Esses são alguns espectros das estrelas da C13 da missão Kepler/K2, em que cada uma das principais classes de variabilidade foi exemplificada. No entanto, no apêndice C ao final do

presente trabalho, todos os espectros estelares obtidos, seja pelas observações praticadas no OPD/LNA ou pelo banco de dados do telescópio LAMOST, estão apresentados em ordem de sua numeração EPIC, e listados conforme a sequência observada na Tabela 3.

### 6.3.1 Diagrama Hertzsprung-Russel dos alvos do C13

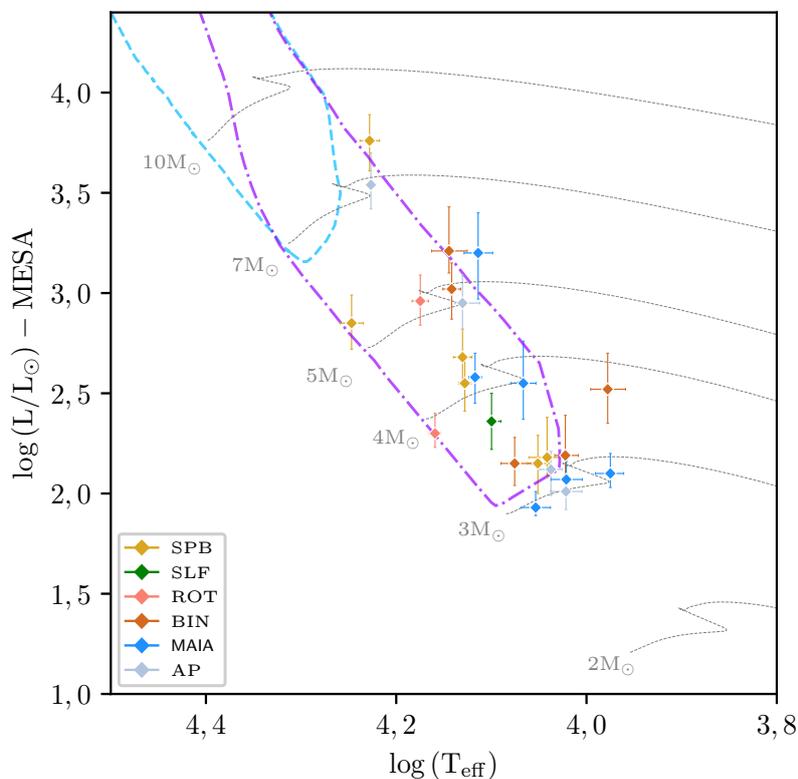
A caracterização espectroscópica dos alvos do C13 da missão K2 é reforçada ao ser confeccionado o diagrama Hertzsprung-Russel (H-R) como o quadro demonstrado na Fig. 43. Este tipo de diagrama consolida também a classificação em variabilidade estelar, pois duas faixas de classes de variáveis distintas separam os alvos do C13. Essas são as chamadas faixas de instabilidades para a classe SPB, como mostrado pela linha tracejada na cor roxa na Fig. 43, e que contêm a maioria das estrelas. A outra faixa de instabilidade da classe  $\beta$  Cep está representada pela linha tracejada na cor azul. Esta última faixa, apesar de não conter nenhuma estrela, fornece um parâmetro de comparação em aumento de temperatura e luminosidade para a transição de classe de variabilidade que a estrela pode sofrer ao longo de sua existência. Além disso, é confirmado pelo diagrama H-R da Fig. 43 que nenhuma variável  $\beta$  Cep é relatada no acervo de estrelas B do campo 13. Isto é similarmente verificado pela Tabela 1 na seção 6.2 e pelos demais dados fotométricos da C13 dispostos no apêndice B.

Cada ponto observado na Fig. 43 corresponde a um par de valores de temperatura efetiva e luminosidade de uma estrela listada na Tabela 3 da seção anterior. Emprega-se os valores de logaritmo da temperatura efetiva, deduzidos pelo procedimento SME/Monte Carlo, e dispostos no eixo das abcissas deste diagrama, contra os valores do logaritmo da luminosidade, obtidos pelo código de evolução estelar, os quais estão dispostos ao longo do eixo das ordenadas.

As respectivas incertezas de  $\log(T_{\text{eff}})$  e  $\log(L/L_{\odot})$  são indicadas pelas barras de erro nos eixos horizontal e vertical, respectivamente. Cada classe de variabilidade estelar correspondente na Fig. 43 é representada por uma cor específica na legenda: amarelo para a classe SPB, verde para IGW ou SLF, rosa para ROT, marrom para BIN, azul para MAIA e cinza para estrelas sem variabilidade, ou seja, a classe aperiódica. Estas mesmas cores para as distinções das classes são usadas no gráfico de setores da Fig. 22 exposto na seção 6.2.

As trajetórias evolutivas com linhas tracejadas na cor cinza foram computadas pelo código MESA, e nenhum efeito de rotação ou outras abordagens foram consideradas durante a realização das simulações. Cada trajetória calculada pelo MESA possui o valor de massa estelar correspondente baseada na abundância química e massa solar. Esses valores em termos de massa solar também indicam cada uma das trajetórias observadas no diagrama H-R da Fig. 43. Com essas trajetórias evolutivas é possível conjecturar e avaliar os valores de massa dos alvos da C13, os quais são conferidos na Tabela 3. A comparação entre as luminosidades obtidas pelo código MESA e a luminosidade estelar GAIA dos espectros da C13 da missão K2 é observada na Fig. 44.

Figura 43 – Diagrama H-R para as estrelas do C13 da missão K2. Os parâmetros foram obtidos a partir da análise de espectros oriundos da região do azul do espectro eletromagnético. As faixas de instabilidades referem-se às variáveis SPB (linha tracejada na cor roxa) e  $\beta$  Cep (linha tracejada em azul). As trajetórias evolutivas foram calculadas com o código MESA para as massas de  $M = 2, 3, 4, 5, 7$  e  $10 M_{\odot}$ , respectivamente.



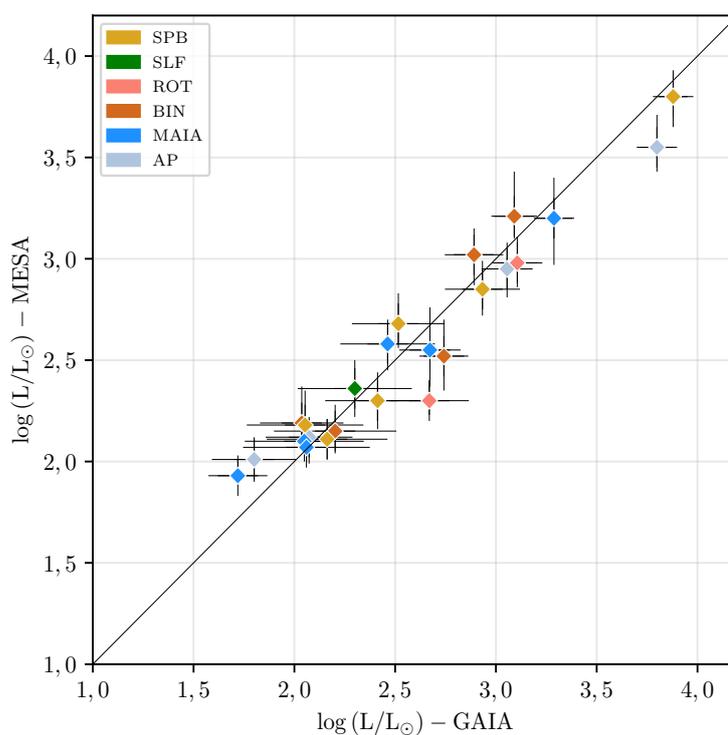
Fonte: O autor.

No eixo das abscissas desta mesma figura estão os valores e as incertezas da luminosidade GAIA dos alvos da C13, em que as Eqs. (6.2) e (6.3) demonstradas na seção 6.1 são aplicadas para o cálculo e obtenção desses valores. Lembrando que, para a efetiva contabilização da Eq. (6.2), são utilizadas a magnitude bolométrica solar, o coeficiente polinomial bolométrico dependente de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  dos alvos e a magnitude GAIA das estrelas. Este último fator citado é dado pela Eq. (6.1) da seção 6.1. Por outro lado, no eixo das ordenadas estão os valores em luminosidade e suas respectivas incertezas obtidas pelo programa MESA, os quais são conferidos na Tabela 3 da seção 6.3 e pela Fig. 43.

Na legenda da Fig. 44 são apresentadas as classes de variabilidade das estrelas da C13, as quais exibem a mesma coloração vista na Fig. 43, por tratar dos mesmos alvos espectrais. É averiguado que as estrelas estão dispostas em torno da reta identidade da Fig. 44. As incertezas em luminosidade GAIA são obtidas conforme as incertezas da temperatura efetiva ( $T_{\text{eff}}$ ) e gravidade superficial ( $\log g$ ) dos objetos da C13. Em torno de  $2\sigma$  de erro são valores aceitáveis na comparação entre as luminosidades GAIA e MESA.

Uma classe de estrelas é reportada como parte da análise dos alvos da missão Kepler/K2

Figura 44 – Comparação entre as luminosidades obtidas a partir da base de dados do GAIA com as luminosidades oriundas da grade de valores do programa MESA.



Fonte: O autor.

pertencentes à C13. São as estrelas que apresentam em seus espectros estelares linhas de emissão. Isto significa que provavelmente são objetos que demonstram o fenômeno Be.

#### 6.4 ESTRELAS COM LINHAS DE EMISSÃO DO C13

Dos cinco alvos catalogados como estrelas Be do C13, somente quatro apresentaram emissões nas linhas de Hidrogênio do seus respectivos espectros. Conferido nas notas da Tabela 1 da seção 6.2, as estrelas EPIC 200173869, EPIC 247160983, EPIC 247368219, EPIC 247541278 e EPIC 247745384 são objetos que compõem o acervo de estrelas Be, segundo a plataforma do SIMBAD. São estrelas que confirmaram a característica de emissão na presente análise espectral, exceto o alvo EPIC 247368219, uma estrela que em suas linhas do espectro não apresenta mais emissão (119). A análise fotométrica da EPIC 247368219 também possibilita o entendimento da razão dessa estrela não apresentar mais emissões em seu espectros.

Para as demais estrelas Be anteriormente mencionadas, suas classes de variabilidade estelar podem ser conferidas na Tabela 1 da seção 6.2, em conjunto aos dados fotométricos dispostos no apêndice B. Esses outros alvos são definidos pela classe SPB, portanto, na Tabela 1 há também os dados de número total de frequências, e de frequências e amplitudes máximas, por tratar de informações sobre as pulsações. Na lista de prioridades das observações de estrelas

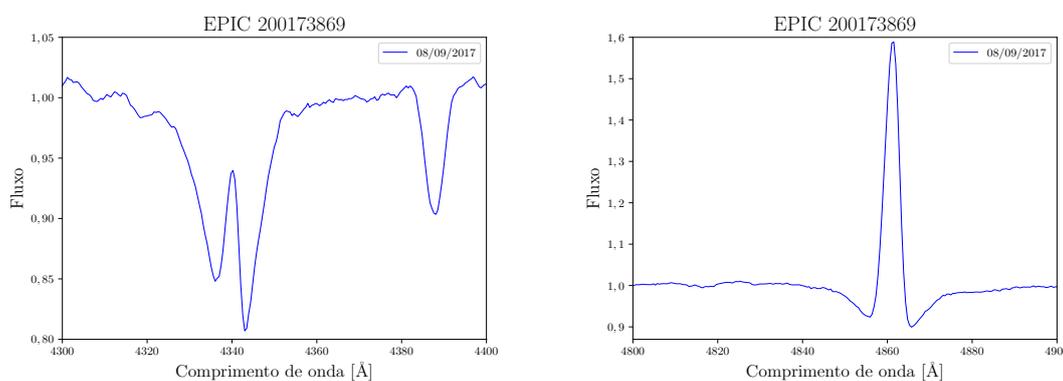
B no OPD/LNA, os alvos anteriormente mencionados foram repetidamente observados para acompanhamento dos espectros.

Na seção a seguir são demonstrados os espectros de estrelas que possuem linhas de emissão na banda do azul do espectro eletromagnético próximo a  $\lambda = 4400$  a  $4850 \text{ \AA}$ . Em seguida, os espectros de estrelas Be do acervo da C13 são expostos, os quais estão delimitados na região do vermelho do espectro eletromagnético, em  $\lambda = 6540$  a  $6650 \text{ \AA}$ . Os detalhes da teoria sobre os perfis das linhas de emissão estão descritos na seção 5.6. Contudo, as demais descrições sobre a cobertura espectral considerada são especificadas na seção 5.1. Nenhum espectro de estrela Be foi obtido a partir do banco de dados do telescópio LAMOST.

#### 6.4.1 Emissões na região espectral do azul

A Fig. 45 retrata as emissões observadas nas linhas do Hidrogênio  $H\gamma = 4340 \text{ \AA}$  e  $H\beta = 4860 \text{ \AA}$ , para o espectro da estrela EPIC 200173869. Ambos os espectros na região do azul do espectro eletromagnético foram obtidos em 8 de setembro de 2017, no OPD/LNA, em que foram utilizados o telescópio P-E, em conjunto ao espectrógrafo Cassegrain de resolução espectral  $R = \lambda/\Delta\lambda \approx 9600$ , com  $\lambda$  centrado em torno de  $4500 \text{ \AA}$  (veja a seção 5.1).

Figura 45 – Linhas de Hidrogênio em emissão da estrela EPIC 200173869. A linha  $H\gamma = 4340 \text{ \AA}$  é mostrada no gráfico à esquerda e a linha  $H\beta = 4860 \text{ \AA}$  está no gráfico à direita. Observações espectrais realizadas em 8 de setembro de 2017 no OPD/LNA.



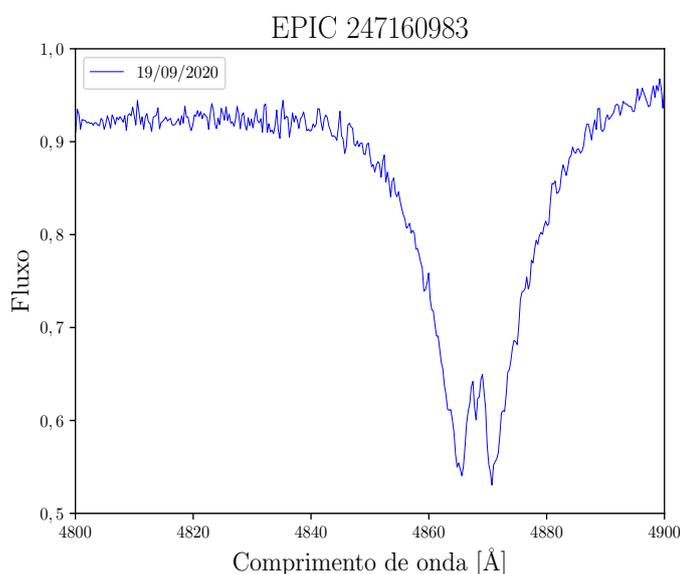
Fonte: O autor.

A linha  $H\gamma$  é referenciada no gráfico à esquerda na Fig. 45, enquanto no gráfico à direita está representada a linha  $H\beta$ , ambas em emissões, e pertencentes ao alvo EPIC 200173869. Os fluxos dos dois espectros são normalizados e seguem como produto de todo o processo de redução de dados, como descrito na seção 5.3. Geralmente, estrelas que são acompanhadas em observações espectroscópicas por longo período, possivelmente apresentam variação na linha  $H\alpha$  na região do comprimento de onda do vermelho. Porém, se a estrela ainda apresenta características marcantes de emissão pela presença de material ao seu redor, entre outros fatores, isso resulta no aspecto de variação de emissão inclusive nas linhas da região espectral do azul.

Seguindo a classificação de 31, como visto na Fig. 20 da seção 5.6, o perfil da linha  $H\beta$  da EPIC 200173869 mostrada na Fig. 45 indica a observação a partir de um dos polos desta estrela. Ou seja, é a classe A para o perfil da linha  $H\beta$ . A confirmação desta classe está na seção seguinte, em que os espectros na região do vermelho do espectro eletromagnético são apresentados. Os demais alvos com características em emissão também são avaliados conforme a classificação de 31 representada na Fig. 20 da seção 5.6.

Outro exemplo de estrela com obtenção de fluxo espectroscópico na banda do azul é a EPIC 247160983. Sua linha  $H\beta$  em emissão é exibida na Fig. 46. É notado que, originalmente,  $H\beta$  é uma linha de absorção, porém a emissão também está contida nessa mesma linha. Este efeito é cogitado quando em torno da estrela, há material como gás ou poeira, capaz de absorver a emissão da luz. Contudo, a luz é reemitida pelo gás que circunda a estrela, contribuindo para o perfil da linha de emissão. Seguindo a Fig. 20 da seção 5.6, no esquema de inclinação de uma estrela Be, os perfis de absorção acentuados da linha  $H\beta$ , como ocorre com o espectro da estrela EPIC 247160983 mostrado na Fig. 46, estão entre a classe C e D de inclinação, exceto pelo fato da linha de emissão contida no interior da linha de absorção de  $H\beta$ .

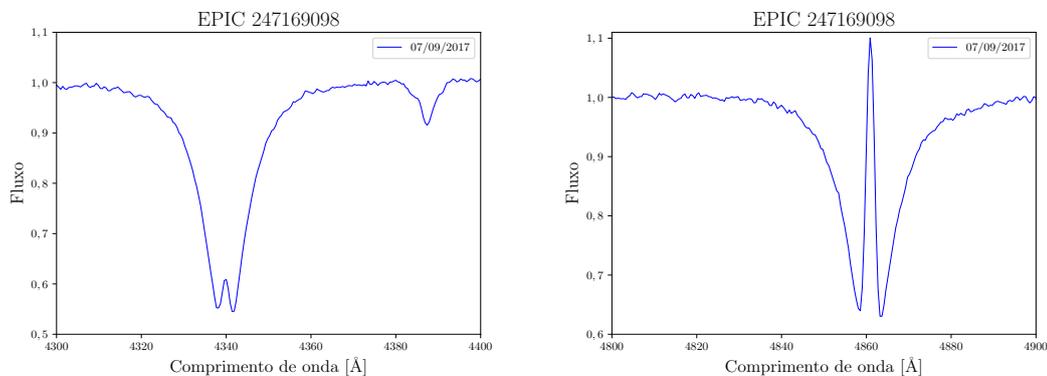
Figura 46 – Perfil da linha de emissão  $H\beta$  da estrela EPIC 247160983. Nota-se a emissão no interior da linha de absorção. Espectro obtido em 19 de setembro de 2020 no OPD/LNA com o telescópio P-E, em conjunto ao espectrógrafo Cassegrain.



Fonte: O autor.

A estrela EPIC 247169098 tem seus dados espectrais demonstrados na Fig. 47. À esquerda dessa figura, encontra-se a emissão da linha  $H\gamma = 4340\text{Å}$ . Por outro lado, no gráfico à direita da Fig. 47, está exposto o perfil da emissão em forma acentuada, inerente à linha de absorção  $H\beta$ . É uma característica similar em comparação ao caso anterior, da estrela EPIC 247160983, salvo o tipo de emissão apresentada pela EPIC 247169098.

Figura 47 – Perfis das linhas de emissão na região do azul do espectro eletromagnético do alvo EPIC 247169098. À esquerda está o gráfico que representa a emissão da linha  $H\gamma$ , e à direita o perfil da linha  $H\beta$ . Ambos os espectros foram obtidos no OPD/LNA na data de 7 de setembro de 2017.



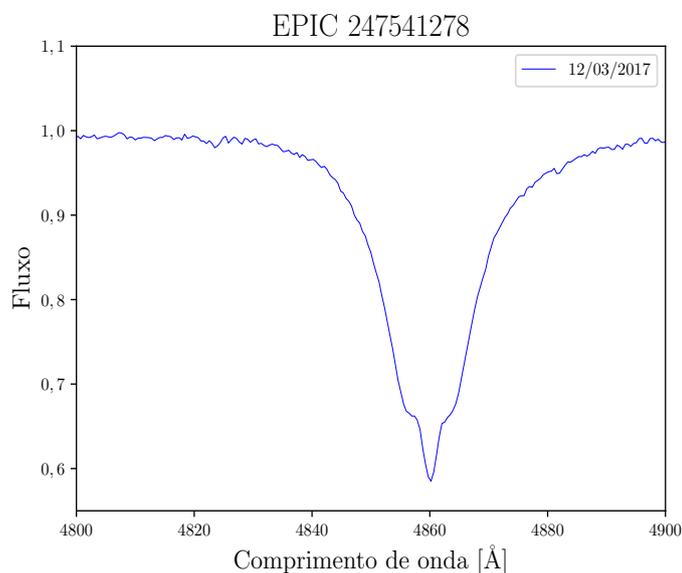
Fonte: O autor.

Observando os perfis da linha  $H\beta$  esboçados na Fig. 20 da seção 5.6, é convidativo classificar como uma estrela Be de perfil da classe D. Porém, mais detalhes sobre o espectro na região do vermelho, em particular pela análise da linha  $H\alpha$ , devem ser considerados (veja a seção 6.4.2). Outro aspecto que deve ser considerado é a possível presença de material ao redor da estrela, que faz sua luz ser absorvida e reemitida pelo gás, resultando na apresentação de uma linha de emissão bem pronunciada dentro da linha que comumente aparece sendo apenas de absorção.

Um caso peculiar de emissão na faixa espectral do azul é o da estrela EPIC 247541278 mostrado na Fig. 48. Não é compreendido se o perfil da linha de emissão,  $H\beta$ , está começando ou finalizando seu processo de variação. Trata-se de um alvo que precisa ser acompanhado, em razão da variabilidade em linhas de emissão. É plausível que a classe seja a D (inclinação equatorial), levando em conta o esquema de inclinação para o perfil de  $H\beta$  sugerido pela Fig. 20 da seção 5.6.

Apesar dos espectros na banda do azul das estrelas Be do C13 estarem disponíveis, nenhum deles pôde ser analisado conforme os programas SME/Monte Carlo ou pelo código de evolução estelar MESA, em vista de definir seus parâmetros físicos. Pelo fato de os espectros não possuírem ajuste de modelo atmosférico apropriado, pois tratam de dados que apresentam linhas de emissão (mesmo na região do azul como visto na presente seção). Logo, é dificultado o ajuste de espectros sintéticos aos espectros observados, não gerando valores confiáveis de parâmetros como  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  e  $v \text{ sen } i$ , por exemplo. Trabalhos futuros deverão ser pensados em prol de contornar este problema, e realizar a obtenção dos parâmetros de estrelas Be de forma adequada.

Figura 48 – Amostra espectral com a incógnita de começo ou encerramento do processo de emissão da linha  $H\beta$  da estrela EPIC 247541278. Observação realizada em 10 de março de 2017 no OPD/LNA.



Fonte: O autor.

#### 6.4.2 Perfil da linha $H\alpha$ em emissão das estrelas do C13

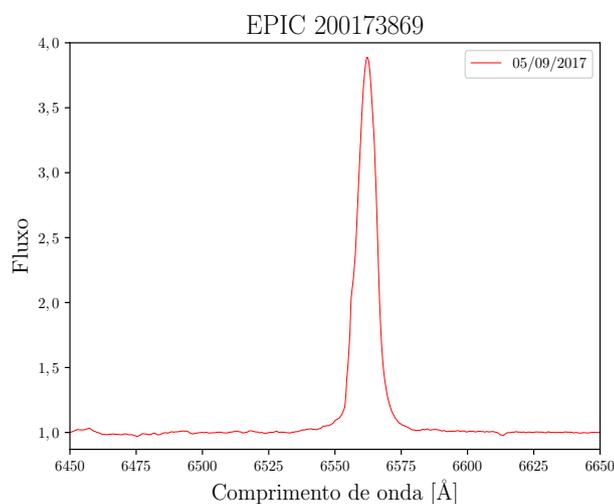
Ao constatar a linha  $H\alpha = 6563\text{\AA}$  para objetos que exibem emissão em seus espectros, é necessário o devido acompanhamento com as observações realizadas em solo. Todos os espectros estelares do grupo Be que pertencem ao acervo do C13 da missão K2 foram obtidos igualmente no OPD/LNA, com o telescópio P-E e espectrógrafo Cassegrain, como descrito na seção 5.1. A cobertura espectral de  $\lambda = 6040 - 6950\text{\AA}$  possui  $\lambda$  centrado em  $6500\text{\AA}$ . A classificação dos perfis das linhas  $H\alpha$  em emissão, que fornece a percepção aproximada dos ângulos de inclinação das estrelas, segue os trabalhos propostos por 3 e 31, como retratado na seção 5.6.

A estrela EPIC 200173869, abordada na seção anterior, por demonstrar linhas de emissão na região do azul do seu espectro, em que os perfis de  $H\beta$  e  $H\gamma$  são exibidos na Fig. 45, também apresentou sua linha  $H\alpha$  em emissão. A região do vermelho, para essa amostra espectral, é mostrada na Fig. 49.

Comparando com a Fig. 20 da seção 5.6, a linha  $H\alpha$  da EPIC 200173869 apresentada na Fig. 49 indica que a inclinação dessa estrela seja da classe A (*pole-on*). Essa particularidade foi discutida em seu caso para as linhas  $H\beta$  e  $H\gamma$  em emissão na seção 6.4.1. Este fato é similarmente averiguado levando em conta os perfis da linha  $H\alpha$ , demonstrados na Fig. 19 da seção 5.6, que seguem a identificação de 3.

O perfil da linha  $H\alpha$  da EPIC 200173869 apresentado na Fig. 49 deve ser considerado simétrico, com profundidade óptica  $\tau \gg 1$ , resultando na classe P1 de inclinação das estrelas Be (veja a Fig. 19 da seção 5.6, quadro à esquerda). Recordando que a classe P refere-se à

Figura 49 – Perfil da linha de emissão  $H\alpha = 6563\text{\AA}$  da estrela EPIC 200173869. A observação dessa amostra ocorreu em 5 de setembro de 2017 no OPD/LNA com o telescópio P-E montado com o espectrógrafo Cassegrain.



Fonte: O autor.

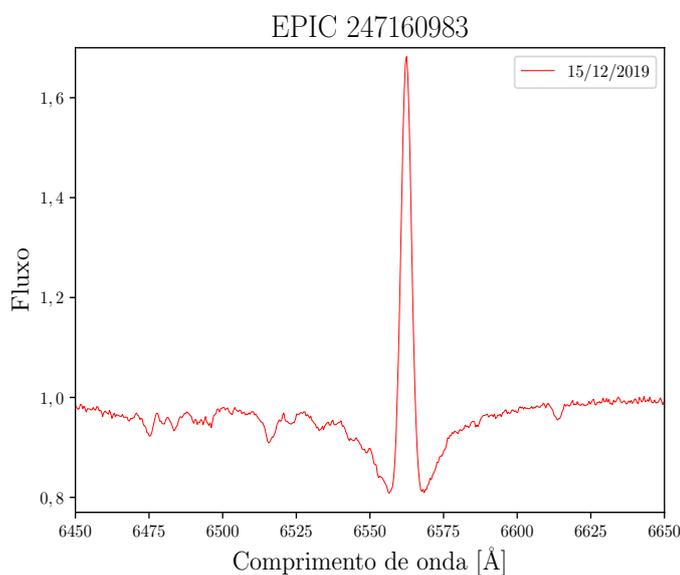
observação para a inclinação em que  $i \lesssim 10^\circ$ .

O segundo exemplo de estrela em que sua linha  $H\alpha$  em emissão foi adquirida é o caso da EPIC 247160983. Esta estrela esteve em discussão na seção anterior, em que sua linha  $H\beta$  apresenta um perfil de emissão contido em uma absorção (veja a Fig. 46). Entretanto, o perfil de emissão da sua linha  $H\alpha$  é demonstrado na Fig. 50. Repara-se que há ligeira absorção em que a emissão em  $H\alpha$  está contida. Como discutido anteriormente, estrelas que exibem este tipo de perfil são passíveis de conter material estelar ao seu redor, havendo excitação do gás por parte da luz que é emitida pela estrela.

As absorções presentes nas linhas de emissão  $H\alpha$  dizem a respeito do efeito que o ângulo de inclinação tem no perfil da linha de emissão proveniente de um disco estelar. Essas absorções são percebidas nas classes B, C e D de inclinação estelar (esquema da Fig. 20 da seção 4.6). Algo similar é proposto por 3 em suas classes H e E de inclinação representadas na Fig. 19 da seção 5.6. Porém, no caso da EPIC 247160983 seu perfil é simétrico, ou seja, para  $\tau \gg 1$ , as classes de inclinações para essa estrela possivelmente seriam H1 e/ou E1. Significa que as inclinações estão entre  $60^\circ \lesssim i \lesssim 80^\circ$  ou  $i \gtrsim 80^\circ$ , respectivamente. Conferindo com o que foi cogitado na seção anterior para EPIC 247160983, observando sua linha  $H\beta$  em emissão, e seguindo as classes C e D da Fig. 20.

Com indefinição em sua inclinação estelar, consta o caso da estrela EPIC 247169098. Sua variação em intensidade no perfil de emissão da linha  $H\alpha$  é demonstrado pelos seus espectros na Fig. 51. Todas as observações foram realizadas no OPD/LNA com o telescópio P-E e aparelho espectrógrafo Cassegrain. Como visualizado na legenda da Fig. 51, a estrela EPIC 247169098 dispôs de acompanhamento da sua linha de emissão, sendo observadas em diferentes datas, a

Figura 50 – Linha  $H\alpha$  em emissão da estrela EPIC 247160983, contida em uma ligeira absorção. Alvo observado em 15 de dezembro de 2019 no OPD/LNA.



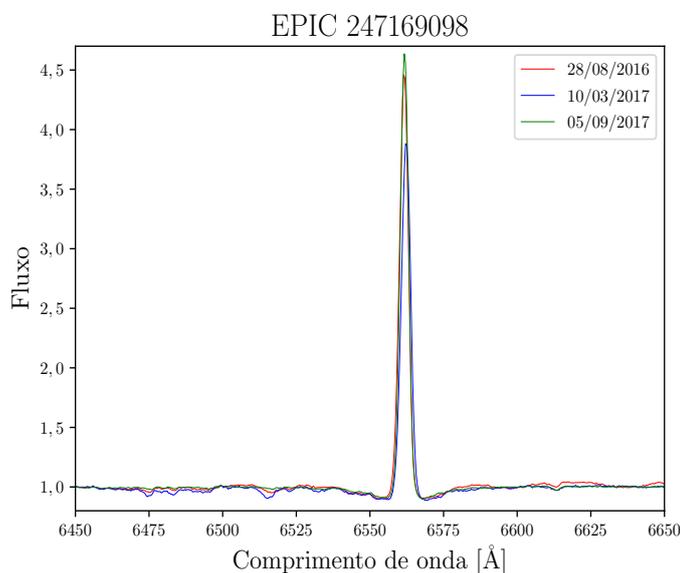
Fonte: O autor.

saber: 28 de agosto de 2016 (linha vermelha), 10 de março de 2017 (linha azul) e 5 de setembro de 2017 (linha verde). Em sua última observação, em 05/09/2017, mostrou maior intensidade em fluxo do perfil de emissão. Representado pela linha azul, o espectro da linha  $H\alpha$  observado em 10/03/2017 foi obtido com menor intensidade, em relação as outras observações. A intensidade intermediária da amostra espectral foi adquirida na primeira observação, em 28/08/2016, a qual é retratada pela linha vermelha do espectro apresentado na Fig. 51.

Discutida na seção anterior, a estrela EPIC 247169098 tem suas linhas na região espectral do azul,  $H\beta$  e  $H\gamma$ , em emissão e mostradas na Fig. 47. A indefinição da sua eventual inclinação surge da análise de dois espectros em diferentes regiões do espectro eletromagnético, azul e vermelho. Isto é, pela análise da Fig. 47, observa-se o perfil de absorção na linha  $H\beta$ . Estas absorções no perfil de  $H\beta$  são acentuadas e possivelmente vistas para as classes C e D de inclinação (ver Fig. 20 da seção 5.6). Porém, o perfil de  $H\alpha$  para a EPIC 247169098 condiz à classe A de inclinação, ou classe P1 segundo 3, sendo simétrica neste caso com  $\tau \gg 1$  (veja a Fig. 19 da seção 5.6). Em outras palavras, o perfil da linha de emissão  $H\alpha$  para este alvo indica a observação do sistema a partir do seu polo. Logo, é inconclusiva a classificação geral de inclinação para a estrela EPIC 247169098. Mais observações e acompanhamentos espectrais devem ser realizados para essa estrela, a fim de conjecturar melhor sua classificação em inclinação estelar.

Uma situação inusitada dentre as estrelas que deveriam apresentar emissões em suas linhas do Hidrogênio, é o caso da estrela EPIC 247368219. Esta estrela foi discutida no começo da seção 6.4, que trata de um alvo que não apresenta mais emissões. Segundo a plataforma SIMBAD, como conferido na Tabela 1, anteriormente consistia em um objeto de característica espectral Be (119). Por esta razão, esta estrela esteve similarmente em acompanhamento em observações

Figura 51 – Diferentes intensidades para o perfil da linha  $H\alpha$  em emissão da estrela EPIC 247169098. Esses espectros foram obtidos diferentes datas no OPD/LNA, como indicado pelas diferentes cores de linhas na legenda da figura.



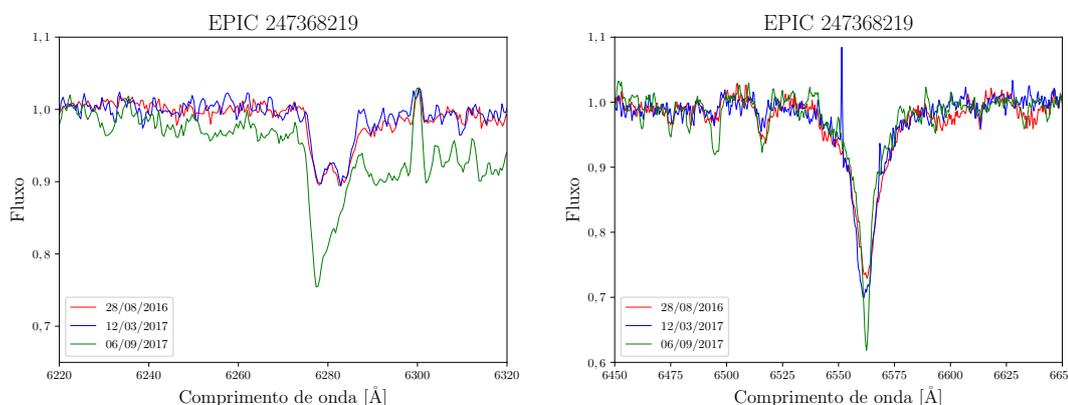
Fonte: O autor.

espectrais em solo no OPD/LNA. No entanto, em algumas ocasiões de acompanhamento foram adquiridos espectros tanto na região espectral do vermelho, quanto na região do azul do espectro eletromagnético. Contudo, em nenhuma oportunidade de observação, emissões nas linhas da série do Hidrogênio foram verificadas. Por se tratar de um alvo de baixo brilho em relação as outras estrelas Be (veja magnitude visual na tabela do apêndice A), seu tempo de integração espectral foi considerado longo. Na Fig. 52 estão representados os perfis das linhas telúrica ( $O_2$  em  $\lambda \approx 6280\text{Å}$ ) e  $H\alpha$ , respectivamente, que mesmo em caráter de não emissão, apresentaram variabilidade.

As datas de acompanhamento espectral da EPIC 247368219 foram, primeiramente, 28 de agosto de 2016, 6 e 12 de setembro de 2017, as quais são representadas pelas linhas nas cores vermelha, azul e verde, respectivamente, nos quadros da Fig. 52. O gráfico à esquerda da Fig. 52 retrata as variações em intensidade das linhas de  $O_2$  para a estrela EPIC 247368219. Linhas que pelas absorções causadas pela atmosfera terrestre são chamadas de linhas telúricas (veja (120)). Nas primeiras observações, a linha do quadro à esquerda da Fig. 52 que se mostrava com ligeira emissão em sua região comumente de absorção em torno de  $\lambda \approx 6280\text{Å}$ . No entanto, com o passar do tempo sua característica foi modificando para uma linha com propriedade mais acentuada em absorção.

O caráter propenso de crescimento de absorção também é observado na linha  $H\alpha$  no quadro à direita da Fig. 52, conforme foram obtidos espectros estelares. Apontando para a conversão de não ser mais uma variável Be, no caso da estrela EPIC 247368219, que não apresenta mais a característica de emissão. Porém, o mesmo alvo continuou exibindo variação em intensidade

Figura 52 – Perfis das linhas do alvo EPIC 247368219. À esquerda há a variação da linha telúrica de absorção molecular ( $O_2$ ), e à direita os perfis da linha  $H\alpha$  que não exibem mais emissões. Ambas os espectros foram obtidos no OPD/LNA.



Fonte: O autor.

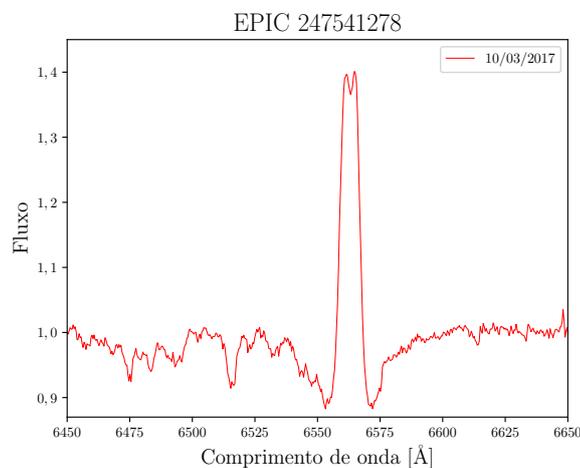
das linhas espectrais. Este objeto, mesmo de magnitude visual de 11,8 aproximadamente (brilho “fraco”), requer o devido acompanhamento nas observações realizadas em solo, em razão de monitorar um possível retorno das linhas de emissão, e assim, da sua reiteração como uma estrela Be.

O último caso discutido na seção 6.4.1 para as estrelas Be que apresentam perfil de emissão em suas linhas  $H\beta$  ou  $H\gamma$  é o da EPIC 247541278. O perfil da sua linha  $H\alpha$  em emissão está representado na Fig. 53, em que uma única observação foi realizada em 10 de março de 2017. Algumas estrelas não são possíveis de serem acompanhadas em observação em solo, por causa da programação de obtenção de espectros disponibilizada pelo OPD/LNA. Em todo caso, a estrela EPIC 247541278 merece o devido acompanhamento espectral.

O perfil de  $H\alpha$  do alvo EPIC 247541278 contém pequena absorção em seu pico de emissão, como percebido na Fig. 53. É um perfil ligeiramente assimétrico, com dois picos em seu fluxo máximo, devido a absorção, sendo o pico mais estreito estando do lado direito dessa absorção. Este delineamento na sua linha  $H\alpha$  remete à classe H2 para profundidade óptica  $\tau \gg 1$ , segundo a classificação de inclinação estelar vista na Fig. 19 da seção 5.6. A classe H, como visto anteriormente, refere-se a inclinações entre  $i \approx 60^\circ$  e  $80^\circ$ . O esquema de inclinação estelar da Fig. 20 da seção 5.6 também cogita ângulo próximo de inclinação, pois as ligeiras absorções na linha  $H\alpha$ , e similarmente na linha  $H\beta$ , em emissão, são características da classe C.

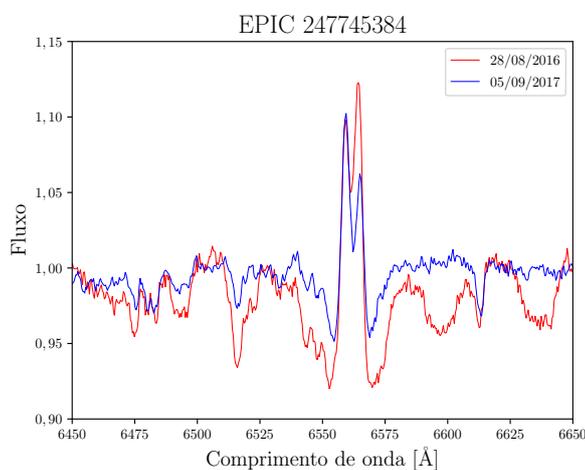
Mais um caso de estrela Be dos alvos da C13 da missão Kepler/K2, que não demonstrou emissão na região do azul do espectro eletromagnético, como a estrela EPIC 247368219, é o referente a EPIC 247745384. A linha  $H\alpha$  em emissão dessa estrela teve duas oportunidades de observação espectral no OPD/LNA nas datas de 28 de agosto de 2016 e 5 de setembro de 2017, como notado na Fig. 54. Verifica-se a mudança em seus perfis de emissão da linha  $H\alpha$  para as diferentes datas de observação. Na primeira observação, retratada pela linha na cor vermelha na Fig. 54, o pico de maior intensidade desta linha, aparece à direita da ligeira absorção contida

Figura 53 – Perfil assimétrico da linha  $H\alpha$  em missão da estrela EPIC 247541278. Há uma pequena absorção no pico de emissão. O alvo foi observado em 10 de março de 2017 no OPD/LNA.



Fonte: O autor.

Figura 54 – Linhas  $H\alpha$  em emissão observadas em diferentes épocas para a estrela EPIC 247745384. Nota-se as diferentes assimetrias em picos de emissão para cada linha, em que as datas de observações são indicadas pelas cores das linhas na legenda da figura.



Fonte: O autor.

na própria linha de emissão. Essa é uma característica de assimetria indicando o efeito Doppler de maior intensidade na direção da região do vermelho do espectro eletromagnético. Porém, a segunda observação referenciada pela linha na cor azul na Fig. 54, indica o efeito Doppler da linha na direção da região azul do espectro, com pico maior à esquerda da absorção apresentada pela linha  $H\alpha$  em emissão.

Novamente, seguindo a classificação de inclinação da Fig. 19 da seção 5.6, contabilizando a estrela EPIC 247745384, tem-se outra amostra de perfil assimétrico de classe H2 para profundi-

dade óptica  $\tau \gg 1$ . Portanto, para a estrela EPIC 247745384, seu valor aproximado de inclinação estelar deve estar em torno de  $60^\circ \lesssim i \lesssim 80^\circ$ . É conferida a inclinação similar seguindo as suposições vistas na Fig. 20 da seção 5.6, como sendo a classe C para a EPIC 247745384, concordando com que é demonstrado pelos perfis das linhas  $H\alpha$  em emissão da Fig. 54.

Todas as estrelas Be do acervo do campo 13 da missão K2 requerem novas observações espectrais em solo, com devido acompanhamento. Dessa forma, será possível investigar com mais detalhes as características da variabilidade das intensidades das linhas em emissão, de modo que possibilite realizar designações mais precisas das inclinações sob as quais essas estrelas são observadas. Entretanto, este trabalho visa a qualidade de classificações das estrelas B pertencentes ao campo 13 e concerne à análise futura o acompanhamento das variáveis Be.

## 7 CONCLUSÃO

Embora os alvos do C13 da missão K2 seguiram analisados de maneira fotométrica e espectroscópica, outros métodos foram empregados a fim de fortalecer a classificação estelar. Por exemplo, os programas de análise espectral (SME/ Monte Carlo) e de código de evolução estelar (MESA) foram os responsáveis pela obtenção dos parâmetros físicos ou atmosféricos: temperatura efetiva ( $T_{\text{eff}}$ ), gravidade superficial ( $\log g$ ), velocidade de rotação projetada ( $v \sin i$ ), luminosidade ( $\log (L/L_{\odot})$ ), raio, massa e idade das estrelas B. Em particular, o parâmetro  $v \sin i$  foi estimado de duas maneiras distintas, pelo método da largura à meia altura (FWHM) de aferimento das linhas de HeI e MgII para os alvos observados no OPD/LNA, e pela análise de ajuste espectral dado pelo SME/Monte Carlo para as estrelas que tiveram suas informações originadas a partir do banco de dados do telescópio LAMOST.

Todos os 24 alvos na análise espectral foram observados na região espectral do azul, entre  $\lambda \sim 3900$  e  $4900 \text{ \AA}$ . De acordo com a  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ , em conjunto com suas respectivas incertezas, uma varredura nas grades de valores geradas pelo código MESA foi realizada. Essa busca de valores e incertezas nas grades do MESA possibilitou a obtenção dos demais parâmetros físicos descritos na Tabela 3. Dentre estes parâmetros determinados, a luminosidade dos alvos contribuiu para a confecção do diagrama H-R, definindo de maneira mais acurada as posições em evolução estelar destes objetos.

No diagrama H-R, a maioria das estrelas da Fig. 43 está posicionada na região da faixa de instabilidade das estrelas SPB, que abrange massas de 3 a  $8 M_{\odot}$  aproximadamente. Um pouco mais acima neste mesmo diagrama, localiza-se a faixa de instabilidade das variáveis  $\beta$  Cep, na qual nenhuma amostra esteve presente entre as estrelas do quadro do C13. Estrelas híbridas SPB/ $\beta$  Cep ou  $\beta$  Cep/SPB não foram encontradas no acervo estelar. Outro fato importante perante a obtenção das luminosidades adquiridas via código MESA, é a comparação com o resultado provindo da fotometria, no que diz respeito a luminosidade GAIA destes mesmos alvos, havendo concordância entre os valores em cerca de  $2\sigma$  (veja a Fig. 44).

Os perfis das linhas espectrais das estrelas catalogadas como estrelas Be foram submetidos a inspeção por meio de observações em solo. Foram confirmadas cinco estrelas em emissão e conjecturadas as suas respectivas inclinações. Tanto na região espectral do azul, quanto na região do vermelho do espectro eletromagnético, a maioria das amostras do C13 exibiu suas linhas da série de Balmer do Hidrogênio permanecendo em emissão. Exceto pelo fato da estrela EPIC 247368219 não mais expor emissões em linhas do espectro. Verifica-se que esta estrela está no banco de dados da plataforma SIMBAD como uma variável que apresenta o fenômeno Be, porém as emissões mostraram-se inoperantes perante as obtenções espectrais nas missões de observação espectral no OPD/LNA. EPIC 247368219 é uma estrela como as outras, na amostra de objetos Be, que merece o devido acompanhamento em observações em solo.

Os dados das demais estrelas que continuaram manifestando emissões em seus espectros devem ser adicionados ao banco de dados BeSS, um catálogo *on line* de estrelas Be, em que são depositados os espectros que exibem linhas de emissão. Mesmo com esforços de observações

espectrais das estrelas do C13 no OPD/LNA, nenhum dos alvos observados apresentou linhas em emissão de forma inédita. Os trabalhos futuros acerca das estrelas Be do C13 poderiam envolver acompanhamento espectral, em conjunto à uma maneira eficaz do método de ajuste espectral para esta classe de objetos, a fim de possibilitar a caracterização dos parâmetros atmosféricos de forma adequada.

Na linha fotométrica, a principal contribuição dos métodos utilizados no trabalho foi a determinação da variabilidade estelar das 67 estrelas da C13. Para ressaltar as diversas variáveis associadas ao campo C13 da missão K2, um indicador utilizado é o gráfico de setores dado pela Fig. 22. Neste gráfico mencionado, constata-se que uma mesma estrela é capaz de mostrar mais de uma classe de variabilidade, porém a Tabela 1 encarrega-se de desvencilhar a variabilidade de cada estrela, sendo uma forma híbrida ou não.

Em primeiro momento, o destaque confere as estrelas SPB, com uma das maiores parcelas de variabilidade definida dentre os objetos do C13, com 9 SPB, 15 SPB/IGW e 2 SPB/BIN no total. Como todas as demais classes de variabilidade estelar, as SPB tiveram como método para as determinações de classe, o auxílio das suas curvas de luz, espectro de frequências e mapa *wavelet*, sendo este último um indicador das frequências mais proeminentes em relação ao tempo de integração fotométrica. Contudo, para as estrelas SPB, outro método foi empregado na análise, que é o método asterosismológico. Neste estudo, a média das frequências de rotação interna ( $\nu_{rot}$ ) e o período de pulsação dos modos de gravidade ( $P_0$  para os modos-g) são determinados para cinco estrelas da classe SPB. Essas informações somente são obtidas por meio dos diagramas  $\nu - \Delta\nu$ , ou seja, é necessário adquirir anteriormente as frequências dominantes pelo método fotométrico, para poder correlacioná-las com os parâmetros internos das estrelas, como  $\nu_{rot}$  e  $P_0$ . Esta breve abordagem deve ser melhor explorada em trabalhos futuros, fornecendo as primeiras evidências dos perfis dos modos de pulsação ligados à gravidade das estrelas, e o perfil de rotação interna, tratando-se de estrelas da classe SPB.

Separadas das classes SPB ou híbridas, como no caso das estrelas SPB/ $\beta$  Cep, as variáveis MAIA foram identificadas, encontrando no acervo da C13 o total de 9 estrelas MAIA e 5 MAIA/IGW. A temperatura efetiva dessas estrelas, aliada ao estudo fotométrico em questão, conduziram a designação da sua classe. Estrelas MAIA apresentam  $T_{eff}$  menores em relação às estrelas  $\beta$  Cep, porém possuem identicamente valores de frequência maiores do que as variáveis SPB. Entretanto, um tema maior de estudo é tentar conjecturar a forma de mecanismo que originam as pulsações em variáveis MAIA.

Em grande parte, no acervo de amostras fotométricas do C13, estão as estrelas da classe ROT/BIN. A Tabela 1, destinada a caracterização das frequências de pulsação das estrelas, não levou em conta as frequências e períodos fundamentais de rotação ou orbitais desses objetos. No entanto, é importante lançar luz sobre esses dados de frequência para melhor análise futura, seja sobre a interação entre estrelas (sistemas binários) ou pelos modos regulares de fluxo fotométrico que uma estrela da categoria rotacional possa apresentar. O mapa de cores *wavelet* dessas variáveis são bem pronunciados por comumente possuir frequências fundamentais e os harmônicos. Foram determinadas para essa classe de variabilidade a seguinte quantia de estrelas:

13 ROT/BIN, 3 ROT, 1 ROT/SPB e 1 ROT/MAIA,

A classe IGW ou SLF manifestou em parte significativa das estrelas do acervo fotométrico em sua forma híbrida, i.e., acompanhada por outra classe de variabilidade em um mesmo objeto, com apenas uma estrela sendo determinada puramente como variável IGW (SLF). Isto porque os excessos de frequência em valores entre  $\nu = 0,1$  e  $1,0 d^{-1}$  nos espectros de frequência foram verificados para as outras classes (não em todas as estrelas). O quadro dessa variedade de estrela no C13 acrescenta o número de exemplares de variáveis que não apresentam apenas modos convencionais de pressão e gravidade. O número de exemplos desses alvos (IGW) ajudam a configurar a característica não-rara dos processos do interior das estrelas massivas, que resultam nos modos estocásticos.

O quadro demonstrativo de estrelas pulsantes pertencentes ao campo 13 é apresentado na Fig. 21, o qual corresponde ao diagrama de cor magnitude confeccionado utilizando os dados do GAIA (DR3). A fotometria de alta precisão concebida pelos telescópios atuais permite melhor configuração dessas estrelas massivas, as quais estão separadas em suas respectivas variabilidades. Suas curvas de luz, tal como as características acerca das amplitudes, frequências e modos de pulsação auxiliam nesta tarefa de determinação em classe de variabilidade. Em conjunto aos parâmetros físicos provindos da análise espectral, possibilita de forma mais adequada o entendimento da estrutura e modelos de evolução estelar de objetos massivos como as variáveis do tipo espectral B.

## REFERÊNCIAS

- 1 HOWELL, S. B. et al. The K2 Mission: Characterization and Early Results. , v. 126, n. 938, p. 398, abr. 2014.
- 2 PEREIRA, A. W. et al. Characterizing b stars from kepler/k2 campaign 11. optical analysis and seismic diagnostic. *Astronomy & Astrophysics*, -, p. 1–155, jul. No prelo 2023.
- 3 HANUSCHIK, R. W. et al. Atlas of high-resolution emission and shell lines in be stars. line profiles and short-term variability. *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, v. 116, p. 309–358, abr. 1996.
- 4 CARROLL, B. W.; OSTLIE, D. A. *An Introduction to Modern Astrophysics*. 2. ed. [S.l.]: Cambridge University Press, 2007.
- 5 GRAY, R. O.; J., C. C. *Stellar Spectral Classification*. United Kingdom: Princeton University Press, 2009.
- 6 DEGROOTE, P. et al. Corot’s view of newly discovered b-star pulsators: results for 358 candidate b pulsators from the initial run’s exoplanet field data. *Astronomy & Astrophysics*, v. 506, p. 471–489, out. 2009.
- 7 DEGROOTE, P. *Asteroseismology of OB stars with the CoRoT space mission*. Dissertação (Doutorado) — Katholieke Universiteit Leuven – Faculty of Science, Leuven (Bélgica), 2010.
- 8 KIPPENHAHN, R.; WEIGERT, A.; WEISS, A. *Stellar structure and evolution*. 2. ed. [S.l.]: Springer, 2012.
- 9 GRAY, D. F. *The observation and analysis of stellar photospheres*. 3. ed. New York: Cambridge University Press, 2005.
- 10 FRESCURA, F. A. M.; ENGELBRECHT, C. A.; FRANK, B. S. Significance of periodogram peaks and a pulsation mode analysis of the beta cephei star v403 car. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 388, p. 1693–1707, fev. 2008.
- 11 AERTS, C.; CHRISTENSEN-DALSGAARD, J.; KURTZ, D. W. *Asteroseismology*. [S.l.]: Springer, 2010.
- 12 BOWMAN, D. M. Asteroseismology of high-mass stars: New insights of stellar interiors with space telescope. *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, v. 7, p. 1–25, out. 2020.
- 13 VAN CLEVE, J. E.; CALDWELL, D. A. *Kepler Instrument Handbook*. [S.l.], 2016.
- 14 AIGRAIN, S. et al. Precise time series photometry for the Kepler-2.0 mission. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 447, p. 2880–2893, mar. 2015.
- 15 AIGRAIN, S.; PARVIAINEN, H.; POPE, B. J. S. K2SC: flexible systematics correction and detrending of K2 light curves using Gaussian process regression. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 459, p. 2408–2419, jul. 2016.
- 16 PEREIRA, A. W. *Classificação de estrelas B da campanha 11 - Kepler/K2*. Dissertação (Mestrado em Ciências/Física) — Universidade Estadual de Ponta Grossa, Ponta Grossa, 2019.
- 17 FOSTER, G. The cleanest fourier spectrum. *The Astronomical Journal*, v. 109, p. 1889–1902, abr. 1995.

- 18 FERRAZ-MELLO, S. Estimation of periods from unequally spaced observations. *The Astronomical Journal*, v. 86, p. 619, abr. 1981.
- 19 ROBERTS, D. H.; LEHAR, J.; DREHER, J. W. Time Series Analysis with Clean - Part One - Derivation of a Spectrum. *The Astronomical Journal*, v. 93, p. 968, abr. 1987.
- 20 SCARGLE, J. D. Studies in astronomical time series analysis. II - Statistical aspects of spectral analysis of unevenly spaced data. *The Astrophysical Journal*, v. 263, p. 835–853, dez. 1982.
- 21 BALONA, L. A. et al. Kepler observations of the variability in B-type stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 413, p. 2403–2420, jun. 2011.
- 22 MCNAMARA, B. J.; JACKIEWICZ, J.; MCKEEVER, J. The Classification of Kepler B-star Variables. *The Astronomical Journal*, v. 316, p. 101, abr. 2012.
- 23 DZIEMBOWSKI, W. A.; DASZYŃSKA-DASZKIEWICZ, J.; PAMYATNYKH, A. A. Excitation and visibility of slow modes in rotating b-type stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 374, p. 248–255, jan. 2007.
- 24 MIGLIO, A.; MONTALBÁN, J.; DUPRET, M.-A. Revised instability domains of SPB and  $\beta$  Cephei stars. *Communications in Asteroseismology*, v. 151, p. 48–56, ago. 2007.
- 25 LABADIE-BARTZ, J. et al. New Beta Cephei Stars from the KELT Project. *The Astronomical Journal*, v. 160, p. 32, jul. 2020.
- 26 KANG, Y.-W. New Light Curve Analysis for Large Numbers of Eclipsing Binaries I. Detached and Semi-Detached Binaries. *Journal of Astronomy and Space Sciences*, v. 27, p. 75–80, jun. 2010.
- 27 DÍAZ, C. G. et al. Accurate stellar rotational velocities using the fourier transform of the cross correlation maximum. *Astronomy & Astrophysics*, v. 531, p. A143, mar. 2011.
- 28 BALONA, L. A. et al. Analysis of Kepler B stars: rotational modulation and Maia variables. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 451, p. 1445–1459, abr. 2015.
- 29 RIVINIUS, T. et al. Evolution in circumstellar envelopes of Be stars: From disks to rings? *Astronomy & Astrophysics*, v. 379, p. 257–269, nov. 2001.
- 30 RIVINIUS, T. et al. Stellar and circumstellar activity of the Be star MU Centauri. I. Line emission outbursts. *Astronomy & Astrophysics*, v. 333, p. 125–140, mai. 1998.
- 31 RIVINIUS, T.; CARCIOFI, A. C.; MARTAYAN, C. Classical Be stars. Rapidly rotating B stars with viscous Keplerian decretion disks. *The Astronomy & Astrophysics Review*, v. 21, p. 69, out. 2013.
- 32 COLLINS, G. W. The use of terms and definitions in the study of be stars (review paper). *International Astronomical Union Colloquium*, Cambridge University Press, v. 92, p. 3–21, 1987.
- 33 ZOREC, J.; BRIOT, D. Critical study of the frequency of Be stars taking into account their outstanding characteristics. *Astronomy & Astrophysics*, v. 318, p. 443–460, fev. 1997.
- 34 BOWMAN, D. M. et al. Low-frequency gravity waves in blue supergiants revealed by high-precision space photometry. *Nature Astronomy*, v. 3, p. 760–765, ago. 2019.

- 35 NEINER, C. et al. Stochastic gravito-inertial modes discovered by CoRoT in the hot Be star HD 51452. *Astronomy & Astrophysics*, v. 546, p. A47, out. 2012.
- 36 ROGERS, T. M. et al. Internal gravity waves in massive stars: Angular momentum transport. *The Astrophysical Journal*, American Astronomical Society, v. 772, n. 1, p. 21, jul. 2013.
- 37 ZHANG, C. et al. Misclassified B Stars in the Kepler Field. *The Astrophysical Journal*, v. 854, p. 168, fev. 2018.
- 38 VALENTI, J. A.; PISKUNOV, N. Spectroscopy made easy: A new tool for fitting observations with synthetic spectra. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 118, p. 595–603, set. 1996.
- 39 RYABCHIKOVA, T. et al. A major upgrade of the VALD database. *Royal Swedish Academy of Sciences*, v. 90, n. 5, p. 054005, mai. 2015.
- 40 SMALLEY, B.  $T_{eff}$  and  $\log g$  determinations. *Memorie della Supplementi*, v. 8, p. 130–141, 2005.
- 41 PAXTON, B. et al. Modules for Experiments in Stellar Astrophysics (MESA). *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 192, p. 3, jan. 2011.
- 42 PAXTON, B. et al. Modules for Experiments in Stellar Astrophysics (MESA): Planets, Oscillations, Rotation, and Massive Stars. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, American Astronomical Society, v. 208, n. 1, p. 4, aug. 2013.
- 43 PAXTON, B. et al. Modules for Experiments in Stellar Astrophysics (MESA): Binaries, Pulsations, and Explosions. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, American Astronomical Society, v. 220, n. 1, p. 15, sep. 2015.
- 44 VANDERBURG, A.; JOHNSON, J. A. A Technique for Extracting Highly Precise Photometry for the Two-Wheeled Kepler Mission. *The Astronomical Society of the Pacific*, v. 126, p. 948–958, out. 2014.
- 45 STUMPE, M. C. et al. Multiscale Systematic Error Correction via Wavelet-Based Bandsplitting in Kepler Data. *The Astronomical Society of the Pacific*, v. 126, p. 100–114, jan. 2014.
- 46 MOWLAVI, N. et al. Stellar variability in open clusters . II. Discovery of a new period-luminosity relation in a class of fast-rotating pulsating stars in NGC 3766. *Astronomy & Astrophysics*, v. 595, p. L1, out. 2016.
- 47 HANES, R. J. et al. Stellar Parameters for Pulsating B-star Candidates in the Kepler Field. *The Astronomical Journal*, v. 157, p. 129, mar. 2019.
- 48 SEMAAN, T. et al. Study of a sample of faint Be stars in the exofield of CoRoT I. Spectroscopic characterization. *Astronomy & Astrophysics*, v. 551, p. A130, 2013.
- 49 SEMAAN, T. et al. Study of a sample of faint Be stars in the exofield of CoRoT II. Pulsation and outburst events: Time series analysis of photometric variations. *Astronomy & Astrophysics*, v. 613, p. A70, 2018.
- 50 MORRIS, S. L. The ellipsoidal variable stars. *The Astrophysical Journal*, v. 295, p. 143–152, ago. 1985.

- 51 THOMPSON, S. E. et al. A Class of Eccentric Binaries with Dynamic Tidal Distortions Discovered with Kepler. *The Astrophysical Journal*, v. 753, p. 86, jul. 2012.
- 52 BOWMAN, D. M. et al. Photometric detection of internal gravity waves in upper main-sequence stars. II. Combined TESS photometry and high-resolution spectroscopy. *Astronomy & Astrophysics*, EDP Sciences, v. 640, p. A36, aug. 2020.
- 53 FRÉMAT, Y. et al. Effects of gravitational darkening on the determination of fundamental parameters in fast-rotating b-type stars. *Astronomy & Astrophysics*, v. 440, p. 305–320, mar. 2005.
- 54 TAKATA, M. et al. A diagnostic diagram for  $\gamma$  Doradus variables and slowly pulsating B-type stars. *Astronomy & Astrophysics*, v. 635, p. A106, fev. 2020.
- 55 BROWN, A. G. A. et al. Gaia data release 2 - summary of the contents and survey properties. *Astronomy & Astrophysics*, v. 616, p. A1, abr. 2018.
- 56 LEEUWEN, F. V. et al. *Gaia DR2 documentation*. 2018.
- 57 EYER, L. et al. Gaia data release 2 - variable stars in the colour-absolute magnitude diagram. *Astronomy & Astrophysics*, v. 623, p. A110, nov. 2019.
- 58 WENGER, M. et al. The SIMBAD astronomical database. The CDS reference database for astronomical objects. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 143, p. 9–22, abr. 2000.
- 59 BORUCKI, W. et al. KEPLER: Search for Earth-Size Planets in the Habitable Zone. In: Pont, F.; Sasselov, D.; Holman, M. J. (Ed.). *Transiting Planets*. [S.l.: s.n.], 2009. (IAU Symposium, v. 253), p. 289–299.
- 60 BURSSSENS, S. et al. New  $\beta$  Cep pulsators discovered with K2 space photometry. *Monthly Notices Of The Royal Astronomical Society*, Oxford University Press (OUP), v. 489, n. 1, p. 1304–1320, 2019.
- 61 LUGER, R. et al. EVEREST: Pixel Level Decorrelation of K2 Light Curves. *The Astronomical Journal*, v. 152, n. 2, p. 1–14, out. 2016.
- 62 CALDWELL, D. A.; COUGHLIN, J. L. *K2 Data Release Notes 24: Campaign 13 Reprocessing*. [S.l.], 2020.
- 63 MIGHELL, K.; CLEVE, J. V. *K2: Extending Kepler's Power to the Ecliptic. K2 Handbook*. [S.l.], 2020.
- 64 JENKINS, J. M. et al. Overview of the kepler science processing pipeline. *The Astrophysical Journal*, American Astronomical Society, v. 713, n. 2, p. L87–L91, mar 2010.
- 65 CLARKE, B. D. et al. *Kepler Data Processing Handbook: Pixel Level Calibrations*. [S.l.], 2017.
- 66 CALDWELL, D. A. et al. Instrument performance in Kepler's First Months. *Astrophysics Journal Letters*, v. 713, p. L92–L96, abr. 2010.
- 67 MORRIS, R. L. et al. *Kepler Data Processing Handbook: Photometric Analysis*. [S.l.], 2017.

- 68 SMITH, J. C. et al. *Kepler Data Processing Handbook: Presearch Data Conditioning*. [S.l.], 2017.
- 69 CASTRILLÓN, J. P. B. *Análise das curvas de luz do CoRoT usando diferentes processos comparativos: Estimando períodos de rotação estelar*. Dissertação (Mestrado em Física) — Universidade Federal do Rio Grande do Norte, Natal, 2010.
- 70 LEVENHAGEN, R. S. *Estudo das variabilidades espectroscópicas da estrela  $\eta$  Centauri*. Dissertação (Mestrado em Ciências) — Instituto Astronômico e Geofísico da Universidade de São Paulo, São Paulo, 2000.
- 71 DEGROOTE, P. et al. Evidence for nonlinear resonant mode coupling in the  $\beta$  cephei star hd 180642 (v1449 aquilae) from corot photometry. *Astronomy & Astrophysics*, v. 506, p. 111–123, mai. 2009.
- 72 PÁPICS, P. I. et al. Gravito-inertial and pressure modes detected in the B3 IV CoRoT target HD 43317. *Astronomy & Astrophysics*, v. 542, p. A55, 2012.
- 73 LOUMOS, G. L.; DEEMING, T. J. Spurious Results from Fourier Analysis of Data with Closely Spaced Frequencies. *Astrophysics and Space Science*, v. 56, p. 285–291, jan. 1978.
- 74 LEE, G. R. et al. PyWavelets: A Python package for wavelet analysis. *Journal of Open Source Software*, The Open Journal, v. 4, n. 36, p. 1237, abr. 2019.
- 75 WAELKENS, C. Slowly pulsating B stars. *Astronomy and Astrophysics*, v. 246, p. 453–468, jun. 1991.
- 76 STRUVE, O. Some Unusual Short-Period Variables. *Sky and Telescope*, v. 14, p. 461, set. 1955.
- 77 AERTS, C.; KOLENBERG, K. HD190: A cool multiperiodic slowly pulsating B star with moderate rotation. *A&A*, v. 431, n. 2, p. 615–622, out. 2005.
- 78 SCHOLZ, G. et al. Spectroscopic and photometric investigations of MAIA candidate stars. *Astronomy & Astrophysics*, v. 337, p. 447–459, set. 1998.
- 79 SALMON, S. J. A. J. et al. The puzzling new class of variable stars in NGC 3766: old friend pulsators? *A&A*, v. 569, p. A1–A18, jun. 2014.
- 80 BALONA, L. A. Maia variables and other anomalies among pulsating stars. *No prelo*, arXiv, p. 1–5, jan. 2023.
- 81 BALONA, L. A.; OZUYAR, D. Pulsation among TESS A and B stars and the Maia variables. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 493, n. 4, p. 5871–5879, mar. 2020.
- 82 PÁPICS, P. I. et al. Signatures of internal rotation discovered in the Kepler data of five slowly pulsating B stars. *Astronomy & Astrophysics*, v. 598, p. A74, 2017.
- 83 RIVINIUS, T.; BAADE, D.; STEFL, S. Non-radially Pulsating Be Stars. *Astronomy & Astrophysics*, v. 411, n. 2, p. 229–247, aug. 2003.
- 84 SOUZA, T. B. *Modelização de estrelas Be Clássicas na região do infravermelho próximo observadas no levantamento APOGEE*. Dissertação (Mestrado em Astronomia) — Observatório Nacional, Rio de Janeiro, 2015.

- 85 BURSENS, S. et al. Variability of OB stars from TESS southern Sectors 1-13 and high-resolution IACOB and OWN spectroscopy. *Astronomy & Astrophysics*, v. 639, p. A81, jul. 2020.
- 86 ROGERS, T. M. On the differential rotation of massive main-sequence stars. *The Astrophysical Journal Letters*, The American Astronomical Society, v. 815, n. 2, p. L30, dec. 2015.
- 87 EDELMANN, P. V. F. et al. Three-dimensional simulations of massive stars. i. wave generation and propagation. *The Astrophysical Journal*, American Astronomical Society, v. 876, n. 1, p. 4, apr. 2019.
- 88 BOWMAN, D. M. et al. Photometric detection of internal gravity waves in upper main-sequence stars. I. Methodology and application to CoRoT targets. *Astronomy & Astrophysics*, v. 621, p. 1–41, jan. 2019.
- 89 UNNO et al. *Nonradial oscillations of stars*. [S.l.]: University of Tokyo Press, 1989.
- 90 LEE, U.; SAIO, H. Low-Frequency Nonradial Oscillations in Rotating Stars. I. Angular Dependence. *The Astrophysical Journal*, v. 491, n. 2, p. 839–845, dez. 1997.
- 91 BALLOT, J. et al. 2D Computations of g-modes in Fast Rotating Stars. In: *Progress in Solar/Stellar Physics with Helio- and Asteroseismology*. [S.l.: s.n.], 2012. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 462), p. 389.
- 92 DEGROOTE, P. et al. Deviations from a uniform period spacing of gravity modes in a massive star. *Nature*, v. 464, n. 7286, p. 259–261, mar. 2010.
- 93 CHRISTOPHE, S. et al. Deciphering the oscillation spectrum of  $\gamma$  Doradus and SPB stars. *A&A*, v. 618, p. A47, out. 2018.
- 94 AERTS, C.; MATHIS, S.; ROGERS, T. M. Angular Momentum Transport in Stellar Interiors. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 57, p. 35–78, ago. 2019.
- 95 ZHAO, G. et al. LAMOST spectral survey — An overview. *Research in Astronomy and Astrophysics*, v. 12, n. 7, p. 723–734, jun. 2012.
- 96 BARNES, J. *A Beginner's Guide to Using IRAF, IRAF Version 2.10*. [S.l.]: National Science Foundation, 1993.
- 97 MIHALAS, D. *Stellar Atmospheres*,. 2. ed. [S.l.]: San Francisco: W. H. Freeman and Company, 1978.
- 98 CASTELLI, F. ATLAS12: how to use it. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, v. 8, p. 25, 2005.
- 99 TRYPSTEEN, M. F. M.; WALKER, R. *Analysis of the Spectra*. [S.l.]: Cambridge University Press, 2017.
- 100 ROYER, F. et al. Rotational velocities of A-type stars. I. Measurement of  $v \sin i$  in the southern hemisphere. *A&A*, v. 381, p. 105–121, jan. 2002.
- 101 PRESS, W. H. et al. *Numerical Recipes 3rd Edition: The Art of Scientific Computing*. 3. ed. USA: Cambridge University Press, 2007. ISBN 0521880688.

- 102 TAYLOR, J. *An Introduction to Error Analysis: The Study of Uncertainties in Physical Measurements*. 3. ed. [S.l.]: University Science Books, 1997.
- 103 MOURA, B. L. *Asterossismologia e Espectroscopia de Estrelas Gigantes do Clump*. Tese (Doutorado em Física) — Universidade Federal do Rio Grande do Norte, Natal, 2019.
- 104 PAXTON, B. et al. Modules for Experiments in Stellar Astrophysics (MESA): Convective Boundaries, Element Diffusion, and Massive Star Explosions. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, American Astronomical Society, v. 234, n. 2, p. 34, feb. 2018.
- 105 STRUVE, O. On the Origin of Bright Lines in Spectra of Stars of Class B. *Astrophysical Journal*, v. 73, p. 94, mar. 1931.
- 106 ANDRAE, R. et al. Gaia data release 2 - first stellar parameters from apsis. *A&A*, v. 616, p. A8, abr. 2018.
- 107 SACKMANN, J.; BOOTHROYD, A. Our Sun. V. A Bright Young Sun Consistent with Helioseismology and Warm Temperatures on Ancient Earth and Mars. *The Astrophysical Journal*, v. 583, n. 2, p. 1024, fev. 2003.
- 108 PEDERSEN, M. G. et al. Recipes for bolometric corrections and Gaia luminosities of B-type stars: application to an asteroseismic sample. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 495, n. 3, p. 2738–2753, abr. 2020.
- 109 BAILER-JONES, C. A. L. et al. Estimating Distances from Parallaxes. V. Geometric and Photogeometric Distances to 1.47 Billion stars in Gaia Early Data Release 3. *The Astronomical Journal*, The American Astronomical Society, v. 161, n. 3, p. 147, fev. 2021.
- 110 ANDRAE, R. et al. Gaia Data Release 3: Analysis of the Gaia BP/RP spectra using the General Stellar Parameterizer from Photometry. *A&A*, No prelo, p. 1–23, mai. 2022.
- 111 MATHIS, J. S.; CARDELLI, J. A. Deviations of Interstellar Extinctions from the Mean R-dependent Extinction Law. *The Astrophysical Journal*, v. 398, p. 610, out. 1992.
- 112 AMÔRES, E. B. et al. GALExtin: An alternative online tool to determine the interstellar extinction in the Milky Way. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 508, n. 2, p. 1788–1797, jul. 2021.
- 113 CHEN, B.-Q. et al. Three-dimensional interstellar dust reddening maps of the Galactic plane. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 483, n. 4, p. 4277–4289, Dez. 2018.
- 114 DOTTER, A. Mesa isochrones and stellar tracks (mist) 0: Methods for the construction of stellar isochrones. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, The American Astronomical Society, v. 222, n. 1, p. 8, jan. 2016.
- 115 CASAGRANDE, L.; VANDENBERG, D. A. On the use of Gaia magnitudes and new tables of bolometric corrections. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 479, n. 1, p. L102–L107, set. 2018.
- 116 APPENZELLER, I.; MUNDT, R. T tauri stars. *The Astronomy and Astrophysics Review*, v. 1, p. 291–334, set. 1989.

- 117 CHRISTENSEN-DALSGAARD, J. *Lecture Notes on Stellar Oscillations*. 5. ed. Teoretisk Astrofysik Center, Danmarks Grundforskningsfond: Institut for Fysik og Astronomi, Aarhus Universitet, 2014.
- 118 EMILIO, M. et al. Measuring the solar radius from space during the 2003 and 2006 mercury transits. *The Astrophysical Journal*, The American Astronomical Society, v. 750, n. 2, p. 135, abr. 2012.
- 119 HARDORP, J.; THEILE, I.; VOIGT, H. H. Luminous Stars in the Northern Milky Way. *Hamburger Sternw. Warner & Swasey Obs.*, C05, p. 0, jan. 1965.
- 120 WALKER, R. *Spectral Atlas for Amateur Astronomers: A Guide to the Spectra of Astronomical Objects and Terrestrial Light Sources*. New York: Cambridge University Press, 2017.

## APÊNDICE A – LISTA DE OBJETOS

Tabela 4 – Identificação dos objetos observados na campanha 13 da missão Kepler/K2. As estrelas estão listadas conforme as identificações EPIC, ID SIMBAD, ascensão reta, declinação, magnitude visual e tipos espectrais.

(continua)

EPIC	ID SIMBAD	R.A. (J2000)	Dec. (J2000)	Mag. V	Tipo espectral
200173850	* tau Tau	04:42:14	+22:57:24	4,25	B3V
200173864	* 53 Tau	04:19:26	+21:08:32	5,48	B9Vsp
200173869	HD 32991	05:07:55	+21:42:17	5,92	B2Ve
200173871	HD 31373	04:55:50	+15:02:24	5,77	B9V
210650598	HD 28436	04:29:48	+17:40:39	7,76	B7V
210671425	HD 285777	04:25:25	+17:57:45	10,51	B8
210737173	HD 27877	04:24:42	+18:54:47	7,36	B8V
210853356	HD 28304	04:28:42	+20:40:38	7,74	B8
210873575	HD 27742	04:23:32	+20:58:55	5,98	B8IV-V
246697679	HD 31764	04:58:59	+14:32:35	6,05	B7V
246698204	HD 31747	04:58:57	+14:32:58	7,55	B6V
246704649	HD 286109	04:51:29	+14:37:53	11	B9
246788829	HD 31708	04:58:31	+15:37:11	8,93	B9
246820783	HD 28868	04:33:25	+15:57:39	9,06	B8
246937768	TYC 1286-1423-1	05:07:00	+17:07:11	11,37	B6
246968117	HD 286146	04:54:04	+17:24:49	10,49	B9
246970807	HD 33402	05:10:39	+17:26:24	7,91	B8
246988320	HD 286141	04:55:36	+17:36:35	10,45	B9
247031423	HD 28867	04:33:32	+18:01:00	7,01	B9IVn
247131891	HD 286010	04:44:30	+18:58:26	10,24	B8
247146962	BD+18 708	04:45:42	+19:07:07	10,4	B8
247147343	HD 285995	04:46:00	+19:07:18	9,63	B9
247147476	BD+18 701	04:45:15	+19:07:23	9,9	B8
247148453	HD 285993	04:45:14	+19:07:57	11,56	B5
247153152	HD 285996	04:45:58	+19:10:39	9,25	B9
247160983	HD 284732	04:44:29	+19:15:06	9,78	B8
247164195	HD 284841	04:45:48	+19:16:56	9,29	B9II
247169098	HD 30123	04:45:34	+19:19:41	8,61	B8III
247169375	HD 285097	04:56:54	+19:9:51	10,9	B
247192878	HD 284828	04:49:37	+19:33:24	10,01	B5
247211157	HD 284634	04:37:12	+19:43:50	10,19	B9

Tabela 4 – Identificação dos objetos observados na campanha 13 da missão Kepler/K2. As estrelas estão listadas conforme as identificações EPIC, ID SIMBAD, ascensão reta, declinação, magnitude visual e tipos espectrais.

(continuação)					
EPIC	ID SIMBAD	R.A. (J2000)	Dec. (J2000)	Mag. V	Tipo espectral
247234723	HD 34133	05:15:50	+19:57:14	8,07	B8
247264203	HD 284914	04:55:08	+20:13:37	10,6	B8
247273628	HD 285065	04:55:56	+20:18:46	10,84	B9
247278704	HD 284820	04:48:45	+20:21:34	10,13	B9
247368219	LS V +21 1	05:06:49	+21:08:18	11,78	OB-e
247430338	HD 32481	05:04:22	+21:38:36	7,96	B3V
247457814	HD 285174	05:03:58	+21:51:51	10,86	B9
247495377	HD 284993	04:57:12	+22:09:34	10,3	B9
247541278	HD 32811	05:06:40	+22:30:38	7,14	B9
247551785	HD 31856	05:00:09	+22:35:33	8,7	B9
247554799	HD 31916	05:00:33	+22:36:56	9,05	B8
247559520	HD 29450	04:39:13	+22:39:08	8,57	B9
247612547	V* V1154 Tau	05:05:37	+23:03:39	6,8	B5
247682580	HD 284941	04:58:41	+23:35:06	11,35	B9
247688426	HD 30122	04:45:42	+23:37:40	6,32	B5III
247692298	HD 285128	05:03:14	+23:39:22	9,36	B9
247692420	BD+23 817	05:03:31	+23:39:25	10,6	B9
247695418	HD 285127	05:03:32	+23:40:46	9,67	B9
247696147	HD 285124	05:03:57	+23:41:06	10,96	B9
247698073	HD 284937	05:01:44	+23:41:56	9,56	B9
247705729	HD 285118	05:04:55	+23:45:11	10,7	B9
247709560	HD 284935	05:01:27	+23:46:49	9,12	B9
247714018	HD 285117	05:04:45	+23:48:43	10,44	B9
247714396	HD 285109	05:03:23	+23:48:53	10,63	B9
247742016	HD 31353	04:56:07	+24:00:16	8,23	B8
247745384	HD 32190	05:02:15	+24:01:44	8,36	B1Ve
247757517	HD 284119	05:03:38	+24:06:55	10,23	B9
247759652	HD 284045	05:00:14	+24:07:48	10,64	B9
247774959	GSC 01829-00022	04:33:53	+24:14:08	12,5	B8
247786632	HD 32247	05:02:45	+24:19:00	8,56	B9
247806245	GSC 01833-01018	04:35:32	+24:27:06	13	B8
247889905	HD 284091	05:02:30	+25:01:24	11,06	B9
247895553	GSC 01849-00811	05:02:27	+25:03:43	13,5	B9

Tabela 4 – Identificação dos objetos observados na campanha 13 da missão Kepler/K2. As estrelas estão listadas conforme as identificações EPIC, ID SIMBAD, ascensão reta, declinação, magnitude visual e tipos espectrais.

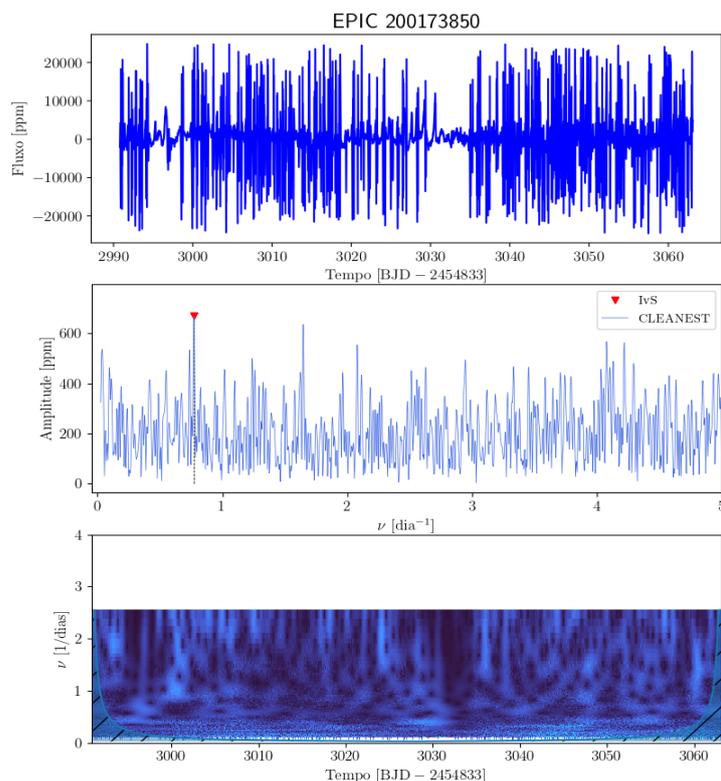
					(conclusão)
EPIC	ID SIMBAD	R.A. (J2000)	Dec. (J2000)	Mag. V	Tipo espectral
247935687	GSC 01834-00273	04:39:39	+25:20:34	~	B9
248064520	HD 284006	04:58:07	+26:17:54	9,82	B9
248150769	HD 283800	04:43:27	+27:01:37	9,84	B8
248227339	HD 283845	04:47:52	+27:44:40	9,56	B9

Fonte: O autor.

## APÊNDICE B – ANÁLISE FOTOMÉTRICA

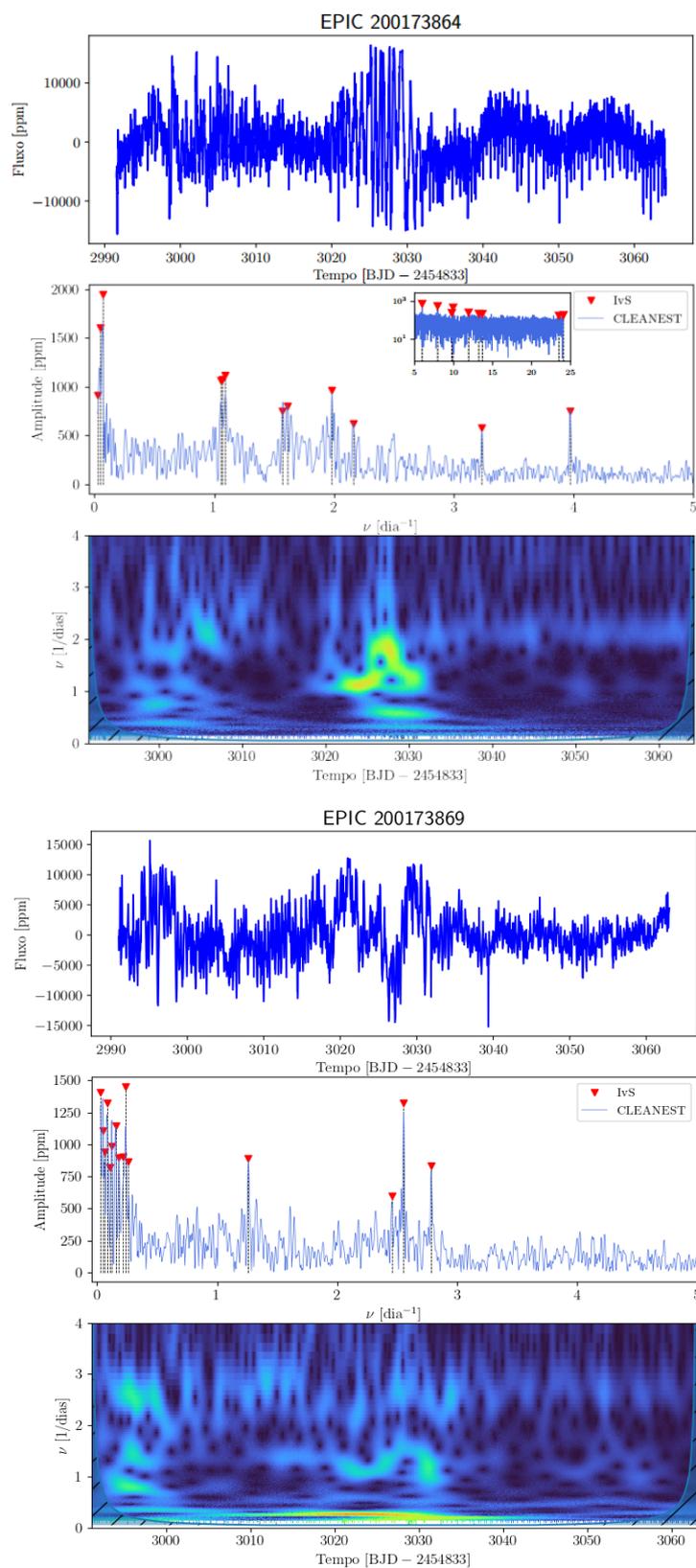
Neste apêndice estão demonstrados os dados fotométricos para os alvos do campo 13 da missão Kepler/K2. Em sequência, estão primeiramente as curvas de luz corrigidas pelo K2SC, os respectivos espectros de frequência, os quais são constituídos pelo programa CLEANEST em conjunto ao código IvS, e por último (terceiro quadro) os mapas de cores *wavelet*, confeccionados nos limites de tempo de integração de dados fotométricos e das frequências obtidas. Para melhor observação da amostra de frequências, alguns gráficos de espectro de frequências (segundo quadro) tem seu eixo da amplitude dado em escala logarítmica. Assim, a figura menor no quadro de espectro de frequência, similarmente tem o eixo da amplitude nessa mesma escala, quando há frequências dispostas acima do valor  $\nu = 5 \text{ d}^{-1}$  (por dia).

Figura 55 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



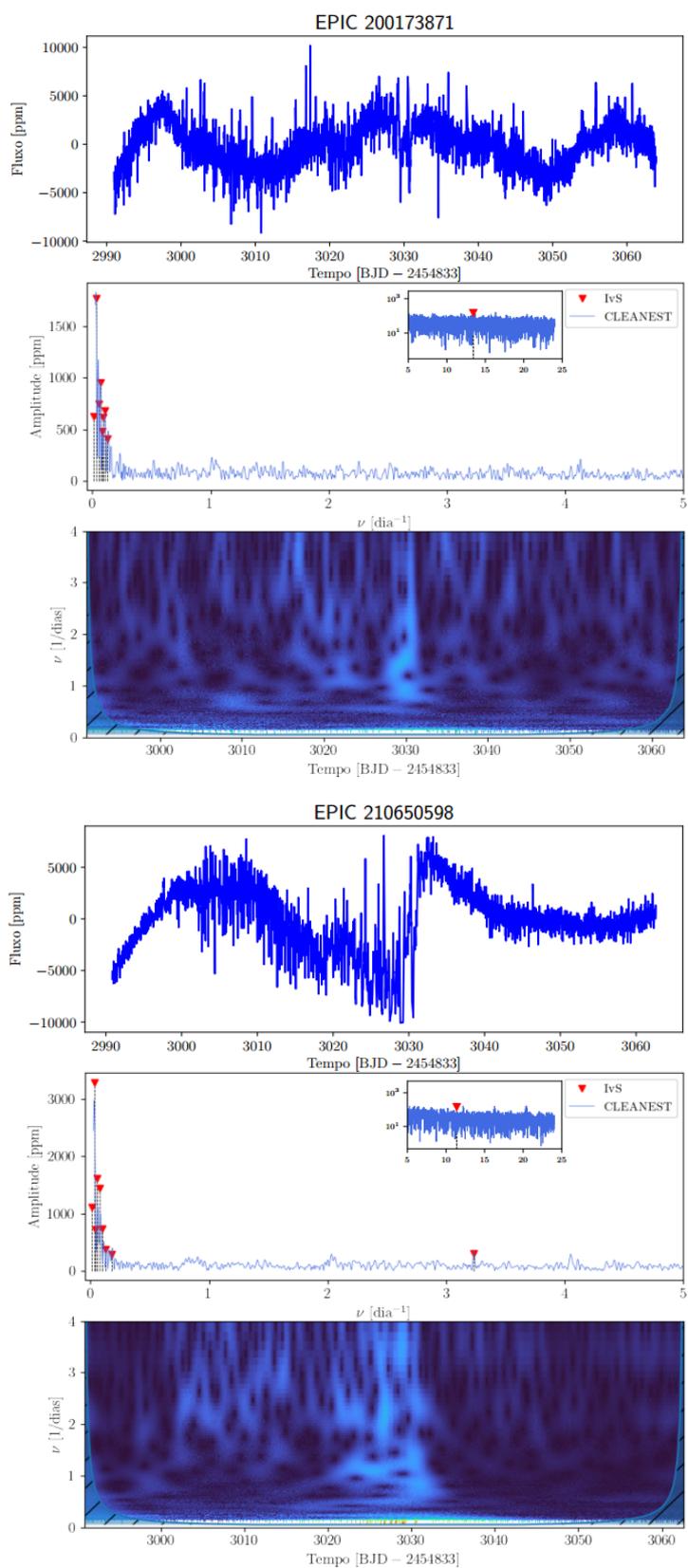
Fonte: O autor.

Figura 56 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



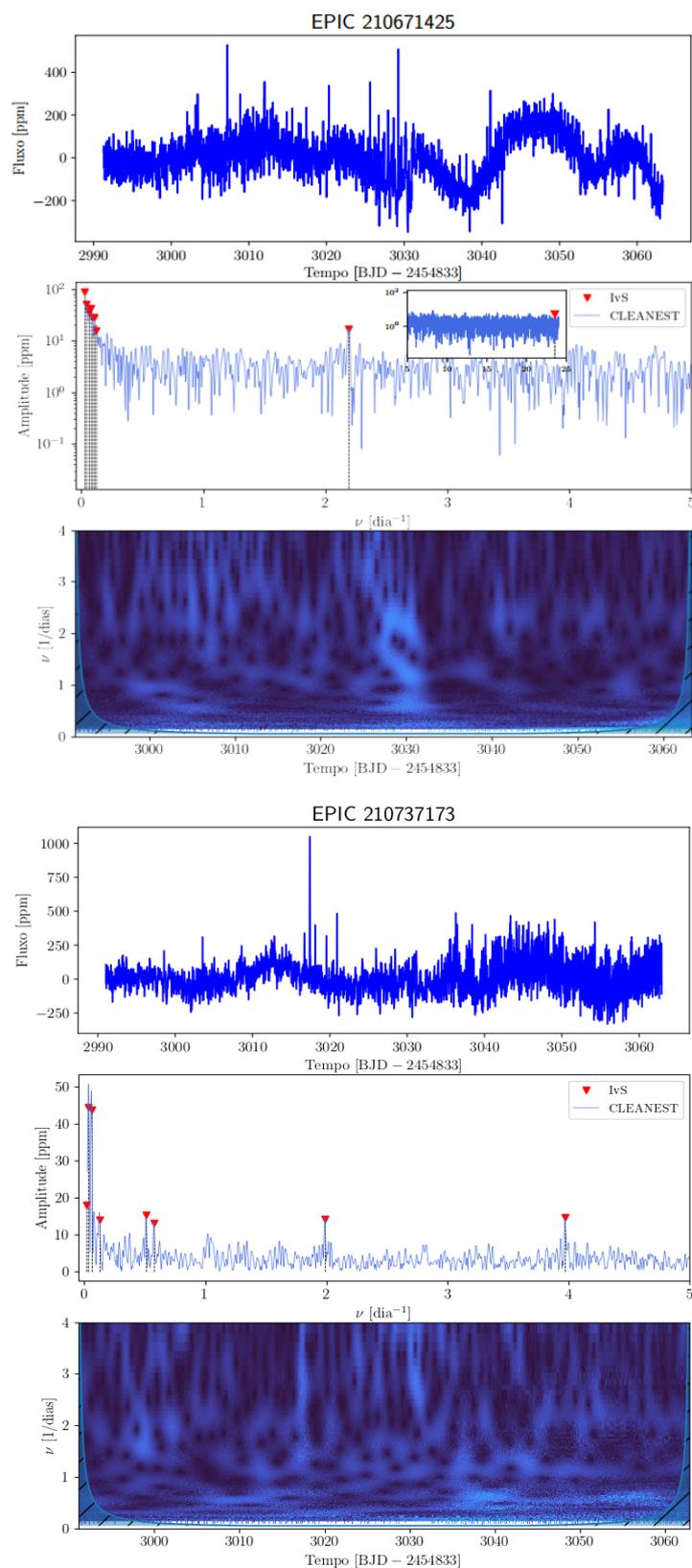
Fonte: O autor.

Figura 57 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



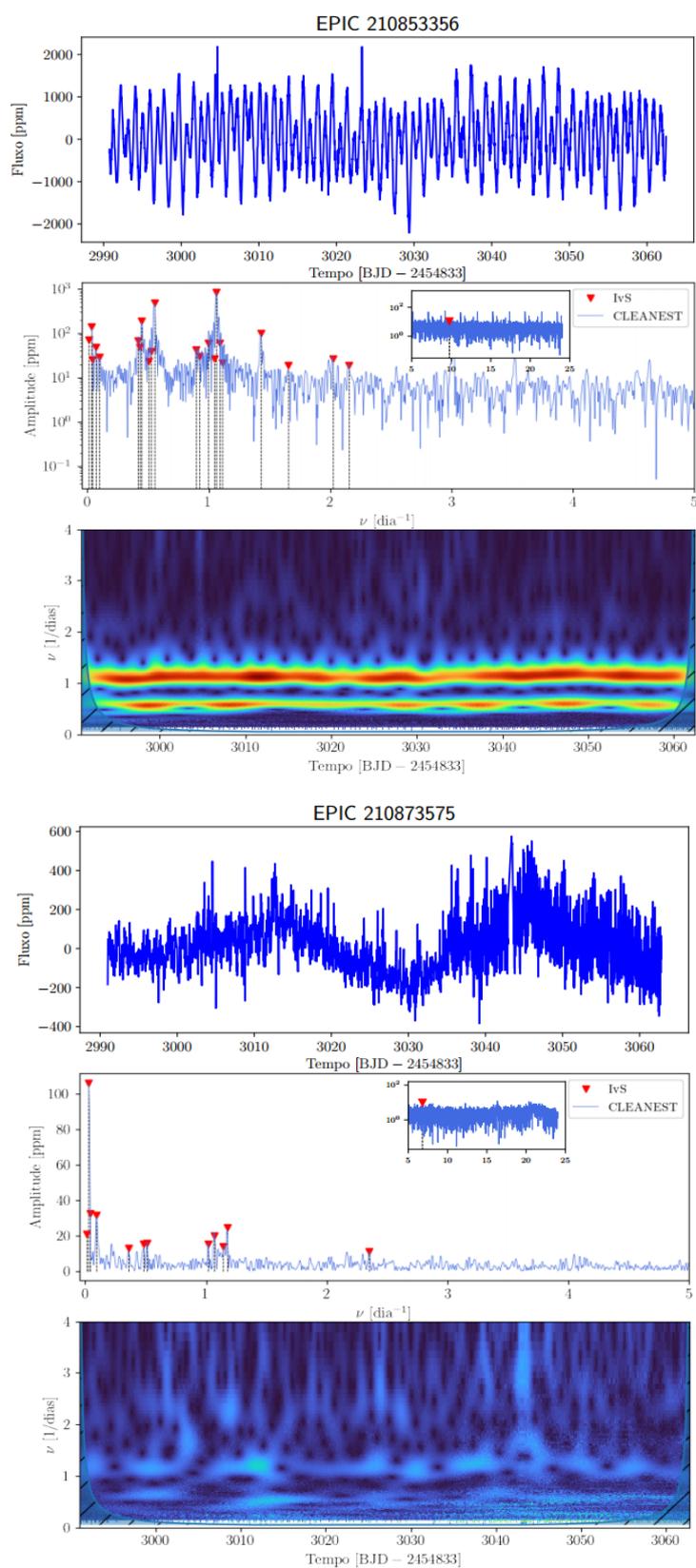
Fonte: O autor.

Figura 58 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



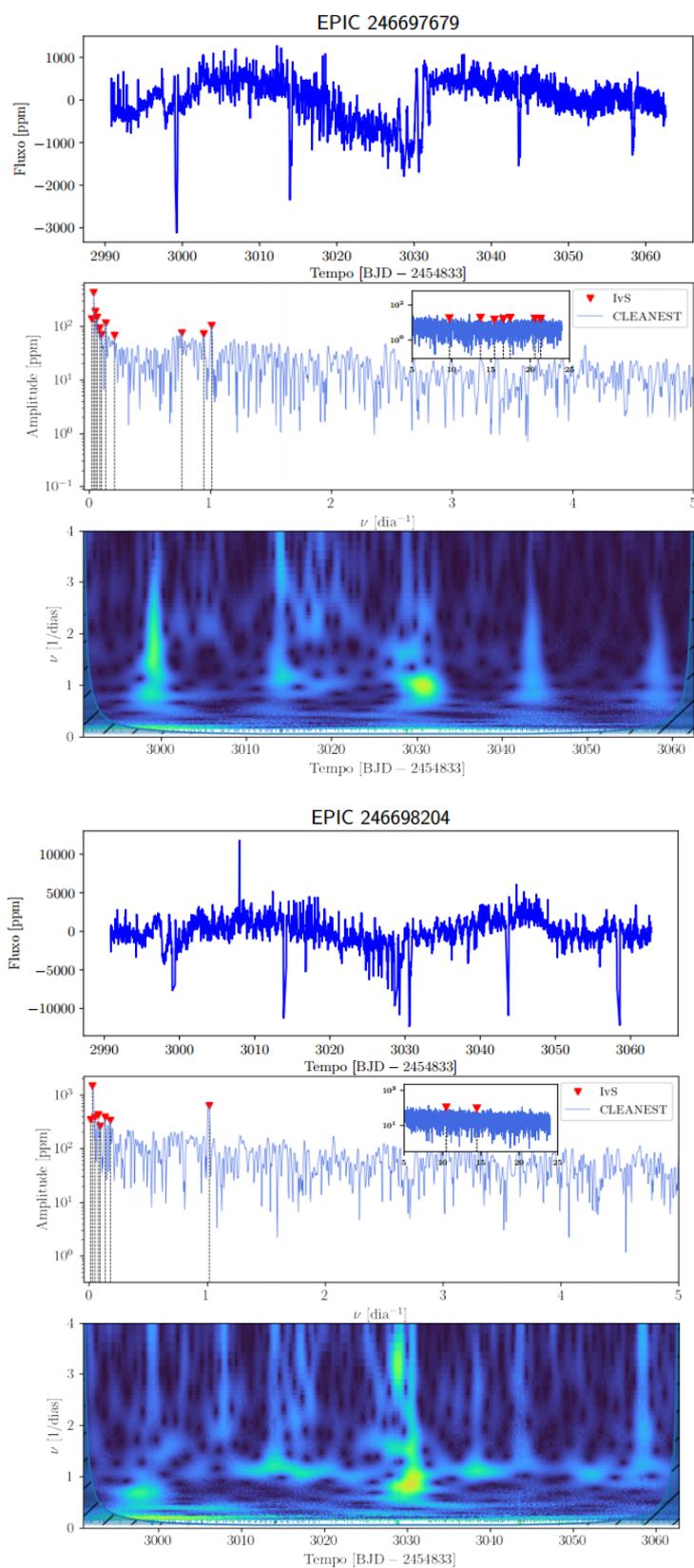
Fonte: O autor.

Figura 59 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



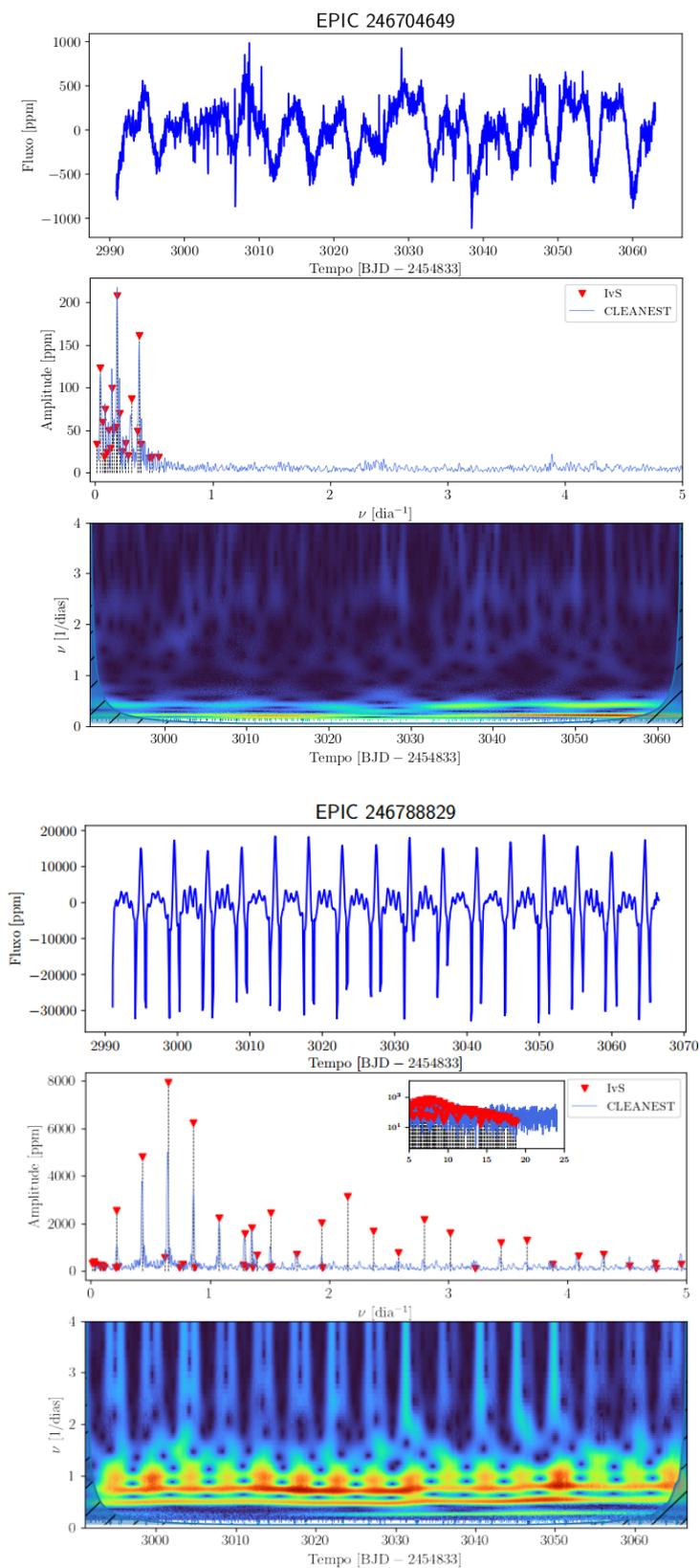
Fonte: O autor.

Figura 60 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



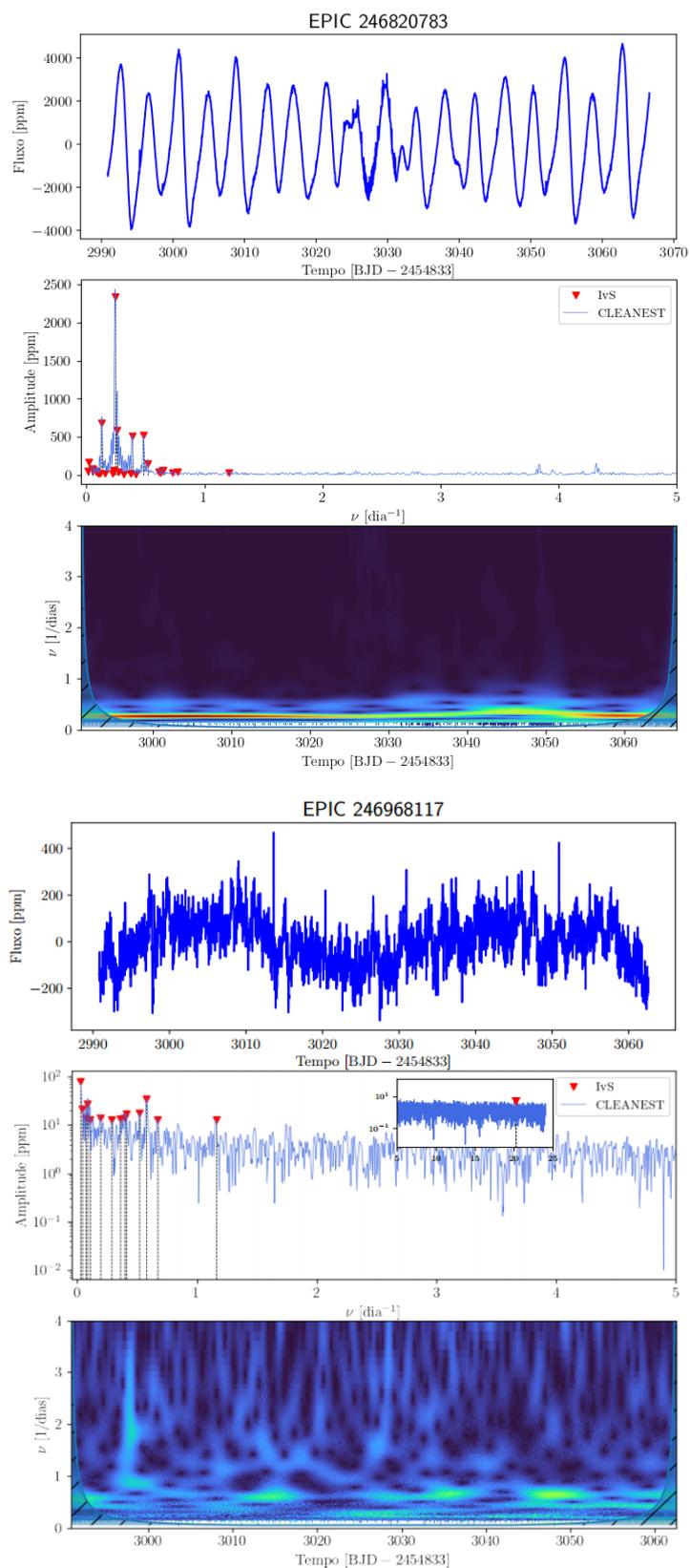
Fonte: O autor.

Figura 61 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



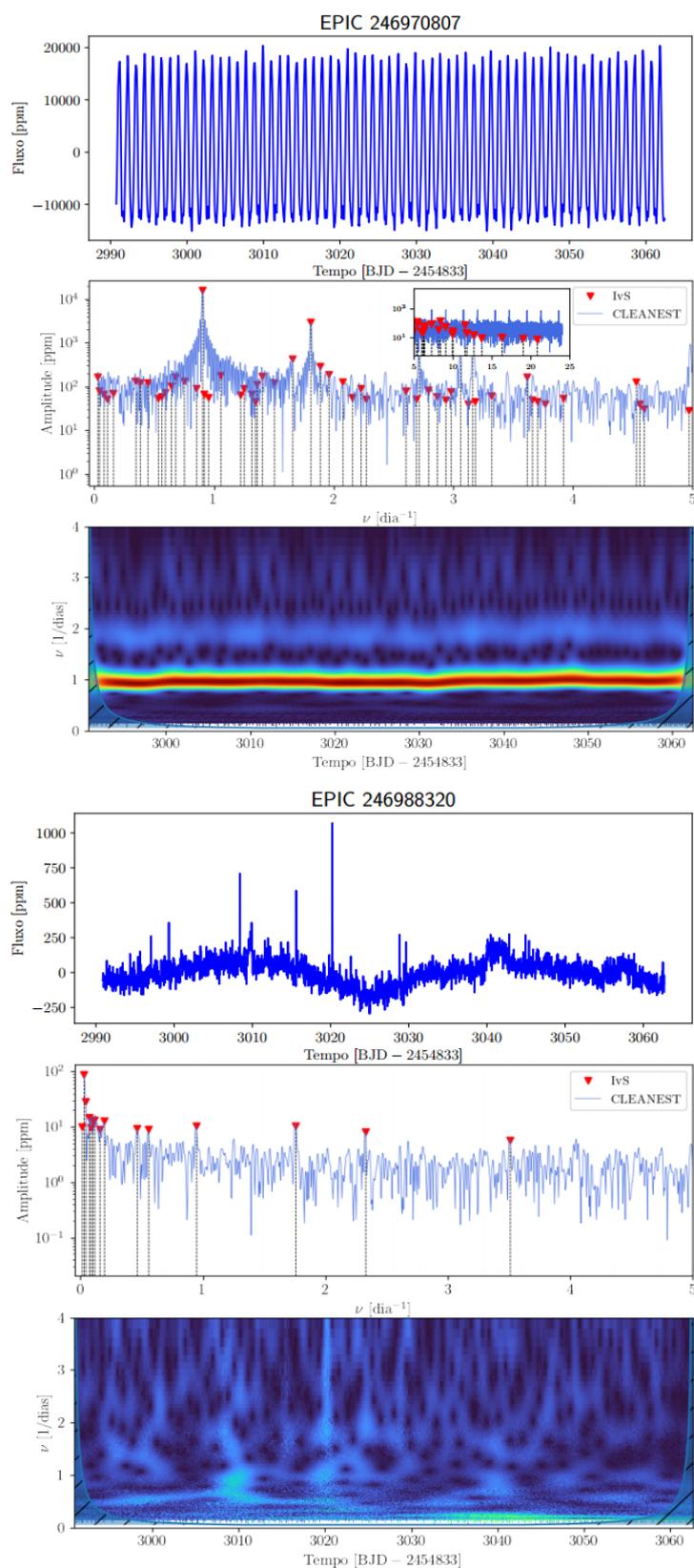
Fonte: O autor.

Figura 62 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



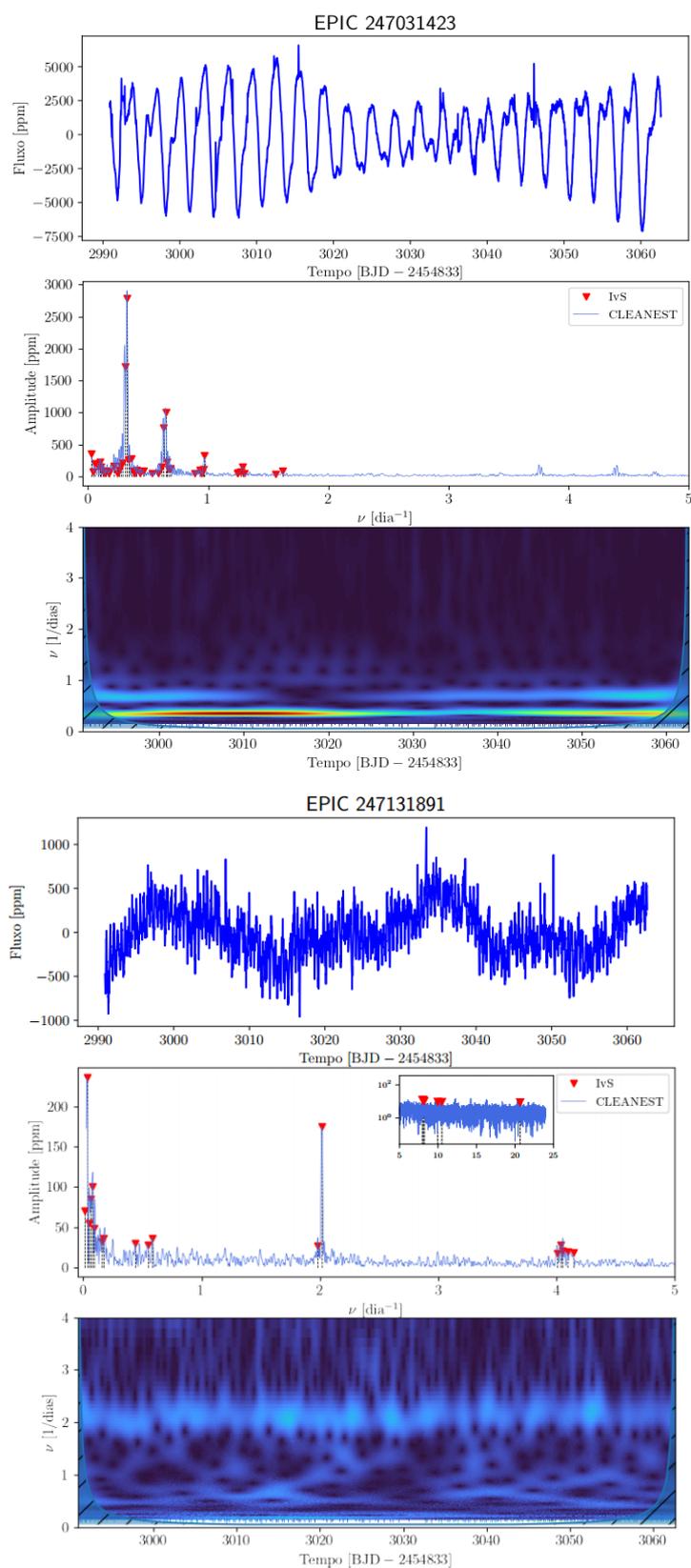
Fonte: O autor.

Figura 63 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



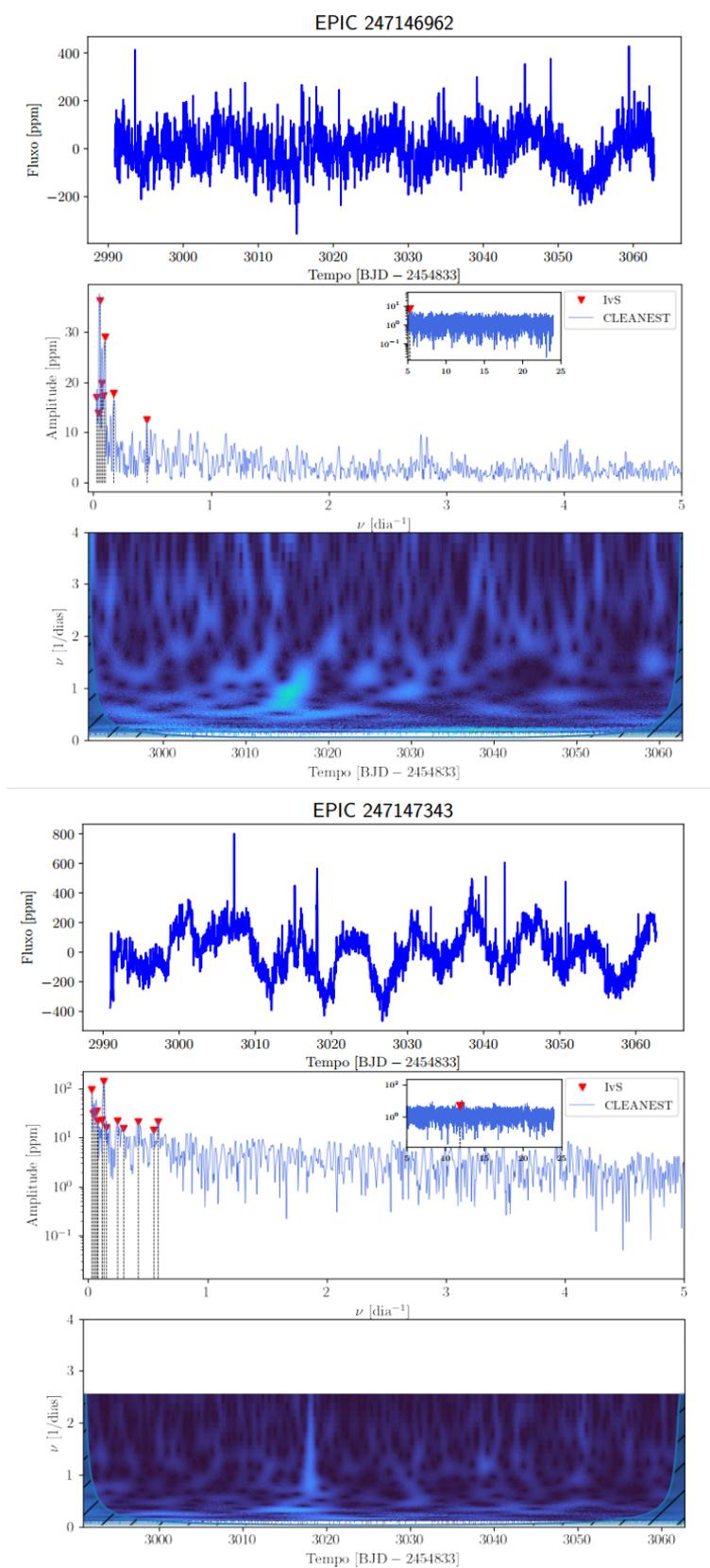
Fonte: O autor.

Figura 64 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



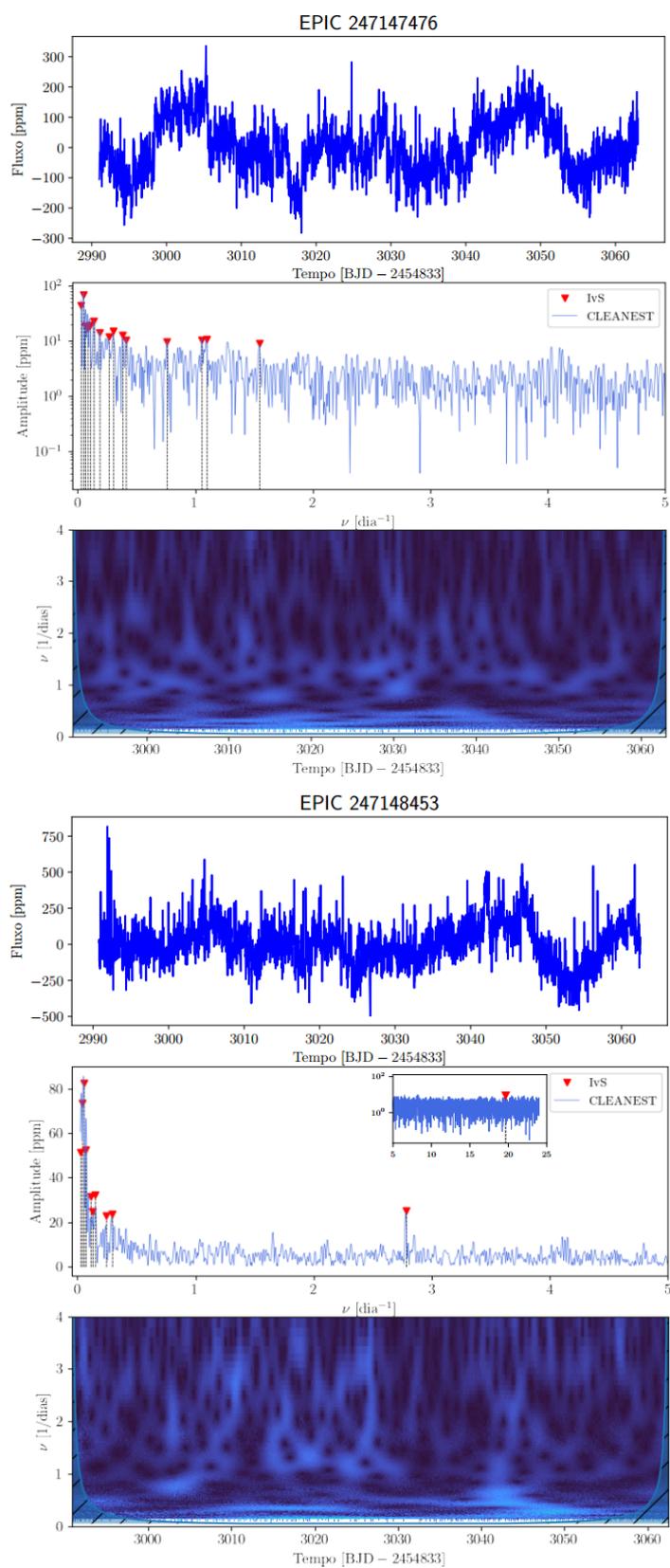
Fonte: O autor.

Figura 65 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



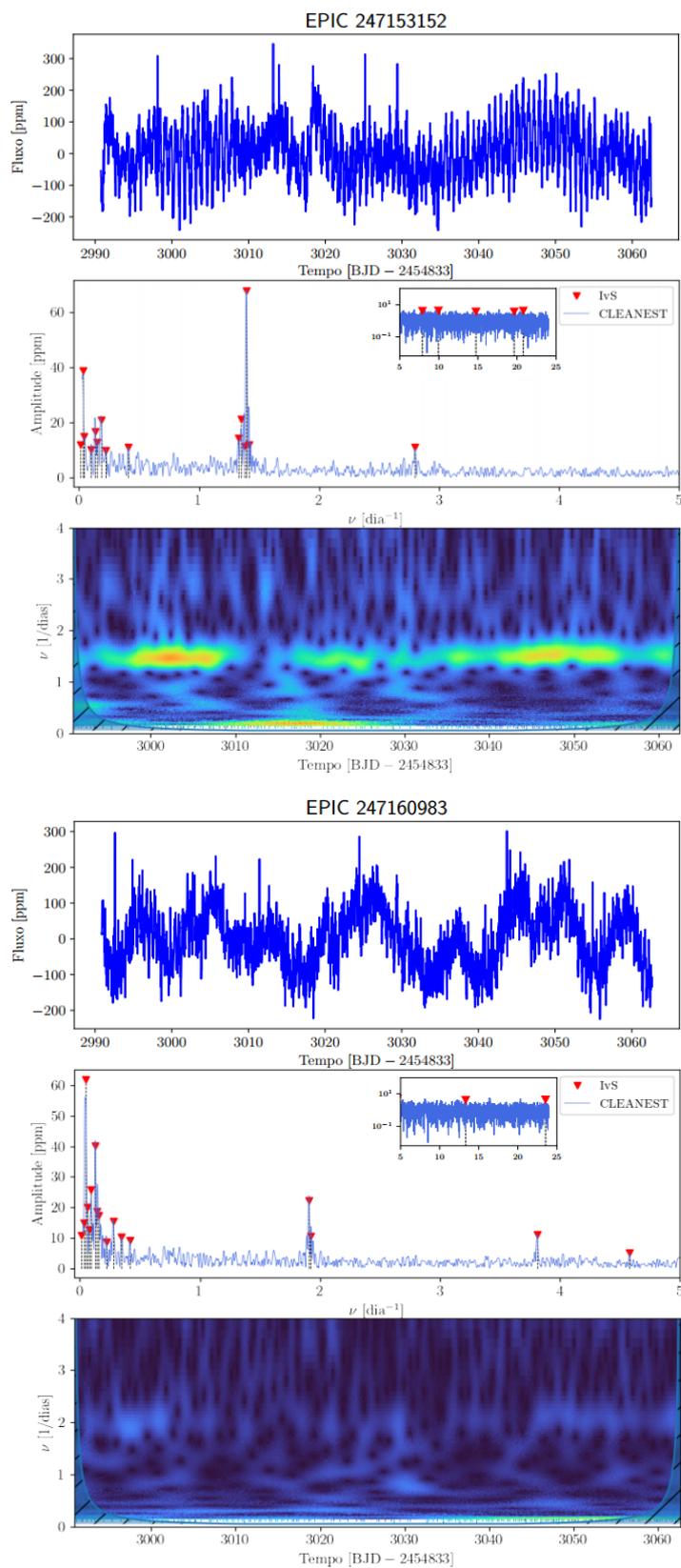
Fonte: O autor.

Figura 66 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



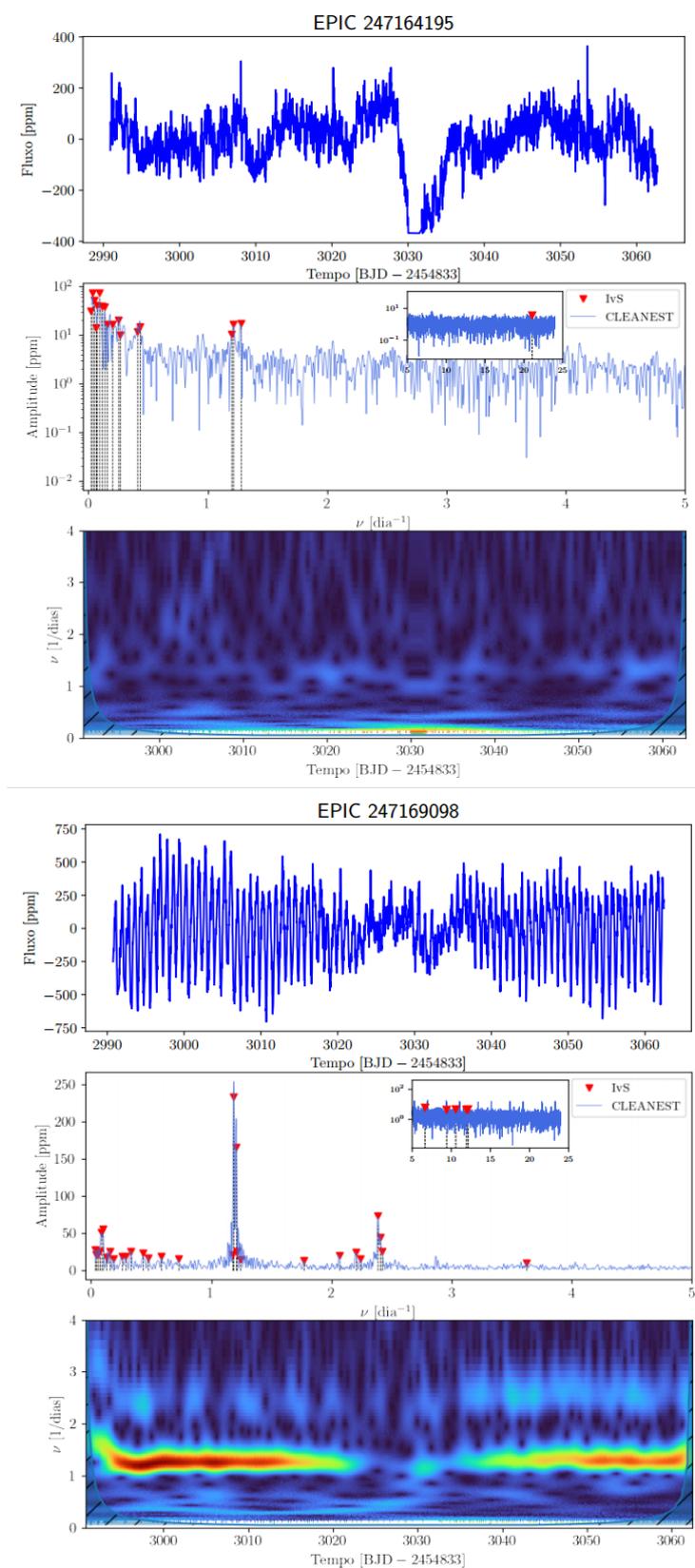
Fonte: O autor.

Figura 67 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



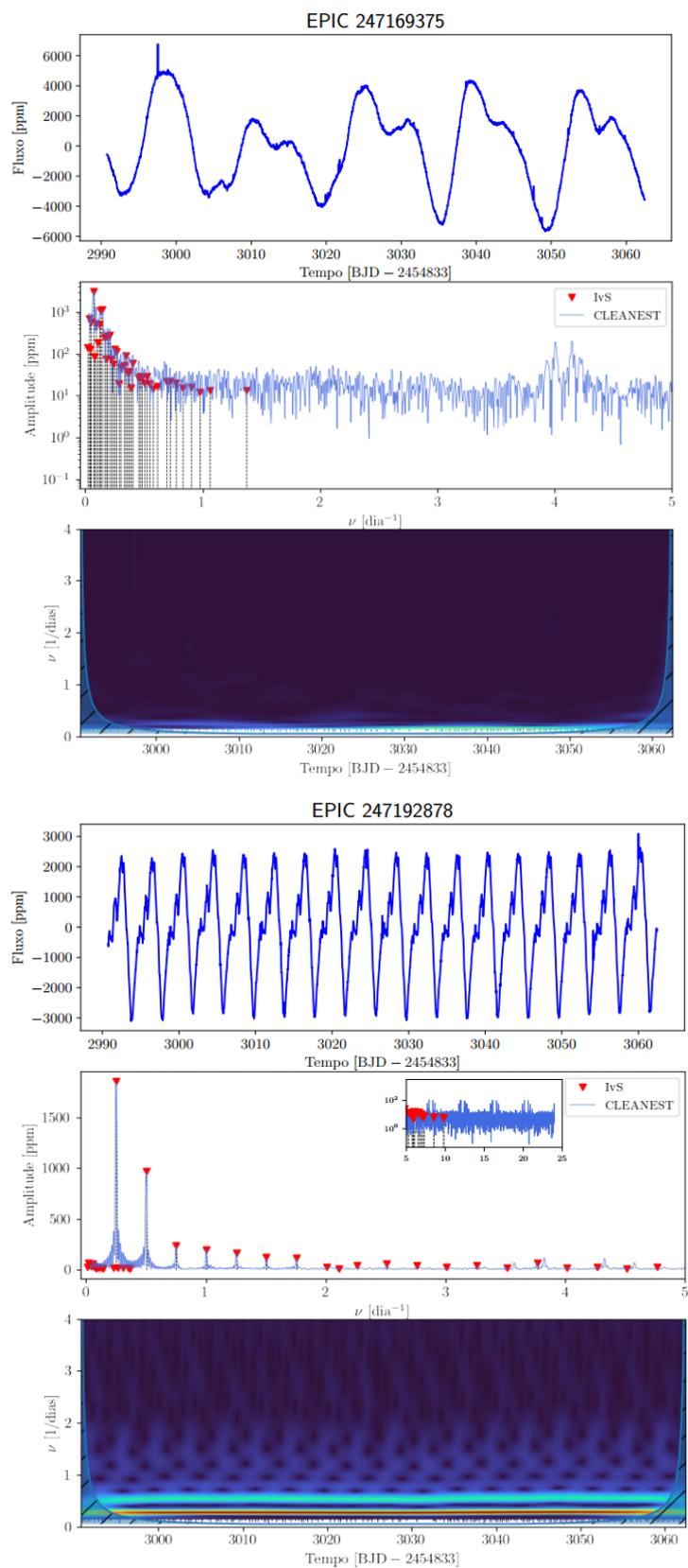
Fonte: O autor.

Figura 68 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



Fonte: O autor.

Figura 69 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



Fonte: O autor.

Figura 70 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.

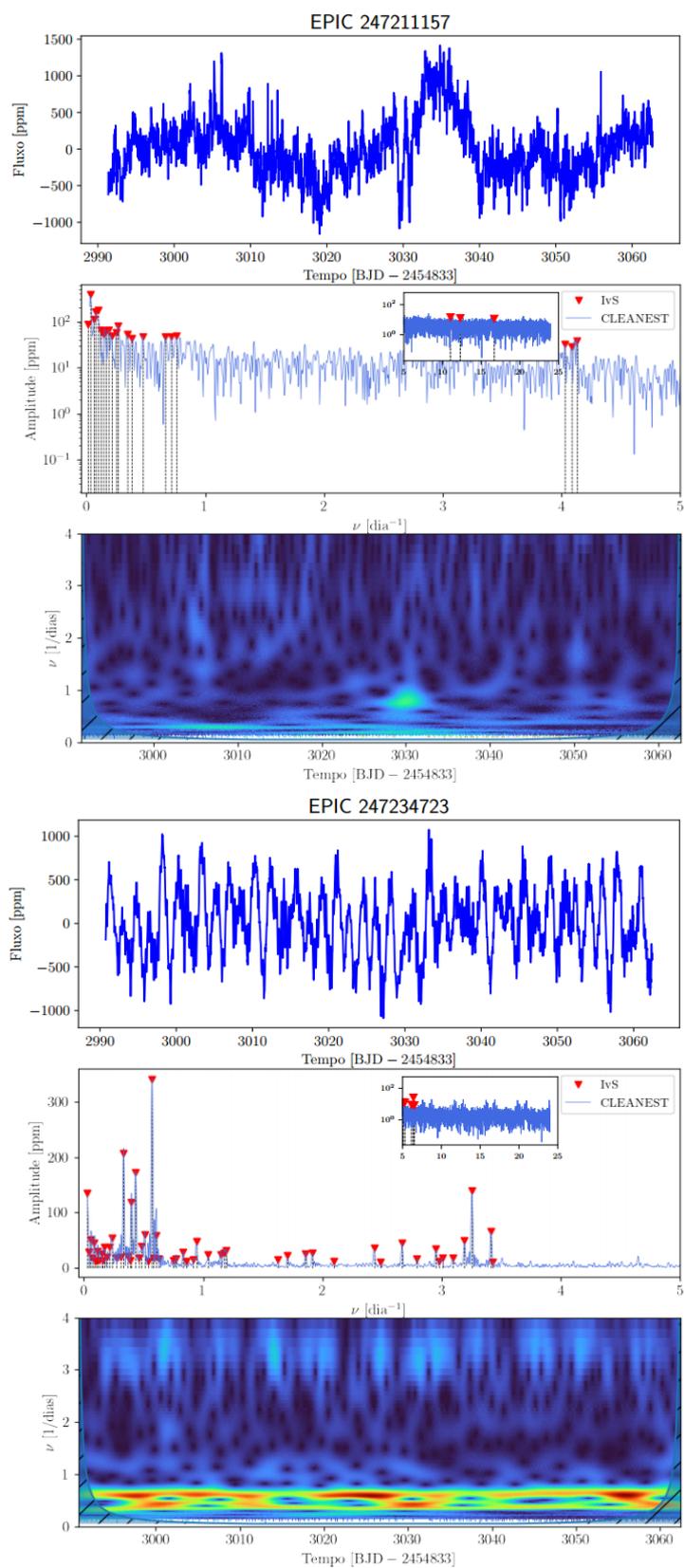
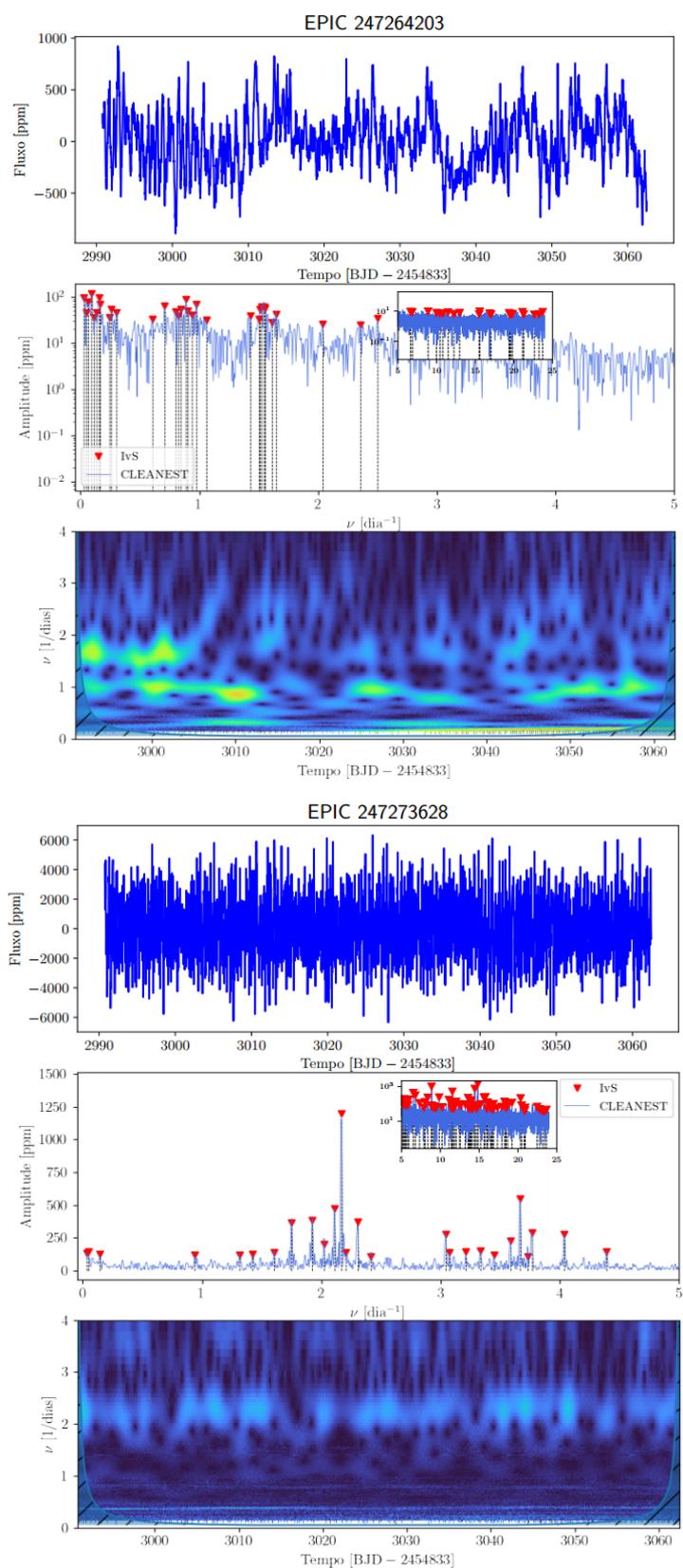
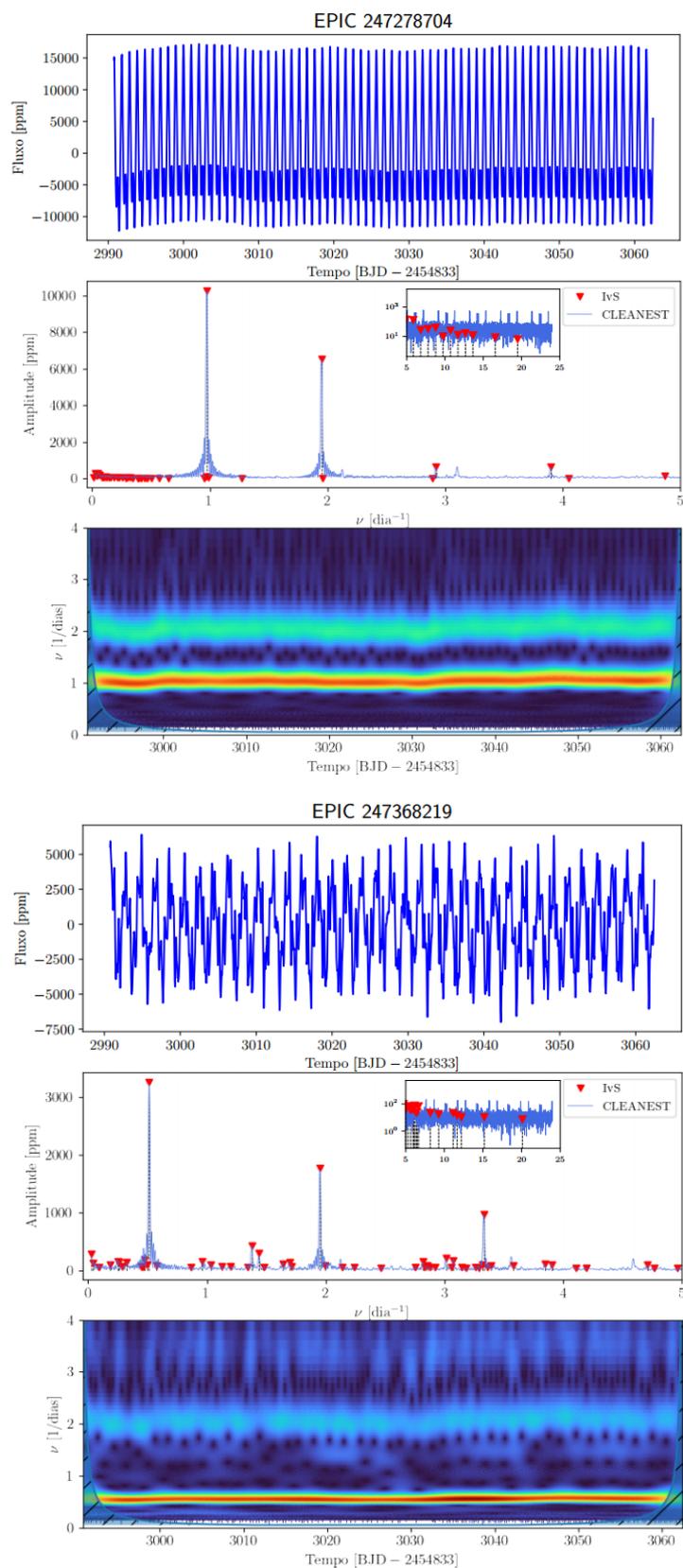


Figura 71 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



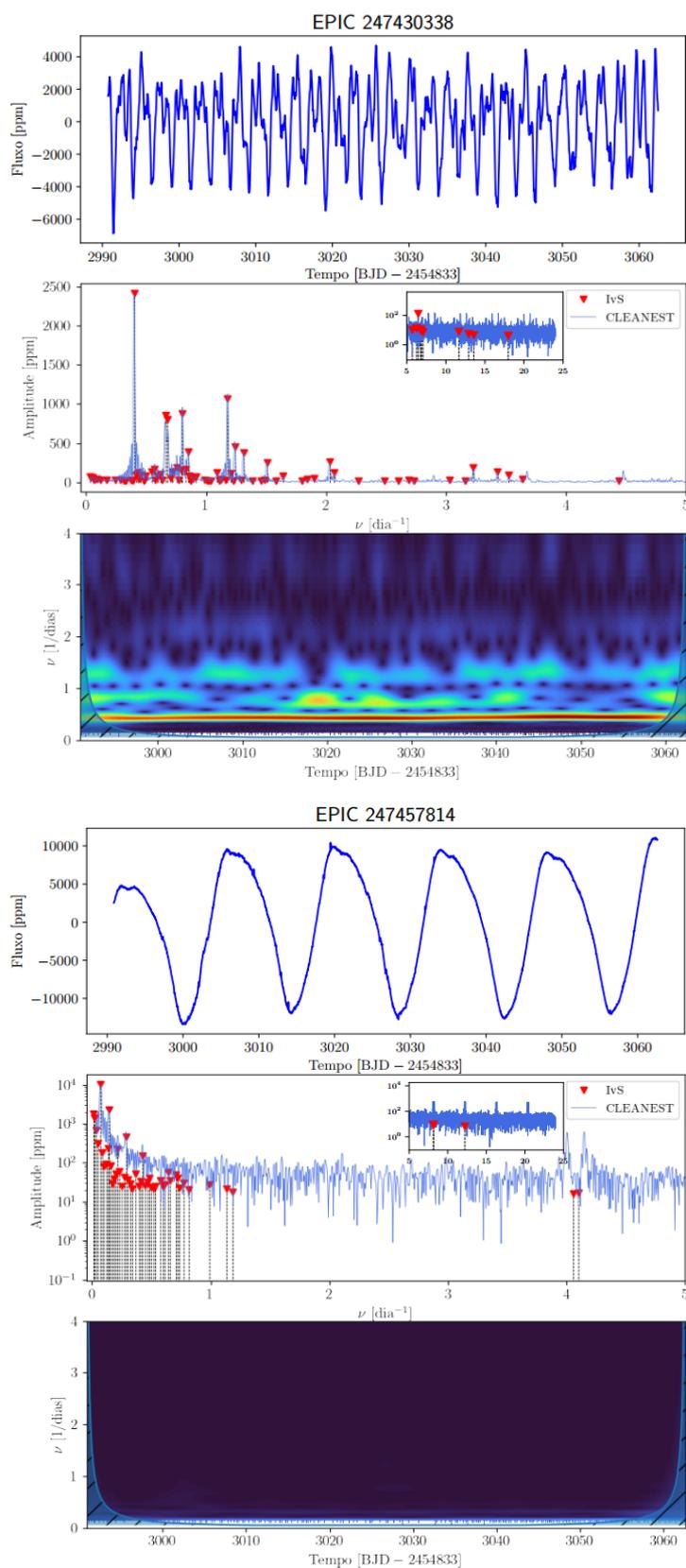
Fonte: O autor.

Figura 72 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



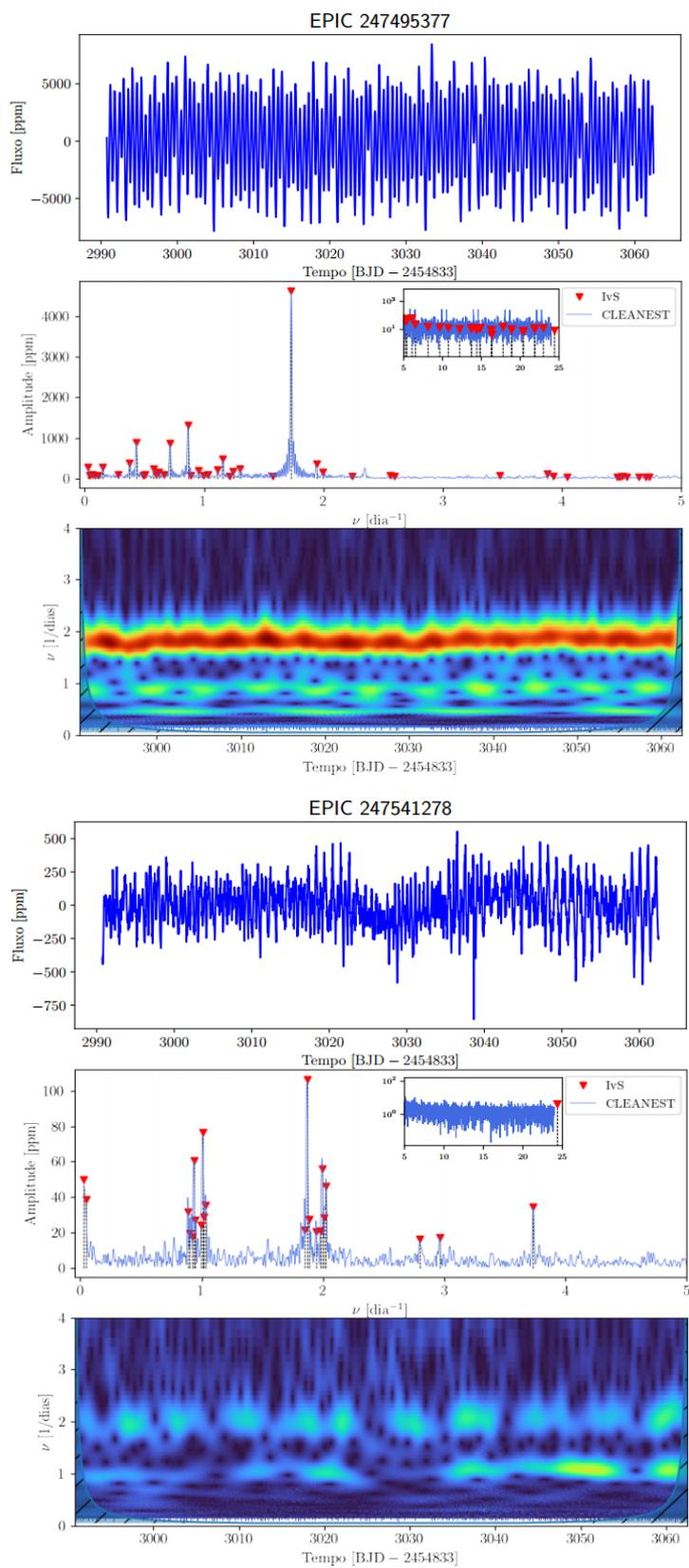
Fonte: O autor.

Figura 73 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



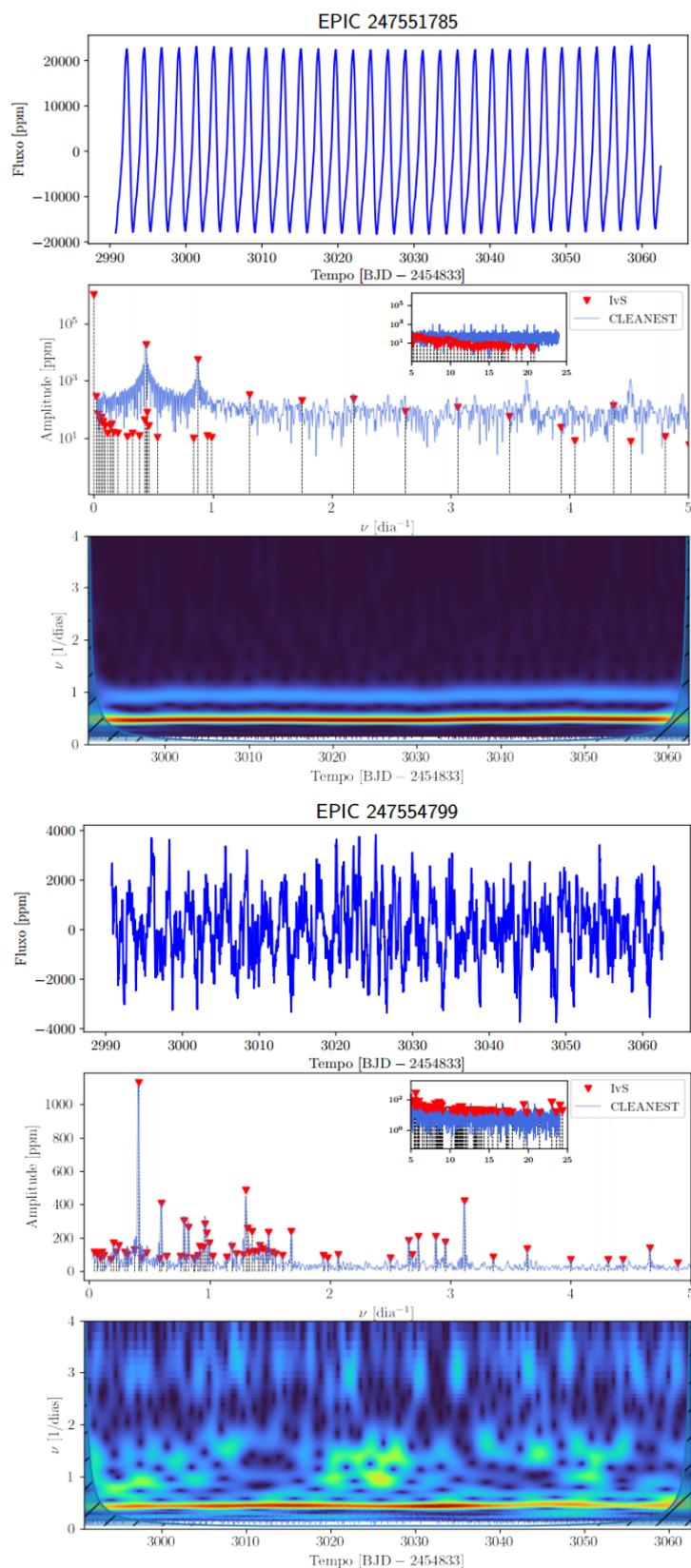
Fonte: O autor.

Figura 74 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



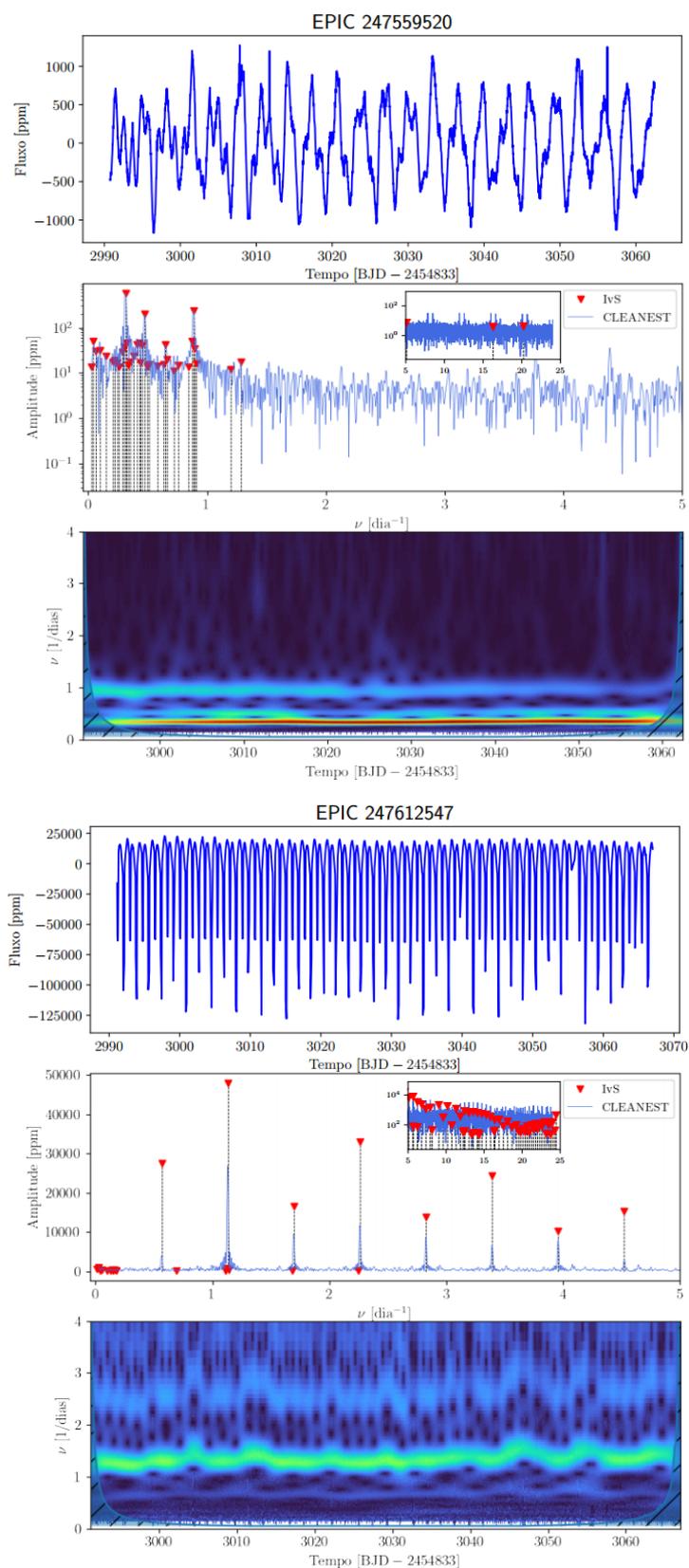
Fonte: O autor.

Figura 75 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



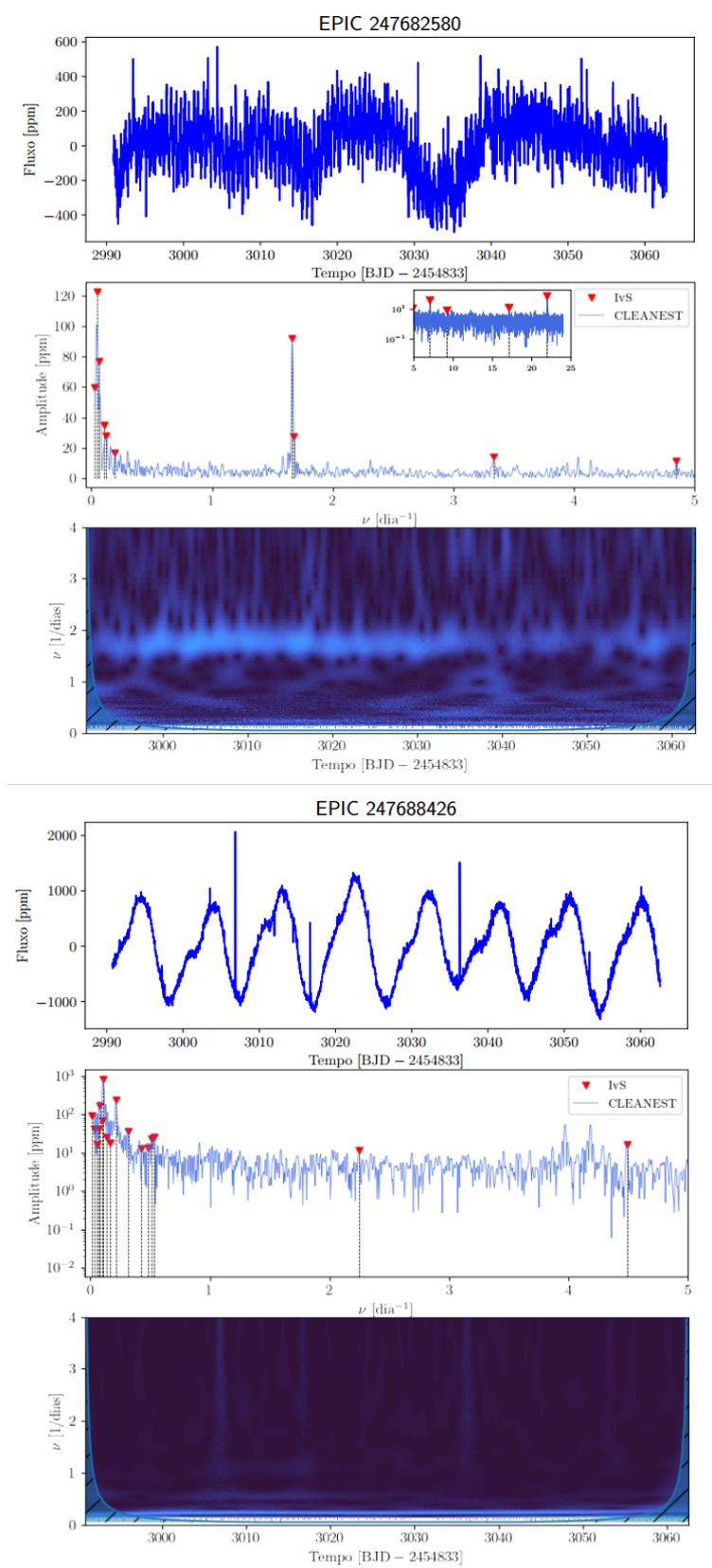
Fonte: O autor.

Figura 76 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



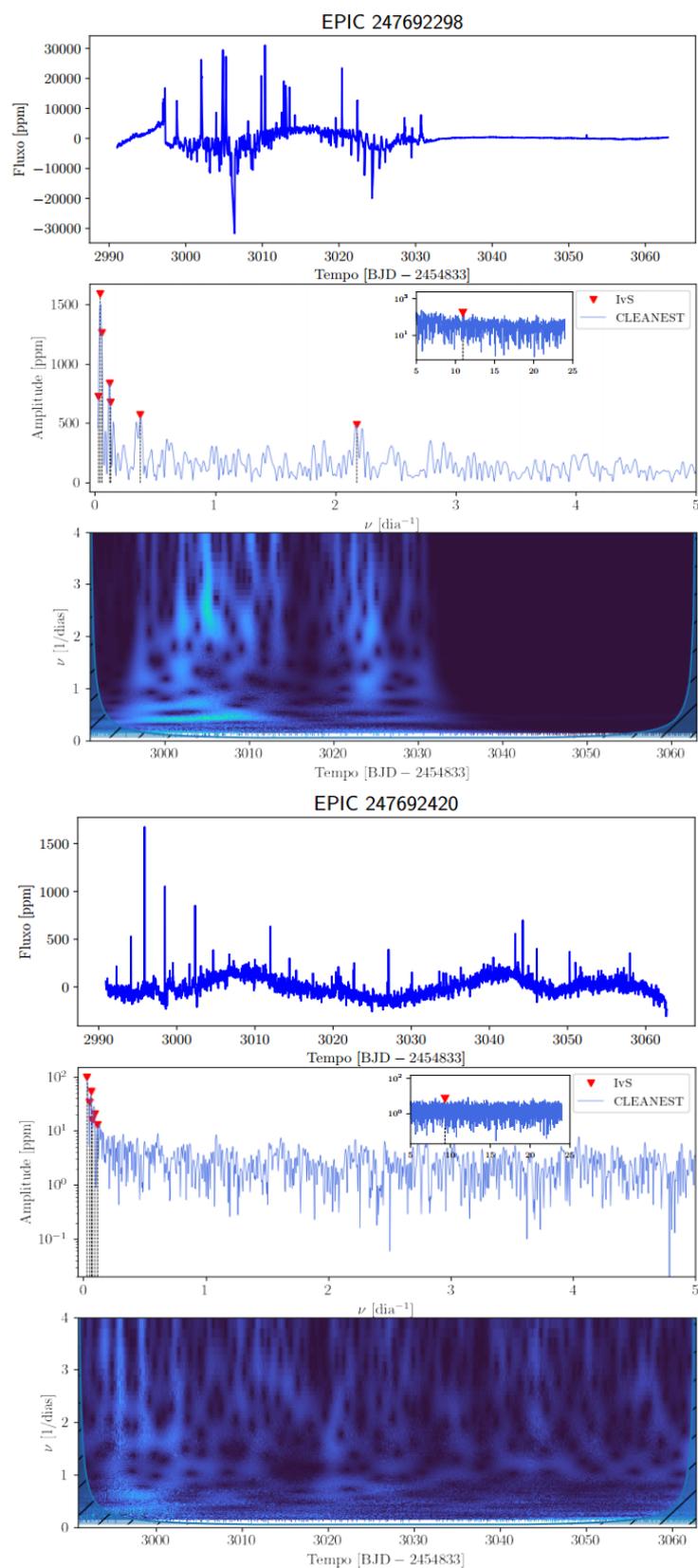
Fonte: O autor.

Figura 77 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



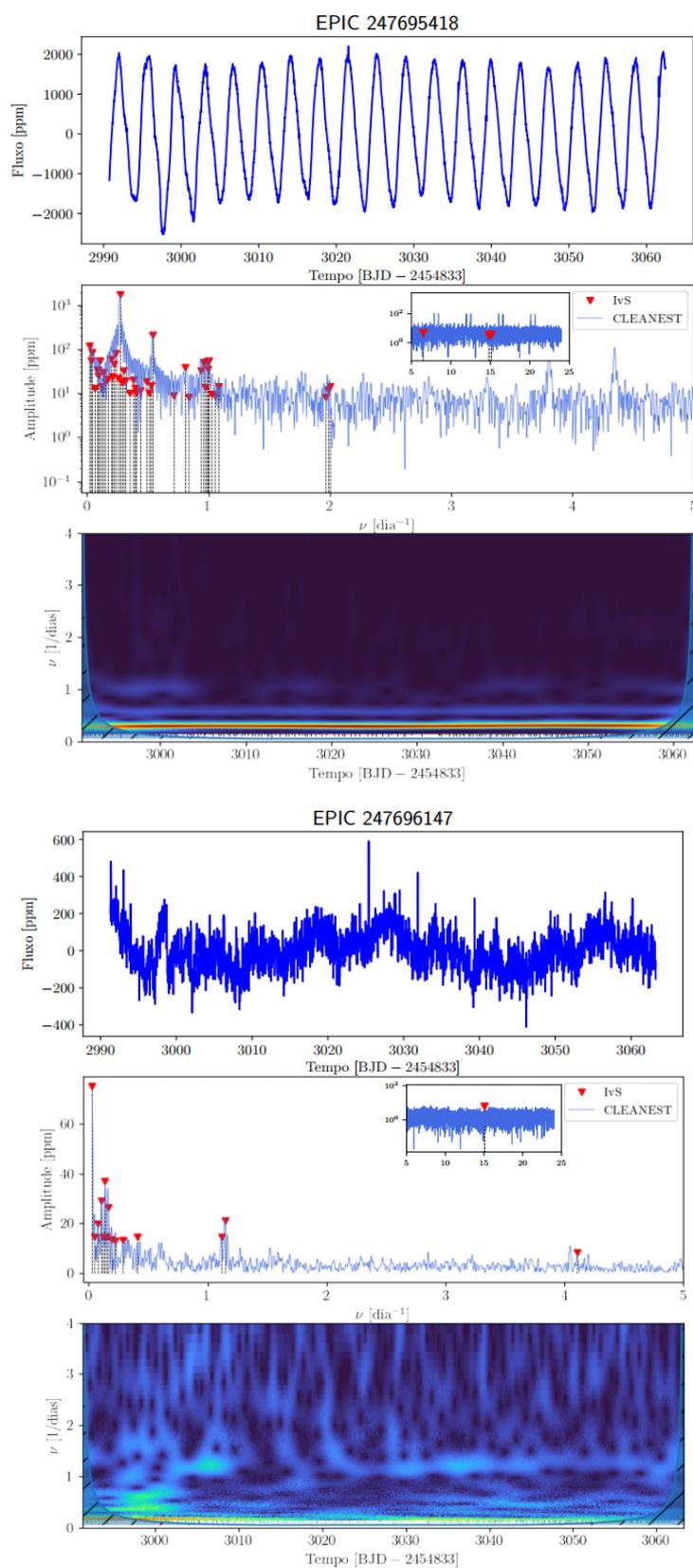
Fonte: O autor.

Figura 78 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



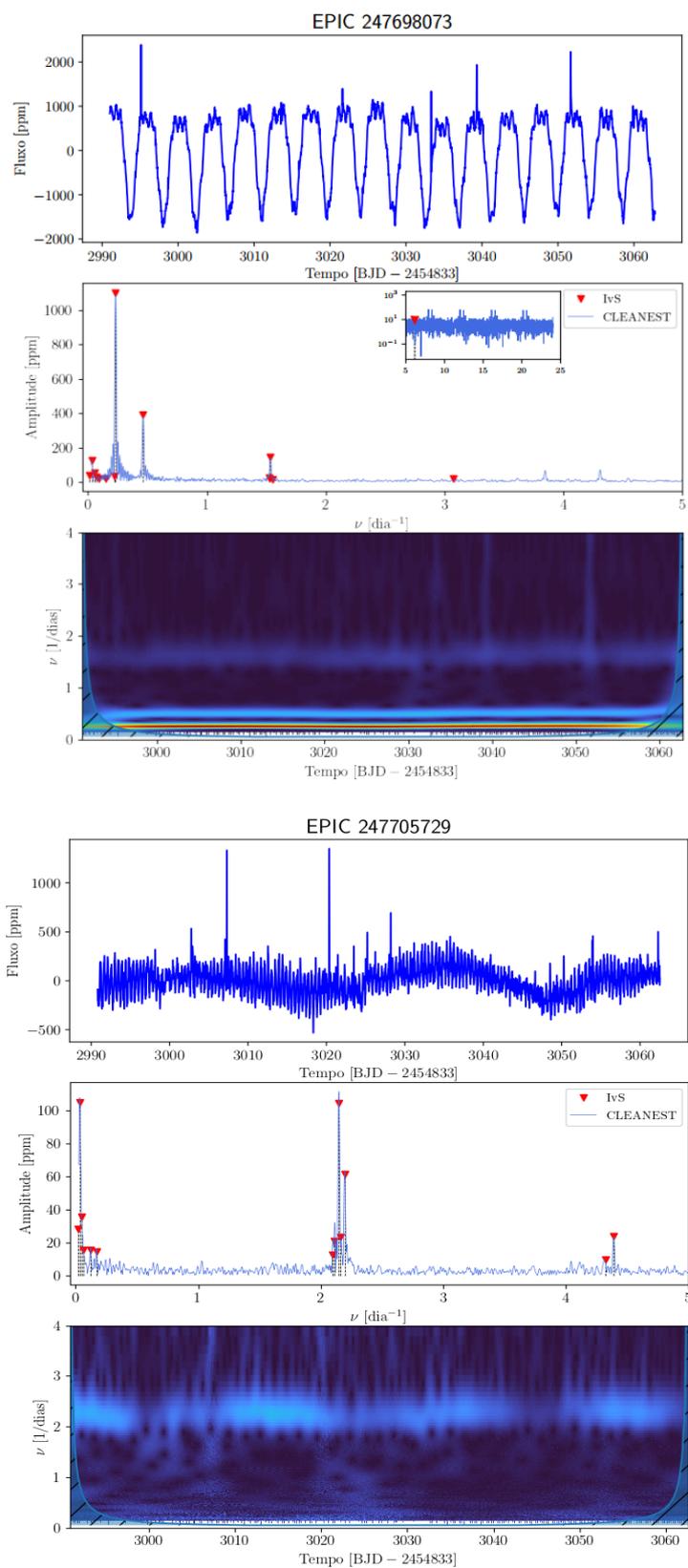
Fonte: O autor.

Figura 79 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



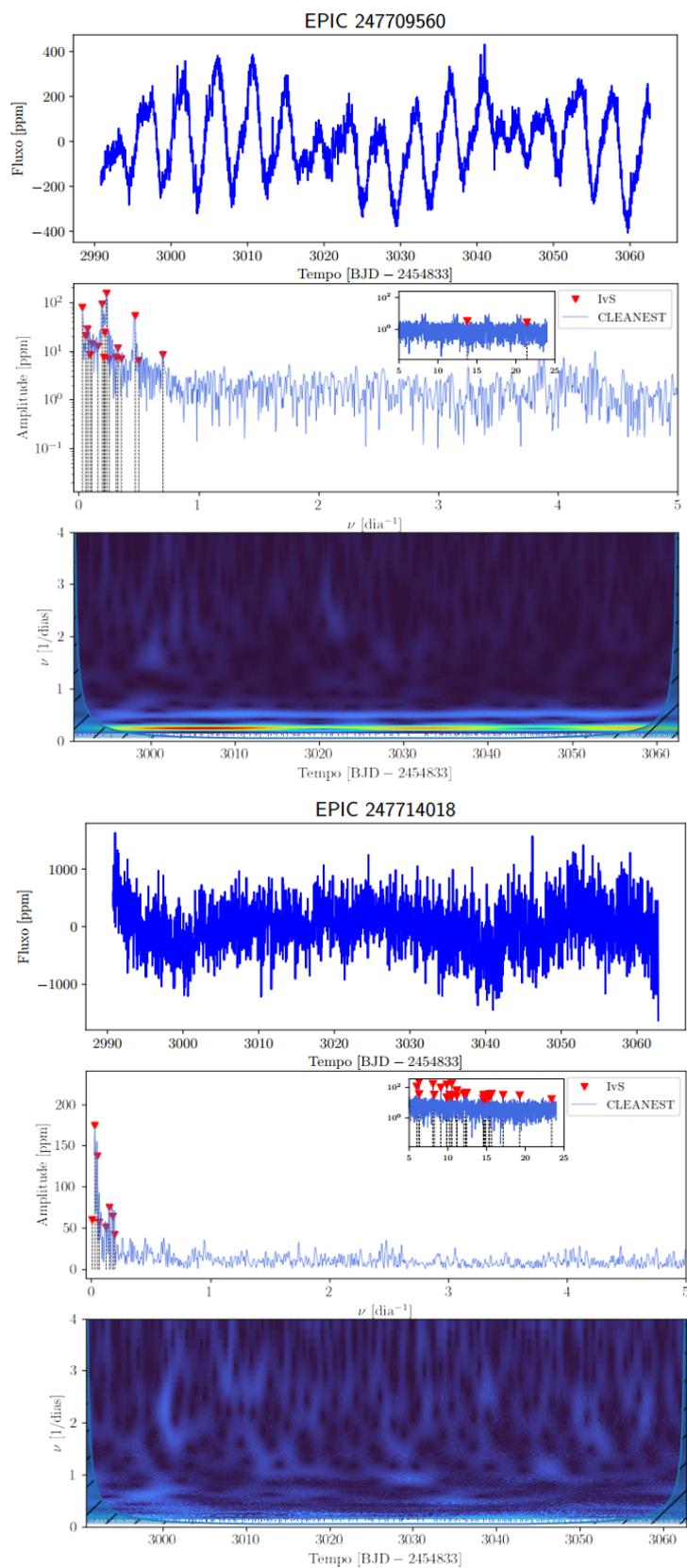
Fonte: O autor.

Figura 80 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



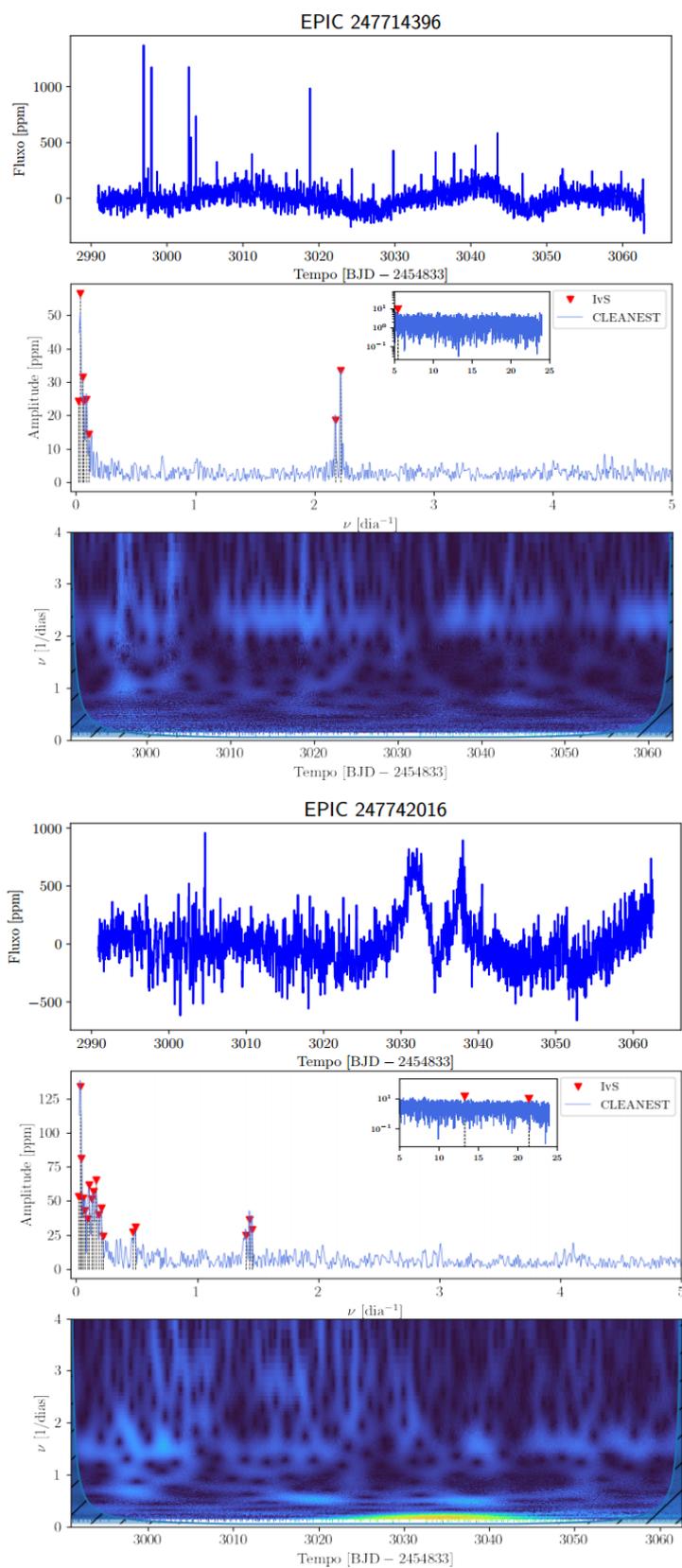
Fonte: O autor.

Figura 81 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



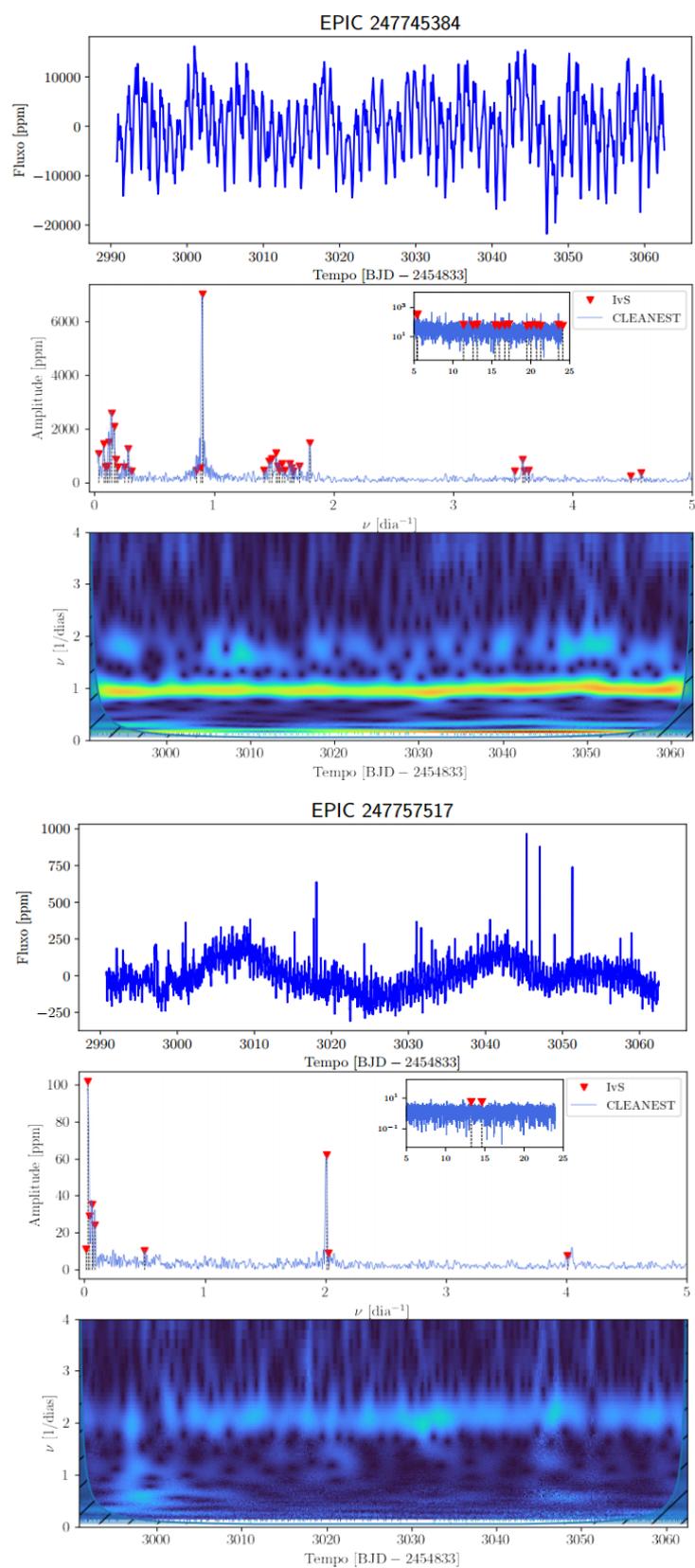
Fonte: O autor.

Figura 82 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



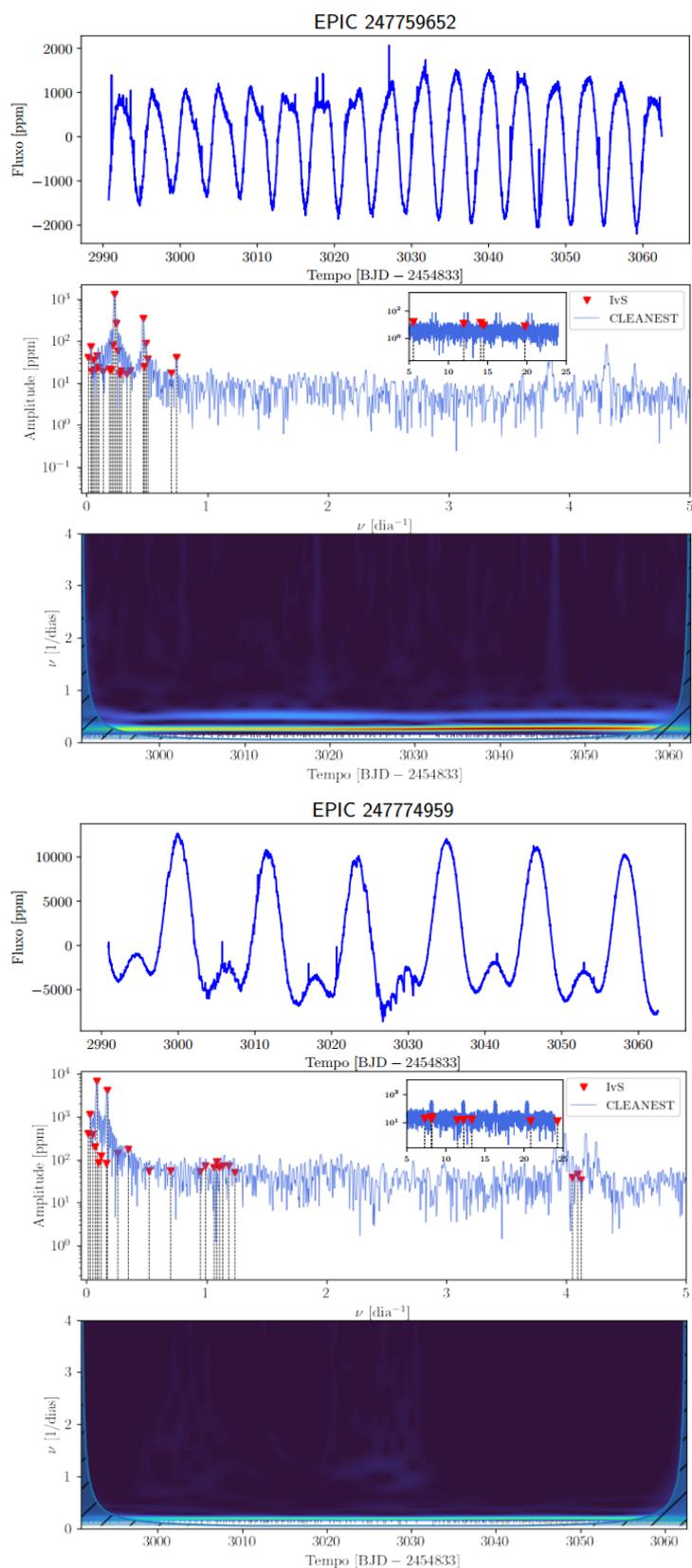
Fonte: O autor.

Figura 83 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



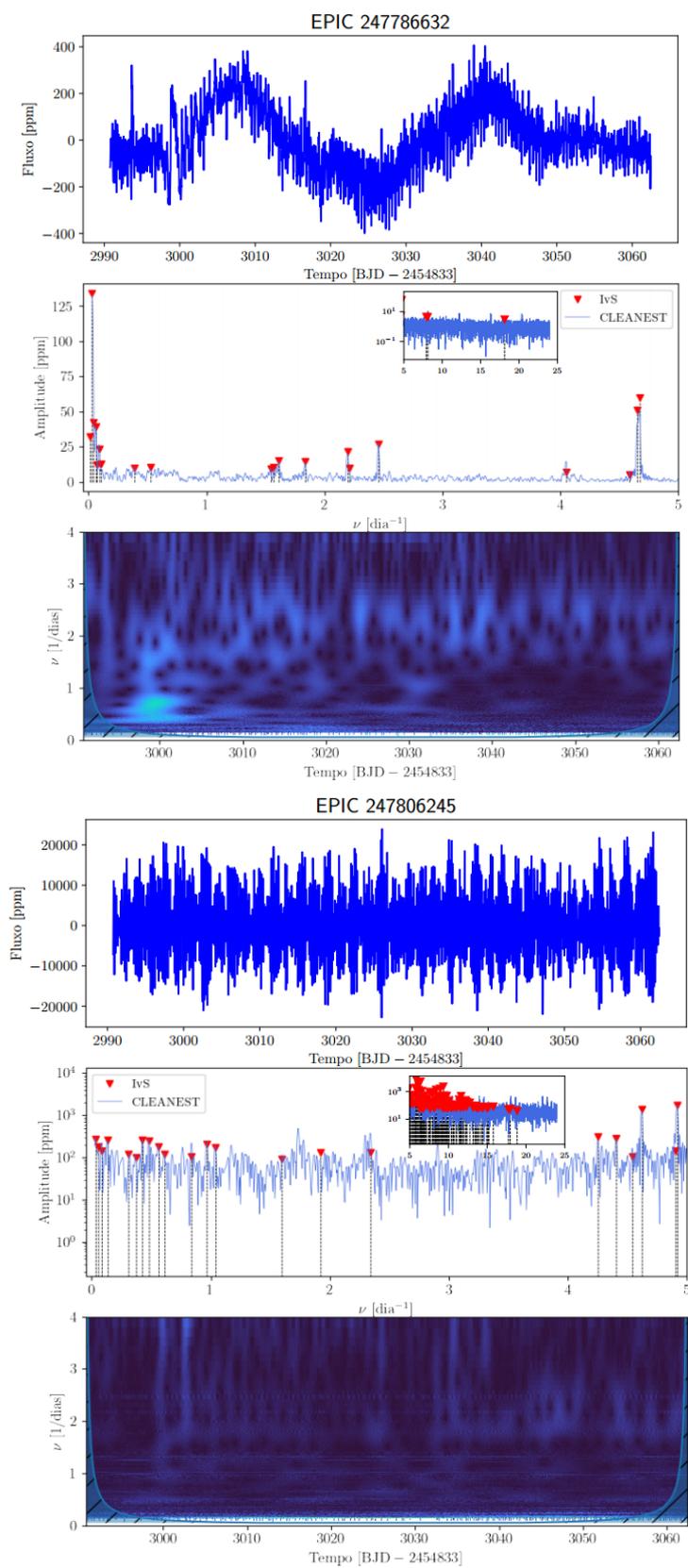
Fonte: O autor.

Figura 84 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



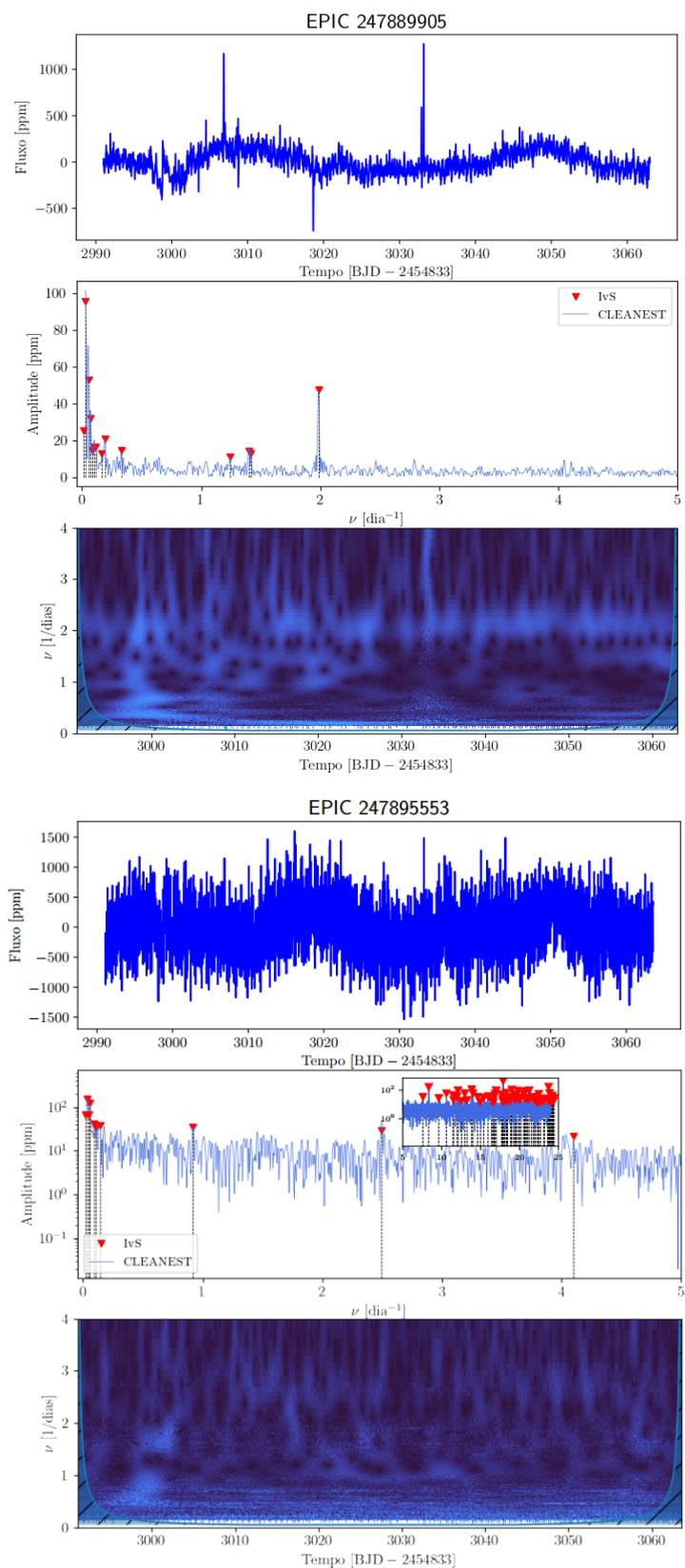
Fonte: O autor.

Figura 85 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



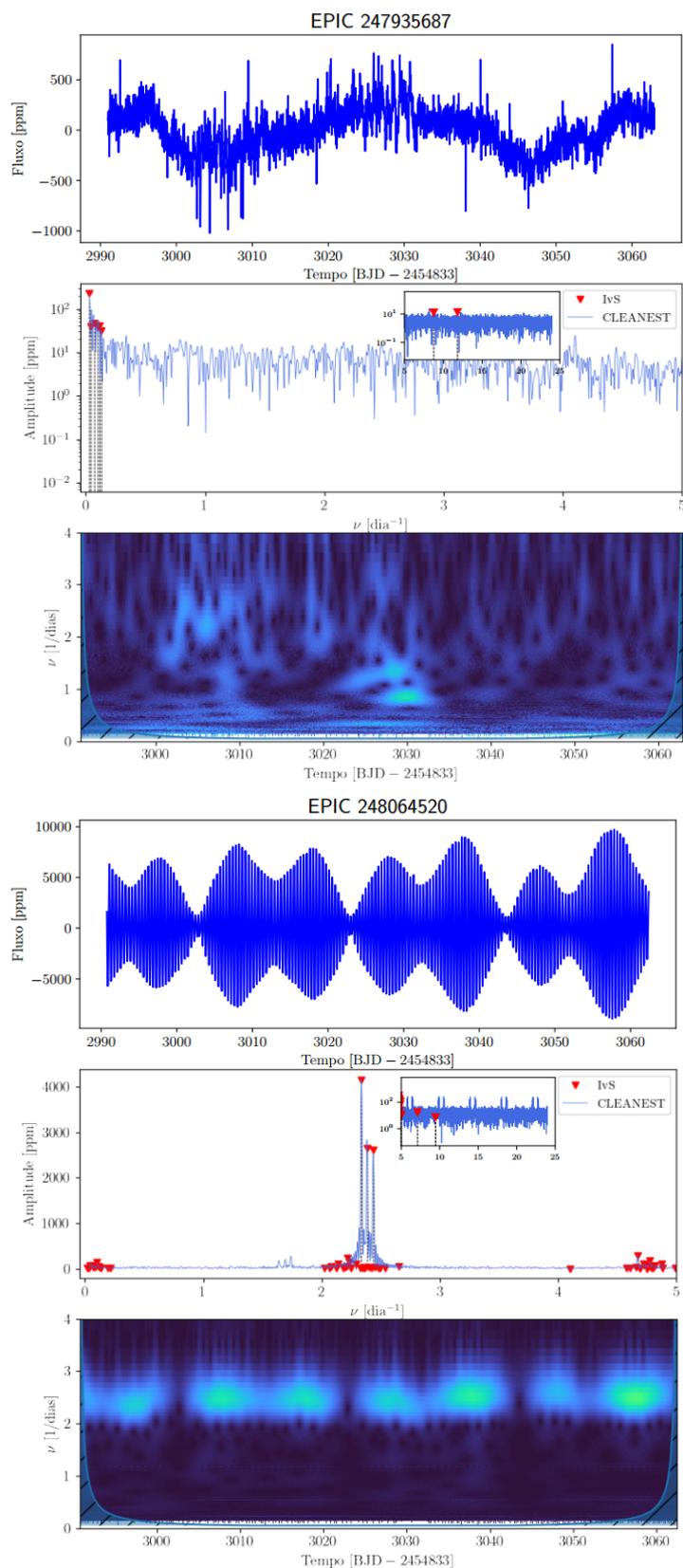
Fonte: O autor.

Figura 86 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



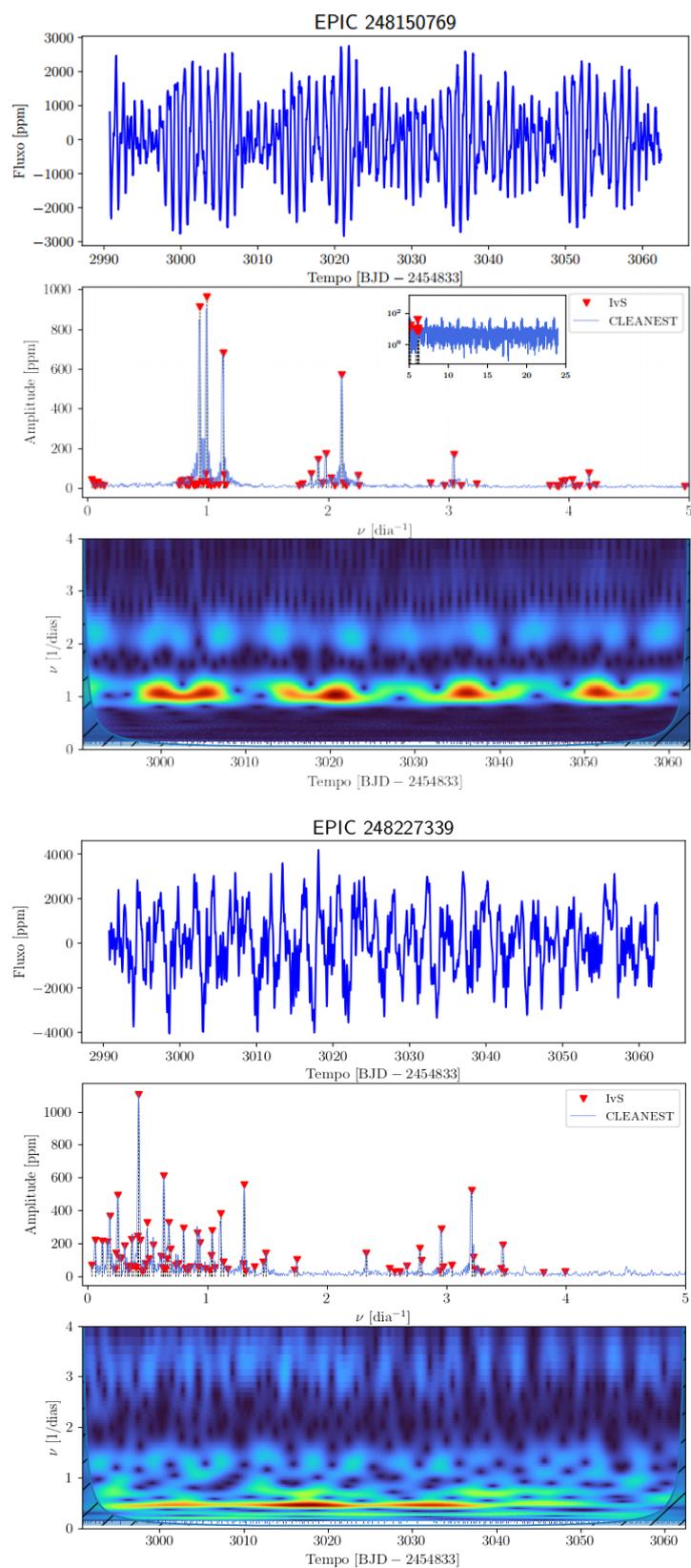
Fonte: O autor.

Figura 87 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



Fonte: O autor.

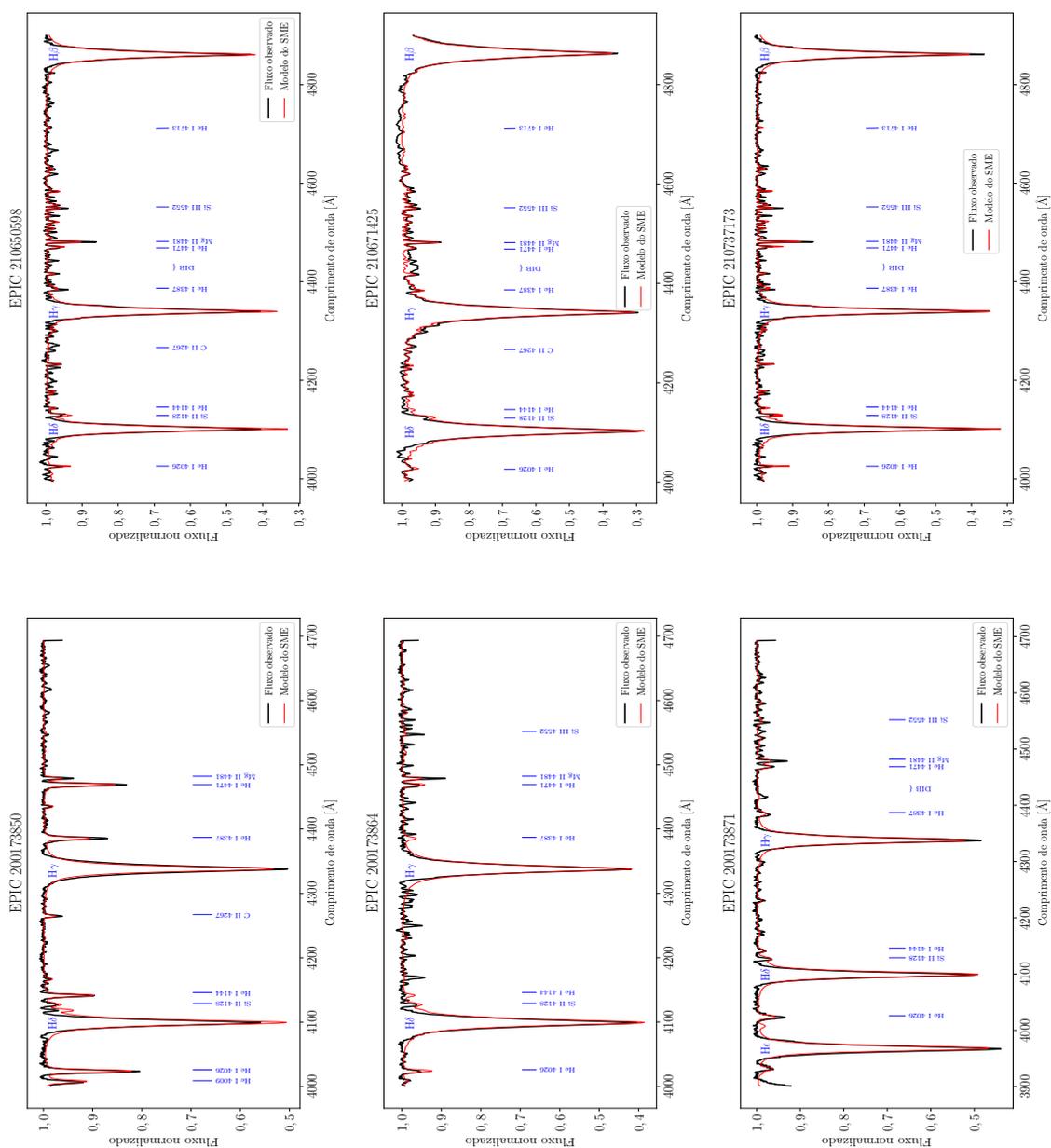
Figura 88 – Em ordem de cima para baixo estão postos os gráficos de curva de luz, espectro de frequências e o mapa de cor *wavelet*.



Fonte: O autor.

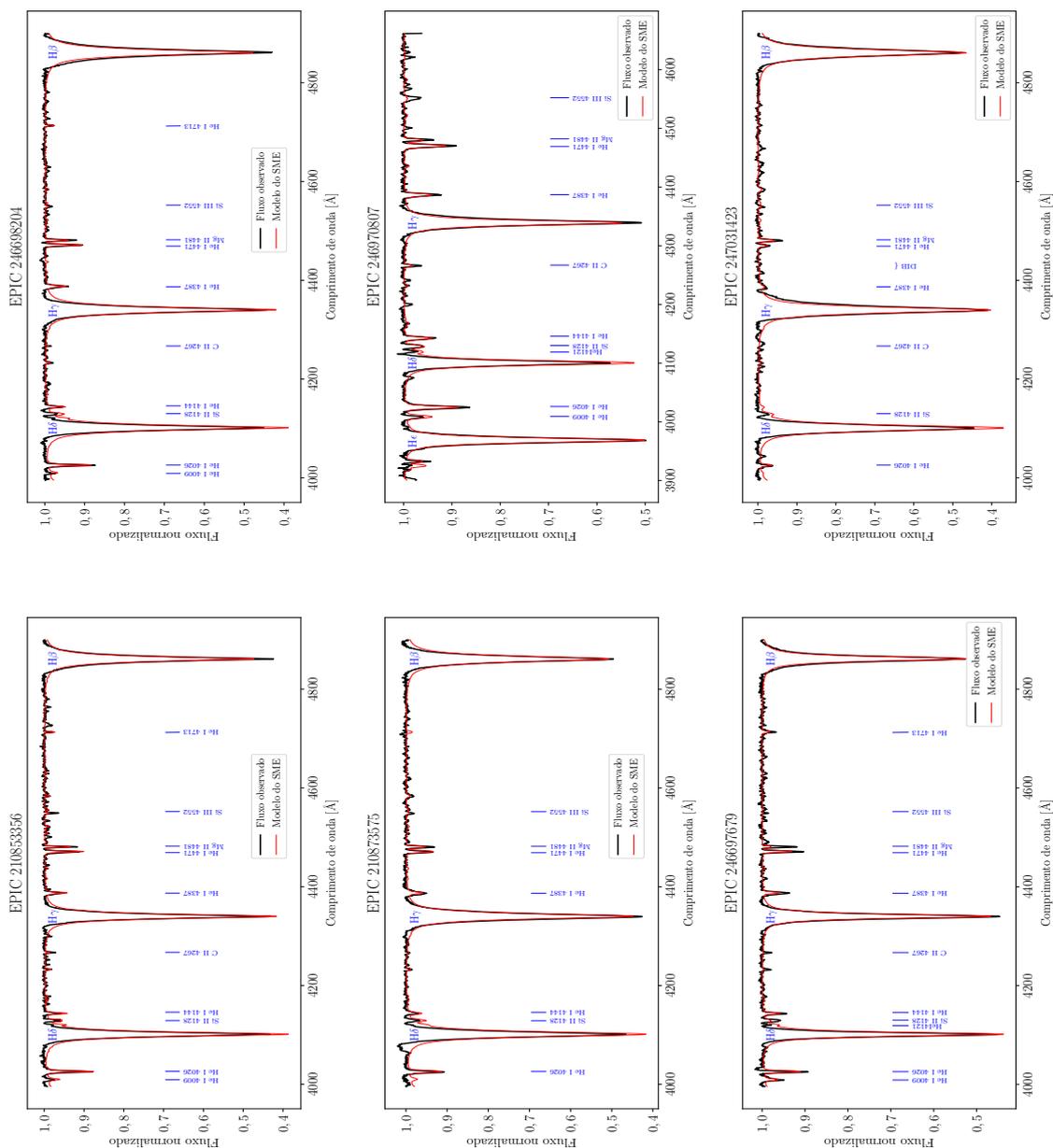
## APÊNDICE C – AJUSTE ESPECTRAL

Figura 89 – Comparação entre o espectro sintético (linha vermelha) e o espectro observado (linha preta), para as estrelas da C13 da missão K2. As linhas da série de Balmer, e as demais linhas químicas no espectro de absorção são apresentadas pelos marcadores em azul, com os respectivos valores de comprimento de onda.



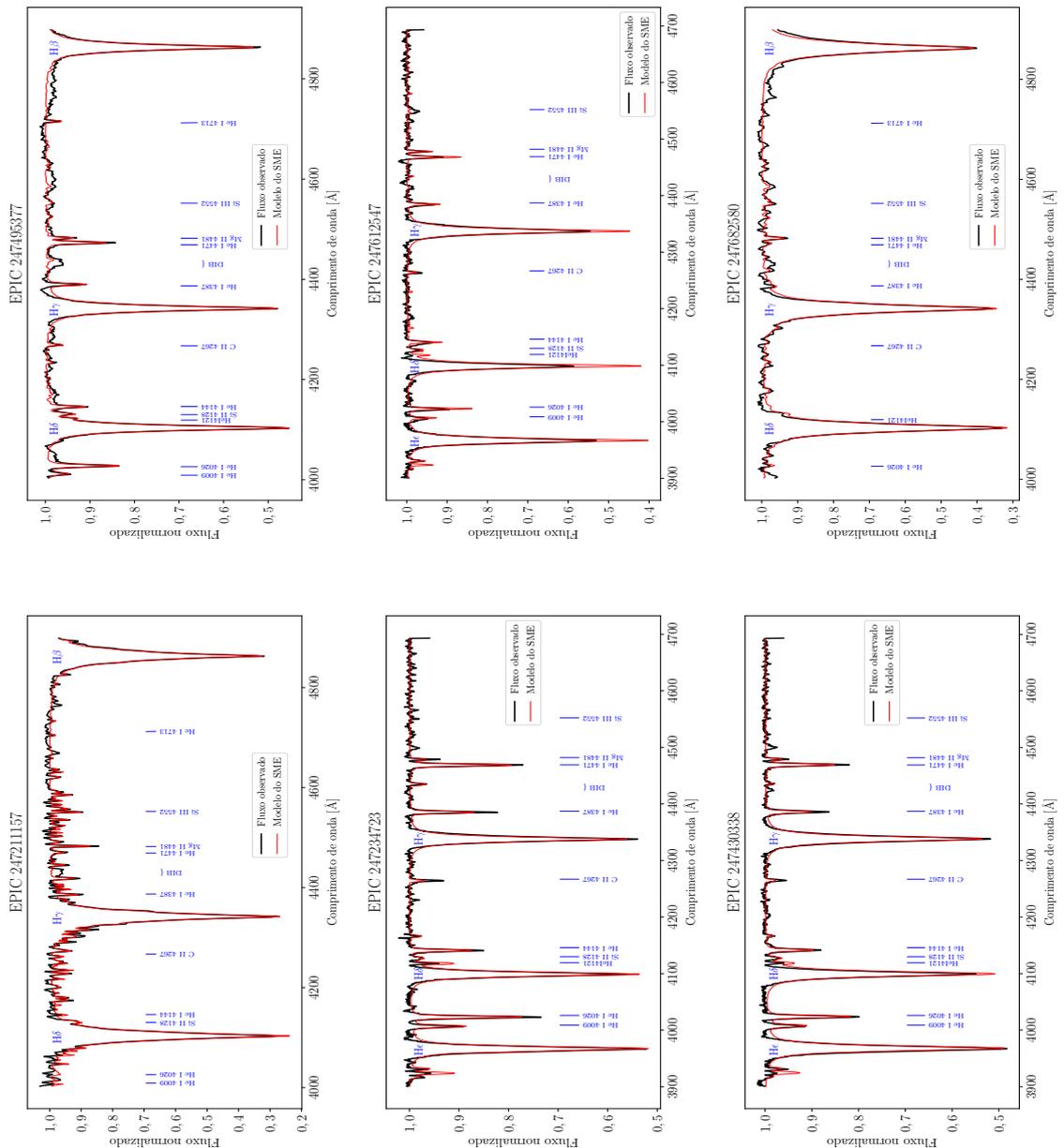
Fonte: O autor.

Figura 89 – Comparação entre o espectro sintético (linha vermelha) e o espectro observado (linha preta), para as estrelas da C13 da missão K2. As linhas da série de Balmer, e as demais linhas químicas no espectro de absorção são apresentadas pelos marcadores em azul, com os respectivos valores de comprimento de onda.



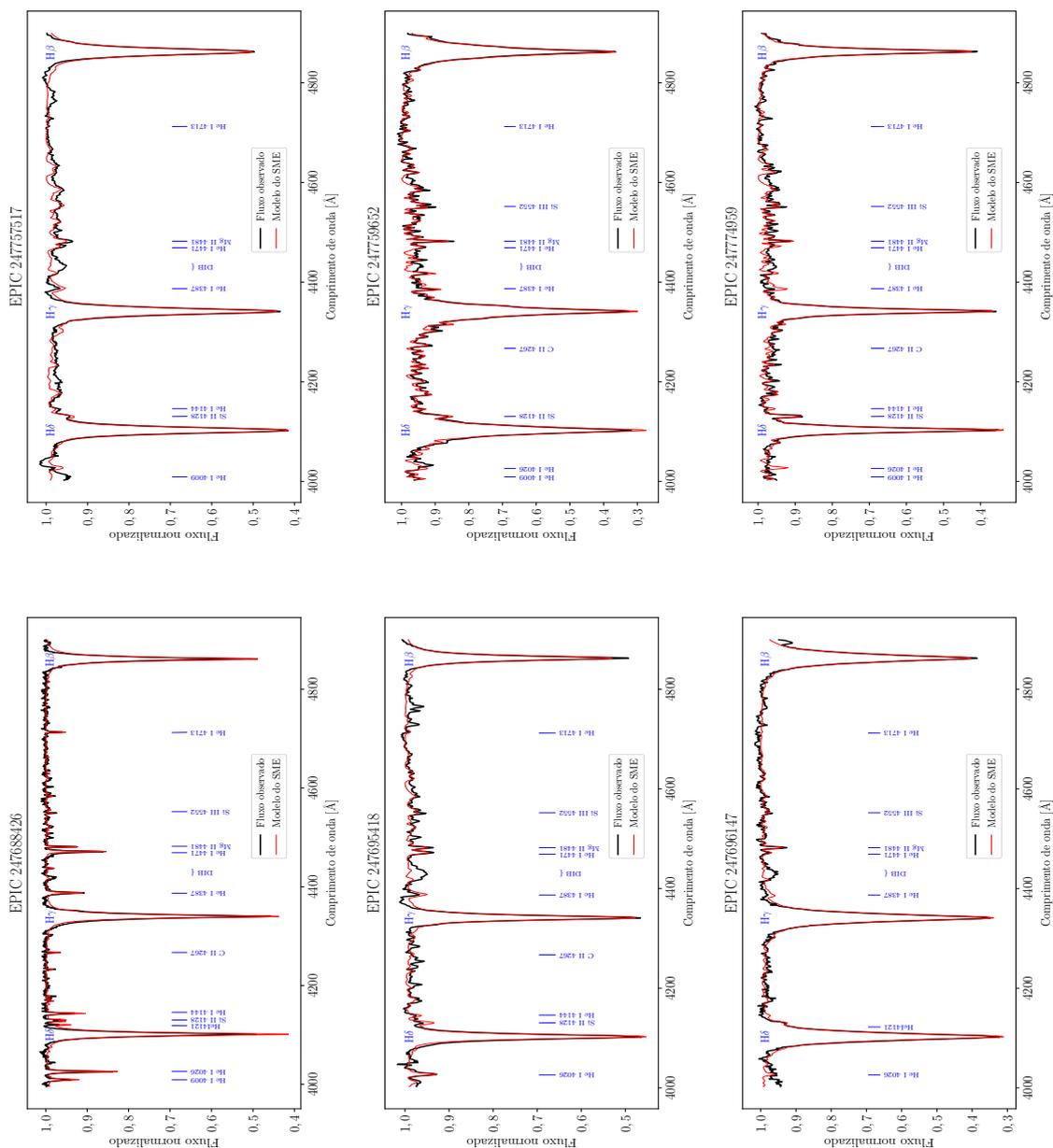
Fonte: O autor.

Figura 89 – Comparação entre o espectro sintético (linha vermelha) e o espectro observado (linha preta), para as estrelas da C13 da missão K2. As linhas da série de Balmer, e as demais linhas químicas no espectro de absorção são apresentadas pelos marcadores em azul, com os respectivos valores de comprimento de onda.



Fonte: O autor.

Figura 89 – Comparação entre o espectro sintético (linha vermelha) e o espectro observado (linha preta), para as estrelas da C13 da missão K2. As linhas da série de Balmer, e as demais linhas químicas no espectro de absorção são apresentadas pelos marcadores em azul, com os respectivos valores de comprimento de onda.



Fonte: O autor.