



Observatório Nacional

TESE DE DOUTORADO

PULSAÇÕES E EMISSÃO EM ESTRELAS B

ALAN WAGNER PEREIRA

RIO DE JANEIRO

2024

Ministério da Ciência, Tecnologia e Inovações
Observatório Nacional
Programa de Pós-Graduação

Tese de Doutorado

PULSAÇÕES E EMISSÃO EM ESTRELAS B

por

Alan Wagner Pereira

Tese submetida ao Corpo Docente do Programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório Nacional, como parte dos requisitos necessários para a obtenção do Grau de Doutor em Astronomia.

Orientador: Dr. Marcelo Emilio

Rio de Janeiro, RJ – Brasil
Março de 2024

P436

Pereira, Alan Wagner

Pulsações e Emissão em Estrelas B [Rio de Janeiro] 2024.

xvii, 343 p. 29,7 cm: graf. il. tab.

Tese (doutorado) - Observatório Nacional - Rio de Janeiro, 2024.

1. Estrelas B. 2. Estrelas Be. 3. Pulsações. 4. Variabilidade. 5. TESS. I. Observatório Nacional. II. Título.

CDU 000.000.000

“PULSAÇÕES E EMISSÃO EM ESTRELAS B”

ALAN WAGNER PEREIRA

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

Aprovada por:

Dr. Marcelo Emilio – UEPG/ON
(Orientador)

Dr. Marcelo Borges – ON

Dra. Simone Dafflon – ON

Dr. Raimundo Lopes de Oliveira – UFS/ON

Dr. Eduardo Janot Pacheco – IAG-USP

RIO DE JANEIRO, RJ – BRASIL

15 DE MARÇO DE 2024

Agradecimentos

Agradeço à minha mãe, Dine, e ao meu pai, Nilso, por serem modelos de vida e terem, com muito trabalho e dedicação, me dado a oportunidade de chegar até aqui.

Agradeço à Jessica, pelo amor e companheirismo durante toda essa jornada.

Agradeço ao professor Marcelo Emilio, por acreditar no meu trabalho e me orientar durante todos esses anos.

Agradeço aos colaboradores e amigos, professora Maria Cristina, Laerte e Bergeron. Agradecimento especial ao professor Eduardo Janot por todos os direcionamentos ao longo desse trabalho.

Agradeço à minha irmã, meus avós, toda minha família e amigos.

Agradeço aos membros da banca, pela paciência.

Agradeço à todos professores, colaboradores e colegas do ON, em especial da Coordenação de Astronomia e Astrofísica.

Agradeço ao Observatório Nacional.

Agradeço à CAPES.

Agradeço à todos que trabalham pela Ciência em tempos difíceis.

PULSAÇÕES E EMISSÃO EM ESTRELAS B

RESUMO

Esta tese investigou a variabilidade de um conjunto de estrelas do tipo B, utilizando curvas de luz dos telescópios espaciais Kepler e TESS. A análise de 122 estrelas da campanha 11 do Kepler/K2 revelou uma grande diversidade de tipos de variabilidade, identificando 39 estrelas SPB (*slow pulsating B*), 53 objetos com variabilidade atribuída à binaridade e rotação, cinco estrelas Maia/FaRPB (*Fast Rotating Pulsating B*), além de dois casos de pulsadores híbridos SPB/ β Cep e uma binária β Cep. Treze estrelas mostram variabilidade SLF (*stochastic low-frequency*). A análise de espectros azuis de média resolução de um subconjunto de 45 estrelas permitiu classificá-las espectralmente e determinar seus parâmetros astrofísicos. A análise sísmica de 14 estrelas em nossa amostra revelou uma correlação positiva entre a frequência dominante f_g e a frequência de rotação ν_{rot} . Em uma amostra diferente, a análise das observações do TESS revelou correlações intrigantes entre os níveis fotométricos, a intensidade de emissão do disco circunstelar e as frequências de pulsação não radial para estrelas Be. Além disso, a análise da estrela HD 212044 surpreendeu ao revelar uma correlação negativa entre a fotometria e a largura equivalente do $H\alpha$. A investigação da estrela 28 Cyg, conhecida pelo seu comportamento contido, revelou aumentos moderados na emissão de $H\alpha$ sincronizados com pulsações não radiais e episódios de brilho fotométrico, permitindo um entendimento sobre as interações entre pulsações, ejeção de massa e propriedades do disco em estrelas Be. Esses resultados contribuem para a compreensão da variabilidade estelar, destacando a necessidade de futuras investigações para esclarecer questões específicas, como a verdadeira natureza das correlações observadas na estrela HD 212044.

PULSATIONS AND EMISSION IN B STARS

ABSTRACT

This thesis investigated the variability of a set of B-type stars, using light curves from space telescopes Kepler and TESS. The analysis of 122 stars from the Kepler/K2 campaign 11 revealed a wide diversity of variability types, identifying 39 SPB (slowly pulsating B) stars, 53 objects with variability attributed to binarity and rotation, five Maia/FaRPB (Fast Rotating Pulsating B) stars, plus two cases of hybrid SPB/ β Cep pulsators and one β Cep binary. Thirteen stars show SLF variability (stochastic low-frequency). Examining medium-resolution blue spectra from a subset of 45 stars enabled the spectral classification of these celestial objects and the determination of critical astrophysical parameters. Seismic analysis of 14 stars in our sample revealed a positive correlation between the dominant frequency f_g and the rotation frequency ν_{rot} . The analysis of TESS observations, for another group of stars, revealed intriguing correlations between photometric levels, circumstellar disk emission intensity, and non-radial pulsation frequencies for Be stars. Furthermore, the star HD 212044 investigation yielded a surprising result, revealing a negative correlation between photometry and the equivalent width of $H\alpha$. The investigation of the star 28 Cyg, known for its contained behavior, revealed moderate increases in $H\alpha$ emission synchronized with non-radial pulsations and episodes of photometric brightness, enabling an understanding of the interactions between pulsations, mass ejection, and disk properties in Be stars. These results contribute to understanding the stellar variability, highlighting the need for future investigations to clarify specific questions, such as the true nature of the correlations observed in the star HD 212044.

Lista de Figuras

1.1	Diagrama Hertzsprung-Russell esquemático.	3
1.2	Linhas dadas como exemplo por HANUSCHIK <i>et al.</i> (1996).	10
1.3	Ilustração de como a inclinação do disco em relação ao observador afeta o formato das linhas em emissão.	11
2.1	Diagrama HR para classes de variabilidade.	19
3.1	Ilustração esquemática da órbita do Kepler em relação à Terra.	31
3.2	Kepler em relação a um sistema de coordenadas.	32
3.3	Disposição das campanhas da Missão K2 em coordenadas equatoriais.	32
3.4	Representação esquemática da disposição das câmeras do TESS	34
3.5	Comparação entre a cobertura espectral do TESS e Kepler	35
4.1	Diagrama cor-magnitude/ <i>Gaia</i> para estrelas OBA da Campanha 11 da missão K2.	44
4.2	Curvas de luz e espectros de frequência de estrelas SPB	49
4.3	O mesmo que na Fig. 4.2, porém para estrelas híbridas	50
4.4	O mesmo que na Fig. 4.2 mas para SLF	52
4.5	Gráficos <i>wavelet</i> para SPB e SLF	53
4.6	Curva de luz e espectro de frequência de EPIC 221835782	53
4.7	Curva de luz e espectro de frequência de EPIC 234080202.	55
4.8	Variabilidade devido rotação ou binaridade	57
4.9	Variáveis elipsoidais	57
4.10	diagrama HR para alvos com espectros.	61
4.11	Comparando as luminosidades MESA e <i>Gaia</i>	63
4.12	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para KIC 12066947.	69
4.13	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para KIC 12066947 usando apenas parte dos dados.	70
4.14	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 221788083	72
4.15	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 223217668	73
4.16	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 227807830	73
4.17	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 231532027	74
4.18	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 235178852	74

4.19	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 238194885	75
4.20	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 240255386	75
4.21	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 223207465	76
4.22	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 232201328	76
4.23	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 238028143	77
4.24	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 240276653	77
4.25	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 240353031	78
4.26	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 242049665	78
4.27	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 242146196	79
4.28	Relação entre a frequência dominante dos modos g , f_g , e a frequência média de rotação interna para estrelas SPB.	82
5.1	Conjunto de gráficos utilizados para selecionar estrelas de interesse com dados no BeSS.	89
5.2	Série temporal para HD 212044, setores TESS 16 e 17 do TESS.	92
5.3	Série temporal para HD 212044, setores TESS 56 e 57.	93
5.4	Correlações entre emissão $H\alpha$ e variabilidade de longo período.	94
5.5	Frequências encontradas com a análise <i>pre-whitening</i> executada na curva de luz TESS da HD 212044, para os setores 16, 17, 56 e 57.	95
5.6	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para HD 212044 no setores 16 e 17.	96
5.7	Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para HD 212044 no setores 56 e 57.	96
5.8	Série temporal para 28 Cyg, setores TESS 14 e 15.	99
5.9	O mesmo que a figura 5.8, mas os setores 54 e 55	100
5.10	Frequências encontradas para a estrela 28 Cyg.	101
5.11	Largura equivalente do $H\alpha$ e observações do TESS para HD 174237, setores 14 e 15	104
5.12	O mesmo que a figura 5.11, mas para os setores 25 e 26.	105
5.13	Largura equivalente do $H\alpha$ e observações do TESS para HD 218393, setores 16 e 17	107

Lista de Tabelas

1.1	Classes de luminosidade MK.	5
4.1	Distribuição da variabilidade.	48
4.2	Parâmetros físicos para 45 estrelas	62
4.3	Frequências médias de rotação e o tempo característico de flutuabilidade para estrelas B do Kepler/K2	71
5.1	Projetos do nosso grupo de pesquisa aprovados no programa de investigadores convidados do TESS.	86
A.1	Amostra de estrelas do Kepler/K2 campanha 11 e suas principais características.	136
E.1	Objetos aprovados para observação nos quatro primeiros ciclos do TESS.	281

Sumário

Lista de Figuras	xi
Lista de Tabelas	xiii
1 Introdução	1
1.1 Estrelas massivas	5
1.2 Estrelas B em emissão	7
1.2.1 Estrelas Be	7
1.2.2 Classificação das linhas de emissão	9
2 Pulsações Estelares	13
2.1 Princípios	13
2.1.1 Equações de deslocamento	14
2.1.2 Modos radiais: Fundamental, $n=0$	14
2.1.3 Modos não radiais	15
2.2 Modos m e efeitos da rotação	15
2.3 Ideias básicas da Asterosismologia	16
2.3.1 Modos p e modos g	17
2.3.2 Mecanismo de alimentação	20
2.3.3 Seleção de modos	20
2.4 Variabilidade de estrelas do tipo B	21
2.5 Pulsações não radiais em estrelas Be	26
2.5.1 Frequências de Štefl	27
3 Kepler e TESS	29
3.1 Kepler: o instrumento e a missão	29
3.1.1 Missão K2	30
3.2 TESS	33
3.3 Processamento de dados	35
3.3.1 Módulo de calibração - CAL	36
3.3.2 Módulo de análise fotométrica - PA	36
3.3.3 Módulo de preparação de dado pré-pesquisa - PDC	37

3.3.4	PDC-MAP	39
4	Estrelas B da Campanha 11 do Kepler/K2	41
4.1	Obtenção de dados, <i>Kepler</i> e <i>Gaia</i>	42
4.2	Curvas de luz e espectros de frequência	43
4.3	Classificação da variabilidade	46
4.3.1	Estrelas SPB	48
4.3.2	Estrelas híbridas β Cephei/SPB	49
4.3.3	Estrelas SLF	50
4.3.4	Variáveis Maia ou estrelas SPB de rotação rápida?	52
4.3.5	Estrelas binárias/modulação de rotação	55
4.4	Observações espectroscópicas e parâmetros estelares	56
4.4.1	Determinação dos parâmetros atmosféricos	58
4.4.2	Trajетórias evolutivas	60
4.4.3	Comparação das luminosidades	60
4.4.4	Rotação e $v \sin i$	63
4.5	Sondando o interior das estrelas com modos g	64
4.6	Diagnóstico sísmico	66
4.6.1	Testando nosso método de detecção de frequência	68
4.6.2	Aplicando o método de Takata às curvas de luz mais curtas do K2	68
4.6.3	ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$: diagramas e resultados	70
4.7	Correlações entre parâmetros	79
4.7.1	Relação entre os períodos de pulsação e a temperatura estelar	79
4.7.2	Correlações multivariadas observadas entre parâmetros espectroscópicos e sísmicos	80
4.7.3	Determinando os limites das frequências de rotação estelar	81
4.8	Discussão	83
5	TESS e estrelas B em emissão.	85
5.1	Observações TESS	86
5.2	BeSS spectra database	87
5.3	Seleção de alvos	88
5.4	HD 212044 / TIC 431116093	90
5.4.1	Correlação entre emissão de Balmer e curva de luz	91
5.4.2	ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para HD 212044	95
5.5	28 Cyg / b02 Cyg / TIC 42360166	97
5.5.1	Correlação entre emissão de Balmer e curva de luz	98
5.5.2	ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para 28 Cyg	101
5.6	Outras estrelas B em emissão	102
5.6.1	HD 174237 / CX Dra / TIC 48022676	102

5.6.2 HD 218393 / KX And / TIC 252670277	106
6 Conclusões e Perspectivas	109
Referências Bibliográficas	111
A Classificação de variabilidade, Kepler/K2 - C11	135
B Curva de luz e espectro de frequências, Kepler/K2 - C11	141
C Espectros ópticos obtidos no LNA, Kepler/K2 - C11	265
D Publicação: <i>Characterizing B stars from Kepler/K2 Campaign 11</i>	279
E Conjunto de estrelas Be observadas pelo TESS	281
F Levantamento de estrelas Be, TESS e BeSS	287
G Artigo em preparação sobre HD 212044	339

Capítulo 1

Introdução

As primeiras análises de espectros estelares, realizadas por Joseph Fraunhofer no início do século XIX, representaram um grande avanço na compreensão da diversidade das estrelas. Alguns anos depois, William Huggins e William Miller descobriram relações entre espectros astronômicos e elementos químicos. Dessa forma, surgiram agrupamentos de estrelas com espectros semelhantes, como as três classes de Rutherford, com espectros do tipo solar, semelhantes aos de Sirius ou então semelhantes aos de Rigel. O padre Angelo Secchi realizou sua primeira grande tarefa de classificação, distinguindo as estrelas nas classes I, II e III, das mais azuis para as mais vermelhas, respectivamente (GRAY e CORBALLY, 2009). Além disso, Angelo Secchi identificou estrelas com espectros que apresentam bandas de carbono, que foram atribuídas à classe IV, e também descobriu estrelas com linhas em emissão, que foram atribuídas à classe V. A evolução instrumental permitiu que Hermann Vogel identificasse subclasses, levando em conta o elemento recém descoberto hélio (GRAY e CORBALLY, 2009).

Em meados do século XIX, E. C. Pickering e W. P. Fleming agruparam as estrelas de acordo com a intensidade das linhas de absorção do hidrogênio em seus espectros (OSTLIE e CARROLL, 1996). O hidrogênio foi escolhido devido à sua presença abundante nas estrelas. O resultado foi um esquema com estrelas identificadas pelas treze primeiras letras do alfabeto (A-N), que correspondem às divisões das quatro classes iniciais de Secchi. A classe O foi atribuída às estrelas Wolf-Rayet, com poucas linhas de absorção. A classe P foi atribuída ao espectro de nebulosas planetárias, enquanto o agrupamento Q foi atribuído a espectros que não se adequavam a qualquer das classes anteriores. Antonia Maury, posteriormente, teve a tarefa de classificar espectros mais detalhados de estrelas brilhantes, dividindo os grupos de A a O em 22 grupos identificados com algarismos romanos de I a XXII. Esse esquema foi o primeiro a colocar as estrelas do tipo B à frente das estrelas do tipo A da sequência. Maury ainda incluiu as letras “a”, “b” ou “c” para indicar a largura e nitidez da linha (GRAY e CORBALLY, 2009). Annie Jump Cannon revisitou o esquema de letras de Fleming em sua tentativa de classificação das estrelas do céu austral, mas incorporou algumas modificações de Maury. As estrelas Wolf-Rayet,

classe O, foram posicionadas à frente nesse esquema. Essas modificações visavam ordenar as estrelas de acordo com a cor da luz que emitem, do azul (mais quente) ao vermelho (mais frio). A revisão removeu diversas das letras, mantendo apenas aquelas com características específicas mais relevantes. No entanto, um algarismo decimal de 0 a 9 foi introduzido, o que permitiu acomodar a granularidade entre as classes proporcionada pela evolução instrumental, tanto no campo óptico quanto no de registro fotográfico.

O sistema de classificação espectral aprimorado por Cannon, também conhecido como sistema Draper, consolidou-se com a publicação do último volume do *Draper Catalogue of Stellar Spectra* em 1912 e foi adotado formalmente pela comunidade na Assembleia Geral da IAU em 1922, sendo ainda mais reforçada pelo grande projeto que resultou no *Henry Draper (HD) Catalogue* em 1924, que classificou 225 300 estrelas (GRAY e CORBALLY, 2009). As estrelas são, atualmente, classificadas em sete tipos espectrais principais: O, B, A, F, G, K e M. Cada tipo é subdividido em dez subtipos, com numeração de 0 a 9, sendo 0 o mais quente e 9 o mais frio. Por exemplo, uma estrela O0 é mais quente que uma O1, enquanto uma O9 é mais quente que uma B0. Como o espectro das estrelas se assemelha ao de um corpo negro, a cor das estrelas está relacionada à sua temperatura superficial. Dessa forma, as estrelas O0 (azuis) são as mais quentes, com temperaturas superiores a 30 000 K, enquanto as estrelas M9 (vermelhas) são as mais frias, com temperaturas inferiores a 3 000 K. Esse sistema é conhecido como sequência de temperatura, ou classificação de Harvard.

A classificação de Harvard também revelou que as estrelas do tipo O são as mais luminosas, e que há uma relação entre a massa e a luminosidade das estrelas. A observação de sistemas binários permitiu determinar a massa de diversas estrelas, e verificou-se que as estrelas mais brilhantes também são as mais massivas (OSTLIE e CARROLL, 1996). Além disso, verificou-se que a luminosidade de estrelas com massas semelhantes à do Sol está relacionada à quarta potência da massa (CHAISSON e MCMILLAN, 2014; KUIPER, 1938). Cabe ressaltar que, para estrelas de diferentes massas e idades, o valor exato do expoente nessa relação apresenta variações.

Esses dados levaram alguns astrônomos a pensar que as estrelas evoluíam de O para M, ou seja, que elas nasceram quentes, brilhantes e massivas, e terminavam frias, fracas e leves. Apesar de não estar correta, esta ideia acabou despertando o interesse pelo estudo da relação entre a temperatura e a luminosidade. Em 1905, Ejnar Hertzsprung mostrou que a maioria das estrelas tem uma relação bem definida entre essas duas variáveis, mas que há algumas estrelas que não seguem essa regra (OSTLIE e CARROLL, 1996). Ele chamou essas estrelas de gigantes, pois eram muito luminosas para sua temperatura. Em 1913, de forma independente, Henry Norris Russell chegou a resultados equivalentes aos de Hertzsprung. Enquanto Hertzsprung apresentou seus resultados em tabelas, Russell é creditado por apresentar seus resultados em um diagrama que demonstrava a magnitude absoluta em função da classe espectral das estrelas (OSTLIE e CARROLL, 1996). Esse

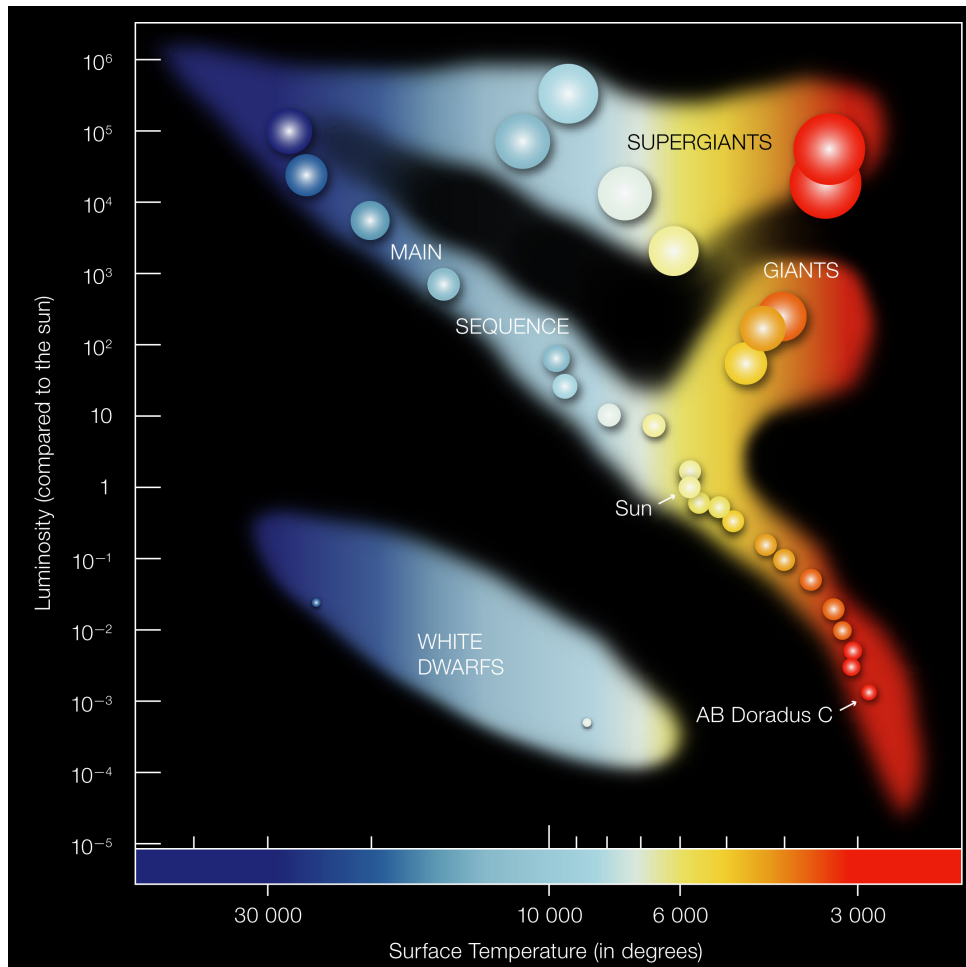


Figura 1.1: Diagrama Hertzsprung-Russell esquemático, com destaque para a posição do SOL, a sequência principal e as regiões das gigantes, supergigantes e anãs brancas. Fonte: ESO, disponível em eso.org/public/images/eso0728c/.

diagrama é conhecido como diagrama Hertzsprung-Russell, ou diagrama HR, e é uma ferramenta indispensável para o estudo da evolução estelar.

O diagrama HR apresenta uma relação entre a temperatura (ou cor, ou classe espectral) e a luminosidade (ou magnitude absoluta) das estrelas. Cada estrela no diagrama é representada por um ponto. O diagrama HR torna possível classificar a maioria das estrelas em três grandes categorias: sequência principal, estrelas gigantes e anãs brancas. A figura 1.1 ilustra o diagrama HR, apresentando as principais categorias de estrelas destacadas.

A sequência principal é a categoria que abrange as estrelas que estão em um estágio de evolução em que produzem energia pela fusão de hidrogênio em hélio no núcleo. Nessa categoria, há uma relação aproximadamente linear entre o logaritmo da temperatura e o logaritmo da luminosidade das estrelas. A sequência principal abrange uma vasta gama de massas e é onde as estrelas passam a maior de sua vida com queima regular de combustível. O Sol é uma estrela da sequência principal, de tipo espectral G, que ocupa uma posição intermediária no gráfico. A sequência principal forma uma faixa diagonal no diagrama

HR, que se estende das estrelas do tipo O às do tipo M. Estima-se que entre 80% e 90% das estrelas pertençam à sequência principal (OSTLIE e CARROLL, 1996). Alguns exemplos de estrelas da sequência principal são Altair, Sirius A, Vega e Rigel.

As estrelas gigantes são aquelas que têm uma luminosidade elevada, mas uma temperatura baixa, o que significa que elas têm raios muito maiores do que os das estrelas azuis de mesma luminosidade. Isto é decorrente da lei de Stefan-Boltzmann (RYBICKI e LIGHTMAN, 1986), que estabelece uma relação entre a luminosidade, a temperatura e a área de uma estrela. Além disso, as estrelas gigantes têm uma densidade menor em relação às estrelas da sequência principal. Esta categoria pode ser subdividida em função da massa em gigantes e supergigantes. As gigantes vermelhas correspondem a cerca de 1% das estrelas (OSTLIE e CARROLL, 1996). Antares é uma estrela supergigante vermelha com 15,5 vezes a massa do Sol, mas um raio 700 vezes maior. Outro exemplo é Betelgeuse, que tem 20 vezes a massa do Sol, mas um raio de 600 a 1 000 vezes o do solar.

As estrelas anãs brancas são aquelas que estão em seu período final de evolução, após consumirem todo o seu combustível nuclear. Elas são formadas pelo núcleo remanescente de uma estrela que ejetou suas camadas externas como uma nebulosa planetária. As anãs brancas são muito quentes, mas muito pequenas, por isso têm uma luminosidade muito baixa. Elas são sustentadas pela pressão de degenerescência dos elétrons, o que impede o seu colapso gravitacional. Esse mecanismo tem um limite de massa, conhecido como limite de Chandrasekhar, a partir do qual a atração gravitacional vence a pressão. O trabalho de CHANDRASEKHAR (1931), que dá o nome ao limite, calculou o valor crítico em $0,91M_{\odot}$ usando um modelo simplificado. Hoje, com modelos mais completos, o valor calculado e observado é de 1,4 massas solares (BELCZYNSKI e MIKOLAJEWSKA, 1998). As anãs brancas representam o destino final da maioria das estrelas, esfriando lentamente nesse estágio (CHAISSON e MCMILLAN, 2014). Um exemplo de anã branca é Sirius B, que tem uma temperatura efetiva da superfície de 27 000 K, mas uma luminosidade de apenas 0,0025 vezes a do Sol. Acima do limite de Chandrasekhar o processo de colapso gravitacional é a ignição do processo da criação de uma supernova.

Além da classificação espectral, que se baseia na temperatura e na cor das estrelas, existe também a classificação nas classes de luminosidade de Morgan–Keenan (MK). Essa classificação é baseada na luminosidade e no tamanho das estrelas, permitindo identificar de forma rápida a qual categoria do diagrama HR uma estrela pertence. As estrelas estão divididas nas classes de luminosidade mostradas na Tabela 1.1, representadas pelos algarismos romanos (GRAY e CORBALLY, 2009).

Por exemplo, o Sol tem uma classe espectral G2 e uma classe de luminosidade V, significando que é uma estrela amarela da sequência principal. Já a gigante vermelha Antares tem uma classe espectral M1.5 e uma classe de luminosidade Iab, o que significa que é uma estrela fria e muito luminosa. A anã branca Sirius B tem uma classe espectral A2 e uma classe de luminosidade D, o que significa que é uma estrela quente e pouco luminosa.

Tabela 1.1: Classes de luminosidade MK.

Classe	Tipo
Ia-0	supergigante muito luminosa
Iab	supergigante menos luminosa
II	gigante brilhante
III	gigante normal
IV	subgigante
V	sequência principal (anãs)
VI, sd	subanãs
VII, D	anãs brancas

O diagrama de Hertzsprung-Russell (HR) é uma ferramenta que permite visualizar a relação entre a temperatura, a luminosidade e a evolução das estrelas. No diagrama HR, as classes de luminosidade de Morgan-Keenan são representadas por faixas.

1.1 Estrelas massivas

Estrelas massivas representam uma fração pequena da população estelar, mas exercem grande influência no meio interestelar. As estrelas massivas são definidas como aquelas massivas o suficiente para formar um núcleo colapsante (LANGER, 2012). Em geral, são estrelas com massa superior a 8 massas solares, mas o limite exato depende das características da estrela ou do sistema. POELARENDS *et al.* (2008) aponta a faixa entre 8 e $12M_{\odot}$ para essa condição em estrelas com metalicidade solar, valor que diminui para estrelas pobres em metais, e pode aumentar significativamente em sistemas binários com troca de matéria.

Uma proto-estrela necessita de condições que favoreçam o acúmulo de massa suficiente para a formação de uma estrela massiva, normalmente encontradas nas maiores nuvens de gás, como as nuvens moleculares gigantes, e com núcleos de grande densidade. Tal condição é refletida na baixa probabilidade de formação de estrelas de grandes massas que encontramos na função de massa inicial (IMF). SALPETER (1955) formulou a relação empírica $\xi(m) \propto m^{-\alpha}$ para a distribuição de massa $\xi(m)$, onde $\alpha = 2,35$. Tal relação foi revista ao longo dos anos, principalmente para estrelas de massa abaixo do Sol, mas sua essência foi preservada para estrelas de maior massa. Por exemplo, KROUPA (2002) estimou $\xi(m) \propto m^{-2,3}$ para o intervalo $0,5 \leq m \leq 100 M_{\odot}$.

As estrelas massivas desempenham um papel fundamental na dinâmica do meio interestelar. Elas emitem uma intensa radiação ultravioleta, o que ioniza o gás interestelar. Isso pode gerar novas estrelas e planetas. Os ventos estelares das estrelas massivas também são importantes para a dinâmica do meio interestelar. Uma parcela substancial da massa inicial da estrela é perdida através desse mecanismo. Por exemplo, em uma estrela de $15 M_{\odot}$ cerca de 7% de sua massa é perdida por ventos (VINK *et al.*, 2001). Em estre-

las ainda mais massivas a influência dos ventos cresce ainda mais, afetando a trajetória evolutiva da estrela e passando de 10% da massa inicial (LANGER, 2012). Eles podem transportar grandes quantidades de material para o espaço interestelar, o que contribui para a formação de novas estrelas e galáxias.

As estrelas massivas são muito luminosas, emitindo até milhões de vezes mais energia do que o Sol. A luminosidade extraordinariamente alta das estrelas massivas, chegando à $10^7 L_{\odot}$ (CROWTHER *et al.*, 2010), permite realizar espectroscopia com distâncias de até 10 Mpc (LANGER, 2012). Como resultado da produção de energia extremamente alta e consequente consumo de combustível estelar, a vida das estrelas massivas é curta. Não são bilhões de anos como em estrelas como o Sol, mas apenas alguns milhões de anos. Geralmente, terminam sua evolução explodindo como supernovas ou colapsando diretamente em buracos negros, como ocorre com estrelas extremamente massivas.

As condições no interior das estrelas massivas suportam a fusão nuclear para muito além do possível em estrelas de baixa massa. Cascas esféricas avançam do centro da estrela e consomem combustível ao longo da vida da estrela. Hidrogênio e hélio formam as cascas mais externas de fusão, seguida de camadas de elementos cada vez mais pesados como carbono, oxigênio, neônio e silício CARROLL e OSTLIE (1996). O produto da fusão de uma camada antiga serve de combustível para uma camada nova, e a fusão é possível devido às pressões e temperaturas extremas, alimentada pela gravidade e energia produzida em uma vasta região. Cada fase acelera a seguinte, com períodos de fusão na casa dos milhões de anos para os elementos pesados e apenas alguns dias para o silício CHAISSON e MCMILLAN (2014). Se dá então a produção do ferro no centro deste núcleo. Com o rápido acúmulo de ferro em seu núcleo a estrela encontra um ponto divisor em sua evolução, já que não é possível utilizar o ferro para produzir energia.

O ferro é o elemento mais estável, absorvendo energia tanto no processo de fusão quanto no de fissão. Assim, o crescimento do núcleo de ferro é o fim da produção sustentável de energia. O centro da estrela passa a absorver a energia das camadas acima. A pressão da radiação do núcleo então perde a luta contra a gravidade e a estrela se contrai violentamente. O rápido colapso cria as condições para a fotodesintegração do núcleo, com a quebra dos elementos pesados do núcleo em seus componentes básicos, absorvendo muita energia no processo. O saldo negativo de energia acelera a implosão da estrela (CARROLL e OSTLIE, 1996). Ocorre a neutronização, elétrons e prótons se combinam para neutrinos, que escapam com facilidade, e nêutrons. A implosão continua muito além do ponto que o núcleo de nêutrons pode se comprimir. O núcleo então se expande ainda mais violentamente. A onda de choque de enorme energia destrói as camadas acima do núcleo (CHAISSON e MCMILLAN, 2014). A explosão da supernova atinge brilho digno de galáxias, energia muda os destinos das vizinhanças e espalha elementos pesados e leves. Tais eventos de supernovas de núcleo colapsante são observados como supernovas do tipo II, que apresentam linhas de hidrogênio no espectro, resultado do envelope de

hidrogênio no momento da explosão, ou do tipo Ib ou Ic, quando o envelope de hidrogênio foi severamente consumido (LANGER, 2012). Os detalhes variam grandemente com as propriedades da estrela, ou com a existência de companheira.

As estrelas massivas, embora raras, têm uma influência desproporcionalmente grande no universo. Elas não só afetam a dinâmica e a composição química do meio interestelar através de seus ventos estelares e explosões de supernova, mas também são as principais fábricas dos elementos pesados necessários para a formação de planetas e da vida. Neste trabalho, nos concentraremos principalmente nas estrelas do tipo espectral B, classe que é cortada pelo limite de massa que define as estrelas massivas.

1.2 Estrelas B em emissão

Em 1866, o padre Angelo Secchi observou uma característica peculiar na estrela γ Cas, a partir de observações do observatório do Colégio Romano. Ele notou que a linha de H β no espectro da estrela era mais brilhante que o contínuo, indicando emissão de hidrogênio, enquanto todas as outras estrelas similares apresentavam essa linha em absorção (SECCHI, 1866).

O primeiro modelo físico para explicar o fenômeno das linhas de emissão foi proposto por STRUVE (1931), que, apesar das limitações observacionais da época, percebeu algumas características importantes das estrelas B em emissão, ou estrelas Be. Ele comparou as estrelas Be com as novas, mas notou que a emissão das Be era estável no tempo, o que indicava a existência de um tipo de nebulosa permanente ao redor da estrela. Ele também observou o alargamento das linhas de emissão e propôs que a alta rotação fosse um pré-requisito para o fenômeno. Segundo ele, a estrela Be seria uma estrela B achatada nos polos devido à rotação rápida, que ejetaria matéria gasosa na região equatorial. A matéria orbitaria a estrela e formaria um anel, que ele comparava com os anéis de Saturno (STRUVE, 1931).

Atualmente, é sabido que a distribuição de matéria ao redor das estrelas Be é melhor descrita por um disco, mas o cenário básico proposto por STRUVE (1931) ainda é válido. Os modelos alternativos foram desenvolvidos nas décadas seguintes, entretanto, foi apenas com as observações interferométricas realizadas nos anos 1990 que a hipótese do disco obteve confirmação (QUIRRENBACH *et al.*, 1994).

1.2.1 Estrelas Be

As estrelas Be clássicas são estrelas de sequência principal, ou subgigantes do tipo espectral B que apresentam linhas de emissão de Balmer, ou que já apresentaram essa característica em algum momento do seu passado (COLLINS, 1987). São rotadoras rápidas, geralmente com velocidade de rotação equatorial próxima a 70% do limite crítico (RIVINIUS *et al.*,

2013). A frequência de estrelas Be entre estrelas do tipo B foi estimada por ZOREC e BRIOT (1997) em menos de 17%. A fração de Be aumenta quando se avança para em direção as B iniciais. Por exemplo, o mesmo estudo de ZOREC e BRIOT (1997) encontrou uma população em 34% quando se observa apenas estrelas do tipo B1.

A formação das linhas de emissão se deve à existência de um disco de matéria, ou envelope, ao redor da estrela, que espalha a luz e forma uma linha de emissão. O disco também gera excesso de radiação no infravermelho próximo e pode ter sua geometria determinada por técnicas de interferometria e de polarimetria. O disco pode se dissipar e se formar novamente em escalas de tempo de décadas.

A aparição do disco está associada a eventos de ejeção de matéria, conhecidos como *outburst*, que são a chave para o melhor entendimento do fenômeno das estrelas Be. Em fotometria de alta resolução temporal e alta precisão fotométrica, como as obtidas pelos telescópios espaciais CoRoT, Kepler e TESS, os eventos de ejeção de matéria são observados com uma assinatura de variabilidade na curva de luz bem distinta, como mostrado por DEGROOTE *et al.* (2009) e KURTZ *et al.* (2015). Apenas a alta velocidade de rotação não é capaz de explicar a ocorrência da ejeção de matéria, sendo a identificação de um mecanismo adicional motivo de debate e investigação.

Espectroscopia de alta resolução e alta razão sinal-ruído têm mostrado a existência de variações no perfil das linhas em estrelas Be quentes (*early-type*). Pulsações não radiais (usualmente abreviadas como NRP, *nonradial pulsation*), que serão exploradas com mais detalhes no próximo capítulo (2), têm sido propostas como explicação para a variabilidade nas linhas espectrais destas estrelas. Pulsações não radiais podem ser também o mecanismo adicional necessário para explicar as ejeções de matéria (RIVINIUS *et al.*, 1998a) e, conseqüentemente, o fenômeno Be.

Fotometria com telescópios espaciais combinada com espectroscopia realizadas em solo têm sido a chave para compreender a estrutura e evolução das estrelas Be. Usando essa combinação, HUAT *et al.* (2009) mostraram que a estrela Be HD 49330, observada pelo CoRoT, apresentava um aumento na amplitude dos modos de gravidade e uma diminuição nos modos de pressão logo após a ocorrência de um *outburst*. A análise de NEINER *et al.* (2012) também identificou modos de gravidade, desta vez na estrela Be HD 51452, e mostrou uma conexão entre a amplitude desses modos e a existência de ejeções secundárias de matéria.

Nota-se que em estrelas Be quentes as pulsações não radiais devido a modos de pressão são predominantes, ao passo que em estrelas B mais frias (*late-type*) os modos de gravidade se tornam mais importantes. Outro fato importante mostrado é que modos de gravidade de alta ordem, ocasionados pelo mecanismo κ , são instáveis na região do diagrama H-R ocupada pelas estrelas Be (DZIEMBOWSKI *et al.*, 2007).

Em geral, as pulsações não radiais das estrelas Be ocorrem entre 0,4 e 1,2 dias. Dessa forma, a análise de suas pulsações requer o acompanhamento da variabilidade, tanto com

alta precisão fotométrica quanto com alta resolução temporal. Observações de fotometria em Terra são dificultadas pelo viés que surge em frequências próximas a um dia, exatamente na faixa de frequências relevantes para o estudo de estrelas Be. É necessário utilizar telescópios espaciais para superar essa dificuldade.

1.2.2 Classificação das linhas de emissão

Existem diversos sistemas de classificação das linhas de emissão em estrelas Be, mas nenhum deles se tornou um padrão geral, como ocorre com o sistema MK. Será aqui discutida a classificação descrita por [HANUSCHIK *et al.* \(1996\)](#), já que ela revela informações sobre a estrutura do disco usando apenas as linhas de emissão. Essa classificação, como originalmente descrita, utiliza tanto a linha $H\alpha$ 6562,8 Å como a linha Fe II 5316,6 Å. A intensidade e a variabilidade da emissão da linha de hidrogênio fornecem informações sobre o comportamento do disco através do tempo e, ainda, sobre a homogeneidade da distribuição de matéria no disco. A linha de Fe II, em contraste com a anterior, é opticamente fina, ou seja, ela é originada em uma região superficial do disco. Os espectros aqui usados não abrangem a região onde a linha Fe II 5316,6 Å está localizada, o que impede o uso dessa linha. Ainda assim, a linha $H\alpha$ 6562,8 Å por si só já fornece informações suficientes para justificar o uso desta classificação. De maneira geral, o não uso da linha de ferro resulta em pouca ambiguidade. Todavia, é importante salientar que essa linha não foi usada neste trabalho e, conseqüentemente, a classificação não seguiu todos os critérios descritos por [HANUSCHIK *et al.* \(1996\)](#).

Dentro deste esquema de classificação, exemplificado na figura 1.2, o perfil da linha de $H\alpha$ é classificada de acordo com dois parâmetros. O primeiro indica a inclinação da estrela em relação à nossa linha de visada, separando-as em P, L, H e E. P indica que estamos olhando na direção do polo da estrela (*pole-on disks*). Nessa situação, a emissão se apresenta como um pico ou, um pico com ‘ombros’, referido como tipo de garrafa de vinho, se a resolução permitir discernir estes. Em algumas estrelas esses ‘ombros’ são mais desenvolvidos e o perfil é visto como sendo formado por um pico triplo. O caso seguinte é o L, que indica uma situação intermediária de baixa inclinação (*low inclination*). Ele é visualmente caracterizado por um pico duplo, bem marcado, mas com uma separação pequena e em forma de V entre os picos. Os ombros podem ser visíveis, mas de maneira menos evidente. Em seguida, H indica grandes inclinações (*high inclinations*) e é também identificado por dois picos, mas os picos estão mais distantes e o vale que os separa é mais profundo e mais próximos da forma de um U. Os ombros não estão visíveis nesse caso. O caso de inclinação extrema é indicado por E (*edge-on disk*), quando a estrela é vista do equador. É a situação mais facilmente identificada, caracterizada por uma depressão muito evidente na linha de emissão, que chega próximo ou ultrapassa a linha do contínuo.

Sendo essa uma classificação fenomenológica, a relação entre a inclinação da estrela e

a intensidade da linha não é direta. HANUSCHIK *et al.* (1996) estimaram que a classe P corresponda à $i < 10^\circ$, L entre $10^\circ < i < 60^\circ$, H com $60^\circ < i < 80^\circ$, e $i > 80^\circ$ para estrelas classificadas como E.

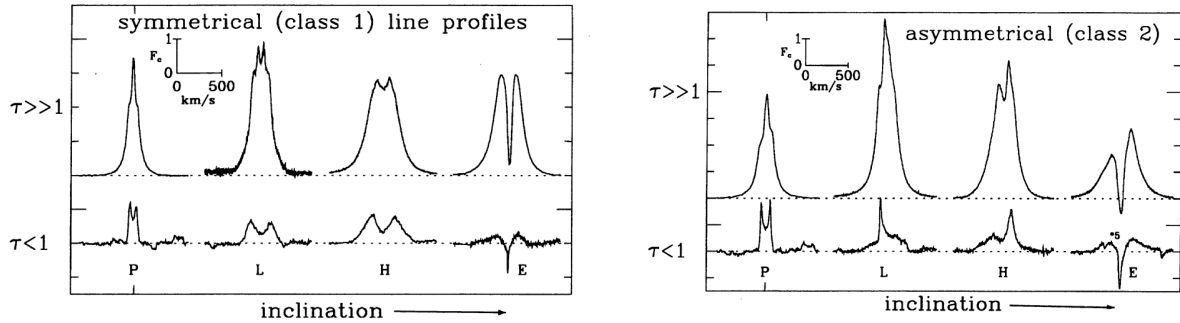


Figura 1.2: Linhas dadas como exemplo por HANUSCHIK *et al.* (1996) para cada classe. Acima linhas de $H\alpha$ e abaixo linhas de Fe II, das regiões opticamente espessa ($\tau \gg 1$) e fina ($\tau < 1$), respectivamente. O pico único indica que a estrela está sendo vista da região do polo, P de *pole-on disks*. Em seguida, tem-se L para *low inclination* (baixa inclinação), H para (*high inclination*) (alta inclinação) e E para quando a estrela está sendo vista pela borda do disco, (*edge-on disk*). O quadro à esquerda apresenta um exemplo em que a emissão é simétrica. À direita, emissões assimétricas indicam um disco também assimétrico. Fonte: HANUSCHIK *et al.* (1996).

A ilustração de RIVINIUS *et al.* (2013), reproduzida na figura 1.3, demonstra de forma clara como a inclinação interfere na forma da linha. Ao ser observada do polo, a luz emitida pelo disco não sofre deslocamento Doppler devido à velocidade de rotação. Quando observarmos a estrela do equador, a luz que provém da metade do disco com matéria com componente do movimento em direção ao observador é deslocada para o azul, enquanto a outra parte é deslocada para o vermelho, já que está se afastando do restante da estrela na perspectiva do observador. Dessa forma, ocorrem dois picos de emissão devido à contribuição dos dois lados do disco. No centro pode haver uma depressão, uma vez que apenas a região do disco entre o observador e a estrela contribui para a emissão, ficando o lado oposto oculto pela estrela. Sendo assim a emissão central é menor que a emissão das regiões vizinhas. A contribuição da luz direta da fotosfera, que exhibe sua linha em absorção, também pode contribuir para a formação de um vale entre os picos, que ainda depende do alargamento das componentes em emissão. Se a inclinação for suficiente, parte da fotosfera será ocultada pelo disco, e esse será o efeito dominante de absorção.

O segundo parâmetro diz respeito à simetria da linha. Se o disco apresentar densidade simétrica e campo de velocidade simétrico em relação ao eixo de rotação da estrela, o formato da linha de emissão também será simétrico em relação ao centro da linha. Nessa situação, o disco Kepleriano geralmente está em equilíbrio hidrostático, ou em expansão homogênea, e o perfil da linha formada é denominado classe 1 (HANUSCHIK *et al.*, 1996). Quando o disco não apresenta simetria radial, com uma distribuição irregular

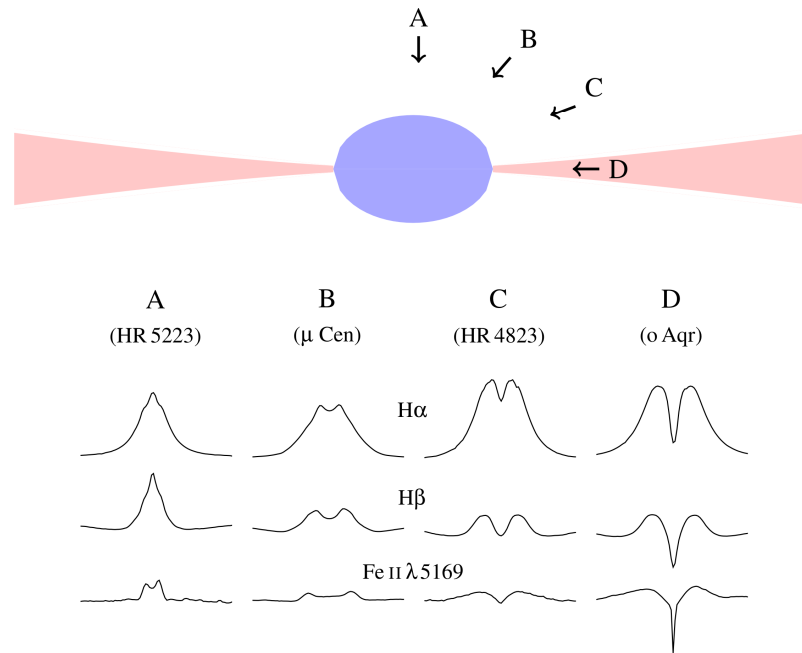


Figura 1.3: Ilustração de como a inclinação do observador em relação ao disco afeta o formato das linhas em emissão. A seta *A* indica uma linha de visada em direção ao eixo de rotação da estrela, o seu polo. A seta *D* indica uma linha de visada no plano do disco, com o disco entre o observador e a estrela. Fonte: RIVINIUS *et al.* (2013)

de sua densidade, a linha formada também apresenta assimetria. O caso assimétrico é denominado classe 2 (HANUSCHIK *et al.*, 1996).

Capítulo 2

Pulsações Estelares

2.1 Princípios

As estrelas podem apresentar oscilações regulares em seu brilho, temperatura e outras características. Esses distúrbios ocorrem devido às ondas, entre elas sonoras, que se propagam no interior das estrelas. As ondas sonoras são ondas de pressão que transportam a energia de uma parte da matéria para outra. Em estrelas, as ondas sonoras podem ser propagadas no nível molecular ou atômico. As ondas sonoras em estrelas propagam variações na pressão, temperatura e densidade da matéria estelar. Variações na pressão fazem com que a matéria se expanda e se contraia. A variação da pressão leva à variação da área superficial da estrela e, conseqüentemente, a variações do brilho. As ondas sonoras (de pressão) são o exemplo mais didático, mas não são as únicas ondas mecânicas que atuam no interior estelar, sendo acompanhadas de ondas de empuxo.

A Asterosismologia é a parte da Astronomia que estuda as pulsações estelares. A observação das pulsações estelares permite-nos avaliar e calcular a estrutura do interior estelar. Para o caso adiabático, a velocidade do som é dada por (AERTS *et al.*, 2010):

$$v_s = \sqrt{\frac{\Gamma P}{\rho}}. \quad (2.1)$$

Mudanças de pressão são acompanhadas de mudanças de temperatura e densidade (lei dos gases ideais)

$$v_s = \sqrt{\frac{\Gamma k T}{\mu}}. \quad (2.2)$$

Mantendo uma das grandezas constantes, podemos analisar o comportamento em casos especiais. Quando a composição é constante, uma maior temperatura leva a uma maior velocidade de propagação. Já se a temperatura for constante, gases leves se movem mais rapidamente e colidem mais, portanto, têm maior velocidade de propagação. Medindo a velocidade do som no gás, pode-se obter a temperatura ou composição que estão relacio-

nadas como a densidade e a pressão pela equação de estado 2.1. Outra definição que se pode dar para a Asterosismologia: medir a velocidade do som através da estrela e com isso determinar os parâmetros fundamentais da estrutura estelar (AERTS *et al.*, 2010).

2.1.1 Equações de deslocamento

Todos os modos naturais de vibração da estrela estão contidos na solução das chamadas equações de movimento. Assumindo uma estrela esférica perfeitamente simétrica, sem rotação, as soluções para as equações de movimento são:

$$\begin{aligned}\xi_r(r, \theta, \varphi, t) &= a(r)Y_\ell^m(\theta, \varphi) \exp(i2\pi\nu t), \\ \xi_\theta(r, \theta, \varphi, t) &= b(r)\frac{\partial Y_\ell^m(\theta, \varphi)}{\partial \theta} \exp(i2\pi\nu t), \\ \xi_\varphi(r, \theta, \varphi, t) &= \frac{b(r)}{\sin \theta} \frac{\partial Y_\ell^m(\theta, \varphi)}{\partial \varphi} \exp(i2\pi\nu t).\end{aligned}\tag{2.3}$$

A primeira equação dá o deslocamento na direção radial, a segunda na direção latitudinal, e a terceira na direção longitudinal. $a(r)$ e $b(r)$ são valores de amplitude. $Y_\ell^m(\theta, \varphi)$ são os harmônicos esféricos:

$$Y_\ell^m(\theta, \varphi) = \sqrt{\frac{2\ell + 1}{4\pi} \frac{(\ell - m)!}{(\ell + m)!}} P_\ell^m(\cos \theta) \exp(im\varphi).\tag{2.4}$$

Os polinômios associados de Legendre são descritos por:

$$P_\ell^m(\cos \theta) = \frac{(-1)^m}{2^\ell \ell!} (1 - \cos^2 \theta)^{\frac{m}{2}} \frac{d^{\ell+m}}{d \cos^{\ell+m} \theta} (\cos^2 \theta - 1)^\ell.\tag{2.5}$$

Na maioria dos casos o eixo de simetria da pulsação z coincide com o eixo de rotação da estrela, mas existem exceções. Como as soluções das oscilações dependem dos harmônicos esféricos, assim como a solução do átomo de hidrogênio, os três números que identificam os modos de oscilação também são denominados números quânticos. O número quântico n é, no caso de pulsações, denominado sobretom, l é denominado grau do modo e o número m é denominado ordem azimutal.

2.1.2 Modos radiais: Fundamental, $n=0$

O caso fundamental do modo radial é a forma mais simples da propagação de oscilação mecânica no interior de uma esfera. Nesse caso a perturbação na pressão viaja apenas na direção radial, de forma que cada casca esférica da estrela tem pressão e temperatura constante, no caso ideal. Toda estrela se expande e se contrai de forma esfericamente simétrica. A matéria do centro não se move, formando ali um nó; a matéria da superfície é a que executa movimento mais amplo, logo nesse modo temos um antinó configurado

na superfície. Exemplos de estrelas nas quais esse modo é dominante são as estrelas Cefeidas e RR Lyrae (AERTS *et al.*, 2010).

Primeiro sobretom

No primeiro sobretom, uma casca concêntrica de raio fixo é um nó, sem deslocamento. Essa casca concêntrica tem então densidade, pressão e temperatura constante com o tempo. A região central e superficial variam em fase oposta. Quando o centro atinge o máximo de pressão, a superfície atinge o mínimo de sua pressão e vice-versa.

Exemplo desse caso são as estrelas roAp, que possuem nós radiais, mas também apresentam pulsações não radiais. Nas estrelas variáveis Cefeidas, RR Lyrae e δ Scuti pode ocorrer de elas oscilarem no estado fundamental e no primeiro sobretom simultaneamente (AERTS *et al.*, 2010). Quando isso acontece, as Cefeidas são designadas de cefeidas de duplo modo e as RR Lyrae de estrelas RRd.

Uma porção de gás com temperatura e composição uniforme teria, claramente, velocidade do som constante ao longo de todo seu volume. Nesse caso, a razão entre o período do modo fundamental e o período do primeiro sobretom seria uma razão de inteiros, um harmônico. Para essa porção de gás ter geometria esférica, como as estrelas, a razão esperada entre esses modos seria 1/3. Como uma estrela está muito longe de ser uniforme ao longo de seu raio, com centro muito mais quente e denso, além de diferenças de composição, não se pode esperar 1/3. O gradiente de temperatura e pressão vai mudar essa razão. Para Cefeidas, o que se encontra é 0,71 para a razão entre o modo fundamental e o primeiro sobretom, enquanto 0,77 é o valor esperado para estrelas δ Scuti (KURTZ, 2006b). A diferença é resultado da maior concentração de massa no centro das Cefeidas em comparação com as δ Scuti.

2.1.3 Modos não radiais

Oscilações não radiais com $l = 1$ são sempre acompanhadas de oscilações radiais com $n > 0$. Para o caso mais simples, $n = 1$, $l = 1$ e $m = 0$, para um observador, todo um hemisfério parece se expandir e contrair, mas na verdade apenas a parte externa do hemisfério se expande, enquanto a região central se contrai. O contrário acontece com o outro hemisfério, de forma que no total o centro de massa da estrela se mantém fixo. Modo dipolo ocorre em estrelas Ap com período curto. Para $l = 2$ se têm nós nas latitudes 35° norte e sul, com os polos se expandindo enquanto o equador se contrai e vice-versa.

2.2 Modos m e efeitos da rotação

A solução das equações de movimento para a componente de longitude é composta pela exponencial $\exp[i(2\pi\nu t + m\varphi)]$. A dependência temporal implica que a oscilação é não

estacionária, mas com nós que se movem. Modos com movimento na direção contrária à rotação da estrela são ditos modos retrógrados, representados com m de sinal positivo por convenção.

Os modos m possíveis são de $2l + 1$; por exemplo, se $l = 3$, o número m pode ser $-3, -2, \dots, +2, +3$. Todos modos m possíveis têm frequência igual para o caso de uma estrela simétrica. Caso exista assimetria, esses modos são divididos (*splits*). No caso estelar a rotação é a causa mais importante de quebra de simetria. A “força” inercial de Coriolis, em direção contrária ao movimento de rotação, faz com que as oscilações longitudinais tenham componentes circulares.

Modos retrógrados têm, devido a esse efeito, frequências aumentadas; modos na direção de rotação têm frequências reduzidas. O modo $m=0$ não é afetado, sendo a frequência central. Se a rotação da estrela é uniforme, a frequência observada depois da separação, *splitting*, é dada por:

$$\nu_{n\ell m} = \nu_{n\ell 0} + mC_{n\ell}\Omega - m\Omega, \quad (2.6)$$

onde $C_{n\ell}$ é uma constante e Ω é a frequência de rotação. Assim, cada um dos $2l+1$ modos têm frequências levemente diferentes. Porém nem todas frequências são necessariamente observáveis, já que as amplitudes de cada modo são independentes (AERTS *et al.*, 2010). Múltiplos divididos (*splits*) são de fato observados, e são usados como ferramentas para determinar a frequência de rotação da estrela. Múltiplos oriundos de modos diferentes ou de sobretons diferentes podem ser usados para determinar a taxa de rotação de diferentes profundidades do interior estelar.

2.3 Ideias básicas da Asterosismologia

Os modos não radiais apresentam segmentos de uma única frente de onda em diferentes alturas. Devido ao gradiente de temperatura da estrela, os segmentos da onda localizados em uma região mais profunda também se encontram em uma área de temperatura mais elevada. Isso resulta em uma velocidade maior para essa parte da onda, comparada àquela em uma profundidade menor. Como resultado, a onda sofre refração ao atravessar o volume da estrela.

Quando a frente de onda atinge a superfície, ela é refletida, pois o meio externo à estrela não tem capacidade para absorver a energia. Os modos com alto grau l são mais refratários, fazendo com que a onda reflita mais vezes. Isso faz com que esses modos sejam contidos apenas nas camadas superficiais da estrela. O volume que abriga as oscilações de um modo específico é, por vezes, denominada cavidade acústica.

A frequência de um modo observado na superfície depende do comprimento do caminho que ele faz e da velocidade pela qual ele percorre esse caminho. Mais precisamente, essa frequência pode ser obtida com a integral da velocidade do som ao longo desse

caminho (AERTS *et al.*, 2010). Quando são observados modos com cavidade acústica que abrangem a estrela inteira, com modos diferentes atingindo profundidades diferentes ao longo da estrela, é possível inverter essa integral. Assim, camada por camada, pode-se criar um mapa da velocidade do som em função da profundidade. Com o conhecimento da velocidade do som ao longo de toda estrela, é possível obter o perfil de temperatura em função da profundidade. Como a velocidade do som é função também da densidade, é necessário ter algum conhecimento sobre a composição química do tipo de estrela que se está analisando.

2.3.1 Modos p e modos g

São denominados modos p as oscilações nas quais a pressão é a força restauradora; são os modos de pressão. Modos p são transmitidos por ondas acústicas, e o movimento do gás ocorre, em geral, na direção vertical. Nos modos g , ou de gravidade, o empuxo (ou força de flutuabilidade) é a força restauradora, e o gás se movimenta principalmente na horizontal (KURTZ, 2006b).

Para o caso radial, a frequência dos modos p aumenta com o aumento no número de nós, enquanto a frequência dos modos g diminui. Modos p são mais sensíveis às condições nas camadas externas da estrela, enquanto modos g são mais sensíveis nas regiões do centro da estrela. Para $n \gg l$ os modos p , são aproximadamente equiespaçados em frequência enquanto os modos g são equiespaçados em período.

Nessa condição de frequências equiespaçadas, se $\Delta\nu_0$ é o espaçamento das frequências consecutivas, conhecido como grande separação, existe a relação de Tassoul para as frequências observadas (KURTZ, 2006b):

$$\nu_{nl} = \Delta\nu_0 \left(n + \frac{l}{2} + \epsilon \right) + \delta\nu, \quad (2.7)$$

onde ϵ é uma constante e $\delta\nu$ é conhecida como pequena separação (AERTS *et al.*, 2010). A grande separação é dada pelo inverso do tempo necessário para uma onda sonora ir da superfície até o centro da esfera e retornar para a superfície. Ou seja, a grande separação para os modos de pressão é dada por:

$$\Delta\nu_0 = \left(2 \int_0^R \frac{dr}{c(r)} \right)^{-1}. \quad (2.8)$$

A grande separação, que pode ser medida diretamente, traz consigo a informação do raio da estrela. Para estrelas da sequência principal raio e massa estão relacionados, essa última também pode ser conhecida invertendo a equação 2.8. Já a pequena separação é sensível a densidade do núcleo e é um indicador da idade da estrela. A pequena separação é importante para diferenciar frequências $n - 1$ de frequências $l + 2$, que são degeneradas

na ausência de pequena separação, conforme a relação de Tassoul. Isso é possível porque a pequena separação é levemente diferente para modos l pares e ímpares (AERTS *et al.*, 2010).

Para a separação de períodos nos modos g é válida uma relação semelhante:

$$\Pi_{n\ell} = \frac{\Pi_0}{\sqrt{\ell(\ell+1)}}(n + \epsilon), \quad (2.9)$$

onde:

$$\Pi_0 = 2\pi^2 \left(\int \frac{N}{r} dr \right)^{-1}, \quad (2.10)$$

e N é a frequência de Brunt-Väisälä, que pode ser descrita como um indicador da estabilidade vertical de um fluido às perturbações, como a causada por movimentos convectivos. A integral é sobre o raio ao longo do qual os modos g podem se propagar, ou seja, referente à cavidade acústica. Espaçamentos que não seguem essa relação são indicadores de estratificação do núcleo, consequência da mudança de elementos produzidos pelos processos nucleares.

A identificação de muitos modos n , l e m é a base que a Asterosismologia utiliza para mapear com precisão as distribuições de temperatura, pressão, densidade, composição química e rotação pelo interior da estrela. Quando os dados são mais limitados, a identificação da pequena e grande separação já permite a determinação da massa e da idade para algumas estrelas.

A identificação de modos p ou g depende muito da natureza da estrela (AERTS *et al.*, 2010). Os modos g são identificados apenas nas superfícies de estrelas com condições específicas, principalmente as condições do núcleo. Modos g ainda não foram detectados no Sol, mesmo com o conhecimento excepcional da variabilidade na nossa estrela em todos os domínios de frequência. Por outro lado, são os modos dominantes em outros tipos de estrelas, como as γ Dor que ficam relativamente próximas do Sol no diagrama HR.

Existem três regiões no diagrama HR que contêm estrelas pulsando nos modos p e g que estão relativamente próximas. As estrelas β Cep, que pulsam no modo p , e as SPB, que pulsam no modo g , são ambas classes de estrelas B de sequência principal. Também na sequência principal, porém em uma região mais fria, encontram-se as estrelas δ Scuti, que pulsam no modo p , e suas vizinhas γ Dor, que pulsam no modo g . O terceiro par são as variáveis EC 14026, que pulsam no modo p , e as estrelas do tipo Betsy, que pulsam no modo g ; ambas são classes de estrelas B sub-anãs. Conforme ilustrado na figura 2.1, em cada um desses três pares, a classe de estrelas que pulsa no modo p é posicionada mais à esquerda no diagrama, indicando que essas estrelas são mais quentes do que as estrelas da classe adjacente, que apresentam modos g detectados na superfície.

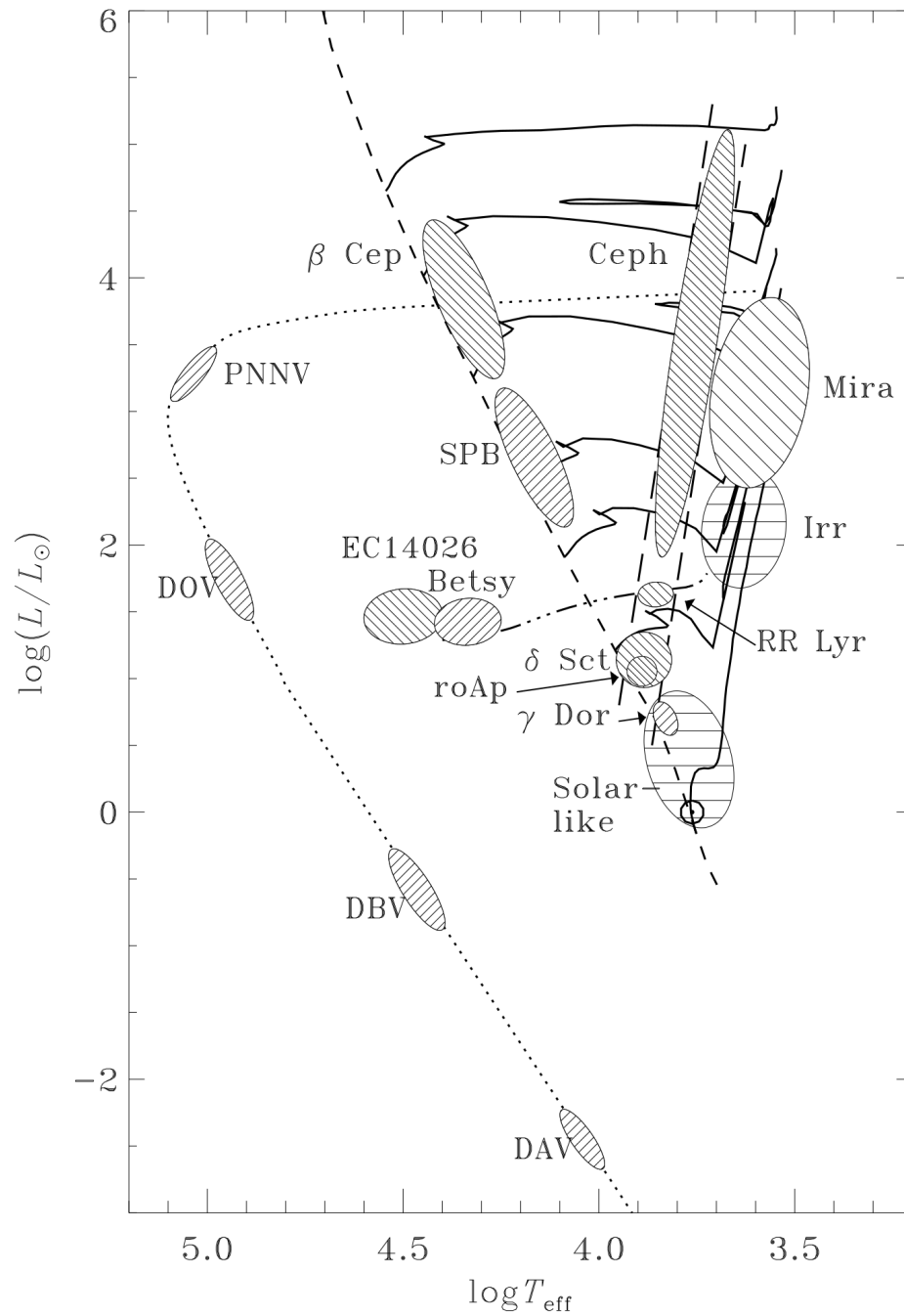


Figura 2.1: Diagrama Hertzsprung-Russell mostrando a localização de diferentes classes de variabilidade, em diferentes estágios de evolução. Fonte: KURTZ (2006a), figura 11.

2.3.2 Mecanismo de alimentação

A pulsação de uma estrela acarreta grande dissipação de energia, devido às forças de fricção no movimento do plasma. Então, para a pulsação se manter estável em período e em amplitude ao longo de séculos, como se tem registro para algumas estrelas, é necessário um mecanismo que constantemente reponha as perdas geradas pelas dissipações. São três os mecanismos principais que mantêm as oscilações nas estrelas.

O mecanismo de opacidade, ou κ , é o mais comum em estrelas variáveis, sendo responsável pela variabilidade de estrelas Cefeidas, RR Lyrae, δ Scuti e β Cep (KURTZ, 2006b). A alimentação acontece principalmente na camada de ionização e é promovida pela opacidade gerada pelo H e He. Quando em estado neutro, o hidrogênio e o hélio têm grande opacidade, impedindo a passagem da radiação. Essa radiação fica presa, aumentando a pressão e a temperatura e fazendo a camada se expandir. O gás, agora muito mais quente, se ioniza. H e He ionizados têm opacidade menor, deixando a radiação escapar. Sem o excesso de radiação, o gás se comprime e esfria. No processo de compressão, H e He se recombina. A alta opacidade é então restabelecida, reiniciando o ciclo. Em algumas estrelas o mecanismo é operado por elementos do grupo do ferro e não por H e He. Exemplo disso são as β Cep e as sub-anãs B pulsantes.

O segundo mecanismo é denominado estocástico e opera em estrelas do tipo solar e gigantes vermelhas (AERTS *et al.*, 2010). Tal como uma chaleira em fervura, a zona de convecção das estrelas produz ondas acústicas em diversas frequências. Frequências diferentes das naturais da estrela se dissipam, por definição. Porém, esse ‘ruído’ convectivo, juntamente com frequências aleatórias, também contém frequências naturais. Portanto, haverá uma ressonância e a energia dessa parte do ruído ajudará a alimentar as pulsações naturais.

O terceiro mecanismo é teórico, ainda não tendo sido observado. Nele a pulsação é alimentada por flutuações na produção de energia no núcleo da estrela e, conseqüentemente, a variação no fluxo luminoso que atravessa a estrela. Estrelas supergigantes são as principais candidatas em que se espera encontrar oscilações alimentadas por esse mecanismo (KURTZ, 2006b).

2.3.3 Seleção de modos

Os modos de oscilação observados mudam bastante de estrela para estrela. Mesmo para estrelas de mesmo tipo há diferenças em quais modos ocorrem ou não. Tal como em um instrumento musical, o local em que a excitação é realizada tem forte influência em quais modos serão mantidos. Se o estímulo ocorrer em uma posição que é um nó para um determinado modo, esse estímulo certamente não poderá alimentar esse modo. A posição do mecanismo de alimentação em relação à geometria da estrela, levando em consideração a distribuição de temperatura e pressão, determinará as frequências e amplitudes possíveis

(KURTZ, 2006b).

Outros fatores também têm influência. Por exemplo, linhas de campo magnético forte global podem favorecer modos de pulsação dipolar e enfraquecer modos transversais. Estratificações de densidade podem eliminar certas frequências enquanto elas atravessam a estrela. Modos com período igual ao tempo de convecção característico são favorecidos em estrelas alimentadas pelo mecanismo estocástico.

2.4 Variabilidade de estrelas do tipo B

Antes da Missão Kepler, acreditava-se que existiam dois tipos principais de variabilidade associadas às pulsações em estrelas do tipo B. As estrelas β Cep, ou β Cephei, são aquelas que apresentam variações no brilho em períodos inferiores a seis horas. O outro tipo principal é formado por estrelas que variam apenas em frequências baixas, correspondentes a períodos superiores a seis horas. Essas estrelas são chamadas de SPB (*Slow Pulsation B Stars*, estrelas de pulsação lenta do tipo B). Havia também um grupo híbrido, com predominância de frequências altas, típicas de β Cep, mas com algumas frequências baixas de menor amplitude. Essas estrelas eram consideradas um caso especial de β Cep e às vezes eram chamadas de estrelas híbridas β Cep/SPB (DEGROOTE *et al.*, 2009).

Com a alta precisão fotométrica do Kepler, BALONA *et al.* (2011) identificaram um novo grupo de estrelas variáveis. Esse grupo tem muitas frequências baixas, como as SPB, mas também tem alguns picos de menor amplitude em frequências altas. Esses picos estão em uma região onde não se observavam oscilações nas SPB tradicionais. BALONA *et al.* (2011) classificaram essas estrelas como pertencentes a um novo grupo, de estrelas híbridas SPB/ β Cep. Assim, existem dois grupos distintos de estrelas híbridas, sendo que o efeito dominante é indicado pelo primeiro nome.

A variabilidade das estrelas β Cep e SPB tem origem asterossismológica, ou seja, é causada por oscilações que se propagam desde as camadas internas até a superfície das estrelas. O trabalho de BALONA *et al.* (2011) também consideraram um quarto grupo, que tem variabilidade de origem não sismológica. Nesse grupo, as curvas de luz são mais simples, com um padrão bem definido. No espectro de frequências, isso se reflete em poucas frequências bem marcadas, às vezes com harmônicos. A variabilidade desse grupo pode ser causada pela interação entre duas estrelas em um sistema binário não eclipsante e sem troca de matéria, ou por algum fenômeno na fotosfera relacionado à rotação da estrela. Algumas estrelas desse grupo podem ter os dois tipos de variabilidade. Além disso, como esses fenômenos são independentes, eles podem coexistir com a variabilidade sismológica. Por exemplo, uma estrela pode ser SPB e também variar por causa da rotação. No entanto, quando há essa combinação de fenômenos, o sinal de um deles pode ficar oculto ou mais difícil de ser detectado.

A binaridade e a rotação são fenômenos que têm origens diferentes mas que podem

produzir efeitos similares em uma curva de luz. Segundo [DEGROOTE *et al.* \(2009\)](#) e [BALONA *et al.* \(2015\)](#), nem sempre é fácil distinguir entre esses dois fenômenos. Uma forma de identificar a rotação é observar se há variações na curva de luz causadas por heterogeneidades na superfície da estrela. Essas variações podem ser originadas, por exemplo, por manchas como as solares, ou devido à composição não uniforme da fotosfera. Por outro lado, a binaridade costuma gerar curvas de luz mais constantes. No entanto, essa forma de identificação tem uma limitação na campanha K2, já que a missão só tem 80 dias de observação contínua para cada região do céu, o que pode ser insuficiente para detectar mudanças na fotosfera. Em contrapartida, a campanha original do Kepler observou muitas estrelas por quatro anos sem grandes interrupções, o que permitiu reconhecer padrões mais complexos nas curvas de luz. Outro fator que pode complicar a identificação da rotação é que as estrelas não giram com a mesma velocidade em todas as latitudes. Essa rotação diferencial pode fazer com que o espectro da estrela apresente várias frequências e seus múltiplos. Isso pode confundir a classificação dessas estrelas como SPBs.

As variabilidades rotacionais, que são assim chamadas por terem a mesma frequência que a rotação ou múltiplos desta, estão associadas à não homogeneidade na fotosfera. As manchas podem ser de natureza magnética, como as que ocorrem no Sol, de natureza química, como as que se formam por acúmulo de certos elementos, ou de natureza desconhecida, como as que foram encontradas por [BALONA *et al.* \(2011\)](#). Nesse caso, o termo mancha é usado de forma genérica para indicar qualquer tipo de não homogeneidade na fotosfera.

As manchas solares são provocadas por um campo magnético muito forte que é gerado pelo movimento do plasma na zona convectiva, que é a camada externa do Sol. Esse movimento cria uma corrente elétrica, que por sua vez cria um campo magnético. Esse fenômeno é explicado pelo modelo do dínamo magnético ([CARROLL e OSTLIE, 1996](#)). Nas estrelas do tipo B, a camada externa é radiativa, ou seja, não há movimento do plasma. Por isso, não se esperava que essas estrelas tivessem um campo magnético forte.

No entanto, algumas evidências mostraram que isso é possível um campo magnético forte em estrelas B. Por exemplo, [GRUNHUT *et al.* \(2012\)](#) realizaram medições no âmbito do projeto MiMeS (*Survey of Magnetism in Massive Stars*), no qual mediram o campo magnético de estrelas do tipo B e descobriram que aproximadamente dez por cento dessas estrelas possuíam um campo magnético forte e de grande escala. O MiMeS ([WADE *et al.*, 2016](#)) é um projeto de espectropolarimetria de alta resolução e com um grande número de alvos, que utiliza os instrumentos ESPaDOnS (*Echelle SpectroPolarimetric Device for the Observation of Stars*) e HARPSpol, instalados respectivamente no telescópio CFHT no Havá e no telescópio de 3,6m do ESO em La Silla.

A origem do campo magnético nessas estrelas é debatida. A primeira possibilidade é o chamado caso fóssil, o qual seria um remanescente do campo magnético presente durante a formação da estrela ([ALECIAN *et al.*, 2019](#)). A segunda possibilidade é que o campo

seja gerado por um mecanismo dínamo ainda ativo. Esse mecanismo seria impulsionado pelo movimento convectivo no núcleo da estrela e teria que ser suficientemente intenso para exercer uma forte influência na superfície (AUGUSTSON *et al.*, 2016). A combinação desses cenários também é uma possibilidade, assim como alguns trabalham com interações entre as estrelas em sistemas binários (LANGER, 2014).

Outro tipo de mancha que pode causar variações no brilho das estrelas do tipo B é a mancha química. Esse tipo de mancha é encontrado nas estrelas HgMn, que são estrelas B tardias que têm linhas espectrais de mercúrio (Hg) e manganês (Mn) mais intensas do que o normal para estrelas do mesmo tipo espectral. Essas estrelas são conhecidas também pela ausência de campo magnético forte, como mostraram os estudos de AURIÈRE *et al.* (2010) e HUBRIG *et al.* (2012), que não detectaram campo magnético maior do que 15 G. Sem campo magnético forte, as variações nas curvas de luz dessas estrelas são atribuídas à distribuição desigual de elementos químicos em suas atmosferas. Um exemplo disso é a estrela Maia, que é a terceira estrela HgMn mais brilhante. Essa estrela foi observada pelo Kepler na campanha quatro da missão K2 com abertura especial, e mostrou uma curva de luz quase perfeitamente senoidal. O trabalho de WHITE *et al.* (2017) obteve oito espectros de alta resolução dessa estrela em onze noites e verificou que a linha 4756 Å Mn II variava em intensidade com o mesmo período da curva de luz do Kepler, de 10,3 dias.

BALONA *et al.* (2011) classificaram 48 curvas de luz de estrelas do tipo B observadas na Missão Kepler. Essas estrelas foram selecionadas com base nos dados disponíveis na época como as mais prováveis de serem estrelas B de sequência principal. Oito estrelas foram classificadas como SPB. Sete estrelas foram classificadas como híbridas SPB/ β Cep, definidas nesse artigo como estrelas que pulsam em frequências baixas e altas, sendo que as baixas são predominantes. Dentre essas 48 não foram encontradas estrelas com pulsações dominantes de β Cep. O trabalho considerou 23 estrelas como tendo variabilidade devido à rotação ou à binaridade, sendo assim não são causadas por oscilações internas da estrela. Para 34 objetos foram obtidos espectros com resolução espectral $R \approx 550^1$ e cobertura espectral de 362 nm a 690 nm. Para essas estrelas com espectros foram derivados os parâmetros físicos, como temperatura e gravidade superficial, por meio do ajuste de modelos às linhas dos espectros. Adicionalmente, cinco alvos foram observados em alta resolução, com $R = 81000$, que foram usados para obter $v \sin i$ usando o método de transformada de Fourier. Todos 48 os alvos, além de um conjunto de estrelas padrão, também foram observados por meio de fotometria Strömgreen (sistema de filtros $wby\beta$) foi obtida para todos os alvos. A comparação dos índices fotométricos dos alvos com os objetos padrão, em combinação com as equações de transformação, permitiu a estimativa dos parâmetros para os 48 objetos. Os resultados obtidos foram consistentes com aqueles

¹A resolução espectral, ou poder de resolução, é dada por $R = \lambda/\Delta\lambda$, onde $\Delta\lambda$ é o menor intervalo de comprimentos de onda que pode ser resolvido.

derivados dos espectros.

MCNAMARA *et al.* (2012) realizaram a análise da curva de luz de 252 candidatas a estrelas B observadas pela Missão Kepler. O objetivo foi expandir o trabalho de BALONA *et al.* (2011) para um número maior de estrelas, mantendo as mesmas bases para possibilitar a comparação dos resultados. O trabalho de MCNAMARA *et al.* (2012) esclareceu os critérios que definem a classificação de uma estrela em um grupo ou em outro, facilitando a classificação de um número maior de curvas de luz e a reprodutibilidade dos resultados obtidos. Os critérios usados por MCNAMARA *et al.* (2012) podem ser resumidos como:

- Estrelas β Cep: espectro de potência com muitas frequências acima de $3,5 \text{ dia}^{-1}$.
- Estrelas SPBs: estrelas do tipo espectral B que não apresentam frequências acima de $3,5 \text{ dia}^{-1}$, e que possuem, no mínimo, duas oscilações abaixo desse limite.
- Estrelas híbridas SPB/ β Cep: exibem oscilações típicas dos dois grupos anteriores, em um intervalo que vai de $0,5$ a 20 dias^{-1} .
- Estrelas com variabilidade modulada devido à rotação ou binaridade: têm curvas de luz mais simples, com variações suaves, resultantes de apenas algumas frequências.

É importante notar que MCNAMARA *et al.* (2012) agruparam as híbridas SPB/ β Cep e β Cep/SPB em uma mesma categoria de híbridas, mas diferenciaram os dois casos na análise individual. As novas estrelas foram consideradas como candidatas pelos autores em suas respectivas classes de variabilidade, sem a determinação direta dos parâmetros físicos da maioria dos objetos. Isso impediu a confirmação de que são estrelas do tipo B na sequência principal. Como resultado principal do trabalho de MCNAMARA *et al.* (2012), o número de estrelas candidatas a β Cep observadas pela Missão Kepler foi de nenhuma para 10, a quantidade de candidatas a SPBs aumentou de 8 para 54, o número de híbridas cresceu de 7 para 21, e o número de estrelas binárias ou com modulação devido à rotação subiu de 23 para 82.

O trabalho de BALONA *et al.* (2015) forneceu outra contribuição para a classificação de estrelas B, usando também os dados da Missão Kepler. Nesse trabalho, as análises foram feitas com quase quatro anos de dados obtidos pela Missão Kepler para a maioria dos alvos. Isso contrasta com cerca de 270 dias usados por BALONA *et al.* (2011), correspondentes aos trimestres Q2, Q3 e Q4. Nesse último trabalho, a classificação foi ampliada em relação à apresentada em BALONA *et al.* (2011), principalmente pelo fato de a classe de estrelas com variabilidade devido à rotação ou binaridade, também chamada de ROT/BIN, ser dividida em três subclasses.

A primeira subclasse é a das binárias eclipsantes, que são sistemas binários em que as estrelas se eclipsam periodicamente, causando variações no fluxo luminoso observado. Essas variações podem ter formato de V ou U, dependendo da geometria do sistema. Se o

sistema for desacoplado, ou seja, se as estrelas não trocarem matéria entre si, os eclipses serão bem definidos e o fluxo luminoso será praticamente constante entre eles. Por outro lado, se o sistema for semi-acoplado, ou seja, se houver transferência de matéria de uma estrela gigante para outra menor, os eclipses serão mais suaves e o fluxo luminoso terá uma curva em forma de arco, semelhante a um M, entre eles. Esses casos são mais difíceis de identificar o início e o fim dos eclipses, pois o grande envelope da estrela gigante e a massa em transferência entre as estrelas tornam a transição menos abrupta (KANG, 2010).

A segunda subclasse é a das variáveis elipsoidais, que são sistemas binários em que as estrelas estão tão próximas que sofrem deformações causadas pela força centrífuga e pelo efeito de maré. Essas deformações fazem com que as estrelas tenham formato elipsoidal, em vez de esférico, e que a área projetada em nossa direção mude durante o período orbital, gerando variações no fluxo luminoso. Essas variações podem ser detectadas mesmo que o sistema não esteja alinhado com a nossa linha de visada, a menos que o plano orbital seja perpendicular ao observador. Outro fator que contribui para a variabilidade desses sistemas é o reflexo da luz de cada estrela em sua companheira, que depende da forma, da composição e da geometria das estrelas (MORRIS, 1985). Esses sistemas apresentam dois máximos e dois mínimos de fluxo luminoso em cada período orbital, correspondendo à metade do período que aparece no periodograma (BALONA *et al.*, 2015).

A terceira subclasse é a das estrelas com modulação devido à rotação, que são estrelas que apresentam variabilidade em consequência da presença de manchas ou outras inhomogeneidades em sua superfície e que alteram o fluxo luminoso conforme a estrela gira em torno do seu eixo. Se a estrela tiver rotação diferencial, ou seja, se diferentes latitudes girarem com velocidades diferentes, as manchas podem produzir diversas frequências próximas entre si no periodograma, que podem ser confundidas com as frequências das estrelas pulsantes do tipo SPB. Para distinguir esses casos, é preciso observar as mudanças nas curvas de luz ao longo do tempo, pois as manchas podem variar em número, tamanho e posição. Essa subclasse também inclui as estrelas com peculiaridades químicas, as quais podem ser identificadas por meio da espectroscopia (BALONA *et al.*, 2015).

Podemos também mencionar uma quarta subclasse, que é a das variáveis Maia. Essas são estrelas que apresentam altas frequências, típicas das estrelas pulsantes do tipo β Cephei, mas que estão fora da faixa teórica de instabilidade dessas estrelas por terem temperaturas comparativamente baixas (tipo B tardias). O termo Maia é usado para indicar que essas estrelas, cujo mecanismo de produção de pulsações ainda é desconhecido, não se enquadram em nenhuma das outras subclasses (BALONA *et al.*, 2015).

O termo variáveis Maia tem origem histórica, baseado em algumas publicações do início do século XX que atribuíam à estrela Maia uma variabilidade periódica de algumas horas (WHITE *et al.*, 2017). STRUVE (1955a) definiu esse termo para designar estrelas que apresentam variações de brilho de 1 a 4 horas e que se localizam no diagrama H-

R entre as estrelas β Cephei e as δ Scuti. A existência e a classificação das variáveis Maia foram alvos de debate por muito tempo. Atualmente, sabe-se que a estrela Maia não pertence a essa classe, não pulsa em alta frequência, é quimicamente peculiar e tem um período de rotação de 10,3 dias (WHITE *et al.*, 2017). Além disso, WHITE *et al.* (2017) desaconselham o uso do termo variável Maia para estrelas com altas frequências de pulsação. Nesse sentido, estudos recentes indicam que o grupo de estrelas anteriormente chamado de variáveis Maia por BALONA *et al.* (2015) corresponde a estrelas SPB com alta velocidade de rotação (MOWLAVI *et al.*, 2016; SALMON *et al.*, 2014; TOWNSEND, 2005).

2.5 Pulsações não radiais em estrelas Be

O trabalho de PERCY (1983) é reconhecido como a primeira detecção de pulsações não radiais atribuída a uma estrela Be. O estudo abordou a pulsação da estrela HR 9070, mostrando uma variabilidade de 0,03 mag com um período de 0,3 dias, estável ao longo de vários anos e sem variabilidade significativa nas cores. A origem da variabilidade no disco foi considerada improvável, pois tal origem revelaria uma amplitude dependente do comprimento de onda. Isso se deve ao fato de que o disco contribui muito mais para o vermelho e infravermelho. Além disso, não seria esperada a estabilidade apresentada ao longo dos anos. PERCY (1983) considerou a possibilidade de origem rotacional, como manchas. Porém o período de 0,3 dias implicaria em uma rotação muito acima do que é compatível para a classe espectral da estrela, exigindo então um cenário de duas manchas em pontos simétricos. Por outro lado, pulsações radiais seriam mais curtas e produziriam variabilidade nas cores não observadas. Assim, PERCY (1983) propuseram as pulsações não radiais como a origem mais provável, dado que elas já eram esperadas em estrelas B, principalmente em objetos com altas rotações como as Be que são distorcidos radialmente. Posteriormente, HARMANEC (1984) advogou que os dados apresentados por Percy poderiam ser melhor representados com uma curva de luz com dois mínimos e máximos em cada período. Ele ainda sugeriu que a variabilidade seria o efeito da rotação combinada com a não uniformidade do brilho na superfície da estrela.

Rotação, apesar de ser parte importante do fenômeno, sozinha não é suficiente para colocar matéria em órbita Kepleriana. Os ventos radiativos são menos pronunciados em estrelas B de sequência principal (WÖLLERT *et al.*, 2014). Pulsações não radiais são importantes candidatos para cobrir esse diferencial em momento angular, com menções a essa possibilidade teórica aparecendo desde antes da detecção, como nos trabalhos de BAADE (1982) e BOLTON (1982). Acredita-se que o processo de transferência de massa da estrela para o disco é episódico, devido a variabilidade na intensidade das linhas de emissão e observação de episódios de perda de massa por meio de curvas de luz, em espectros e monitoramento da polarização (CARCIOFI *et al.*, 2012; HUAT *et al.*, 2009;

WISNIEWSKI *et al.*, 2010).

A primeira grande evidência em apoio à da hipótese de NRPs como mecanismo fundamental veio com o trabalho de RIVINIUS *et al.* (1998a), sobre a estrela μ Cen. Nele foi demonstrado que o aumento da intensidade das linhas de $H\alpha$ acontecia ao mesmo tempo que interferência construtiva entre o modo de pulsação de maior intensidade com o segundo e o terceiro. Interferência entre esses dois últimos modos não tiveram correspondência nas curvas de luz. As evidências sugerem um cenário em que o batimento entre as frequências é o causador do evento de ejeção de massas, com a condicionante de a intensidade das frequências envolvidas ser suficientemente elevada, acima de um limiar particular da estrela.

O modelo *viscous decretion disk* (VDD , LEE *et al.*, 1991) é amplamente reconhecido como a representação mais precisa da evolução do disco de estrelas Be após sua formação. Através da interação viscosa, a maior parte da massa perde momento e retorna à estrela. No entanto, uma pequena fração adquire momento angular e migra para órbitas mais distantes, resultando na expansão do disco ao longo do tempo (CARCIOFI *et al.*, 2012; HAUBOIS *et al.*, 2014).

Apesar de outros estudos terem apresentado evidências da relação entre NRP e comportamento do disco, se mostrou um desafio ao longo dos anos encontrar outras estrelas com comportamento correspondente ao da μ Cen. A 28ω CMa é um exemplo de estrela estudada com abundância de detalhes, com grande variabilidade gerada no disco, porém um único modo de oscilação considerável (ŠTEFL *et al.*, 2003a,b). A escala de tempo entre os eventos de ejeção é muito maior para a 28ω CMa do que na μ Cen, talvez indicativo de diferenças no mecanismo de ejeção.

2.5.1 Frequências de Štefl

ŠTEFL *et al.* (1998) encontraram variabilidades no perfil das linhas que ocorrem exclusivamente durante episódios de ejeção, tanto na estrela μ Cen como para 28ω CMa. O estudo conseguiu identificar a origem da variabilidade na região de transição entre a fotosfera e o disco (BAADE *et al.*, 2016). Isso se deve ao fato de que a variabilidade se manifesta no perfil de linhas que normalmente se formam acima da fotosfera, incluindo as linhas de emissão em $H\alpha$ e Fe II 5316 Å e de absorção em Mg II 4481 Å e Si 6347 Å (BAADE *et al.*, 2016). A observação de uma velocidade projetada superior à velocidade equatorial nos perfis que exibiram essa variabilidade também reforça a origem acima do nível fotosférico. RIVINIUS *et al.* (2003) identificaram variabilidade com a mesma característica nas estrelas η Cen e κ CMa, sendo que o trabalho de ŠTEFL *et al.* (1998) já levantou essa suspeita em relação à primeira.

Essas variabilidades temporárias são hoje conhecidas como frequências de Štefl. Suas frequências apresentam valores tipicamente 10 à 20% que a frequência de pulsação do-

minante. Acredita-se que sejam geradas por aglomerados de material ejetado, ainda em órbitas não totalmente circularizadas, antes do material ser incorporado ao disco (RIVINIUS *et al.*, 1998a). Portanto, podem ser um resultado da conexão entre a estrela e o disco. De acordo com BAADE *et al.* (2016), essas frequências aparentemente não fornecem muitas informações sobre a estrela em si.

Capítulo 3

Kepler e TESS

3.1 Kepler: o instrumento e a missão

Os objetivos principais da Missão Kepler eram (BORUCKI *et al.*, 2009): determinar a ocorrência de planetas do tipo terrestre ou maiores; determinar a distribuição de tamanhos dos planetas e suas distâncias em relação às estrelas; determinar a frequência de planetas em sistemas multi estelares; determinar tamanho, albedo e massa de planetas gigantes com órbitas curtas e determinar as propriedades das estrelas que hospedam sistemas planetários. Esses objetivos foram os guias para definir as características técnicas do instrumento e características operacionais da missão. Adicionalmente, havia o requisito da nave, incluindo seu defletor de luz solar, serem comportados no volume disponível na cápsula padrão do veículo lançador de foguetes Delta II.

A precisão fotométrica mínima foi definida para poder detectar um planeta como a Terra em uma estrela similar ao Sol e com magnitude 12, com uma razão sinal-ruído maior que quatro. Um mínimo de três trânsitos foi definido para um sistema desse tipo, resultando que a missão deveria olhar, pelo menos, três anos para a mesma direção do céu.

Um grande número de estrelas precisava ser observado para que fosse estatisticamente significativo a estimativa da proporção delas que possuem planetas. Se determinou que era necessário observar cem mil estrelas da sequência principal para atingir esse objetivo, o que determinou o tamanho da abertura e do campo de visão, assim como a localização do céu a ser observada (BORUCKI *et al.*, 2009). O campo de visão da Missão Kepler foi definido como fixo, mesmo no caso de extensão da missão, para permitir a detecção de planetas com períodos orbitais maiores e para de aumentar o número total de trânsitos observados nos demais planetas com órbita curta, facilitando a detecção.

O telescópio Kepler é do tipo Schmidt, ou seja, possui um espelho primário esférico e uma lente corretora do tipo Schmidt no centro de curvatura. Essa concepção tem como vantagem permitir um grande campo de visão, característica necessária para a Missão

Kepler. A abertura do Kepler é de 0,95 m de diâmetro e o espelho primário possui 1,4 m de diâmetro. O campo de visão tem diâmetro de 16,1 graus, com área de 115,6 graus quadrados cobertos pela câmera (quando todos os módulos de CCD estavam ativos)([VAN CLEVE e CALDWELL, 2016](#)). O telescópio Kepler era sensível à luz em uma região que vai de 400 nm até 900 nm, com pico da curva de resposta em 600 nm ([VAN CLEVE e CALDWELL, 2016](#)), assim cobrindo primariamente na região do visível, com uma pequena contribuição do infravermelho próximo.

Os detectores do Kepler são divididos em 25 módulos, na forma de um quadrado de cinco módulos de lado. Os quatro módulos dos cantos são dedicados ao apontamento do telescópio, chamados de sensores de guiagem fina (FGS). Os 21 módulos restantes são utilizados para ciência. Cada módulo científico possui dois dispositivos de carga acoplada, CCDs, sendo cada um formado por 2200 x 1044 pixels ([VAN CLEVE e CALDWELL, 2016](#)). Cada CCD tem duas saídas de sinal com amplificadores. O arranjo de CCDs são montados de forma a serem simétricos à rotações de 90 graus, permitindo esse giro sem a perda de alvos. Para evitar saturação, a leitura dos CCDs é feita a cada seis segundos, sendo os dados acumulados na memória e adicionados para formar a cadência curta, um minuto, ou longa, trinta minutos.

O telescópio orbitava o Sol em trajetória semelhante à Terra, mas com menor velocidade, de forma que a nave foi se afastando de nós com o passar dos anos, conforme ilustrado na figura 3.1. Nos planos iniciais propostos, quando o projeto ainda era chamado de FRESIP (*FRequency of Earth-Size Inner Planets*), a órbita escolhida estava em um dos pontos de Lagrange do sistema Terra-Sol. No entanto, optou-se por uma órbita solar porque isso permitiria um sistema de propulsão mais simples e reduziria o custo da missão ([BORUCKI *et al.*, 2009](#)).

Na Missão Kepler o telescópio girava em torno de seu próprio eixo em 90 graus ao final de um período de 93 dias, conhecido como quarto. O giro é realizado para manter os painéis solares da nave recebendo luz solar, e seu radiador em direção oposta ([VAN CLEVE e CALDWELL, 2016](#)). Por isso, a importância da simetria do arranjo de sensores fotométricos. Ao final de cada ano os alvos haviam sido observados por quatro módulos diferentes.

3.1.1 Missão K2

O apontamento do Kepler em sua missão original era mantido com quatro giroscópios, ou rodas de reação, sendo um deles redundante. Em julho de 2012, um dos giroscópios falhou. Em maio de 2013 um segundo giroscópio falhou, impossibilitando que o telescópio mantivesse apontamento e que a missão Kepler continuasse. Tentativas de conserto foram realizadas, mas sem sucesso.

A única solução viável encontrada para continuar as observações foi tirar proveito da

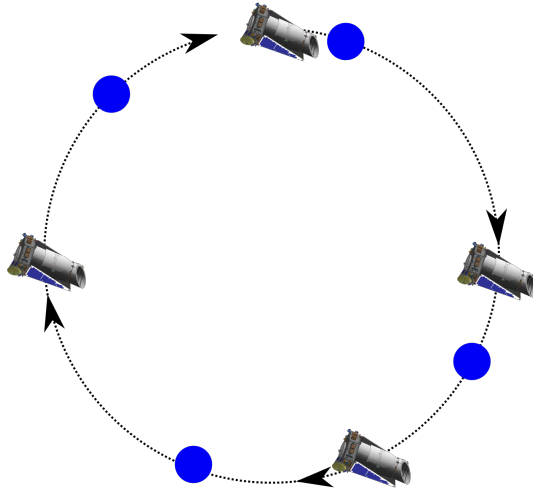


Figura 3.1: Ilustração esquemática da órbita do Kepler em relação à Terra. A órbita é semelhante à da Terra, porém a velocidade orbital é menor. Velocidade do afastamento Terra-Kepler exagerada na figura.

geometria da nave para encontrar uma posição de equilíbrio. Os painéis solares foram projetados em forma de cunha para que a pressão solar não gerasse movimento da nave, evitando correções desnecessárias (HOWELL *et al.*, 2014; VAN CLEVE e CALDWELL, 2016). A forma simétrica permitiu que as duas regiões recebessem o mesmo torque da pressão solar. Com a nave posicionada de forma tangencial ao seu plano orbital, essa simetria permitiu que a nave ficasse fixa nesse plano, diminuindo um grau de liberdade e dispensando um dos giroscópios (HOWELL *et al.*, 2014). Assim, foi proposta a Missão Kepler Segunda Luz, ou Missão K2 como se estabeleceu posteriormente. O nome K2, segundo o time que propôs a missão (HOWELL *et al.*, 2014), se refere, tanto ao fato de ser a segunda missão do instrumento, quanto ao uso de apenas dois giroscópios ou ainda em referência à montanha K2, por ser ‘enigmática e desafiadora’.

Usando o sistema de coordenadas mostrado na figura 3.2, a pressão de radiação é compensada pelos giroscópios restantes nos eixos Y e Z e pelos propulsores no eixo X. Essa correção no eixo X é minimizada na disposição da nave em relação ao sol escolhida para a Missão K2, evitando acionamentos excessivos de propulsores.

O plano orbital do Kepler era aproximadamente a eclíptica, ou seja, na mesma região do céu que passam os planetas e o Sol quando vistos da Terra (ou outro objeto nesse plano). Assim, a região possível de ser observada com a missão K2 era o zodíaco. O telescópio pôde ser mantido apontado para uma mesma região por pouco mais de 80 dias (HOWELL *et al.*, 2014). Depois disso, a nave precisava ser movimentada para evitar que luz solar adentrasse o campo de visão do telescópio.

O grande trunfo da Missão K2 foi a possibilidade do telescópio observar uma região muito grande e variada do céu, à medida que mudava sua posição. O plano da eclíptica não coincide com o plano galáctico, com os dois apenas se interceptando em duas regiões. Graças a isso, a Missão K2 observou tanto em direção ao halo galáctico, como seu bojo

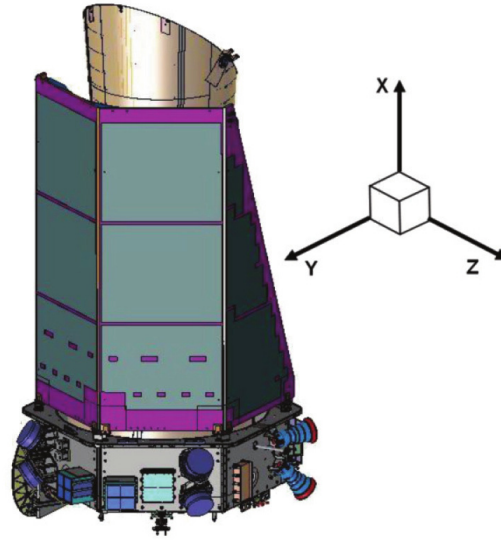


Figura 3.2: Kepler em relação a um sistema de coordenadas. Adaptado de: [HOWELL et al. \(2014\)](#)

e ainda a direção oposta do disco, com várias regiões intermediárias ([HOWELL et al., 2014](#)). Essas regiões são caracterizadas por diferentes densidades de estrelas, maior no plano galáctico, como pela distribuição diferente de idades das estrelas, já que o halo é dominado por estrelas mais antigas e frias.

A Missão K2 iniciou em fevereiro de 2014, com testes técnicos de sua viabilidade. Provada a viabilidade técnica do conceito, iniciou-se a coleta de dados científicos em ciclos denominados campanhas, durando cerca de 80 dias cada. A possibilidade da comunidade propor alvos para serem observados foi então aberta.

A figura 3.3 mostra a disposição espacial de todas as campanhas, com destaque para a campanha a qual esse trabalho se refere. A Missão K2 se estendeu até a campanha 19, que coletou dados até dia 26 de setembro de 2018. A falta de combustível para acionar os propulsores impediu a continuidade da missão.

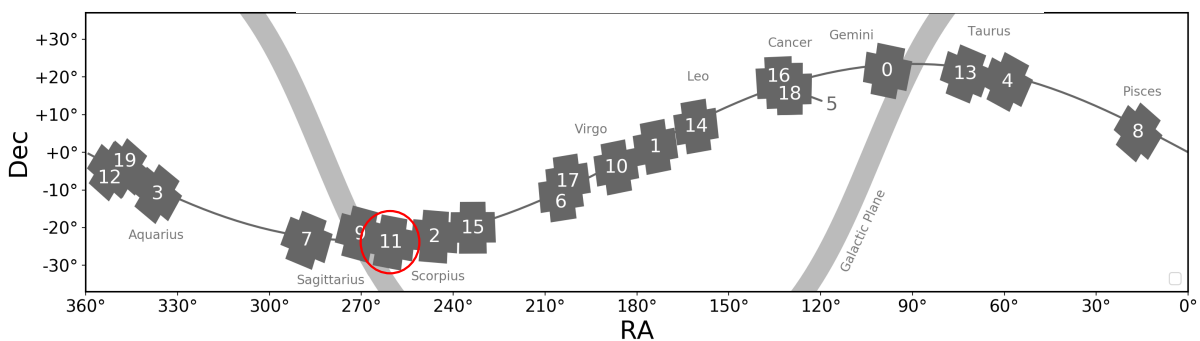


Figura 3.3: Disposição das campanhas da Missão K2 em coordenadas equatoriais, com campanha 11 em destaque. Adaptado de: <https://keplerscience.arc.nasa.gov/k2-fields.html>.

3.2 TESS (Transiting Exoplanet Survey Satellite)

A missão TESS (Transiting Exoplanet Survey Satellite) é uma continuação do trabalho das missões Kepler e K2 em monitorar o brilho de centenas de milhares das estrelas mais próximas e mais brilhantes para descobrir planetas em trânsito. O grande diferencial proposto para a missão TESS foi cobrir uma área no céu 400 vezes maior do que a coberta pelo Kepler. Isso em apenas dois anos de operações, tempo projetado para o TESS cumprir sua missão principal. Para isso, foi necessário sacrificar a quantidade de luz coletada, o que limita o alcance da missão a estrelas de 10 a 100 vezes mais brilhantes que as observadas pelo Kepler (SCHLIEGEL, 2017). No entanto, isso também significa que os planetas detectados ao redor dessas estrelas são muito mais fáceis de caracterizar utilizando técnicas observacionais a partir de observatório no solo, como o uso da espectroscopia doppler. Esse acompanhamento permite medições refinadas de massas, tamanhos, densidades e propriedades atmosféricas dos planetas. O objetivo principal da missão TESS é, assim, identificar uma grande amostra de planetas para os quais observações de acompanhamento são viáveis com outros instrumentos, como o James Webb Space Telescope, que entrou em operação em 2022. Portanto, o objetivo primário do TESS é monitorar estrelas brilhantes, o que foi fundamental na escolha de um projeto com cobertura da maior parte do céu possível, já que estrelas brilhantes estão relativamente bem distribuídas na esfera celeste (RICKER *et al.*, 2015).

Os principais requisitos científicos definidos para atingir esses objetivos foram três (SCHLIEGEL, 2017). Primeiro, pesquisar mais de 200 000 estrelas para descobrir exoplanetas em trânsito com períodos menores que dez dias e raios menores que 2,5 raios terrestres que orbitam as estrelas mais brilhantes na vizinhança solar e descobrir exoplanetas em trânsito com raios maiores que 2,5 raios terrestres distribuídos em toda a esfera celeste. Segundo, procurar por exoplanetas em trânsito com períodos de até 120 dias entre as mais de 10 000 estrelas nas regiões circundantes dos polos eclípticos. Por fim, determinar as massas de pelo menos 50 exoplanetas em trânsito com menos que quatro raios terrestres, usando recursos de acompanhamento baseados em terra ou outros métodos. Períodos de observação maiores que 40 dias já trazem a possibilidade de descobrir planetas dentro da zona habitável em estrelas M (RICKER *et al.*, 2015).

O TESS é formado por 4 câmeras, cada uma com uma lente composta por sete elementos ópticos, que focam a luz diretamente nos detectores. Cada câmera possui quatro CCDs em seu plano focal. Essa concepção tem como vantagem permitir um grande campo de visão, característica que era necessária para a Missão TESS. A abertura de cada câmera do TESS é de 10.5 cm de diâmetro. O campo visão de cada câmera é quadrado e tem tamanho de $24^\circ \times 24^\circ$, totalizando uma abertura de 2300 graus quadrados com todas as câmeras. Cada CCD tem 4 Megapixels dedicados à ciência, com um tempo de leitura de 4 milissegundos e temperatura operacional de -75°C (RICKER *et al.*, 2015). O

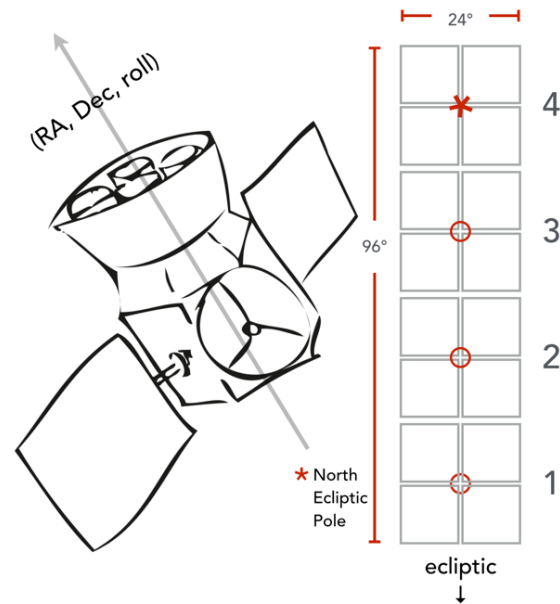


Figura 3.4: Representação esquemática da disposição das câmeras do TESS, com "*" indicando a posição do polo celeste. Fonte: TESS website, <https://tess.mit.edu/observations>.

telescópio TESS é sensível à luz em uma região que vai de 600 nm até 1000 nm, com pico da curva de resposta entre 800 e 900 nm. É um instrumento que observa primariamente na região do visível, com uma pequena contribuição do infravermelho próximo. A figura 3.5 mostra a função de resposta espectral para o TESS e Kepler em comparação com o sistema Johnson-Cousins estendido (LUND *et al.*, 2017).

O TESS orbita a Terra em uma órbita elíptica, em um período de 13,7 dias para atingir uma ressonância de 2:1 com a órbita da Lua (RICKER *et al.*, 2015). Esta ressonância implica que as perturbações gravitacionais da lua se neutralizam. A órbita é extremamente elíptica e se mantém estável por várias décadas, o que também minimizou a quantidade de combustível necessário para manobras.

A estratégia de observação do TESS é única. O TESS observa o céu em setores medindo $24^\circ \times 96^\circ$. Cada setor é observado por duas órbitas do satélite ao redor da Terra, ou cerca de 27 dias em média. O campo de visão é orientado ao longo de uma linha de longitude eclíptica, de modo que a Câmera 4 fica centralizada no polo eclíptico (3.4). Ao orientar os campos dessa maneira, uma região de 24° de diâmetro centrada no polo eclíptico pode ser observada por quase um ano inteiro, e ao mesmo tempo cobre quase todo o hemisfério por períodos menores.

Durante o primeiro ano da missão (julho de 2018 a julho de 2019), o hemisfério eclíptico sul foi observado. Durante o segundo ano da missão (julho de 2019 a julho de 2020), o hemisfério norte foi observado. Durante o terceiro ano da missão (julho de 2020 a julho de 2021), o hemisfério eclíptico sul foi reobservado. A latitude eclíptica na qual a mira

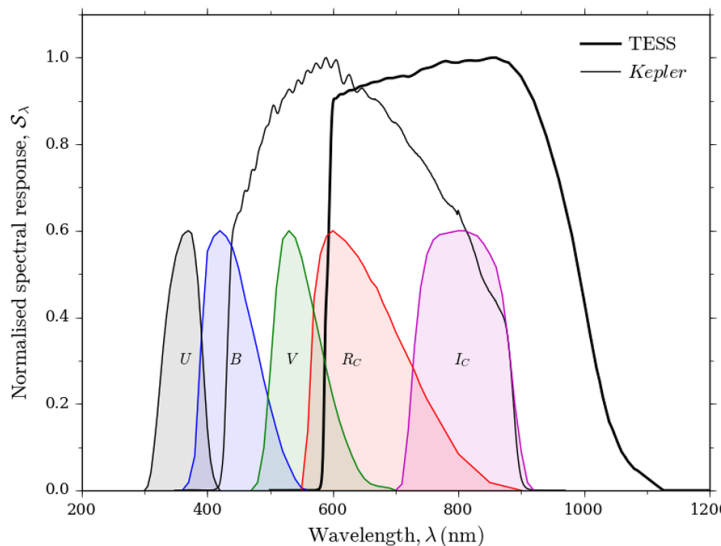


Figura 3.5: Comparação entre a cobertura espectral do TESS e Kepler, e com o sistema Johnson-Cousins $UBVR_cI_c$ como referência. Fonte: [LUND et al. \(2017\)](#)

da espaçonave é apontada foi deslocada em $1,5^\circ$ e o campo de visão do instrumento foi rotacionado em $1,5^\circ$ para que as regiões do céu não cobertas nos primeiros quatro anos da missão pudessem ser observadas. Essas regiões não cobertas são causadas pelas pequenas lacunas fisicamente existentes entre os CCDs em cada câmera, e são mais visíveis em 18° e 54° de latitude e nos polos eclípticos. As operações no quarto ciclo seguiram estratégias semelhantes, focando em cobrir novamente parte do hemisfério norte, porém compostas por 16 setores ao invés dos 13 setores dos ciclos anteriores. Em cinco desses setores, do 42 ao 46, o campo de visão foi rotacionado para cobrir parte da região ao redor da linha da eclíptica.

3.3 Processamento de dados - de elétrons para curvas de luz

O processamento dos dados recebidos do Kepler foi feito no Centro de Pesquisas Ames, da NASA, desenvolvido e implementado pelo seu Centro de Operações Científicas (*Kepler Science Operations Center* - KSOC). A união dos módulos de processamento de dados forma o que é chamado de *Kepler Science Pipeline*, que será referida aqui como KSP.

A KSP converteu os dados brutos recebidos da nave, compostos pelo fluxo de elétrons por pixel, em contagens calibradas. A coordenada celeste associada com cada pixel é determinada, e uma máscara de pixels é formada para cada alvo, visando melhorar a razão sinal-ruído, e o fluxo calibrado dos pixels da máscara são somados para formar uma curva de luz. Os principais componentes da KSP são a calibração (CAL), análise fotométrica (*Photometric Analysis*, PA) e preparação de dados pré-pesquisa (*Pre-search*

Data Conditioning, PDC). Para a Missão Kepler original, o KSP continha mais dois componentes voltados para a procura de exoplanetas.

No caso da missão TESS os dados são processados pelo *Science Processing Operations Center* (SPOC, equivalente ao KSOC). A *pipeline* SPOC é altamente baseada na KSP, com os mesmos módulos principais e produtos, adaptados a maior resolução temporal do TESS e características dos sensores (JENKINS *et al.*, 2016). As principais diferenças são nos algoritmos de detecção de exoplanetas, cujos produtos não foram usados nessa tese. Nas próximas seções será dada uma visão geral dos módulos principais da KSP, também válida para a KSOC do TESS.

3.3.1 Módulo de calibração - CAL

O módulo CAL é responsável por eliminar variações na forma com que os pixels respondem ao mesmo estímulo luminoso. A corrente produzida pelos pixels na ausência de luz é medida por linhas extras em uma das extremidades do CCD, que são cobertos fisicamente para não receberem luz, e com pixels auxiliares através do CCD (CLARKE *et al.*, 2017). A correção para os demais pixels é então estimada. O fato de o sensor ser mantido à -85°C fez com que essa correção em geral fosse pequena quando comparada com a luz do céu de fundo (CALDWELL *et al.*, 2010).

Outra correção ocorre devido a rastros existentes em todas as colunas que contém estrelas. Como a câmera do Kepler não possui obturador, o fluxo da luz existe mesmo durante a leitura dos dados, o que faz com que a luz incidente em todos os pixels das colunas contendo estrelas se espalhe igualmente por todos os pixels dessa coluna (CLARKE *et al.*, 2017). O efeito é reduzido pelo fato da leitura ser rápida e do fluxo ser dividido pelo número de linhas, 1070. A correção também é feita com uso de linhas extras, mas na extremidade oposta (CLARKE *et al.*, 2017). Na campanha K2 essa correção muitas vezes não foi suficiente, especialmente quando planetas brilhantes, como Marte e Júpiter, passaram pelo campo de visão.

Em seguida, aplicaram-se aplicadas outras correções convencionais como o ganho, que corrige a resposta não linear da corrente do CCD ao aumento do fluxo, e o *flat*, que compensa as diferenças de sensibilidade dos pixels (CALDWELL *et al.*, 2010). Essas diferenças de sensibilidades foram medidas ainda em solo, já que não era possível realizá-las em órbita (CLARKE *et al.*, 2017). Ao final do módulo CAL se tem o produto mais básico do Kepler, com respostas homogêneas através do sensor.

3.3.2 Módulo de análise fotométrica - PA

O módulo de análise fotométrica fez as correções mais básicas, algumas delas com correspondentes às correções padrões conduzidas nas observações com telescópios comuns. As principais tarefas do módulo são:

- Eventos Argabrightening (sobrenome do descobridor): caracterizam-se como uma iluminação difusa e ocasional de parte do plano focal que dura por alguns minutos. A origem desse artefato é desconhecida, e quando o algoritmo detecta tais eventos ele marca as cadências afetadas e apaga o fluxo correspondentes (MORRIS *et al.*, 2017).
- Limpeza de raios cósmicos: se estima que cada pixel receba uma média de 3 partículas de alta energia por dia, sendo que os pixels adjacentes também são afetados (JENKINS *et al.*, 2010). Eles são identificados e compensados, sendo a correção mais efetiva em estrelas com menos variabilidade (MORRIS *et al.*, 2017).
- Remoção do brilho de fundo: em cada canal são dedicados vários pixels, apontados para uma região escura, para medir o fluxo do céu de fundo. Um ajuste polinomial é definido sobre todo o canal para aplicar a correção em cada cadência (MORRIS *et al.*, 2017). Como o fluxo de fundo é pequeno, a correção é feita numa cadência de 30 minutos, assim para curta a correção é apenas interpolada.
- Solução astrométrica: em cada canal, observam-se cerca de 200 estrelas de referência, com coordenadas celestiais bem definidas. Com a localização destas referências no sensor é possível então formar uma malha com as coordenadas, que são então associadas com cada máscara (MORRIS *et al.*, 2017).
- Fotometria de abertura: antes do início das observações é definida a chamada máscara, que contém os pixels que vão receber a luz do alvo. Em geral essa máscara é conservadora, contendo mais pixels que o necessário para evitar a perda de uma fração importante da luz devido a uma abertura muito pequena, como no caso, por exemplo, de o alvo ser mais brilhante que o esperado. Essa etapa da KSP cria uma nova máscara analisando o fluxo de cada pixel. Essa máscara é definida de forma a maximizar a razão sinal-ruído, mesmo que isso signifique perder parte da luz da estrela captada (MORRIS *et al.*, 2017). O produto final da análise fotométrica é a curva de luz com essa nova abertura e as correções anteriores, reconhecida pela sigla SAP (*Simple Aperture Photometry*).

3.3.3 Módulo de preparação de dado pré-pesquisa - PDC

O módulo PDC é a etapa final da KSP e busca corrigir artefatos causados em decorrência de características do instrumento e anomalias no funcionamento da nave como um todo. O módulo PDC analisa todos os alvos em um certo canal em conjunto. Entre as tarefas que ele realiza estão (SMITH *et al.*, 2017):

- Coleta e adequação dos dados de engenharia: a nave coleta os mais variados dados sobre seu próprio funcionamento, como temperatura em diversos componentes, ati-

vidade das antenas de comunicação e acionamento de propulsores. A leitura desses parâmetros ocorre em intervalos de tempo variados, e precisam ser sincronizados com a taxa com que os dados fotométricos são obtidos, de cadência longa ou curta.

- Separação de alvos: as estrelas com grande variabilidade fotométrica são separadas das estrelas mais calmas. A fronteira entre as duas categorias é de amplitudes entre 2500 e 5000 ppm, dependendo de cada campanha. Etapas posteriores da análise precisam tratar de forma diferentes as estrelas quietas das variáveis para melhores resultados.
- Identificação de eventos astrofísicos: realiza-se uma busca em cada curva de luz de eventos de alguns tipos, como trânsitos de planetas gigantes, eclipses em sistemas binários, erupções estelares e eventos de microlente gravitacional. As variações devido a esses eventos são suprimidas temporariamente, tornando a curva de luz mais suave para a fase de identificação de erros sistemáticos. Ao final, esses eventos são inseridos novamente na curva de luz.
- Correção de erros sistemáticos em estrelas quietas: procura-se correlação entre a frequência apresentadas pela curva de luz e as frequências geradas por equipamentos da nave ou, pelo próprio detector, assim como, se essas variações ocorreram no mesmo período de tempo. Se a correlação for suficientemente forte essas frequências são omitidas, sendo usado um método de ajuste robusto dos mínimos quadrados para medir essa correlação (SMITH *et al.*, 2017). Mesmo na Missão Kepler, a movimentação do alvo no CCD é a principal fonte de erros sistemáticos. Na Missão K2 esse problema é agravado em muito, como será discutido posteriormente. Outra fonte de ruído é a mudança na distribuição de temperatura, gerando flutuações no foco. Sinais astrofísicos com amplitudes muito baixa podem ser comprometidos, caso estejam coincidentemente nas mesmas faixas de frequência do ruído.
- Correção de erros sistemáticos para estrelas variáveis: no caso de estrelas variáveis, o algoritmo tenta modelar a variabilidade. Essa modelagem é geralmente bem sucedida para variabilidades mais simples. Se o modelo for bom, a variabilidade é removida e a busca de correlações se torna igual ao caso de estrelas quietas. Depois de corrigidos os erros sistemáticos, as frequências das variabilidades são restauradas. Caso a curva seja muito complexa e um modelo satisfatório não seja encontrado, os erros sistemáticos não são corrigidos.

Ao final deste processo se tem uma curva de luz livre da maioria das sistemáticas da Missão Kepler original e otimizada para a busca de trânsitos, disponibilizado em forma de um arquivo *.fits* sob a identificação PDC. A KSP como um todo e, especialmente o módulo PDC, podem ter dificuldades com comportamentos muito exóticos, introduzindo ruído e descontinuidades.

3.3.4 PDC-MAP

Nas últimas versões da KSP, o módulo PDC sofreu modificações na forma como lida com as sistemáticas. A abordagem de ajuste dos mínimos quadrados robustos (*robust regression*), relacionando dados de engenharia, foi substituída por um ajuste bayesiano de máximo a posteriori, visando mitigar as dificuldades descritas acima (3.3.3) e preservar melhor as variabilidades estelares intrínsecas (SMITH *et al.*, 2017). O módulo PDC, como um todo, é por vezes tratado como PDC-LS quando utiliza a abordagem antiga, de *Least Square*, ou de PDC-MAP quando se refere às últimas versões, de *Maximum A Posteriori*.

O PDC-MAP não usa os dados auxiliares de engenharia de forma direta para fazer o ajuste e buscar assinaturas instrumentais. Alternativamente, ele assume que essas assinaturas já estão interpoladas nos fluxos coletados e estão altamente correlacionados entre alvos de um mesmo canal (SMITH *et al.*, 2017). Para o tratamento de cada curva de luz, divide-se todas as outras curvas de luz em dois grupos: a metade menos correlacionada e a metade mais correlacionada com a curva em questão. A metade mais correlacionada é então utilizada na busca de padrões (SMITH *et al.*, 2017), evitando que variabilidades muito diferentes afetem o resultados. Essas curvas de luz são combinadas em bases de vetores (AIGRAIN *et al.*, 2016). Como condições de contorno para realizar o ajuste, consideraram-se a distância dos demais alvos para o alvo em questão, e a magnitude deles (SMITH *et al.*, 2017). Dessa forma, se assume como informação a priori que alvos projetados na mesma região do sensor de magnitudes parecidas devem ter sido afetados pelas sistemáticas de forma parecida, relação que é relaxada para alvos mais distantes.

O PDC-MAP foi aceito como uma melhor solução que o PDC-LS por conseguir os mesmos níveis de precisão fotométrica sem eliminar variabilidades intrínsecas que por coincidência sejam combinações lineares dos vetores contendo as informações das sistemáticas (SMITH *et al.*, 2017). Além disso, o PDC-MAP é capaz de remover as sistemáticas de curvas de luz que seriam simplesmente rejeitadas pelo PDC-LS. Esta é uma descrição extremamente simplificada do PDC, que ainda envolve uma diversidade de outras operações em busca de melhores resultados em diversas situações. De modo geral, a PDC-MAP tem capacidade notável de diminuir erros sistemáticos sem criar dificuldades para o estudo de estrelas variáveis. As curvas de luz e arquivos de pixel utilizados neste trabalho foram obtidas por meio do portal do MAST (Mikulski Archive for Space Telescopes -Arquivo Mikulski para Telescópio Espacial), gerido pelo Instituto para Ciência para Telescópios Espaciais da NASA.

Capítulo 4

Estrelas B observadas na Campanha 11 do Kepler/K2

Avanços recentes na fotometria espacial, usando dados de séries temporais longas, aumentaram significativamente nossa compreensão dos interiores estelares. Missões como MOST (WALKER *et al.*, 2003), CoRoT (VIARD *et al.*, 2006), BRITE (WEISS *et al.*, 2014), *Kepler* (BORUCKI *et al.*, 2009), *Kepler*/K2 (HOWELL *et al.*, 2014) e *TESS* (RICKER *et al.*, 2015) forneceram uma riqueza de dados de alta precisão e alta cadência que possibilitaram o uso da Asterosismologia para sondar a estrutura interna das estrelas. Analisar as oscilações estelares por meio da Asterosismologia representa uma abordagem poderosa para melhorar nosso entendimento das propriedades da estrutura estelar e dos modelos de evolução. Portanto, a modelagem asterossísmica pode ser considerada o objetivo final das investigações de fotometria de variabilidade do espaço. Essas missões espaciais revolucionaram as análises asterossismológicas ao fornecer extensos bancos de dados que abrangem vários anos, aumentando assim significativamente a precisão das determinações de frequência observadas. Muitos autores apresentaram análises asterossismológicas de estrelas B observadas durante as missões *Kepler* e K2. Trabalhos notáveis incluem os de MICHIELSEN *et al.* (2021); MORAVVEJI *et al.* (2015, 2016); PÁPICS *et al.* (2017); PEDERSEN *et al.* (2021b); SZEWCZUK e DASZYŃSKA-DASZKIEWICZ (2018); SZEWCZUK *et al.* (2021, 2022).

A detecção de variabilidade na faixa de período de 0,3 a 5 d⁻¹, crucial para a identificação de estrelas SPB, era desafiadora até o advento das observações espaciais com fotometria ininterrupta de alta precisão, marcando um avanço na detecção de pulsações não radiais nessas estrelas. A fim de expandir o número de estrelas B observadas do espaço e entender melhor suas classes de variabilidade, propusemos observar uma amostra de estrelas B durante a Campanha 11 da missão K2 por meio do programa de investigadores convidados da missão. O projeto GO11127, investigador principal Dr. Marcelo Emilio, fez o pedido para observação de estrelas quentes, indicadas no Simbad como do tipo espectral B com magnitudes visuais entre 5,0 e 15,0. Ao contrário das estrelas da missão

original Kepler, os dados da missão K2 para estrelas dessa classe não foram amplamente explorados.

Assim, nossa análise é baseada em dados fotométricos obtidos durante a Campanha 11 da missão K2. Analisamos cuidadosamente os dados fotométricos de 122 candidatos a estrelas B à luz da literatura recente. Obtivemos dados espectroscópicos de observações terrestres para 45 estrelas em nossa amostra, os quais forneceram informações valiosas sobre as propriedades e características dessas estrelas, aprofundando nosso entendimento sobre sua natureza. Nossa amostra inclui uma gama diversificada de estrelas B, incluindo um pequeno número de estrelas do tipo A inicial e O tardio. A análise de variabilidade realizada revelou que o grupo dominante de pulsadores foi o das estrelas SPB. Além disso, muitas estrelas apresentaram variações em suas curvas de luz devido à rotação ou binaridade. Uma grande fração de estrelas mostrou indícios de variabilidade SLF (ver Subseção 4.3.3). Um pequeno número de pulsadores híbridos β Cep/SPB também foi identificado.

O trabalho descrito neste capítulo foi aceito para publicação na revista *Astronomy & Astrophysics* e pode ser consultado pelo apêndice D.

4.1 Obtenção de dados, *Kepler* e *Gaia*

Durante a Campanha 11 do K2, 122 objetos candidatos a estrelas B de nossa proposta de observador convidado foram observados por 71 dias entre setembro e dezembro de 2016. As estrelas escolhidas para observação eram dos tipos espectrais O9–B–A0, selecionados do banco de dados SIMBAD. No entanto, a campanha foi dividida em dois segmentos devido a um erro no ângulo inicial de rolagem usado para minimizar o torque solar na espaçonave. As medições foram feitas usando um único filtro largo que se sobrepunha aos filtros *Johnson B*, *V*, *R* e *I*. As medições para este trabalho foram feitas em uma cadência de 30 minutos, entre 32 884 alvos de longa cadência na Campanha 11. Utilizamos as curvas de luz PDC-MAP (seção 3.3.3 e 3.3.4) fornecidas pelo MAST, que após testes e comparações com as versões SAP, se mostraram mais adequadas nos domínios de variabilidade da nossa análise.

As máscaras padrão definidas automaticamente pelo pipeline K2 foram examinadas e máscaras personalizadas foram definidas para dez alvos para evitar potencial contaminação de outras fontes. As máscaras personalizadas foram definidas por nós usando a ferramenta PYKE, e novas curvas de luz foram extraídas dos TPFs (*Target Pixel Files*) fornecidos pelo arquivo MAST. Apenas para EPIC 225962122 a definição da máscara personalizada tem um efeito significativo devido à contaminação de luz por uma estrela brilhante próxima. Uma curva de luz padrão foi obtida do arquivo de dados MAST para todos os outros alvos.

Na Fig. 4.1 apresentamos o diagrama cor-magnitude absoluta (caMD) da nossa amos-

tra de estrelas da Campanha 11 do K2, usando dados do *Data Release 3* (DR3) da missão *Gaia* (GAIA COLLABORATION *et al.*, 2019, 2022b). A magnitude absoluta da banda G é calculada usando a equação $M_G = G + 5 - 5 \log_{10} r - A_G$, onde G é a magnitude aparente da banda G, r a distância e A_G a extinção na linha de visada na banda G. As distâncias fotogeométricas usadas são as publicadas por BAILER-JONES *et al.* (2021), também baseadas em paralaxes e magnitudes do DR3. Também usamos o serviço GALEXtin (AMÔRES *et al.*, 2021) para obter os mapas 3D de extinção/avermelhamento dos nossos alvos, usando suas coordenadas, distâncias e respectivas barras de erro. Para a maioria dos alvos, os valores de extinção foram retirados de CHEN *et al.* (2019). O mapa de GREEN *et al.* (2019) foi usado para alvos não cobertos por CHEN *et al.* (2019), e os coeficientes desses autores foram usados para converter do sistema de cores Pan-STARRS1 para o sistema Gaia. Ambos os mapas não cobriram alguns alvos e, para eles, usamos A_G do *Gaia* DR3.

Os símbolos coloridos na Fig. 4.1 representam os tipos de variabilidade das estrelas. Nosso método de classificação é descrito na Seção 4.3. No fundo da Fig. 4.1, plotamos 200 000 estrelas observadas pelo *Gaia* e pelo *Kepler* como referência, destacando as posições da sequência principal e do ramo assintótico das gigantes. Trajetórias evolutivas do MIST (MESA *Isochrones and Stellar Tracks*) para 2, 4 e 8 M_{\odot} e a posição do Sol também são indicadas (DOTTER, 2016). A maioria das estrelas em nossa amostra tem localizações consistentes com os tipos espectrais B a A e classes de luminosidade I a V.

4.2 Curvas de luz e espectros de frequência

As curvas de luz obtidos no MAST foram então corrigidas para erros sistemáticos usando o algoritmo K2SC (AIGRAIN *et al.*, 2016, K2 Systematic Correction), que tem como objetivo minimizar o efeito de *jitter* nos dados. *Jitter* se refere ao movimento vibratório de alta frequência, quando comparada ao tempo de exposição, que afeta o apontamento resultado de perturbações internas ou no equilíbrio da órbita. Esse movimento afeta a posição das estrelas projetadas no CCD, prejudicando a curva de luz, devido a diferença na resposta entre os pixels e dentro de um mesmo pixel. O K2SC emprega um processo gaussiano para correlacionar o vetor posicional bidimensional da estrela no CCD com sua variabilidade de luz. Esta abordagem envolve o uso de uma função covariante entre pares de observáveis, com o núcleo desta função contendo termos aditivos que permitem a separação dos erros sistemáticos, relacionados ao *jitter*, da variabilidade astrofísica. O método K2SC foi considerado equivalente em desempenho ao método K2SFF de VANDERBURG e JOHNSON (2014), mas foi considerado mais adequado para estudos de variabilidade estelar. Além disso, o K2SC considera as variações de sensibilidade interpixel e intrapixel entre as estrelas, que podem resultar em comportamentos diferentes mesmo entre estrelas semelhantes e próximas no CCD (WHITE *et al.*, 2017). Como resultado, a forma fun-

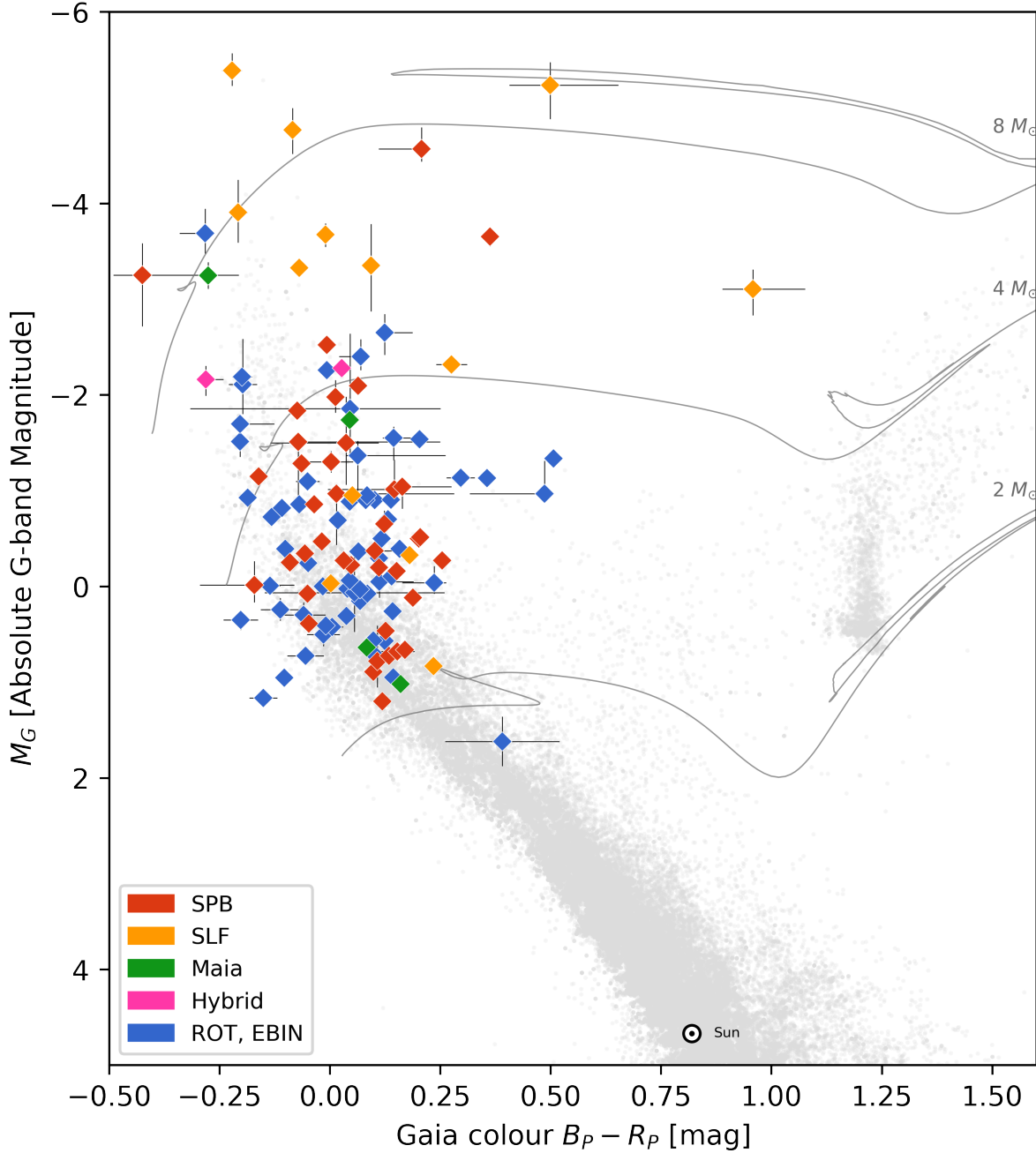


Figura 4.1: Diagrama cor-magnitude observacional do *Gaia* para estrelas OBA da Campanha 11 da missão K2. No eixo das abscissas é mostrada a cor do *Gaia*, que é a diferença de magnitude entre a medida da estrela nas bandas azul e vermelha. O eixo das ordenadas mostra a magnitude absoluta da banda G das estrelas. Os tipos de variabilidade são indicados por cores diferentes na legenda. As barras de erro horizontais representam principalmente a incerteza no avermelhamento das estrelas (AMÔRES *et al.*, 2021). A barra de erro vertical resulta da soma da incerteza da distância (BAILER-JONES *et al.*, 2021) e da incerteza da extinção (AMÔRES *et al.*, 2021). O fundo do diagrama é povoado com pontos cinzentos, representando 200 000 estrelas que são usadas para marcar as regiões da sequência principal e do ramo assintótico das gigantes, usando dados de GAIA COLLABORATION *et al.* (2018). Trajetórias evolutivas do MIST para 2, 4 e $8 M_\odot$, bem como a posição do Sol calculada por CASAGRANDE e VANDENBERG (2018), também são mostradas.

cional da correção pode variar de uma estrela para outra, tornando-o um método mais robusto para corrigir erros sistemáticos nos dados do K2.

Os métodos de detecção de sinal, como o algoritmo CLEANEST (FOSTER, 1995) e o periodograma de Lomb-Scargle (SCARGLE, 1982), são usados para a análise de dados de séries temporais, assumindo que os dados contêm apenas ruído branco (aleatório). No entanto, na prática, os dados muitas vezes incluem fontes adicionais de ruído, que podem introduzir viés e camuflar o sinal real. Portanto, empregamos uma técnica de *pre-whitening* para extrair e estudar as propriedades de componentes periódicos ou frequências individuais nas séries temporais. Ao remover os sinais dominantes, os dados *pre-whitening* permitem uma identificação e análise mais precisas dos sinais ou resíduos restantes.

Neste trabalho, usamos o método iterativo de *pre-whitening* descrito por DEGROOTE *et al.* (2009)¹, parte do pacote Python IVS do Instituto de Astronomia da Universidade KU Leuven. A abordagem ajusta uma função ao sinal original em etapas. Em cada estágio, o periodograma de Lomb-Scargle (SCARGLE, 1982) é calculado para identificar a frequência com maior amplitude. A soma de todas as frequências determinadas até uma dada etapa são utilizadas em um ajuste não linear dos mínimos quadrados da curva de luz inicial (veja a equação 1 de BURSSSENS *et al.*, 2019). Um novo estágio inicia com o periodograma dos resíduos. A iteração é repetida até que a relação sinal-ruído (S/N) caia abaixo de cinco. O limite $S/N \geq 5$ foi adotado seguindo a prática de BARAN *et al.* (2015) e BURSSSENS *et al.* (2019) com dados do K2. Para minimizar ainda mais a ocorrência de sinais espúrios, foram descartadas as frequências com erros associados anormalmente altos. Estes critérios são conservadores no número de frequências detectadas e visam mitigar a ambiguidade na classificação da variabilidade, permitindo ainda a análise sísmica. Dado que o *pre-whitening* iterativo fornece apenas as frequências resultantes, incluímos o espectro CLEANEST nos gráficos no Apêndice B para comparação visual. Períodos menores que o tempo de longa cadência de 30 min ($\nu = 48 \text{ d}^{-1}$) e maiores que $2,5/T$, o que no caso da campanha 11 do K2 nos dá $\sim 28,5 \text{ d}$ (correspondente à frequência de $\sim 0,035 \text{ d}^{-1}$), onde T é o tempo total da observação ($T = 71$ dias), estão fora da nossa janela de detecção (LOUMOS e DEEMING, 1978).

Além disso, usamos gráficos *wavelet* para avaliar a estabilidade dos sinais de frequência ao longo da Campanha 11 e identificar possíveis efeitos espúrios. A análise *wavelet* permite a decomposição de sinais em diferentes escalas de tempo e de frequência. Avaliar o comportamento da variabilidade em um plano bidimensional tempo-frequência (DAUBECHIES e HEIL, 1992) permite analisar sinais não estacionários e julgar a estabilidade, o que é difícil de alcançar com métodos tradicionais baseados em Fourier. No Apêndice B apresentamos os espectros de frequência junto com os gráficos *wavelet* gerados com o uso

¹O código de *pre-whitening* iterativo está disponível e documentado em <https://github.com/IvS-KULeuven/IvSPythonRepository>.

do pacote SCALOGRAM². Este pacote emprega a transformada contínua *wavelet* (*Continuous Wavelet Transform* - CWT) da biblioteca Python PYWAVELETS³ (LEE *et al.*, 2019). A transformada é o resultado da convolução do sinal, a curva de luz em nosso caso, com a função *wavelet* de base. A função *wavelet* utilizada foi a *Complex Morlet*, definida por:

$$\psi(t) = \frac{1}{\sqrt{\sigma}\sqrt{\pi}} \exp(2\pi i f_0 t) \exp\left(-\frac{t^2}{2\sigma^2}\right)$$

onde $\psi(t)$ é a função wavelet, i é a unidade imaginária, f_0 é a frequência central da onda seno e σ é a largura do envelope Gaussiano (*bandwidth parameter*). Os parâmetros usados foram $\sigma = 1,5$ para a largura e $f_0 = 1,5\text{Hz}$ para a frequência central.

4.3 Classificação da variabilidade

Utilizamos múltiplos critérios em conjunto para a classificação da variabilidade. Primeiro, realizamos uma busca na literatura sobre cada objeto, usando os catálogos SIMBAD e VizieR e algumas de suas principais referências. Segundo, todas as curvas de luz foram examinadas visualmente por, pelo menos, três dos autores (o autor desta tese, Dr. Emílio e Dr. Janot), visando reduzir o viés do observador. Tal processo, apesar de oneroso, muitas vezes nos revelou as características da estrela, como uma variável pulsante, uma supergigante ou um tipo particular de binária. Terceiro, examinamos o espectro de frequência obtido usando o *pre-whitening* iterativo (veja DEGROOTE *et al.*, 2009). Finalmente, cruzamos todas as informações com a posição da estrela no diagrama de Hertzsprung-Russell do banco de dados do *Gaia*.

Como muitos autores têm notado, o segundo e o terceiro critérios de classificação têm a importante vantagem de que, depois de um tempo, é fácil distinguir entre os vários tipos de estrelas. Adotamos principalmente os tipos de variabilidade propostos por BALONA *et al.* (2011) e MCNAMARA *et al.* (2012), que seguem as classificações do *General Catalogue of Variable Stars* (GCVS; SAMUS' *et al.*, 2017). Por exemplo, estrelas B Pulsantes Lentas (SPB) são estrelas B que pulsam com frequências entre 0,5 e 3,5 d⁻¹ (que estendemos para 5 d⁻¹ pois algumas estrelas B-Be podem mostrar pulsações até esse nível). Estrelas β Cep são definidas como estrelas que pulsam com frequências entre 3,5 e 20 d⁻¹, e estrelas Híbridas (β Cep/SPB) possuem frequências de ambas as classes, entre 0,5 e 20 d⁻¹. Além dessas classificações, adicionamos a classe de variabilidade Estocástica de Baixa Frequência (*stochastic low-frequency*, SLF), proposta recentemente por vários autores, baseada nas características observadas de algumas estrelas. Elas têm frequências tipicamente entre 0,1 e 10 d⁻¹ (BOWMAN *et al.*, 2019a,b). Finalmente, adicionamos as variáveis Maia, que BALONA e OZUYAR (2020) recentemente trouxeram de volta à

²<https://github.com/alsauve/scaleogram>.

³<https://pywavelets.readthedocs.io>.

literatura (ver Subseção 4.3.4). Para estrelas nas quais a rotação ou a binaridade é a principal causa da variabilidade, foi usado um rótulo ROT. ELL significa que variações elipsoidais são evidentes e EBIN indica a presença de eclipses na curva de luz.

Classificações múltiplas têm sido uma prática comum na literatura da última década. De fato, uma estrela pode apresentar mais de um processo físico que leva a diferentes tipos de variabilidade como, por exemplo, SPB + SLF (o sinal de + separa os dois ou mais tipos de variabilidade). Outra classificação atual na literatura (e em nosso trabalho) é SPB + ROT. Também temos uma estrela com classificação HYB + EBIN. Esta lista não é completa. Em casos de classificações múltiplas, mencionamos primeiro o tipo que é o dominante. Classificações múltiplas também podem revelar a impossibilidade de desembaraçar os tipos de variabilidade apenas com os dados disponíveis. Por exemplo, PEDERSEN *et al.* (2019) atribuíram tipos de variabilidade múltiplos ou duvidosos para 74 estrelas O-B, de um total de 154 observadas pelo *TESS*. O trabalho BOWMAN *et al.* (2019b) encontrou 91 objetos mostrando pelo menos dois tipos de variabilidade em um total de 167 estrelas B observadas na missão K2 e pelo *TESS* (cf. seu Material Suplementar). Finalmente, BURSSSENS *et al.* (2020) classificaram 38 estrelas O–B observadas na missão *TESS* com mais de um tipo de variabilidade (incluindo várias SLF + SPB) em uma amostra de 98 estrelas O–B.

O processo de avaliação da potencial contaminação por estrelas de fundo em campos lotados, como o campo da Campanha 11 do K2, foi realizado neste trabalho em uma abordagem de três etapas: (1) A área de cada máscara de pixel alvo foi determinada usando dados dos cabeçalhos dos arquivos de curva de luz. (2) Procuramos por estrelas no banco de dados do *Gaia* para cada alvo, usando um círculo de busca com uma área equivalente à máscara de pixel alvo. (3) Estabelecemos a diferença de magnitude entre o alvo e a estrela mais brilhante mais próxima na máscara como uma diferença de magnitude Δm na banda G. Para 90% dos alvos, Δm foi maior que 4,0, indicando que o objeto científico é pelo menos 40 vezes mais brilhante do que qualquer estrela de fundo. No entanto, para três alvos, Δm foi menor que 2,5, indicando que outra estrela dentro do raio de busca tem um fluxo de luz maior que um décimo do objeto científico. Essas estrelas foram excluídas da nossa análise, assim como qualquer estrela que apresentasse uma curva de luz errática e/ou um periodograma ambíguo.

A Tabela A.1 no Apêndice A apresenta uma lista completa da nossa amostra de 122 estrelas. A tabela inclui várias informações essenciais sobre cada estrela, incluindo em colunas sucessivas o número EPIC, outros números de identificação, a classe de variabilidade atribuída neste estudo (ou por BOWMAN *et al.*, 2019b, quando indicado), o número total de frequências presentes na curva de luz da estrela, a frequência com a maior amplitude (ν_{max}) e sua amplitude correspondente (A_{max}) medida em partes por milhão (ppm). Observe que as informações de frequência e amplitude não são fornecidas para estrelas com apenas uma classificação "ROT" ou "EBIN", já que nesses casos a maior amplitude

Tabela 4.1: Distribuição da variabilidade dos nossos alvos pelo número de vezes que a classe é a principal causa da variabilidade e ocorrências totais de uma determinada classe, conforme determinado pelo nosso esquema de classificação.

Variabilidade	Principal	Total
ROT	53 (43%)	53 (43%)
SPB	39 (32%)	66 (54%)
SLF	13 (11%)	59 (48%)
EBIN	9 (7%)	10 (8%)
MAIA	5 (5%)	11 (9%)
HYB	3 (2%)	4 (3%)

detectada não tem a pulsação como origem. Além disso, a tabela pode ter notas sobre cada estrela, incluindo seu tipo espectral do SIMBAD ou determinado por nós (rotulado como "este trabalho").

A Tabela 4.1 apresenta uma divisão das diferentes classes de variabilidade observadas em nossa amostra de alvos da Campanha 11 do K2.

4.3.1 Estrelas SPB

Estrelas B Pulsantes Lentas (SPB) foram descritas pela primeira vez por [WAEKENS \(1991\)](#). Elas são estrelas B da sequência principal que mostram pulsações não radiais do modo g , impulsionadas pelo mecanismo κ . As estrelas SPB são caracterizadas por sua multiperiodicidade, que é dominada pela presença de frequências na faixa $0,5 < \nu < 3,5 \text{ d}^{-1}$ (estendida por nós para 5 d^{-1} pois algumas estrelas B–Be podem mostrar pulsações até esse nível), frequentemente exibidas em pelo menos dois grupos diferentes de frequências. Além de suas pulsações, as estrelas SPB são frequentemente caracterizadas por sua posição no diagrama de Hertzsprung-Russell. Essa informação fornece indicativos valiosos sobre o estágio evolutivo dessas estrelas. Como tal, as estrelas SPB são de particular interesse para os pesquisadores, pois podem ser usadas para estudar a estrutura interna e a evolução das estrelas B. Essas estrelas abrangem uma faixa de tipos espectrais de B2 a B9 e tipicamente têm massas entre 3 e $7 M_{\odot}$. Para 39 estrelas em nossa amostra encontramos que o fenômeno SPB é a principal fonte de variabilidade, e que também aparece com uma segunda classificação em outras 27 estrelas (ver Tabela A.1). A seguir apresentamos dois exemplos de objetos que ilustram esta classe. A mesma abordagem é adotada nas subseções seguintes.

EPIC 222085402 (CPD-27 5684) tem magnitude $V = 10,86$ e tipo espectral B8 no SIMBAD. Nosso espectro azul (cobrindo a região de 4000 a 5000, aproximadamente) analisado com a ferramenta SME ([VALENTI e PISKUNOV, 1996](#), detalhes na subseção 4.4.1) fornece para esta estrela $T_{\text{eff}} = 15\,200_{-600}^{+700} \text{ K}$, $\log g = 4,0_{-0,2}^{+0,2}$, $\log(L/L_{\odot}) = 2,8_{-0,3}^{+0,2}$, $M/M_{\odot} = 4,9_{-0,7}^{+0,9}$, $R/R_{\odot} = 3,7_{-1,0}^{+1,3}$ (a seção 4.4 apresenta os detalhes dessa determinação).

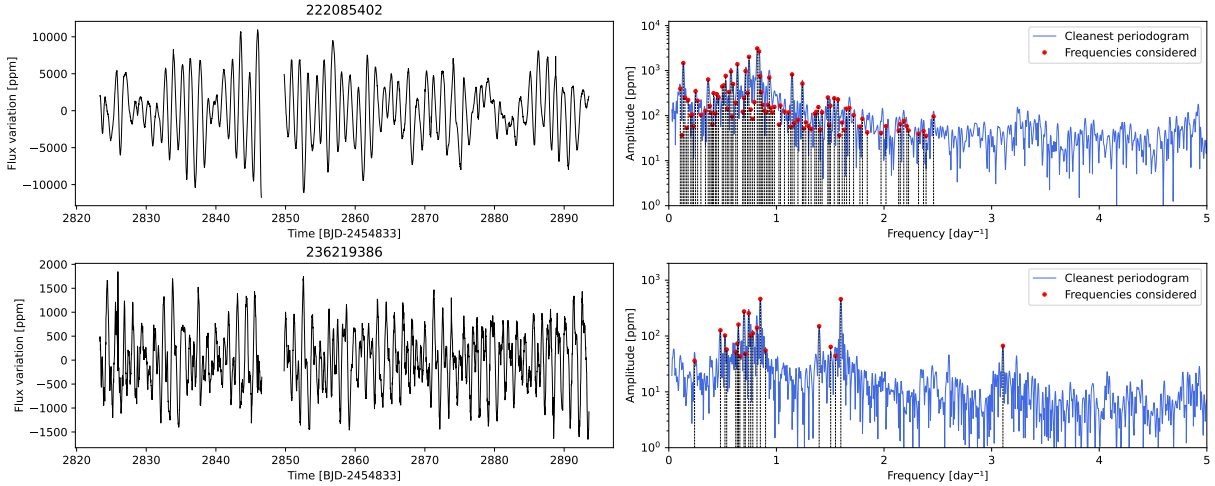


Figura 4.2: Curvas de luz e espectros de frequência de duas estrelas B de pulsação lenta (SPB). Os painéis da esquerda mostram as curvas de luz de cada estrela, enquanto os painéis da direita mostram os espectros de frequência correspondentes. A linha azul em cada espectro representa as frequências obtidas usando o método CLEANEST (veja Seção 4.2). Os picos proeminentes sinalizados por pontos vermelhos são as frequências encontradas com a rotina de pré-branqueamento IVS-KULeuven (DEGROOTE *et al.*, 2009). Esta figura fornece uma representação visual da multiperiodicidade e frequência típicas das estrelas SPB e destaca o uso de múltiplos métodos para identificar e analisar as frequências pulsacionais.

Estes resultados são compatíveis com a classificação B5 V-IV dada por STRAIZYS e KURILIENE (1981) para esse objeto e concordam com nossa classificação espectral baseada em razões de linhas e perfis de asas de Balmer. As frequências nesta estrela aparecem na região do fenômeno SLF e de objetos SPB (veja Fig. 4.2, painel superior).

EPIC 236219386 (HD 155533; veja Fig. 4.2, painel inferior) tem magnitude $V=9,5$ e tipo espectral B8 II-III no banco de dados SIMBAD. Nosso espectro analisado o com SME indica para esta estrela $T_{\text{eff}} = 13\,900_{-600}^{+600}$ K, $\log g = 3,8_{-0,1}^{+0,1}$, $\log(L/L_{\odot}) = 2,8_{-0,1}^{+0,2}$, $M/M_{\odot} = 4,8_{-0,6}^{+0,6}$, $R/R_{\odot} = 4,6_{-0,2}^{+0,9}$. Esses parâmetros físicos são compatíveis com uma classificação espectral B7 II-III (STRAIZYS e KURILIENE, 1981).

4.3.2 Estrelas híbridas β Cephei/SPB

Estrelas β Cephei são uma classe de objetos variáveis que exibem principalmente pulsações não radiais do modo p impulsionadas pelo mecanismo κ . Elas são caracterizadas por seu tipo espectral B inicial e têm uma faixa típica de massa de 7 a 20 M_{\odot} (STANKOV e HANDLER, 2005). A principal característica das estrelas β Cephei é sua variabilidade, causada pelas pulsações de sua superfície. Essas pulsações são caracterizadas por suas frequências relativamente altas, tipicamente na faixa de 3,5 a 20 d^{-1} . A variabilidade das estrelas β Cephei pode ser observada tanto em dados fotométricos quanto espectroscópicos. Essas estrelas também são conhecidas por sua alta luminosidade e temperatura,

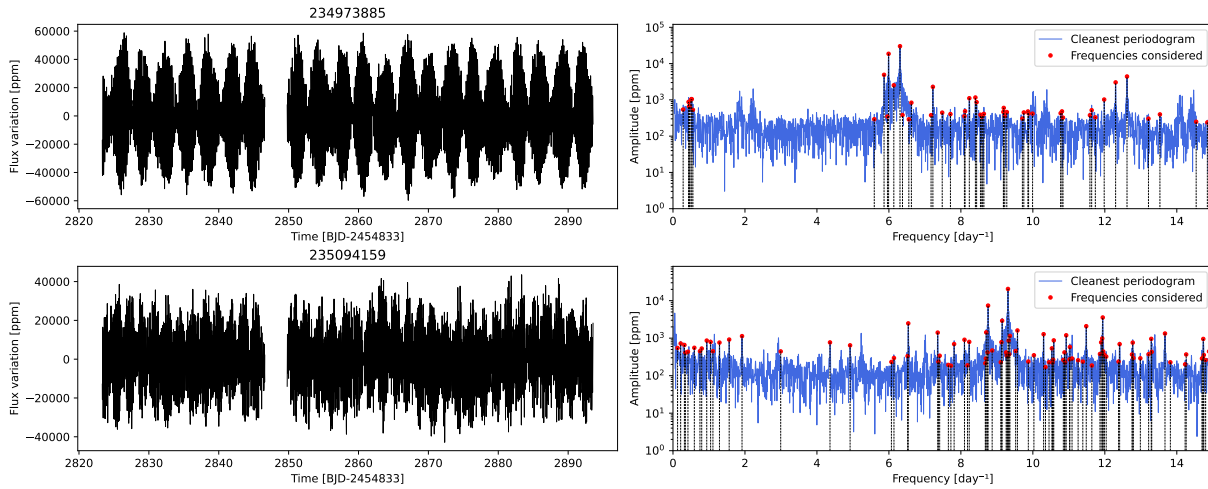


Figura 4.3: O mesmo que na Fig. 4.2, porém para estrelas híbridas

tornando-as objetos ideais para estudar a estrutura interna das estrelas massivas. Por exemplo, usando modelagem asterossísmica, [BURSSENS *et al.* \(2023\)](#) demonstram rotação radial não rígida e deduzem a massa do núcleo convectivo da estrela β Cephei HD 192575, e [HANDLER *et al.* \(2019\)](#) mostraram que a cinemática de estrelas *runaways* em conjunto com a asterossísmica delas pode fornecer restrições para a compreensão evolutiva dos objetos massivos.

Além disso, algumas estrelas mostram características de frequência de ambos os modos p e g e são chamadas de estrelas híbridas β Cep/SPB ou variáveis β Cep/SPB. Elas mostram, portanto, uma ampla faixa de frequências entre 0,5 e 20 d^{-1} , características de ambos os tipos de estrelas variáveis. Essas estrelas híbridas também são de grande interesse, pois podem fornecer novas informações sobre a física das estrelas massivas e sua variabilidade. Em nossa amostra, encontramos três estrelas que exibem comportamento híbrido β Cep/SPB, com um possível quarto caso.

EPIC 234973885 (CD -24 13249) tem magnitude $V=11,92$ e tipo espectral B3 III no SIMBAD. A curva de luz mostra um fenômeno de batimento, evidente devido à proximidade entre as duas frequências mais intensas (veja Fig. 4.3, painel superior). As frequências detectadas estão tanto na faixa de estrelas SPB como na de β Cep, portanto, o objeto é classificado como híbrido (veja Fig. 4.3, painel superior direito).

EPIC 235094159 (LS 3978) tem magnitude $V = 12,41$ e classificação espectral B2 III no banco de dados SIMBAD. As duas principais frequências estão entre 8 e 10 d^{-1} , o que é típico de uma estrela β Cep, mas a estrela também mostra frequências na região SPB (veja Fig. 4.3, painel inferior).

4.3.3 Estrelas SLF

[BLOMME *et al.* \(2011\)](#) observaram um excesso de potência na região de baixa frequência dos espectros de três estrelas O jovens observadas pelo CoRoT, referidas como “ruído

vermelho” devido à sua natureza estocástica. Ou seja, sinal com aparência aleatória, mas com amplitude além do esperado de fatores instrumentais e interestelar, indicando origem na estrela. Esse fenômeno foi encontrado em uma ampla gama de estrelas. Ele é agora considerado uma característica comum das estrelas na parte superior da sequência principal, incluindo estrelas quentes e brilhantes como WRs e LBVs (NAZÉ *et al.*, 2021) e anãs O, B, A e F (BOWMAN *et al.*, 2019b).

Esse fenômeno, frequentemente chamado de variabilidade estocástica de baixa frequência (SLF), é um tipo de variabilidade observada em estrelas, caracterizado por flutuações de baixa amplitude (aproximadamente algumas centenas de μmag) na curva de luz ao longo de uma escala de tempo de algumas horas a várias semanas, com frequências variando de 0,1 a 10 d^{-1} . Esse tipo de variabilidade foi atribuído a ondas internas de gravidade (*internal gravity waves*, IGW). Essas ondas internas de gravidade, excitadas pela convecção turbulenta do núcleo das estrelas massivas, podem transportar momento angular a longas distâncias e poderiam explicar uma série de fenômenos envolvendo estrelas quentes (ROGERS *et al.*, 2013). No entanto, outros fenômenos, como convecção turbulenta do núcleo ou zonas convectivas subfotosféricas finas, são considerados responsáveis pela geração das IGW, esses movimentos convectivos subfotosféricos gerariam variabilidade fotométrica estocástica e turbulência superficial em pequena escala (CANTIELLO *et al.*, 2009, 2021); ou ainda ondas geradas por marés em sistemas binários (veja BOWMAN, 2020).

A detecção da variabilidade SLF aumentou significativamente nos últimos anos, graças às observações de centenas de estrelas quentes por missões como CoRoT, Kepler, Kepler/K2 e *TESS* (ex., BOWMAN *et al.*, 2019a; BOWMAN, 2020; BOWMAN *et al.*, 2019b; PEDERSEN *et al.*, 2019).

É importante notar que esses mecanismos físicos propostos não são mutuamente exclusivos, e mais de um pode estar em jogo na produção da variabilidade SLF (veja BOWMAN 2020; RAUW e NAZÉ 2021). A variabilidade SLF foi inicialmente prevista para ocorrer em estrelas OB brilhantes e luminosas. No entanto, a descoberta da variabilidade SLF em estrelas B tardias, A e F, que BOWMAN *et al.* (2019a) atribuiu ao fenômeno IGW, necessita de desenvolvimentos teóricos adicionais para explicar a geração de ondas estocásticas de baixa frequência nessas estrelas mais frias e menos luminosas.

Além disso, nossa pesquisa encontrou variabilidade SLF para 59 estrelas em nossa campanha K2, 20 das quais são comuns com BOWMAN *et al.* (2019a). A variabilidade SLF é o principal fenômeno para treze estrelas das 122 totais. Nossa amostra também tem duas binárias de raios X (EPIC 223217668 e 240255386) cujas estrelas primárias são supergigantes brilhantes e que mostram espectros de frequência do tipo SLF.

A Figura 4.4 apresenta exemplos da variabilidade de baixa frequência observada em duas de nossas estrelas amostrais classificadas como estrelas de variabilidade estocástica de baixa frequência (SLF). A Figura 4.5 apresenta os diagramas *wavelet* para uma estrela SPB e uma estrela SLF, ilustrando as diferenças entre a estabilidade e a escala de tempo

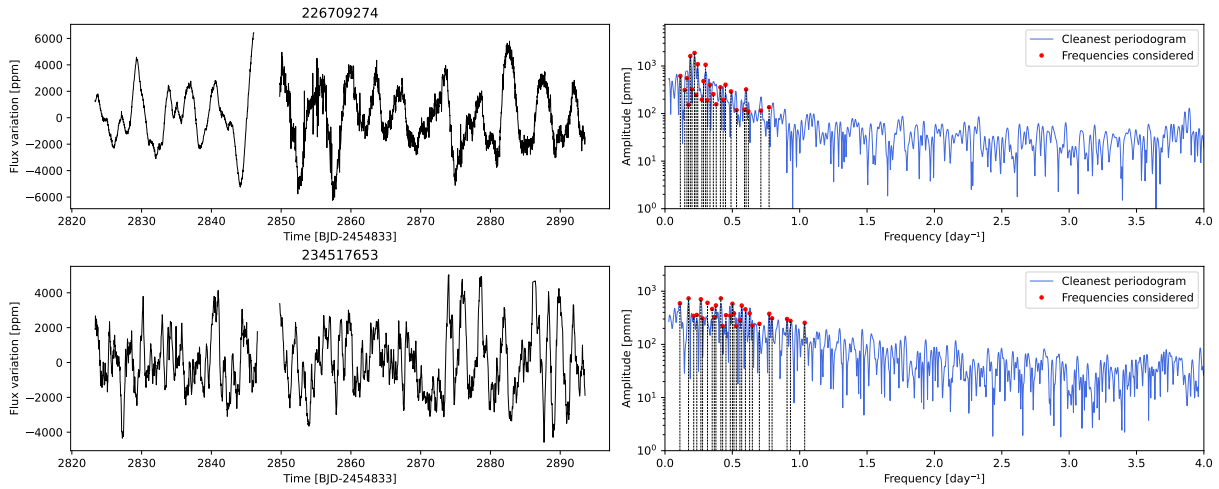


Figura 4.4: O mesmo que na Fig. 4.2 mas para dois exemplos de estrelas que mostram variabilidade estocástica de baixa frequência (SLF). Curvas de luz e espectros de frequência são apresentados nos painéis esquerdo e direito, respectivamente. As curvas de luz mostram as típicas flutuações irregulares, de baixa amplitude, em escalas de tempo de algumas horas a várias semanas.

da variabilidade fotométrica desses dois tipos de variáveis.

4.3.4 Variáveis Maia ou estrelas SPB de rotação rápida?

A existência de variáveis Maia como uma classe independente ainda é controversa na literatura. Elas seriam uma classe de estrelas B tardia à A inicial que exibem pulsações de alta frequência bem além da região SPB (acima de 20 d^{-1}), mas sendo muito frias para serem classificadas como variáveis β Cep. [STRUVE et al. \(1955b; 1957\)](#) propôs e logo desistiram da existência dessa classe (nomeada em homenagem à estrela Maia das Plêiades), e o assunto foi mais ou menos esquecido e trazido à tona novamente mais recentemente. Novos possíveis candidatos a Maia foram fornecidos por [DEGROOTE et al. \(2009\)](#) entre as variáveis B observadas pelo CoRoT. [SALMON et al. \(2014\)](#) e mais recentemente [GEBRUERS et al. \(2022\)](#) propuseram que essas são estrelas B de rotação rápida que podem imitar os espectros de frequência das variáveis β Cep, porque suas frequências de modo g são deslocadas para valores mais altos devido à sua rotação ([MOWLAVI et al., 2016](#), chamaram-nas de FaRPB, pulsantes B de rotação rápida). Por outro lado, os resultados do *Gaia* ([GAIA COLLABORATION et al., 2022a](#)) mostram que muitos sistemas binários próximos consistem em uma SPB e uma δ Sct, que pareceriam uma variável Maia. [WHITE et al. \(2017\)](#) mostraram que a própria estrela Maia é uma estrela de modulação rotacional, não uma pulsante. Em outra direção, [BALONA e OZUYAR \(2020\)](#) mostraram que, as pulsações rápidas não são vistas apenas em estrelas com rotação rápida, já que pelo menos parte das estrelas com esse tipo de pulsação são relativamente lentas, e que confirmaria a existência de um grupo de estrelas de pulsadores rápidos entre as faixas de instabilidade SPB e δ Sct.

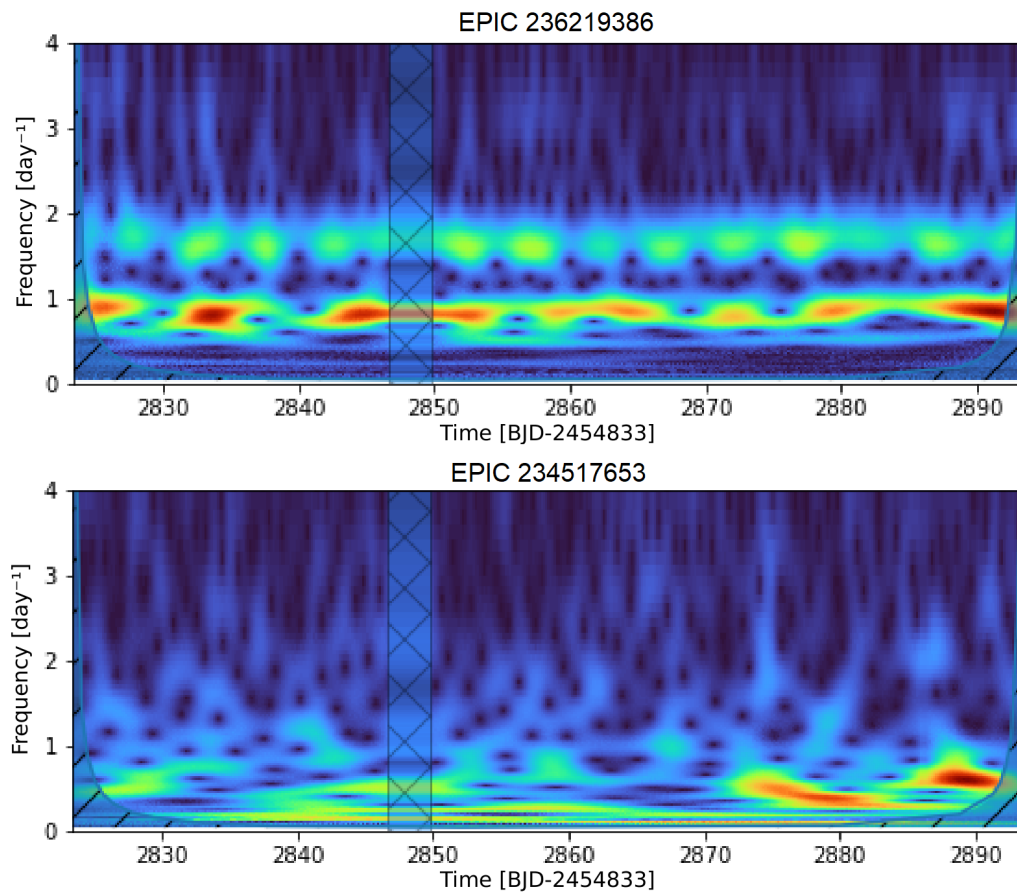


Figura 4.5: Gráficos *wavelet* para a SPB EPIC 236219386, mostrada na Fig. 4.2 painéis inferiores, e a SLF EPIC 234517653, mostrada na Fig. 4.4 painéis inferiores. Regiões azuis escuras indicam ausência de sinal oscilatório e contornos em vermelho e vermelho escuro as regiões de oscilações de maior amplitude. A abscissa cobre o mesmo período que as curvas de luz. Nestes gráficos pode-se notar a diferença na estabilidade do sinal ao longo do tempo entre estas duas classes de variáveis.

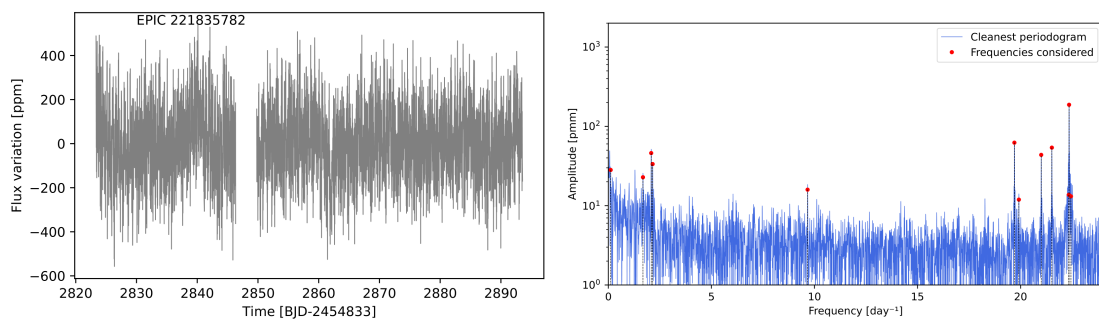


Figura 4.6: Curva de luz (painel superior) e espectro de frequência (painel inferior) de EPIC 221835782 (HD 160122). A presença de frequências de pulsação dominantes acima de 20 d^{-1} e um tipo espectral B9/A0 são típicos de uma variável Maia (veja Subseção 4.3.4).

Recentemente, [BALONA \(2023\)](#) analisou cerca de 500 estrelas/variáveis Maia que mostram pulsações de alta frequência observadas pelo *TESS* e propôs caracterizá-las como um grupo de estrelas da sequência principal com $10\,000 < T_{\text{eff}} < 18\,000$ K (ou seja, tipos espectrais na faixa B5 a A0) que mostram em média velocidades de rotação semelhantes às das variáveis SPB. Além disso, [BALONA \(2023\)](#) também mostrou que as faixas de instabilidade para pulsações do modo g entre SPB, A tardio e estrelas γ Dor mostram sobreposição em seus limites. Da mesma forma, as faixas de instabilidade das pulsações do modo p das variáveis β Cep se fundem suavemente com as estrelas Maia que fazem o mesmo com as estrelas δ Sct. Conseqüentemente, é difícil estabelecer limites para a temperatura e frequência desses grupos de estrelas. [BALONA \(2023\)](#) também argumentou que os modelos atuais de pulsação envolvendo pulsações internas profundas do núcleo têm suas limitações (por exemplo, eles são incapazes de explicar as frequências de pulsação muito altas das Maia, mas isso pode ser devido à rotação rápida) e que a convecção e a presença de manchas estelares em pelo menos algumas estrelas A e B também podem desempenhar um papel nos mecanismos de excitação da pulsação. Pode haver uma interação de diferentes mecanismos com papéis variados para cada tipo de estrela variável.

As variáveis Maia acrescentariam então à complexidade de classificar as estrelas B–A com base em sua variabilidade. Estudos adicionais das estrelas Maia são necessários para provar sua existência como um grupo independente, para entender completamente suas propriedades e colocá-las no esquema geral das estrelas pulsantes. Onze estrelas da nossa amostra da Campanha 11 do K2 foram classificadas como variáveis Maia, sendo a principal variabilidade (frequências na região de 20 d^{-1}) para cinco delas.

EPIC 221835782 (HD 160122) tem $V = 9,79$ e tipo espectral B9/A0 III-IV-V no SIMBAD, o que é razoável para uma variável Maia. (cf. curva de luz na Fig. 4.6, painel superior). O espectro de frequência é marcado por um grupo de frequências próximas de 20 d^{-1} (veja Fig. 4.6, painel inferior).

EPIC 234080202 (HD 155847) tem $V = 9,93$ e tipo espectral B5 III no banco de dados SIMBAD. Nosso espectro azul deste objeto, analisado com a ferramenta SME ([VALENTI e PISKUNOV, 1996](#)), fornece $T_{\text{eff}} = 14\,500_{-600}^{+600}$ K, $\log g = 3,8_{-0,1}^{+0,1}$, $\log(L/L_{\odot}) = 2,9_{-0,1}^{+0,2}$, $M/M_{\odot} = 5,1_{-0,6}^{+0,6}$, $R/R_{\odot} = 4,7_{-0,2}^{+0,9}$. Estes resultados e a aparência das asas de linhas de Balmer ([STRAIZYS e KURILIENE, 1981](#)) são compatíveis com uma estrela B5 III. Classificamos esta estrela como uma variável SPB + Maia. Note a curva de luz (Fig. 4.7, painel superior) marcada por batimentos e a concentração de pulsações fortes entre 2 e 3 d^{-1} (Fig. 4.7, painel do meio).

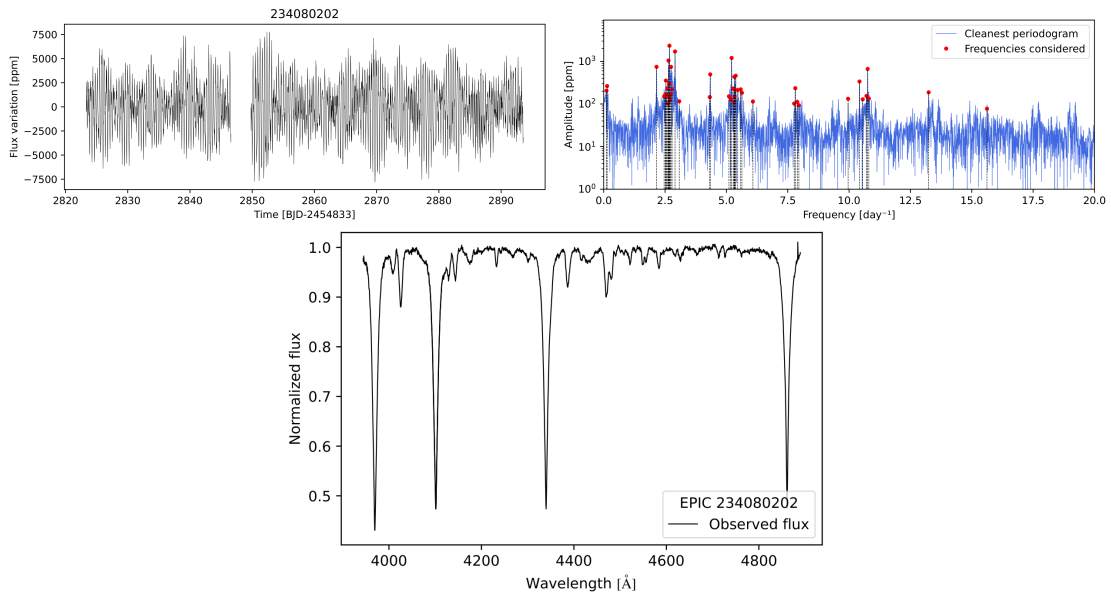


Figura 4.7: Curva de luz (painel superior) e espectro de frequência (painel do meio) de EPIC 234080202 (HD 155847). No espectro de frequências são vistas frequências ao redor de $2,5 d^{-1}$, que dá a classificação de SPB à estrela, mas também sinal de considerável amplitude acima de $10 d^{-1}$, que acreditamos estar além do que seria explicado como harmônico do grupo de frequências baixas. Painel inferior: espectro azul da estrela que é compatível com uma classificação espectral B5 III.

4.3.5 Estrelas binárias/modulação de rotação

As pulsações estelares são na maioria das vezes caracterizadas por flutuações mais ou menos regulares no nível de fluxo de uma estrela, que podem mostrar uma amplitude média constante ou um padrão de batimento estável (veja, por exemplo, a curva de luz e os espectros de EPIC 222085402 e EPIC 236219386 no Apêndice B). Vários mecanismos, como ondas de pressão e gravidade, convecção e atividade magnética, podem causar essas flutuações. Em contraste, as estrelas que apresentam variações de luz devido à binaridade ou manchas na superfície exibem curvas de luz mais suaves, muitas vezes, como observado, por exemplo, por MCNAMARA *et al.* (2012). Neste trabalho, usamos vários critérios para a classificação da variabilidade (veja a Seção 4.3), que distingue simultaneamente entre estrelas pulsantes e binárias. Quando um espectro óptico estava disponível, a questão era rapidamente respondida. Se não, o espectro de frequência era a ferramenta mais poderosa para a classificação da variabilidade, que mostra a riqueza das frequências de pulsação. Vários autores estudaram extensivamente o fenômeno da modulação rotacional semi-sinusoidal causada por manchas estelares distribuídas irregularmente na superfície estelar (ex., BASRI, 2018; BASRI e NGUYEN, 2018; DE MEDEIROS *et al.*, 2013; LANZA *et al.*, 2003, 2007).

Em sistemas binários, a variabilidade pode ser atribuída a uma variedade de efeitos de proximidade, como reflexão de luz, deformação dos componentes, eclipses mútuos das estrelas ou uma combinação deles. Essas estrelas frequentemente exibem apenas uma

frequência em seus espectros, associada ao movimento binário ou à modulação rotacional. No entanto, pode ser difícil distinguir entre variações orbitais e rotacionais sem informações adicionais da espectroscopia. A sincronização dos períodos orbital e rotacional é esperada para estrelas B, mas devido à sua idade relativamente jovem, podem ocorrer alguns desvios da sincronização completa (BALONA *et al.*, 2011). Além disso, a rotação diferencial também pode causar batimentos na curva de luz. Finalmente, vale ressaltar que as estrelas B em sistemas binários também podem mostrar pulsações, resultando em um espectro diverso de frequências devido tanto às pulsações quanto ao efeito da rotação (SOUTHWORTH *et al.*, 2020, 2021). Essa complexidade só pode ser rapidamente resolvida no caso de binárias eclipsantes. Além disso, estudar as estrelas binárias e de modulação rotacional pode fornecer informações valiosas sobre a estrutura e dinâmica interna das estrelas e uma compreensão mais profunda da diversidade das populações estelares na galáxia. Exemplos de curvas de luz e periodogramas de estrelas binárias e binárias eclipsantes da nossa amostra podem ser vistos nas Figs. 4.8 e 4.9.

EPIC 230756009 (HD 155095) tem $V = 6,92$ e tipo espectral B8 Ib-II no banco de dados SIMBAD. Nosso espectro azul, analisado com o SME (VALENTI e PISKUNOV, 1996), fornece para esta estrela $T_{\text{eff}} = 13\,100_{-500}^{+500}$ K, $\log g = 3,7_{-0,1}^{+0,1}$, $\log(L/L_{\odot}) = 2,8_{-0,2}^{+0,1}$, $M/M_{\odot} = 4,7_{-0,8}^{+0,3}$, $R/R_{\odot} = 5,1_{-0,9}^{+0,2}$. Estas características físicas são mais compatíveis com uma estrela B8 II-III (STRAIZYS e KURILIENE, 1981). Esta estrela mostrou apenas uma frequência significativa em $\sim 0,2 \text{ d}^{-1}$ que atribuímos à rotação estelar (veja Fig. 4.8, painel superior).

EPIC 203615859 (HD 152657) tem $V = 7,59$ e tipo espectral B8 II no SIMBAD. Nosso espectro azul, analisado com o SME (VALENTI e PISKUNOV, 1996), fornece para esta estrela $T_{\text{eff}} = 11\,500_{-200}^{+400}$ K, $\log g = 3,4_{-0,1}^{+0,1}$, $\log(L/L_{\odot}) = 2,9_{-0,2}^{+0,2}$, $M/M_{\odot} = 4,5_{-0,3}^{+0,3}$, $R/R_{\odot} = 7,0_{-1,0}^{+1,4}$. Os dados espectrais são compatíveis com uma estrela B9 II/III (STRAIZYS e KURILIENE, 1981). Esta estrela mostra uma curva de luz senoidal típica e apenas um pico significativo em torno de $\sim 0,16 \text{ d}^{-1}$, que nós especulamos que seja devido à rotação (veja Fig. 4.8, painel inferior).

4.4 Observações espectroscópicas e parâmetros estelares

Espectros de 45 estrelas da Campanha 11 da missão K2 foram obtidos no Pico dos Dias/Laboratório Nacional de Astrofísica (OPD/LNA) no Brasil, usando o Telescópio Perkin-Elmer de 1,6 m. Para 36 estrelas as observações foram realizadas em três épocas distintas (em setembro de 2017, março de 2018 e maio de 2018) e foram conduzidas usando o espectrógrafo Cassegrain com uma rede de 1200 linhas/mm. Essa configuração permitiu uma dispersão de $\sim 0,5 \text{ \AA/pixel}$ e uma resolução de cerca de 9600, cobrindo a região azul

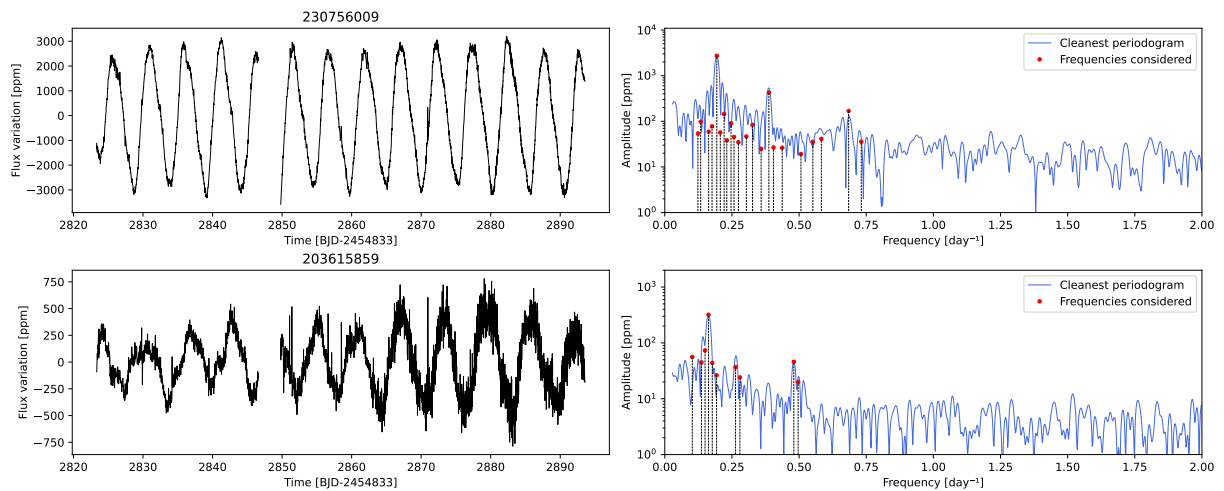


Figura 4.8: O mesmo que na Fig. 4.2, mas para estrelas cuja variabilidade é provavelmente causada por rotação ou binaridade. Os painéis da esquerda mostram curvas de luz com uma forma semi-sinusoidal, tipicamente característica deste tipo de variabilidade. Os painéis da direita mostram os espectros de frequência correspondentes, que revelam a presença de uma única frequência proeminente, que também é uma característica da variabilidade induzida por rotação ou binaridade. O painel superior mostra uma estrela com uma frequência significativa de $\sim 0,2 \text{ d}^{-1}$, e o inferior um pico significativo em torno de $\sim 0,16 \text{ d}^{-1}$. Ambos são atribuídos à rotação estelar. Estes são exemplos de variabilidade induzida por rotação ou binaridade e podem ser comparados com as figuras anteriores produzidas por pulsações.

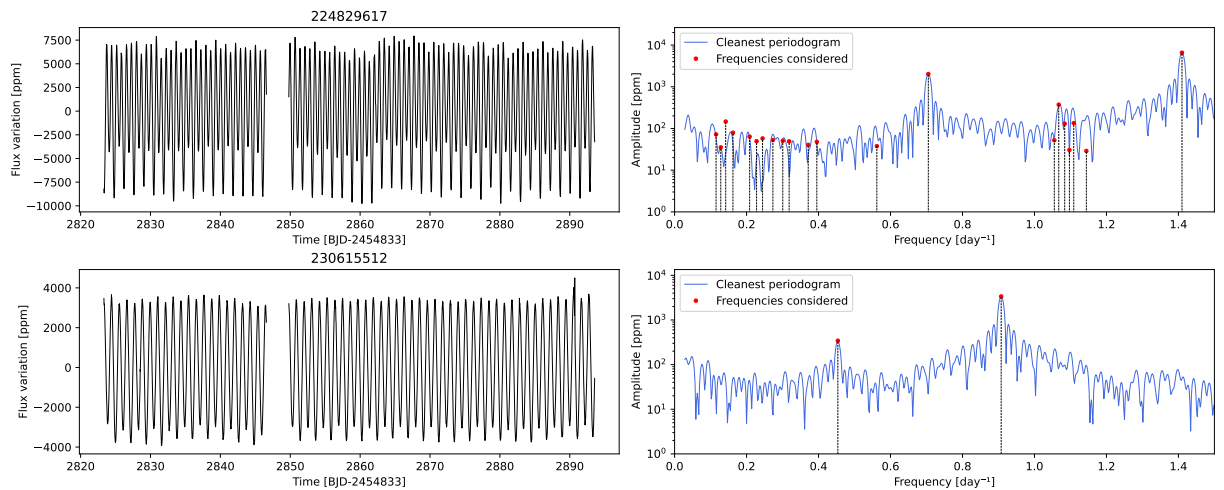


Figura 4.9: O mesmo que na Fig. 4.2, mas para estrelas variáveis elipsoidais. São binárias próximas não eclipsantes cujos componentes são distorcidos devido à sua atração gravitacional mútua. As variações de luz são devidas às áreas transversais variáveis e são caracterizadas por uma curva de luz mostradas nos painéis da esquerda e os espectros de frequência correspondentes nos painéis da direita.

(aproximadamente 3900 – 4800 Å).

Além desses espectros, outras nove estrelas foram observadas em agosto e outubro de 2021 usando o espectrógrafo Coudé do mesmo telescópio, com uma rede de 600 linhas/mm. Essa configuração proporcionou uma dispersão de $\sim 0,25$ Å/pixel e uma resolução de cerca de 19 100, cobrindo a região entre 4400 e 4900 Å. O Apêndice C mostra os 45 espectros na região azul. Outros espectros de 74 estrelas também foram obtidos com o espectrógrafo Cassegrain na região vermelha (centrada na linha H α 6562,8 Å), com uma resolução de cerca de 16 000, para verificar a presença de estrelas Be. Imagens de calibração foram obtidas para todas as observações e o processo de redução foi realizado com o IRAF usando o procedimento padrão para espectros de fenda longa.

4.4.1 Determinação dos parâmetros atmosféricos

O pacote *Spectroscopy Made Easy* (SME) VALENTI e PISKUNOV (1996) foi utilizado para análise espectral e determinação dos parâmetros físicos em estrelas cujos espectros na região do azul foram obtidos. O SME é uma ferramenta que calcula espectros sintéticos e os compara iterativamente com os espectros observados. Sua primeira versão foi descrita por VALENTI e PISKUNOV (1996) e escrita na linguagem IDL. Inicialmente, são fornecidos parâmetros iniciais. O usuário define quais grandezas devem variar, os parâmetros livres, enquanto os demais são mantidos constantes. O SME então varia múltiplos parâmetros simultaneamente e mede a discrepância entre o espectro teórico e o observado. Esse procedimento é realizado em várias direções no espaço n-dimensional dos parâmetros livres, escolhendo a melhor direção para ajustar o modelo. Essa otimização é repetida até que não seja possível encontrar uma direção que resulte em diferença significativa no ajuste.

Para calcular o espectro teórico, o SME utiliza equações de estruturas e atmosferas estelares. A razão entre elementos em estado neutro ou ionizado é calculada com base nas equações de estado, conservação e de *Saha*. Em seguida, a opacidade das linhas e do contínuo é calculada usando a função de *Voigt*. Utilizando um modelo de transferência radiativa esférico, o SME integra o fluxo luminoso sobre o disco estelar. As propriedades da atmosfera são obtidas interpolando resultados dos principais modelos atmosféricos. Neste trabalho, utilizou-se o modelo de atmosfera Atlas12 de Kurucz (KURUCZ, 2005).

A interação com o SME ocorre por meio de uma interface gráfica, onde os parâmetros iniciais e o espectro experimental são definidos. Parâmetros instrumentais, como a resolução do espectro, também devem ser fornecidos. As abundâncias químicas podem ser alteradas, mas foram mantidas constantes neste estudo.

Além disso, é necessário fornecer uma lista de linhas espectrais, incluindo a energia de ionização correspondente a cada linha. Essas informações foram obtidas através do Vienna Atomic Line Database (VALD, HEITER *et al.*, 2008), fornecendo temperaturas e

gravidades superficiais aproximadas, bem como a faixa espectral desejada. Um limite de detecção também deve ser especificado. A escolha desse limite deve ser ponderada, pois um valor muito pequeno aumenta exponencialmente o tempo de ajuste sem melhorar a qualidade. Por outro lado, um limite excessivamente grande pode resultar em parâmetros errôneos, pois muitas linhas não serão ajustadas adequadamente.

Algumas práticas são essenciais para o uso correto do SME. Primeiramente, o ajuste da velocidade radial é realizado para deslocar todo o espectro sintético na direção adequada. Em seguida, os parâmetros fundamentais, como temperatura e gravidade superficial, são ajustados. Dado que as estrelas tratadas aqui apresentam grande rotação, também se realiza o ajuste da velocidade de rotação projetada, $v \sin i$, nas primeiras etapas.

Outra prática adotada foi a segmentação do espectro em intervalos menores de comprimento de onda. Isso evita que imperfeições na normalização afetem o ajuste. No entanto, essa segmentação aumenta o tempo necessário para o ajuste. A divisão entre os segmentos deve ocorrer em uma região do contínuo. Na maioria dos espectros analisados, realizou-se uma divisão em sete segmentos, cobrindo uma faixa espectral de cerca de 950 nm. Com o espectro segmentado, as primeiras etapas do procedimento são repetidas, permitindo um ajuste mais refinado.

É crucial ter em mente como esses parâmetros físicos influenciam as linhas espectrais. A temperatura afeta principalmente a intensidade de algumas linhas. Em estrelas B tardias, as linhas de cálcio são especialmente relevantes, diminuindo em intensidade com o aumento da temperatura. De modo geral, para estrelas B, a característica mais significativa do espectro é a relação entre as linhas de hélio I 4471 Å e magnésio II 4481 Å, com as linhas de Hélio aumentando em dominância à medida que a temperatura cresce (GRAY e CORBALLY, 2009). Além disso, para estrelas B, o principal efeito da mudança na gravidade superficial ocorre na largura das bases das linhas de hidrogênio, na região conhecida como asa da linha (GRAY e CORBALLY, 2009). Por outro lado, a velocidade de rotação projetada tende a alargar as linhas de forma generalizada.

Por fim, foram realizadas simulações de Monte Carlo para construir um espaço de parâmetros, com 100 iterações por parâmetro e por espectro. As incertezas resultantes foram obtidas a partir do intervalo de confiança de 1σ e representaram a região no espaço de parâmetros que produziu uma variação suficientemente pequena no χ^2 (veja AVNI e BAHCALL, 1976; WALL e JENKINS, 2012). O ajuste entre os espectros observados e o modelo SME pode ser encontrado no Apêndice C. Em alguns casos, o procedimento de normalização está distorcido na região do H δ . Para esses casos, a região foi mascarada do modelo e denotada por uma linha pontilhada.

A saída do SME forneceu a temperatura efetiva (T_{eff}) e a gravidade superficial ($\log g$), juntamente com suas incertezas correspondentes, apresentadas na terceira e quarta colunas da Tabela 4.2. O alargamento das linhas devido a $v \sin i$ e macroturbulência foram tomados em conjunto e são discutidos em 4.4.4. A Figura 4.10 mostra uma versão re-

visada do diagrama HR usando as temperaturas derivadas, com foco no comportamento de pulsação dos alvos. As posições da estrela híbrida e das estrelas SPB são consistentes com as regiões de instabilidade β Cep e SPB calculadas por MIGLIO *et al.* (2007).

4.4.2 Trajetórias evolutivas

Para determinar os parâmetros de $\log(L/L_{\odot})$, M/M_{\odot} , R/R_{\odot} e idade apresentados na Tabela 4.2, utilizamos o código MESA (PAXTON *et al.*, 2013, Modules for Experiments in Stellar Astrophysics, versão r10398)⁴. Esse código nos permitiu calcular as trajetórias evolutivas das estrelas com a simplificação de ausência de rotação. A montagem da grade MESA utilizada foi realizada principalmente por Dr. Bergerson Van Hallen, como parte de seu trabalho de doutorado na UEPG. A seguir serão expostos alguns dos parâmetros utilizados, maiores detalhes podem ser encontrados na tese BERGERSON (2023). Nossos cálculos foram conduzidos com uma prescrição de queima *overshooting shell*, no qual o material convectivo se estende para além dos limites do núcleo e o parâmetro de *overshooting* (coeficiente de difusão livre, f_{ov}) foi definido como 0,02, expresso em escala de altura de pressão. Consideramos uma faixa de variação da fração de massa de hidrogênio central entre 0,001 e 1,0, da sequência principal de idade inicial (ZAMS) à sequência principal de idade terminal (TAMS), e metalicidade base (Z) de 0,02. Para as tabelas de opacidade e misturas químicas, foram utilizados os padrões fornecidos pelo MESA. Especificamente, usamos as opacidades OPAL Tipo 2, desenvolvidas por IGLESIAS e ROGERS (1993) para a pré-sequência principal e por ASPLUND *et al.* (2009) para a sequência principal. Nossos cálculos progrediram com a queima do núcleo inicial do hidrogênio até o núcleo final do hélio ser queimado.

Geramos uma grade abrangendo estágios de pré-sequência e sequência principal e em uma faixa de massas estelares de 1,8 a 12 massas solares. O tamanho do passo foi de 0,02 massas solares até 4,0 massas solares, e um tamanho de passo de 0,05 massas solares foi usado entre 4,0 e 12 massas solares. Extraímos os parâmetros desejados varrendo sistematicamente a grade e considerando os valores de temperatura efetiva T_{eff} e $\log g$ previamente determinados. Cruzando esses dados com a grade, obtivemos valores correspondentes para luminosidades, massas, raios e idades estelares. As incertezas associadas a esses parâmetros foram determinadas usando a mesma grade e as combinações dos limites superiores e inferiores de 1σ de T_{eff} e $\log g$.

4.4.3 Comparação das luminosidades

A luminosidade obtida a partir das nossas observações espectrais usando o código evolutivo MESA foi comparada na Fig. 4.11 com a derivada da paralaxe do *Gaia* DR3 (GAIA COLLABORATION *et al.*, 2016, 2022b). A comparação foi realizada seguindo a documentação da versão 1.2 para o Release 2 do *Gaia*⁵. Primeiramente, foi feita uma estimativa

⁴disponível em <http://mesa.sourceforge.net/>

⁵disponível em <http://gea.esac.esa.int/archive/documentation/GDR2/>

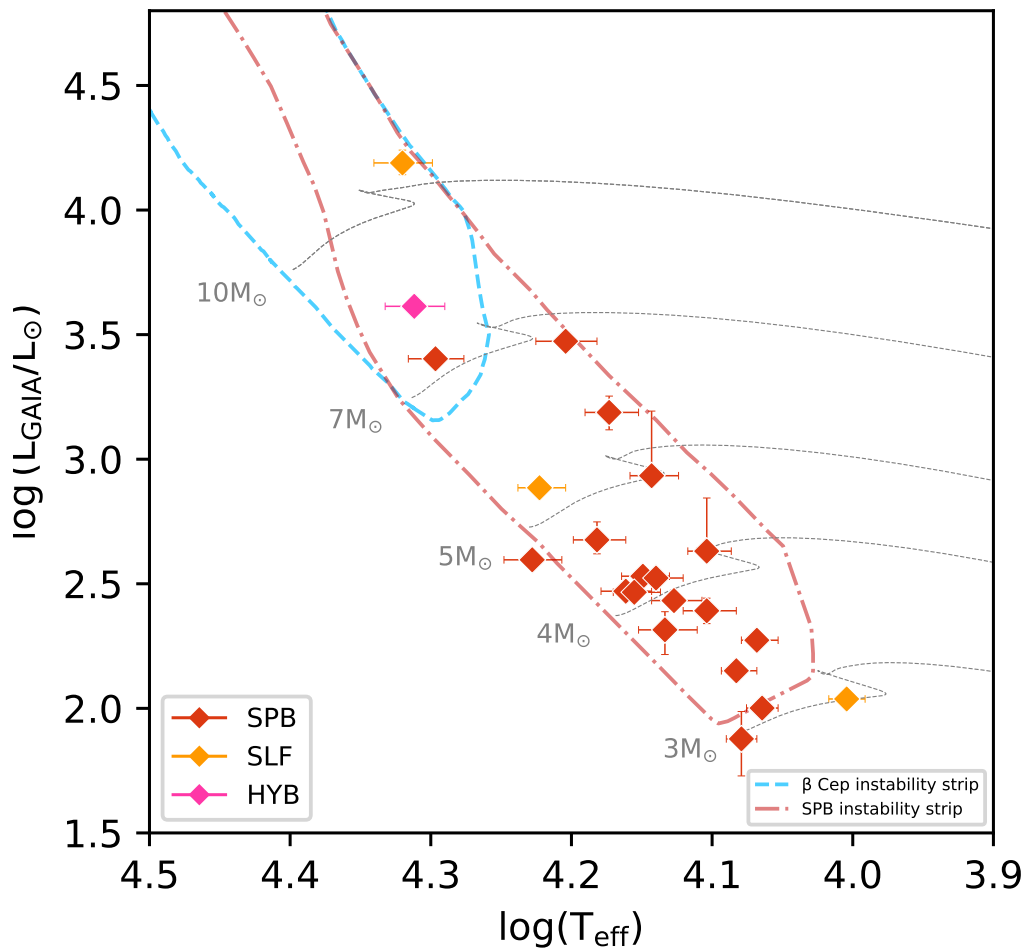


Figura 4.10: O diagrama HR das nossas estrelas alvo com espectros na região azul. A luminosidade veio dos dados bolométricos corrigidos do *Gaia* DR3 (veja a Subseção 4.4.3 para detalhes). As temperaturas efetivas foram deduzidas com o pacote SME (veja a Seção 4.4). As cores no diagrama representam o tipo de variabilidade estelar. As faixas de instabilidade calculadas por MIGLIO *et al.* (2007) para as estrelas β Cep e SPB também são mostradas. Algumas trajetórias evolutivas são mostradas como referências, obtidas da nossa grade no MESA. As barras de erro no diagrama representam as incertezas discutidas no texto.

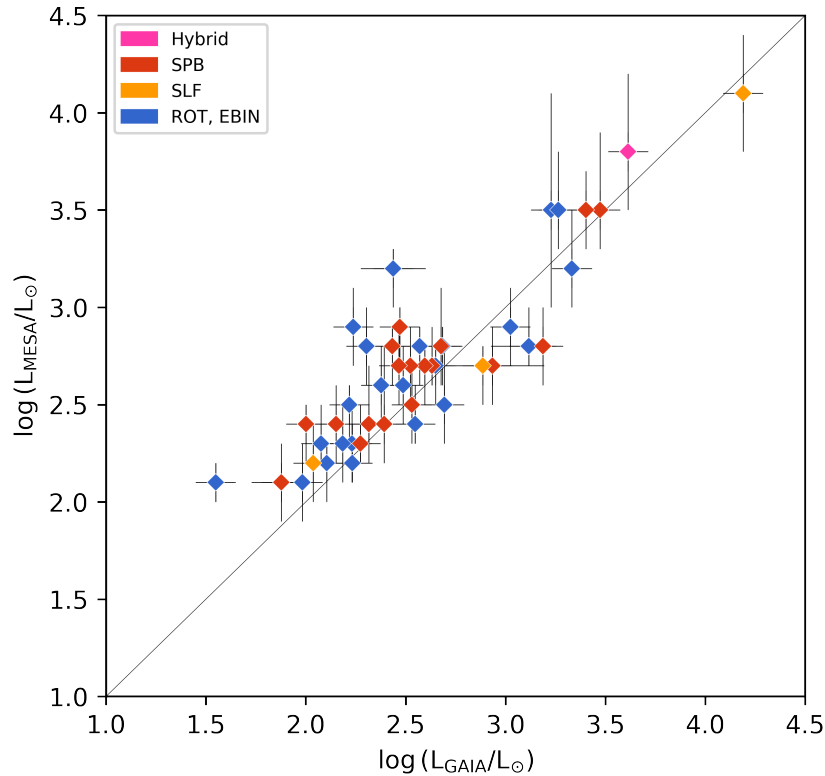


Figura 4.11: Comparando as luminosidades obtidas com o código MESA, usando nossas observações espectrais, com as do banco de dados do *Gaia*.

de distância geométrica usando um modelo de Galáxia por [BAILER-JONES *et al.* \(2018\)](#), que varia suavemente em função da longitude e latitude galácticas. Em seguida, foram realizadas correções bolométricas usando tabelas fornecidas por [BESSELL *et al.* \(1998\)](#). Como mostrado na Fig. 4.11, a maioria das nossas determinações de luminosidade são consistentes com as do *Gaia* dentro de uma incerteza de 2σ .

Transformamos a extinção do catálogo *Gaia* no filtro G para magnitudes V usando a relação fotométrica fornecida na documentação do *Gaia* mencionada anteriormente. Finalmente, as barras de erro de 1σ para os parâmetros estelares foram calculadas considerando os desvios tanto da paralaxe quanto da correção bolométrica.

4.4.4 Rotação e $v \sin i$

As velocidades de rotação superficial projetadas para as estrelas com espectros azuis foram estimadas usando um procedimento padrão de medição por meio da largura à meia altura (HWHM) de três linhas fotosféricas: He I 4388 Å, He I 4471 Å e Mg II 4481 Å. A resolução instrumental foi determinada a partir da largura das linhas das lâmpadas de calibração e subtraída quadraticamente dos valores de $v \sin i$ nos espectros por um ajuste gaussiano. Em alguns casos, as linhas He I 4471 Å e Mg II 4481 Å estavam misturadas, dificultando a medição do HWHM. Se ambas as linhas He I estavam disponíveis, o valor médio foi usado.

Caso contrário, tomamos apenas a medição para a linha He I 4471 Å. Se uma medição da linha He I não fosse possível, a medição do Mg II era usada, corrigida por uma relação linear obtida comparando os resultados de $v \sin i$ das linhas He I 4471 Å e Mg II 4481 Å. Na Seção 4.6, é empregado um método para estimar a frequência média de rotação interna de algumas estrelas da amostra.

4.5 Sondando o interior das estrelas com modos g

A presença de modos g de alta ordem ($n \gg \ell$) em estrelas quimicamente homogêneas, sem rotação, com um núcleo convectivo e um envelope radiativo foi prevista ser igualmente espaçada em período por meio de uma análise assintótica (TASSOUL, 1980). O advento da fotometria espacial de alta precisão e longa duração possibilitou a detecção de modos g consecutivos em ordem radial com o mesmo valor de ℓ e espaçamentos quase equidistantes para pulsadores γ Dor, SPB e híbridos SPB/ β Cep (DEGROOTE *et al.*, 2012, 2010; PÁPICS *et al.*, 2012).

Os efeitos da rotação nos modos g foram rigorosamente calculados por BALLOT *et al.* (2012). A rotação pode modificar substancialmente as propriedades de oscilação estelar devido à aceleração centrífuga e à força de Coriolis (veja BOUABID *et al.*, 2013). No entanto, seus resultados são válidos apenas quando a taxa de rotação é pequena em relação às frequências dos modos e à taxa de rotação Kepleriana de ruptura, o que é frequentemente o caso em estrelas SPB e γ Dor. No entanto, seus resultados concordam com a aproximação tradicional da rotação (TAR, *traditional approximation of rotation*), introduzida por ECKART e GILLIS (1961) na geofísica e derivada para as pulsações estelares não radiais por UNNO *et al.* (1989) e LEE e SAIO (1997). O uso do TAR simplifica o tratamento das equações de pulsação mesmo quando se considera a rotação da estrela. Sob o TAR, foi mostrado que para uma estrela com um núcleo convectivo, os períodos dos modos g de baixo grau e alta ordem têm um espaçamento assintótico (ex. BASU e CHAPLIN, 2017)

$$\Delta P_\ell = P_\ell(n+1) - P_\ell(n) = \frac{P_0}{\sqrt{\ell(\ell+1)}} \quad (4.1)$$

onde

$$P_0 = 2\pi^2 \left(\int_{r_1}^{r_2} N dr/r \right)^{-1} \quad (4.2)$$

com N sendo a frequência de Brunt-Väisälä ou de flutuação e ℓ o grau esférico da pulsação. Os limites da zona radiativa, na qual os modos g estão presos, são marcados por r_1 e r_2 . O tempo característico de propagação do modo de gravidade dentro da estrela, frequentemente referido como tempo de trânsito de flutuação (P_0), é um fator essencial na análise dos modos g (AERTS, 2021). Dentro do TAR, BALLOT *et al.* (2012) demonstraram que

para números de ordem radial de pulsação suficientemente altos e na presença de rotação, a fórmula assintótica para o espaçamento de período dos modos g pode ser escrita como segue:

$$\Delta P_\ell = P_{\ell,m}(n+1) - P_{\ell,m}(n) \approx \frac{P_0}{\sqrt{\lambda_{\ell,m}(s)} \left(1 + \frac{1}{2}s \frac{\lambda'_{\ell,m}(s)}{\lambda_{\ell,m}(s)}\right)} \quad (4.3)$$

onde m é a ordem azimutal de uma pulsação, s é o parâmetro de rotação, proporcional à razão entre a frequência de rotação angular do núcleo e a frequência de pulsação angular no referencial de corotação ($s = 2\Omega_{\text{core}}/\omega_{n\ell m}$), e $\lambda_{\ell,m}(s)$ representa os autovalores da equação de Laplace na direção longitudinal (como descrito em UNNO *et al.*, 1989). $\lambda_{\ell,m}(s) \rightarrow \ell(\ell+1)$ à medida que $s \rightarrow 0$, significando que na ausência de rotação, a fórmula ΔP_ℓ se reduz à Eq. 4.1. Vale a pena notar que ΔP_ℓ diminui à medida que ℓ aumenta. Os valores típicos de ΔP_ℓ para as pulsações do modo g nas estrelas SPB variam entre 5000 e 12000 s (AERTS *et al.*, 2019), o que se traduz em valores de P_0 entre ~ 7000 e 17000 s.

Como os modos g de ordem alta são observados se propagando em grandes profundidades nas estrelas da sequência principal, as séries detectadas de modos g com o mesmo grau (ℓ) e ordens radiais consecutivas, juntamente com seus padrões de espaçamento de período, fornecem um método direto para estimar o tamanho do núcleo convectivo da estrela (DEGROOTE *et al.*, 2010), o parâmetro de *overshooting* e os processos de mistura na região radiativa logo acima do núcleo (AERTS *et al.*, 2010; MIGLIO *et al.*, 2008).

AERTS *et al.* (2018) propuseram um esquema robusto, multi-passo, iterativo para realizar a modelagem asterossísmica das estrelas com núcleos convectivos baseada nas oscilações do modo de gravidade observadas de ordens radiais consecutivas (n). Utilizando a abordagem TAR, os autores analisaram dados de alta precisão do *Kepler* e, seguindo o trabalho de VAN REETH *et al.* (2016) e OUAZZANI *et al.* (2017), assumiram que o grau do modo, a ordem azimutal e a frequência de rotação do núcleo (Ω_{core}) podem ser determinados simultaneamente a partir da divisão rotacional ou dos padrões de espaçamento de período. Este método permite estimar a massa da estrela, a metalicidade (X , Z) e o conteúdo de hidrogênio do núcleo (X_{core}) e colocar restrições sobre a quantidade de *overshooting* do núcleo convectivo e o processo de mistura química na zona radiativa (AERTS *et al.*, 2018).

O esquema também fornece uma visão sobre a evolução da estrela, pois X_{core} é uma proxy para a idade durante a sequência principal. Notavelmente, o método de modelagem sísmica proposto por AERTS *et al.* (2018) é orientado pela observação, requerendo identificações de modo inequívocas em termos dos números de onda dos harmônicos esféricos (ℓ , m) e frequências observadas que se ajustam com as frequências teoricamente previstas derivadas dos modelos estelares. Além disso, no mínimo, o método sísmico envolve um problema de otimização de 5 dimensões, pois Ω_{core} deve ser estimado junto com (M , X , Z , e X_{core}). Nos últimos anos, um grande número de estrelas SPB e γ Dor observadas do

espaço foram analisadas sismologicamente (ex., [AERTS, 2021](#); [SAIO *et al.*, 2021](#)).

4.6 Diagnóstico sísmico

Os métodos dependentes do modelo e estatísticos propostos por [VAN REETH *et al.* \(2015\)](#), [CHRISTOPHE *et al.* \(2018\)](#), e [LI *et al.* \(2019, 2020\)](#) para estimar Ω_{core} , P_0 e os números de onda dos harmônicos esféricos ℓ e m , empregam espaços de parâmetros multidimensionais, que resultam em cálculos complicados e demorados. Assim mesmo uma estimativa desses parâmetros, que seria um primeiro passo na análise sísmica das estrelas, não é uma tarefa simples.

[TAKATA *et al.* \(2020\)](#) propuseram um método simplificado e iterativo para realizar a identificação de modo e um diagnóstico sísmico no domínio da frequência. O método usa as mesmas simplificações mencionadas acima (abordagem assintótica e TAR), e é válido apenas para modos g -progrados setoriais. Sua aplicação é relativamente simples e eficiente. Eles mostraram assim que para modos g -progrados (veja detalhes em seu artigo),

$$f_k(\nu_{\text{rot}}) \sqrt{\frac{\Delta_k \nu}{m \Delta_k n}} = \sqrt{P_0} \left(\frac{\nu_{k+\frac{1}{2}}}{m} - \nu_{\text{rot}} \right) \quad (4.4)$$

([TAKATA *et al.* 2020](#), Eq. 11) no qual o fator $f_k(\nu_{\text{rot}})$ é escrito

$$f_k(\nu_{\text{rot}}) = \left[\frac{-1}{(m \Delta_k \nu) \Delta_k} \left(\frac{\sqrt{\lambda_{m,m}(s)}}{\nu_{\text{co}}} \right) \right]^{\frac{1}{2}} (\nu_{k+\frac{1}{2}} - m \nu_{\text{rot}}) \quad (4.5)$$

([TAKATA *et al.* 2020](#), Eq. 12), onde ν_{rot} é a frequência média de rotação, k um contador e $\Delta_k \nu = \nu_{k+1} - \nu_k$ é a diferença entre as frequências $(k+1)$ e k^{th} e $\nu_{k+\frac{1}{2}} = (\nu_k + \nu_{k+1})/2$ e $\nu_{\text{co}} = \nu - m \nu_{\text{rot}}$. [BILDSTEN *et al.* \(1996\)](#) e [TOWNSEND \(2003\)](#) mostraram que, para modos setoriais progrados ($\ell = m > 0$) e para $s > 1$, $\sqrt{\lambda_{m,m}(s)} \approx m$. [TAKATA *et al.* \(2020\)](#) validaram seu método aplicando-o a três estrelas γ Dor e uma estrela SPB para as quais análises sísmicas anteriores foram feitas usando dados do *Kepler*. O esquema iterativo do método é o seguinte: (1) iteração 1: defina f_k como $f_k^{(1)} = 1$ e realize um ajuste de mínimos quadrados para a Eq. 4.4 para estimar $\nu_{\text{rot}} = \nu_{\text{rot}}^{(1)}$ e $P_0 = P_0^{(1)}$. (2) iteração 2: calcule f_k com $\nu_{\text{rot}} = \nu_{\text{rot}}^{(1)}$ na Eq. 4.5 e realize um ajuste de mínimos quadrados novamente para a Eq. 4.4 para estimar $\nu_{\text{rot}}^{(2)}$ e $P_0 = P_0^{(2)}$. (3) iteração 3: repita o mesmo procedimento que o passo 2 para estimar $\nu_{\text{rot}}^{(i+1)}$ e $P_0 = P_0^{(i+1)}$ a partir do anterior $\nu_{\text{rot}}^{(i)}$ (iteração $i+1$) para $i = 2, 3, \dots$. O processo converge quando ambos $[\nu_{\text{rot}}^{(i)} - \nu_{\text{rot}}^{(i+1)}]$ e $[P_0^{(i)} - P_0^{(i+1)}]$ são suficientemente pequenos. Na prática poucos ciclos são necessários, tendo sido utilizado seis iterações, com diferenças menores que uma parte por milhão entre as duas últimas iterações.

Assim como outros métodos citados acima que usam o diagrama $P - \Delta P$, o método

de [TAKATA *et al.* \(2020\)](#) opera no plano ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ e só pode ser aplicado a modos g -progrados setoriais de estrelas com um núcleo convectivo cercado por uma envoltura radiativa, como as estrelas γ Dor e SPB, e permite (a) realizar a identificação de modo, identificando modos g -progrados setoriais e distinguindo-os de modos r (Rossby) e retró-grados; (b) estimar a taxa média de rotação e o tempo característico da flutuabilidade e (c) detectar a presença de anomalias de flutuabilidade nas estrelas.

O método deles é independente do modelo e baseado em uma relação linear entre a frequência de oscilação e as raízes quadradas sucessivas das diferenças de frequência. De fato, [VAN REETH *et al.* \(2015\)](#) e [PÁPICS *et al.* \(2017\)](#) mostraram que os modos setoriais prógrados são dominantes em estrelas SPB e γ Dor e [LI *et al.* \(2019\)](#) reforçaram o fato com uma grande amostra de 611 estrelas γ Dor observadas pelo *Kepler*. De fato, 62% das estrelas mostraram $\ell = 1$, $m = 1$ (dipolo) modos prógrados. Esperamos que muitas estrelas SPB se comportem de maneira semelhante e decidimos verificar isso aplicando o método simplificado às estrelas em nossa amostra. [AERTS *et al.* \(2019\)](#), analisando dados provenientes de análise sísmica cobrindo vários estágios da evolução estelar, mostraram que estrelas de baixa e média massa rotacionam quase rigidamente durante sua fase de queima de hidrogênio no núcleo. A taxa média de rotação estimada pelo método de [TAKATA *et al.* \(2020\)](#) é, portanto, uma boa estimativa de $\Omega_{\text{núcleo}}$. Para estrelas que têm modos prógrados setoriais g , a inclinação da linha ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ é o tempo de flutuação P_0 , que é o tempo característico dos movimentos verticais devido ao empuxo, e o intercepto é a frequência média de rotação ν_{rot} . Por último, mas não menos importante, a estrutura ondulada (assinatura de falhas de flutuação) que aparece nos diagramas $P - \Delta P$, causada pela presença de um gradiente químico próximo ao núcleo estelar ([MIGLIO *et al.*, 2008](#)), também é vista no diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$, embora o método não forneça ferramentas para explorar mais esse fenômeno.

Tanto para as estrelas SPB quanto para as γ Dor, os valores de frequência são frequentemente agrupados em mais de uma região, correspondendo ao mesmo ℓ mas diferentes $m = 1, 2, 3, \dots$ ou correspondendo a modos g e r (Rossby) ([KURTZ *et al.*, 2015](#); [SAIO *et al.*, 2018](#)). A intensidade da frequência diminui com o aumento de m ([CHRISTOPHE *et al.*, 2018](#); [SAIO *et al.*, 2018](#); [TAKATA *et al.*, 2020](#); [VAN REETH *et al.*, 2016](#)). Além disso, os grupos de frequência podem ser facilmente distinguidos por suas diferentes inclinações no diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$. Um ponto importante a considerar ao aplicar o método de [TAKATA *et al.* \(2020\)](#) é que na sequência de frequências observadas para uma estrela, podem ocorrer "saltos" na ordem radial $\Delta_k n$ de 2, 3, 4, ... unidades. No diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$, esses pontos estarão distantes da linha correspondente às frequências $n = 1$ por $\sqrt{2}$, $\sqrt{3}$, $\sqrt{4}$, ... (veja Eq. 4.4). As linhas correspondentes a esses "saltos" sucessivos têm o mesmo intercepto da abscissa que a linha base mas uma inclinação mais acentuada por um fator \sqrt{j} com $j = 2, 3, 4, \dots$. Eles podem ser interpretados como ordens radiais ausentes com $\Delta_k n = j$ ([TAKATA *et al.*, 2020](#)). Seu método permite assim determinar não só ν_{rot}

e P_0 , mas também $\Delta_k n$.

4.6.1 Testando nosso método de detecção de frequência

CHRISTOPHE *et al.* (2018) analisaram quase 670 dias de dados do *Kepler* da estrela γ Dor KIC 12066947 e identificaram 22 frequências que foram agrupadas em dois grupos, em torno de $22 \mu\text{Hz}$ e $32 \mu\text{Hz}$. TAKATA *et al.* (2020) aplicaram seu método às frequências observadas entre $27 \mu\text{Hz}$ e $35 \mu\text{Hz}$, que eles haviam identificado previamente como modos g setoriais prógrados com $m = 1$. Os resultados, mostrados na Figura 6 de TAKATA *et al.* (2020), nos fornecem uma frequência média de rotação de $\nu_{\text{rot}} = 24,88 \pm 0,04 \mu\text{Hz}$ e um período característico de $P_0 = 4,08 \pm 0,04 \cdot 10^3 \text{ s}$.

Para verificar a consistência de nossos resultados com estudos anteriores, aplicamos nosso método de detecção de frequência aos mesmos dados da estrela γ Dor KIC 12066947 obtidos por CHRISTOPHE *et al.* (2018). Obtivemos as mesmas 22 frequências dentro dos erros aceitáveis e as agrupamos de forma semelhante às relatadas por esses autores. Além disso, ao usar o método proposto por TAKATA *et al.* (2020) para analisar as frequências dentro do intervalo de $27 \mu\text{Hz}$ e $35 \mu\text{Hz}$, obtivemos resultados mostrados na Fig. 4.12 que são comparáveis aos apresentados na Figura 6 de TAKATA *et al.* (2020). Uma análise de regressão linear de nossos resultados resultou em uma frequência de rotação de $\nu_{\text{rot}} = 24,8 \pm 0,2 \mu\text{Hz}$ e $P_0 = 3,99 \pm 0,05 \cdot 10^3 \text{ s}$, que concordam com os valores de TAKATA *et al.* (2020). Isso reforça a consistência e validade de nossos métodos e resultados.

4.6.2 Aplicando o método de Takata às curvas de luz mais curtas do K2

Para investigar mais o potencial de usar o método de TAKATA *et al.* (2020) para períodos de observação mais curtos, aplicamos-o às frequências deduzidas de uma curva de luz de 93,4 dias da estrela KIC 12066947, observada apenas durante o décimo trimestre (em comparação com os quase 670 dias de dados usados no teste anterior). Os resultados, mostrados no diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ na Fig. 4.13, foram promissores, provendo resultados semelhantes aos obtidos a partir do conjunto de dados mais extenso, com uma frequência de rotação de $\nu_{\text{rot}} = 24,8 \pm 0,3 \mu\text{Hz}$ e um tempo de flutuação de $P_0 = 4,0 \pm 0,1 \cdot 10^3 \text{ s}$. Portanto, a linha de regressão calculada com um conjunto de dados muito mais curto fornece resultados consistentes para a frequência de rotação (ν_{rot}) e período característico dos modos gravitacionais (P_0) como para a análise dos dados dos 670 dias mostrados anteriormente. No entanto, deve-se notar que as duas primeiras frequências mais curtas que aparecem na Fig. 4.12 não aparecem na análise do conjunto de dados mais curto (do décimo trimestre, mostrado na Fig. 4.13). Isso sugere que, embora os resultados ainda

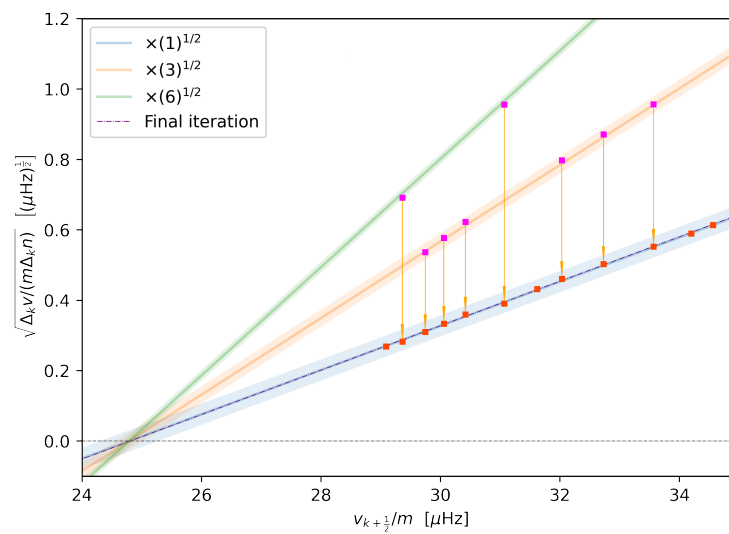


Figura 4.12: Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para KIC 12066947 obtido a partir da análise de todos os dados disponíveis. Quadrados magenta indicam modos com "saltos" na ordem radial n , com $\Delta_k n$ de 2, 3, ..., representados por linhas coloridas começando com laranja. Quadrados vermelhos indicam modos com $\Delta_k n = 1$ ou corrigidos por um fator de $1/\sqrt{\Delta_k n}$, setas amarelas indicam quando essa correção foi aplicada. Pontos pretos abertos foram descartados. A linha azul sólida representa a primeira iteração, e a linha pontilhada roxa indica a inclinação após a convergência. A intercepção da linha pontilhada com a linha 0,0 estima a frequência média de rotação, e a inclinação mede P_0 .

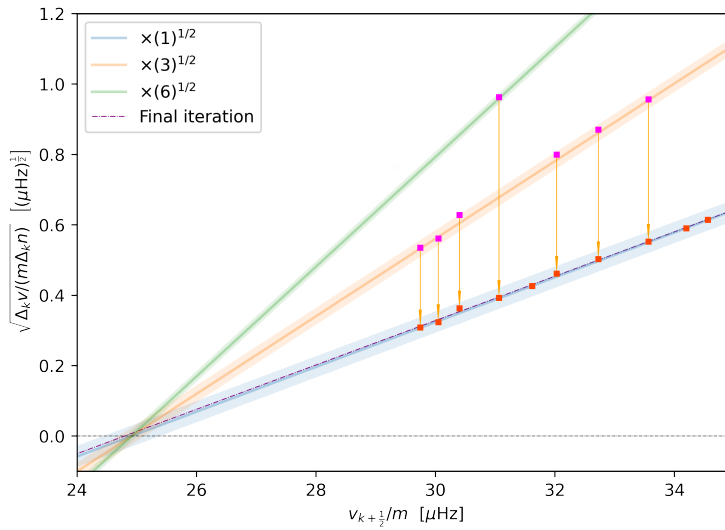


Figura 4.13: Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para KIC 12066947 usando apenas 93,4 dias do décimo trimestre.

possam ser confiáveis para períodos de observação mais curtos, eles podem ser menos precisos ou menos robustos ao usar conjuntos de dados mais curtos.

Aplicamos o método de [TAKATA *et al.* \(2020\)](#) às frequências deduzidas para as estrelas SPB em nossa amostra para tentar estimar sua taxa média de rotação, ν_{rot} e o tempo de flutuação P_0 para algumas de nossas estrelas. Deve-se lembrar que o método só funciona para modos g prógrados e que [VAN REETH *et al.* \(2015\)](#) e [PÁPICS *et al.* \(2017\)](#) mostraram que os modos setoriais prógrados são dominantes em estrelas SPB e γ Dor. De fato, [LI *et al.* \(2019\)](#) mostraram que 62% das 611 estrelas γ Dor observadas pelo *Kepler* exibiram modos setoriais prógrados dipolares (ou seja, com $\ell = 1$, $m = 1$). Quanto a ν_{rot} , ele pode assumir desde valores muito pequenos para rotadores muito lentos até a frequência crítica de rotação de Roche ν_{crit} . Essa frequência crítica depende da massa e do raio estelares. Para estrelas da sequência principal de B0–B9, se encontram valores de $12 \mu\text{Hz} \lesssim \nu_{\text{crit}}^{\text{Roche}} \lesssim 21 \mu\text{Hz}$. A Tabela 4.3 mostra os valores de ν_{rot} e P_0 obtidos para 14 estrelas do tipo B da Campanha 11 do *Kepler* para as quais o método deu resultados coerentes. Os diagramas correspondentes de ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ podem ser vistos nas Figs. 4.14 à 4.20 da seção 4.6.3, onde as frequências correspondentes a diferentes ordens radiais são mostradas em cores diferentes.

4.6.3 ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$: diagramas e resultados

EPIC 221788083 (HD 316214) é uma estrela B8 SPB + SLF com 57 frequências detectadas, 11 das quais correspondem a $\ell = 1$, $m = 1$. O diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ revela $\nu_{\text{rot}} = 6,1 \pm 0,1 \mu\text{Hz}$ e $P_0 = 4,9 \pm 0,2 \cdot 10^3 \text{ s}$ (Fig. 4.14).

Tabela 4.3: Frequências médias de rotação e o tempo característico de flutuabilidade encontrados para 14 estrelas B da campanha 11 do Kepler/K2, estimados usando o método de [TAKATA *et al.* \(2020\)](#).

EPIC	ν_{rot} (μHz)	ν_{rot} (d^{-1})	P_0 (10^3 s)
221788083	$6,1 \pm 0,1$	$0,53 \pm 0,01$	$4,9 \pm 0,2$
223207465	$4,3 \pm 0,1$	$0,37 \pm 0,01$	$4,3 \pm 0,2$
223217668	$4,3 \pm 0,2$	$0,37 \pm 0,02$	13 ± 1
227807830	$1,1 \pm 0,2$	$0,10 \pm 0,02$	8 ± 1
231532027	$6,2 \pm 0,1$	$0,54 \pm 0,01$	$4,4 \pm 0,2$
232201328	$6,7 \pm 0,2$	$0,58 \pm 0,02$	$9,1 \pm 0,3$
235178852	$4,5 \pm 0,1$	$0,38 \pm 0,01$	$11,3 \pm 0,3$
238028143	$8,0 \pm 0,1$	$0,69 \pm 0,01$	$6,4 \pm 0,2$
238194885	$7,0 \pm 0,3$	$0,61 \pm 0,03$	$6,4 \pm 0,5$
240255386	$6,0 \pm 0,1$	$0,52 \pm 0,01$	$7,1 \pm 0,3$
240276653	$8,4 \pm 0,2$	$0,73 \pm 0,02$	$5,3 \pm 0,7$
240353031	$5,1 \pm 0,1$	$0,44 \pm 0,01$	$4,5 \pm 0,3$
242049665	$7,7 \pm 0,1$	$0,66 \pm 0,01$	$3,3 \pm 0,2$
242146196	$5,4 \pm 0,2$	$0,46 \pm 0,02$	$8,1 \pm 0,5$

EPIC 223217668 (IGR J 17544–2619) é uma estrela binária O9 Ib SPB + SLF com 25 frequências detectadas, sete correspondendo a pulsações sísmicas $\ell = 1$, $m = 1$. O diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ revela $\nu_{\text{rot}} = 4,3 \pm 0,2 \mu\text{Hz}$ e $P_0 = 13 \pm 1 \cdot 10^3 \text{ s}$ (Fig. 4.15). Este valor de P_0 , que achamos elevado em um primeiro momento, é consistente com a estrela sendo uma supergigante O9 Ib.

EPIC 227807830 (HD 158661) é uma estrela B0II SLF com 18 frequências detectadas, seis correspondendo a pulsações $\ell = 1$, $m = 1$. Através das análises do diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ encontramos $\nu_{\text{rot}} = 1,1 \pm 0,2 \mu\text{Hz}$ e $P_0 = 8 \pm 1 \cdot 10^3 \text{ s}$ (Fig. 4.16). A baixa frequência de rotação confirma os resultados de [JÖNSSON *et al.* \(2020\)](#) que relatam $v \sin i = 3,3 \text{ km s}^{-1}$ para a estrela.

EPIC 231532027 (HD 155311) é uma estrela B7 II-III SPB com 64 frequências detectadas, 12 das quais correspondem a $\ell = 1$, $m = 1$ pulsações. Nossas análises espectrais fornecem $T_{\text{eff}} = 14\,100_{-500}^{+600}$, $\log g = 4,1_{-0,1}^{+0,1}$, $\log(L/L_{\odot}) = 2,5_{-0,2}^{+0,2}$, $M/M_{\odot} = 4,1_{-0,4}^{+0,4}$, $R/R_{\odot} = 3,0_{-0,5}^{+0,5}$, $v \sin i = 100 \pm 25$, e idade (Myr) = 60_{-20}^{+5} e a classificação espectral B7 II-III. O diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ indica $\nu_{\text{rot}} = 6,2 \pm 0,1 \mu\text{Hz}$, $P_0 = 4,4 \pm 0,2 \cdot 10^3 \text{ s}$ (Fig. 4.17).

EPIC 235178852 (CD-23 13201) é uma estrela azul fraca ($V = 12,6$) classificada como “OB +” no banco de dados SIMBAD. Detectamos nesta estrela 46 frequências SLF + SPB, 13 das quais correspondendo a pulsações $\ell = 1$, $m = 1$. O método de [TAKATA *et al.* \(2020\)](#) aplicado a esta estrela fornece $\nu_{\text{rot}} = 4,5 \pm 0,1 \mu\text{Hz}$ e $P_0 = 11,3 \pm 0,3 \cdot 10^3 \text{ s}$. A curva de luz é típica de uma estrela supergigante altamente variável. Sua posição no diagrama HR do *Gaia* (Fig. 4.1) indica que este é um objeto bastante luminoso, situado próximo da trajetória evolutiva de $8 M_{\odot}$. Estimamos assim para esta estrela uma classificação

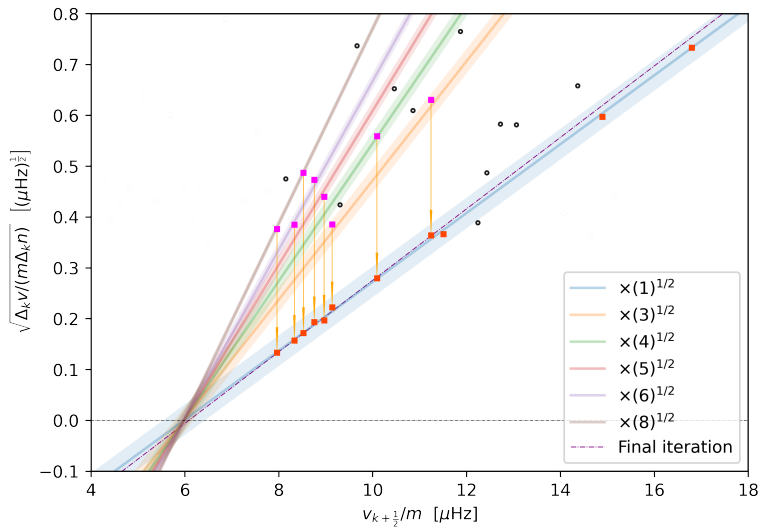


Figura 4.14: O mesmo que na Fig. 4.12, mas para EPIC 221788083, os valores obtidos são $\nu_{\text{rot}} = 6,1 \pm 0,1 \mu\text{Hz}$, $P_0 = 4,9 \pm 0,2 \cdot 10^3 \text{ s}$ (veja [TAKATA *et al.*, 2020](#)).

espectral B II-I, coerente com seu grande valor de P_0 dado o raio das estrelas gigantes (Tabela 4.3).

EPIC 238194885 (HD 158195) é uma estrela B2III SPB + SLF com 31 frequências detectadas, 9 das quais correspondem a $\ell = 1$, $m = 1$. O diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ fornece $\nu_{\text{rot}} = 7,0 \pm 0,3 \mu\text{Hz}$ e $P_0 = 6,4 \pm 0,5 \cdot 10^3 \text{ s}$ (Fig. 4.19).

EPIC 240255386 (CD -29 13906) é uma fonte de raios X B0Ia SPB + SLF com 39 frequências detectadas, 9 correspondendo a pulsações $\ell = 1$, $m = 1$. Aplicando o método de [TAKATA *et al.* \(2020\)](#) para esta estrela, obtivemos $\nu_{\text{rot}} = 6,0 \pm 0,1 \mu\text{Hz}$, $P_0 = 7,1 \pm 0,3 \cdot 10^3 \text{ s}$ (Fig. 4.20).

Há duas estrelas classificadas como SPB + Maia variáveis (EPIC 240276653 e 242049665) na Tabela 4.3. É interessante verificar quais resultados obtemos para essas estrelas em termos dos parâmetros sísmicos ν_{rot} e P_0 . Pode-se ver que elas mostram dois dos maiores valores de ν_{rot} na tabela, mas que há também outras variáveis SPB que rotacionam relativamente rápido. Esses resultados são compatíveis com as conclusões de [BALONA \(2023\)](#), de que os dois grupos de estrelas Maia e SPB mostram em média velocidades de rotação semelhantes. As Figuras de 4.21 à 4.27 mostram os demais diagramas ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ das estrelas na tabela 4.3.

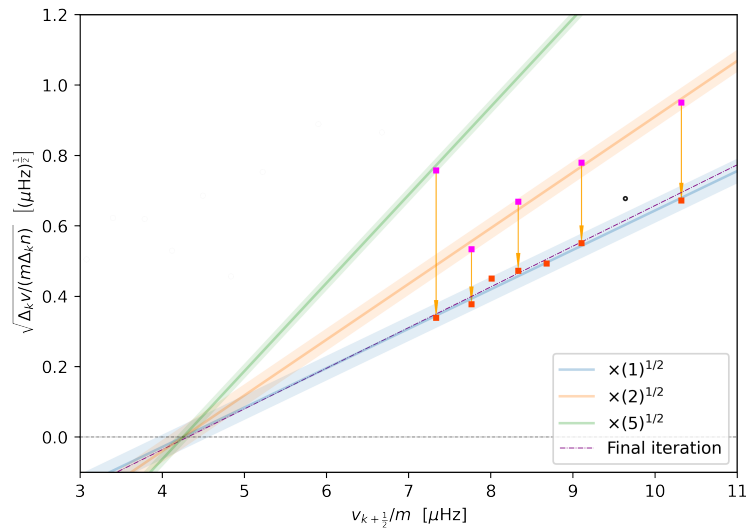


Figura 4.15: O mesmo que na Fig. 4.12, mas para EPIC 223217668. O diagrama mostra frequências entre 7,0 e 10,8 μHz atribuídas a modos setoriais prógrados com $m = 1$. Os resultados obtidos são: $\nu_{\text{rot}} = 4,3 \pm 0,2 \mu\text{Hz}$, $P_0 = 13 \pm 1 \cdot 10^3$ s.

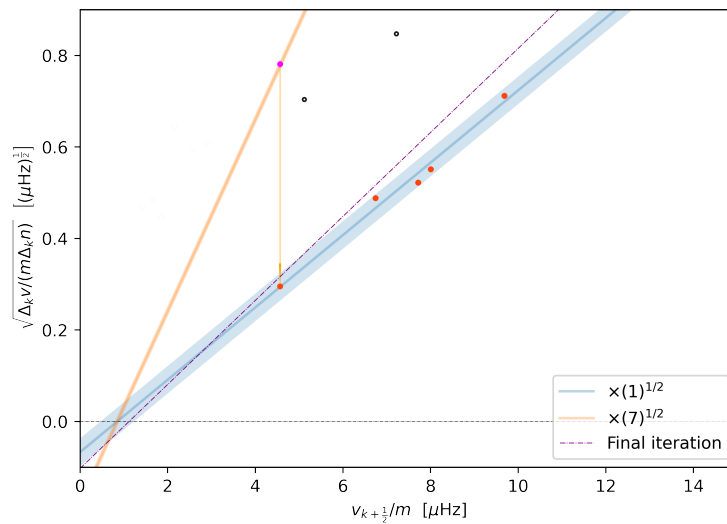


Figura 4.16: O mesmo que na Fig. 4.12, mas para EPIC 227807830. O diagrama mostra frequências entre 4,2 e 11,0 μHz atribuídas a modos setoriais prógrados com $m = 1$. Os resultados são: $\nu_{\text{rot}} = 1,1 \pm 0,2 \mu\text{Hz}$, $P_0 = 8 \pm 1 \cdot 10^3$ s.

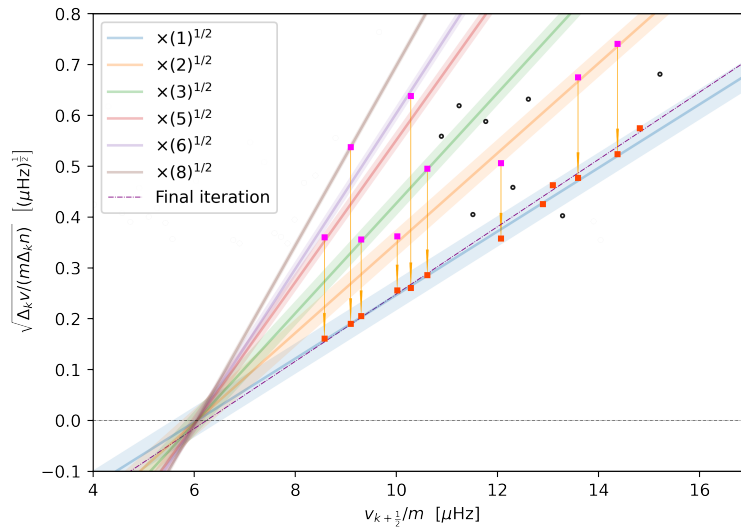


Figura 4.17: O mesmo que na Fig. 4.12, mas para EPIC 231532027, usando frequências entre 8,5 e 15,0 μHz atribuídas a modos setoriais prógrados com $m = 1$. Os resultados indicam uma frequência de rotação de $\nu_{\text{rot}} = 6,2 \pm 0,1 \mu\text{Hz}$ e um período característico de $P_0 = 4,4 \pm 0,2 \cdot 10^3 \text{ s}$.

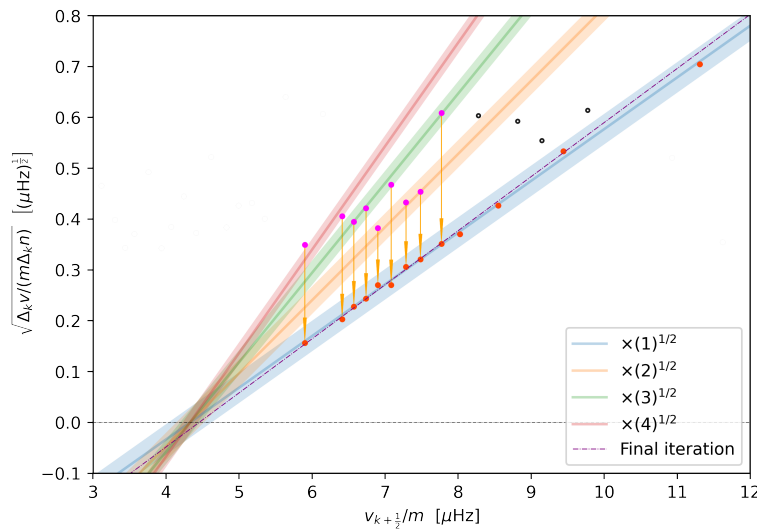


Figura 4.18: Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 235178852. Foram usadas frequências entre 5,8 e 11,7 μHz , atribuídas a modos setoriais prógrados com $m = 1$. Para esta estrela, encontramos que $\nu_{\text{rot}} = 4,5 \pm 0,1 \mu\text{Hz}$, $P_0 = 11,3 \pm 0,3 \cdot 10^3 \text{ s}$.

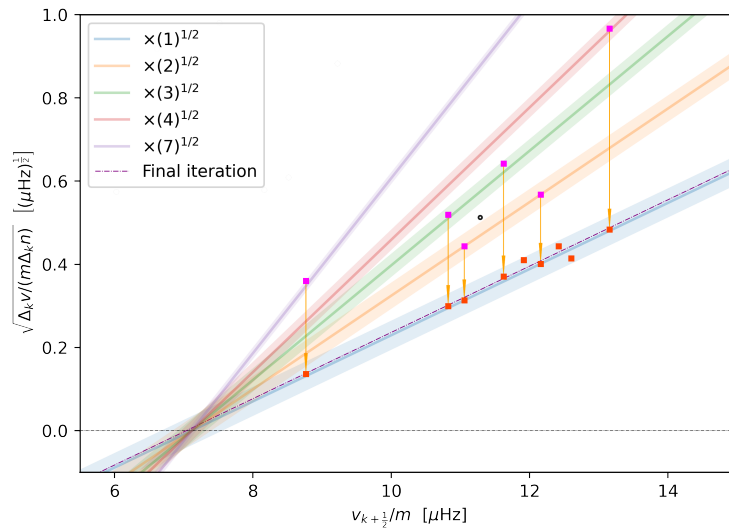


Figura 4.19: O mesmo que na Fig. 4.12, mas para EPIC 238194885, baseado nas frequências usadas (8,7 e 13,7 μHz) atribuídas a modos setoriais prógrados com $m = 1$. Para esta estrela, os resultados são: $\nu_{\text{rot}} = 7,0 \pm 0,3 \mu\text{Hz}$, $P_0 = 6,4 \pm 0,5 \cdot 10^3$ s.

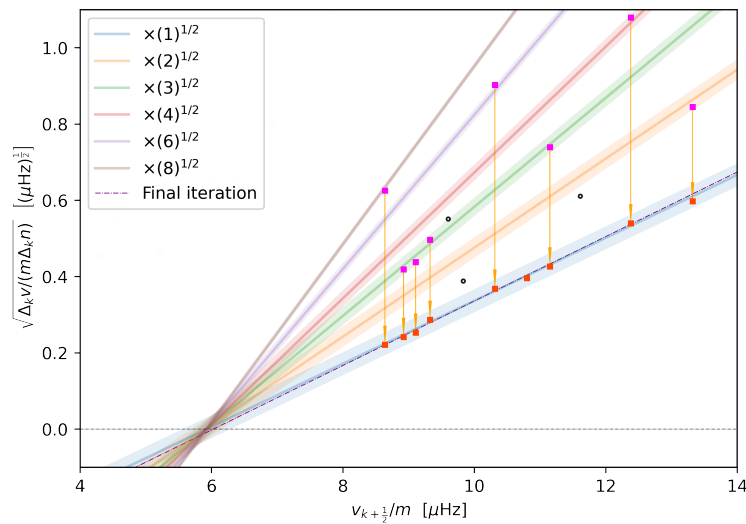


Figura 4.20: O mesmo que na Fig. 4.12, mas para EPIC 240255386. Foram usadas frequências entre 8,4 e 13,7 μHz , atribuídas a modos setoriais prógrados com $m = 1$. Para esta estrela, encontramos $\nu_{\text{rot}} = 6,0 \pm 0,1 \mu\text{Hz}$, $P_0 = 7,1 \pm 0,3 \cdot 10^3$ s.

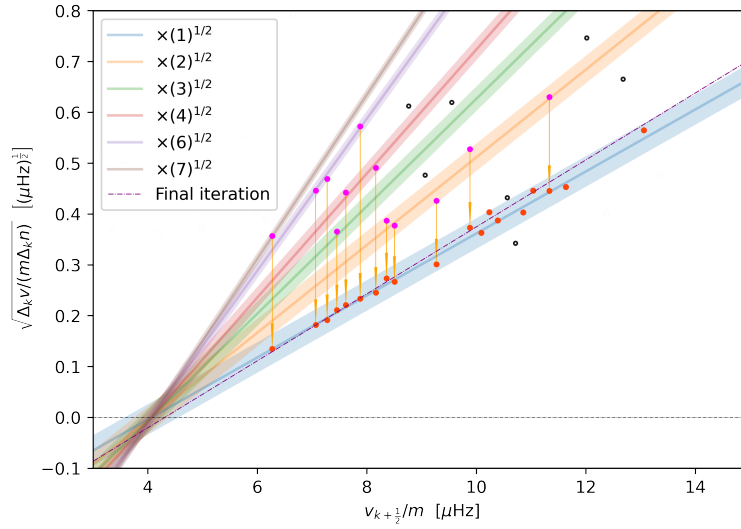


Figura 4.21: Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 223207465. Foram usadas frequências entre 6,3 e 14 μHz , atribuídas a modos setoriais prógrados com $m = 1$. Para esta estrela, encontramos que $\nu_{\text{rot}} = 4,3 \pm 0,1 \mu\text{Hz}$, $P_0 = 4,3 \pm 0,2 \cdot 10^3 \text{ s}$.

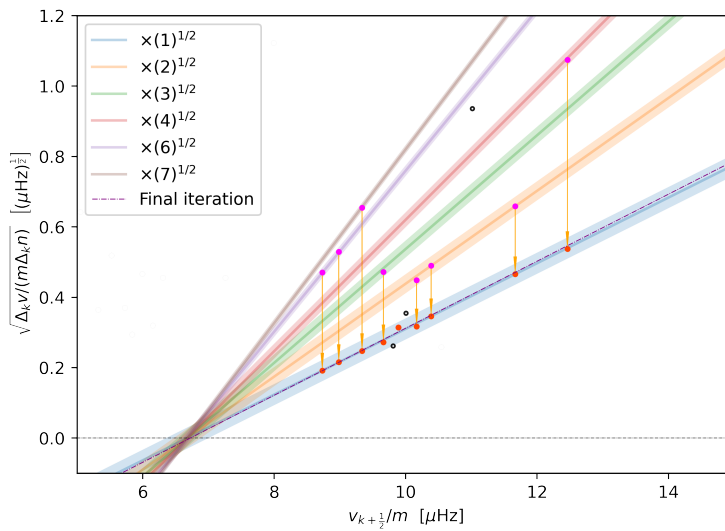


Figura 4.22: Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 232201328. Foram usadas frequências entre 17 e 26 μHz , atribuídas a modos setoriais prógrados com $m = 2$. Para esta estrela, encontramos que $\nu_{\text{rot}} = 6,7 \pm 0,2 \mu\text{Hz}$, $P_0 = 9,1 \pm 0,3 \cdot 10^3 \text{ s}$.

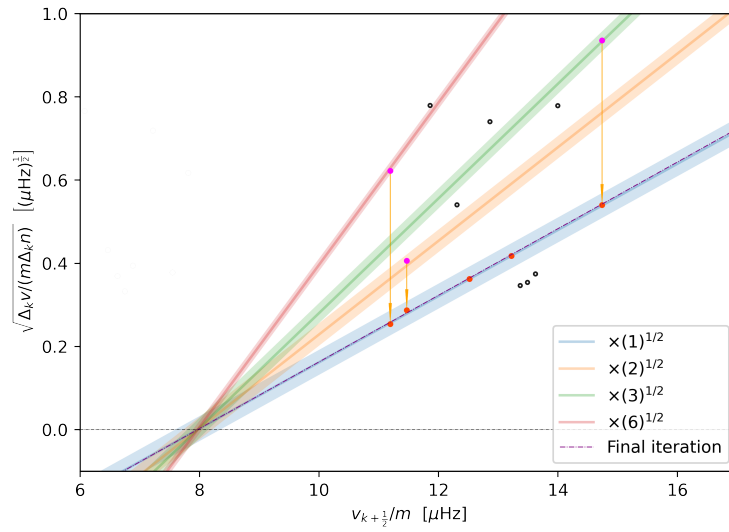


Figura 4.23: Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 238028143. Foram usadas frequências entre 10,9 e 16,0 μHz , atribuídas a modos setoriais prógrados com $m = 1$. Para esta estrela, encontramos que $\nu_{\text{rot}} = 8,0 \pm 0,1 \mu\text{Hz}$, $P_0 = 6,4 \pm 0,2 \cdot 10^3 \text{ s}$.

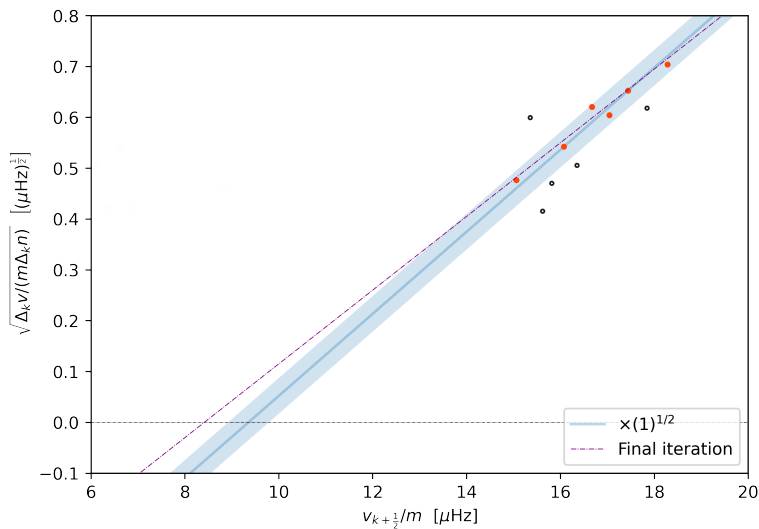


Figura 4.24: Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 240276653. Foram usadas frequências entre 13,0 e 22,5 μHz , atribuídas a modos setoriais prógrados com $m = 1$. Para esta estrela, encontramos que $\nu_{\text{rot}} = 8,4 \pm 0,2 \mu\text{Hz}$, $P_0 = 5,3 \pm 0,7 \cdot 10^3 \text{ s}$.

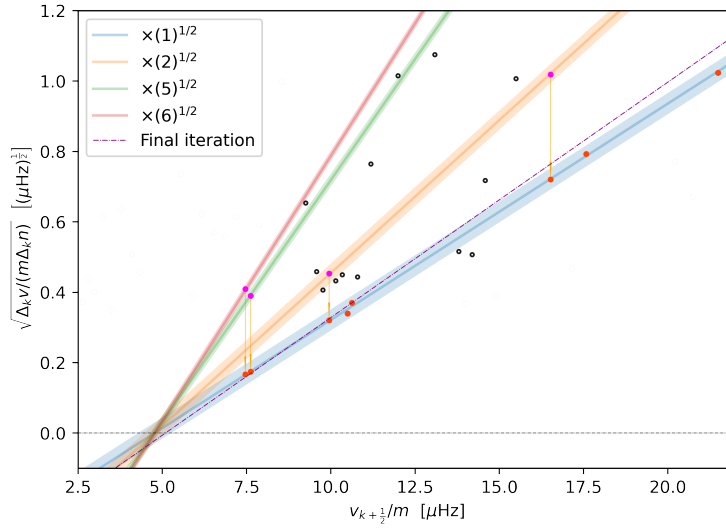


Figura 4.25: Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 240353031. Foram usadas frequências entre 7,3 e 22 μHz , atribuídas a modos setoriais prógrados com $m = 1$. Para esta estrela, encontramos que $\nu_{\text{rot}} = 5,1 \pm 0,1 \mu\text{Hz}$, $P_0 = 4,5 \pm 0,3 \cdot 10^3 \text{ s}$.

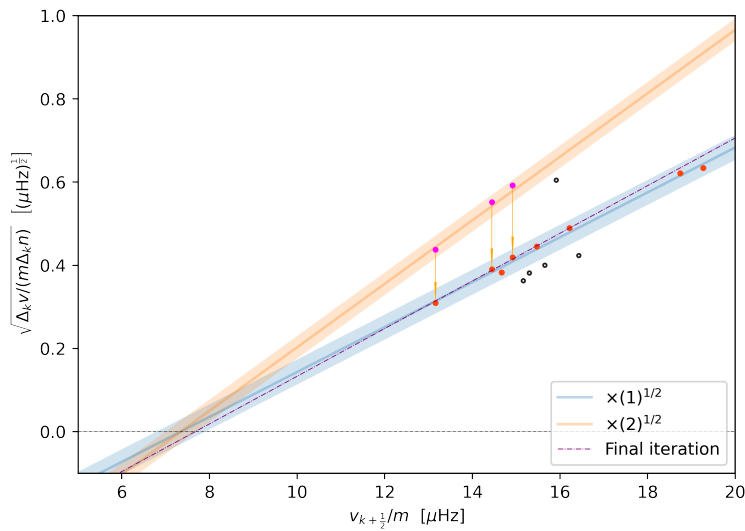


Figura 4.26: Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 242049665. Foram usadas frequências entre 13,0 e 20,1 μHz , atribuídas a modos setoriais prógrados com $m = 1$. Para esta estrela, encontramos que $\nu_{\text{rot}} = 7,7 \pm 0,1 \mu\text{Hz}$, $P_0 = 3,3 \pm 0,2 \cdot 10^3 \text{ s}$.

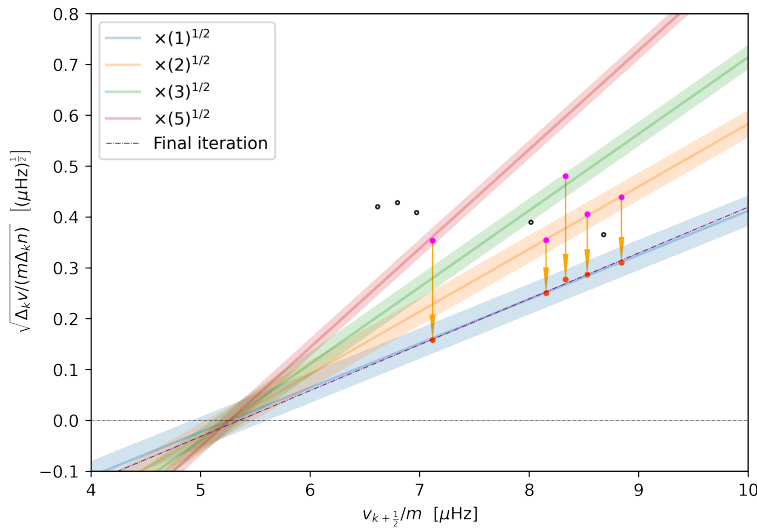


Figura 4.27: Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para EPIC 242146196. Foram usadas frequências entre 6,5 e 9,0 μHz , atribuídas a modos setoriais prógrados com $m = 1$. Para esta estrela, encontramos que $\nu_{\text{rot}} = 5,4 \pm 0,2 \mu\text{Hz}$, $P_0 = 8,1 \pm 0,5 \cdot 10^3 \text{ s}$.

4.7 Correlações entre parâmetros espectroscópicos e sísmicos

4.7.1 Relação entre os períodos de pulsação e a temperatura estelar

Correlações entre parâmetros espectroscópicos e sísmicos foram previstas pela teoria e confirmadas na última década. Cálculos teóricos de [DZIEMBOWSKI *et al.* \(1993\)](#) e [DZIEMBOWSKI \(1998\)](#) indicam que o mecanismo κ é responsável pela excitação de pulsações não radiais ao longo da sequência principal, desde os tipos espectrais B tardios até O. Os cálculos nesses trabalhos indicam que o mecanismo atua na faixa de temperatura $T \approx 2 \times 10^5 \text{ K}$, região onde há um salto na opacidade dos metais (elementos mais pesados que o hélio, Z), zona conhecida como *metal opacity bump*. Na região SPB, modos g de alta ordem, particularmente os modos dipolares ($\ell = 1$) e quadrupolares ($\ell = 2$) fortes, com frequências instáveis de aproximadamente 0,3 à 5 d^{-1} ([PEDERSEN *et al.*, 2021a](#)). O mecanismo κ sugere que os modos de pulsação nas estrelas só são excitados se seus períodos forem comparáveis ou maiores que o tempo térmico característico da zona do *metal-bump*. Em estrelas SPB, essa escala temporal é aproximadamente 2,5 vezes maior que a das estrelas $\beta \text{ Cep}$, o que é compatível com os períodos de pulsação observados. A maior escala temporal térmica na zona do *metal-bump* das estrelas SPB leva a uma preferência pela excitação de modos de maior período. Além disso, a Figura 8 de [DZIEMBOWSKI *et al.* \(1993\)](#) mostra que as estrelas mais quentes têm períodos de

pulsação mais curtos para cada intervalo de massa estelar SPB. Como a escala temporal da zona do *metal-bump* diminui com o aumento de T_{eff} , isso implica que a frequência dominante também deve aumentar com a temperatura (ex. PAMYATNYKH, 1998, Fig 1; PAMYATNYKH, 1999, Fig 2).

4.7.2 Correlações multivariadas observadas entre parâmetros espectroscópicos e sísmicos

O estudo de estrelas γ Dor e SPB que exibem pulsações de modo g levou à descoberta de relações multivariadas entre parâmetros físicos e sísmicos (AERTS *et al.*, 2014; BOUABID *et al.*, 2013; DE CAT e AERTS, 2002; PÁPICS *et al.*, 2017; VAN REETH *et al.*, 2015, e referências nestes artigos). Por exemplo, AERTS *et al.* (2014) observaram uma correlação significativa entre T_{eff} e a frequência dominante f_g dos modos g em uma amostra de 68 estrelas OB, com as estrelas mais frias exibindo frequências dominantes mais altas do que as estrelas mais quentes (sua Fig. 2). Encontramos uma tendência semelhante em nossa amostra de 45 estrelas SPB. No entanto, essa dependência observada de temperatura-frequência não concorda com as previsões teóricas (veja acima).

VAN REETH *et al.* (2015) estudaram correlações entre parâmetros físicos e sísmicos para uma amostra de 41 estrelas γ Dor que mostraram modos g setoriais prógrados e foram observadas pela espaçonave *Kepler*. Os pesquisadores empregaram análises multivariadas para examinar as relações entre vários parâmetros estelares obtidos da espectroscopia e parâmetros de pulsação. Sua análise revelou uma forte correlação entre o período de pulsação mais longo detectado P_{Max} do padrão de pulsação descendente e a rotação estelar (medida por $v \sin i$) (suas Figs. 9 e 10) e uma correlação mais fraca entre a frequência do modo g dominante f_g e $v \sin i$. Além disso, eles notam que P_{Max} pode ser considerado indicativo da frequência de corte na qual o amortecimento radiativo das pulsações se torna dominante sobre o mecanismo de excitação. Portanto, P_{Max} fornece informações sobre as condições físicas que regem a existência de modos g instáveis e os limites da faixa de instabilidade (BOUABID *et al.*, 2013; DUPRET *et al.*, 2005; PÁPICS *et al.*, 2017; VAN REETH *et al.*, 2015, e referências nestes). Para as estrelas γ Dor, os pesquisadores encontraram a correlação esperada entre T_{eff} e f_g , com a frequência dominante aumentando com a temperatura. Eles atribuíram a diferença na tendência entre T_{eff} e f_g para as estrelas γ Dor e SPB à diferença na extensão da faixa de instabilidade dos dois tipos de estrelas. O principal parâmetro físico que contribui para a tendência para o primeiro grupo é o raio estelar, enquanto para o segundo grupo é a massa inicial.

P_{Max} e a frequência do modo dominante são significativamente influenciados pela rotação. Uma rotação mais rápida da estrela causa maiores deslocamentos nas frequências de pulsação, resultando em um padrão de espaçamento periódico com uma inclinação descendente mais acentuada e um espaçamento mais fechado. Como resultado, os mo-

dos prógrados têm períodos pulsantes mais curtos. No entanto, [BOUABID *et al.* \(2013\)](#) demonstraram que o limite superior dos modos instáveis para modos setoriais prógrados aumenta com a rotação para as estrelas γ Dor enquanto o número de modos instáveis diminui. Por outro lado, os modos não setoriais prógrados exibem a tendência oposta, resultante da competição entre a condução na base do envelope convectivo e o amortecimento na cavidade do modo g . Finalmente, vale a pena notar que [VAN REETH *et al.* \(2015\)](#) encontraram uma tendência oposta à prevista por [BOUABID *et al.* \(2013\)](#).

Nossa análise dos dados das estrelas SPB da Campanha 11 da missão K2 revelou assim uma correlação entre parâmetros astrofísicos e sísmicos para nossas estrelas, especificamente entre a frequência dominante do modo g (f_g) e $v \sin i$. Nossa correlação concorda com a encontrada por [AERTS *et al.* \(2014\)](#). Para entender melhor essa correlação e eliminar o efeito do ângulo de inclinação como um parâmetro físico, examinamos a relação entre (f_g) e a rotação interna média estimada usando o método de Takata para algumas de nossas estrelas (veja a Seção 4.6). Para melhorar nossa amostra, incluímos estrelas SPB dos dados do *Kepler* analisados sísmicamente por Pedersen (2022, comun. priv.), que determinou a velocidade de rotação interna média modelando os padrões de espaçamento periódico dipolar. Nossos resultados são mostrados na Fig. 4.28, que indicam um aumento em (f_g) com o aumento da taxa de rotação. No entanto, a correlação tem uma dispersão considerável, sugerindo que outros parâmetros físicos estão contribuindo para a tendência observada.

4.7.3 Determinando os limites das frequências de rotação estelar

Podemos verificar se as frequências médias de rotação estimadas usando a técnica descrita em [TAKATA *et al.* \(2020\)](#) são compatíveis com a frequência crítica de rotação de Roche. [ZOREC *et al.* \(2016\)](#) descrevem essa frequência crítica como

$$\nu_{\text{crit}}^{\text{Roche}} = \frac{1}{2\pi} \left(\frac{8}{27} \frac{GM}{R^3} \right)^{1/2}$$

Alternativamente, podemos estabelecer um valor mínimo para a frequência de rotação usando a velocidade equatorial calculada para um ângulo de inclinação de $\sin i = 90^\circ$. Esse valor pode ser obtido como

$$\nu_{\text{lim}}^{\text{rot}} = \frac{v_{\text{eq}}}{50.74} R$$

com a frequência $\nu_{\text{lim}}^{\text{rot}}$ em d^{-1} , v_{eq} em km s^{-1} e R em R_\odot ([BALONA *et al.*, 2019](#), Eq. 3). Nesta expressão $v_{\text{eq}} = v \sin i$ para $i = 90^\circ$.

Os limites superior e inferior da frequência de rotação estelar dependem da massa e do raio da estrela. Para determinar esses limites para as quatorze estrelas de nossa amostra, usamos dados evolutivos de ? e dados para estrelas da sequência principal em sistemas

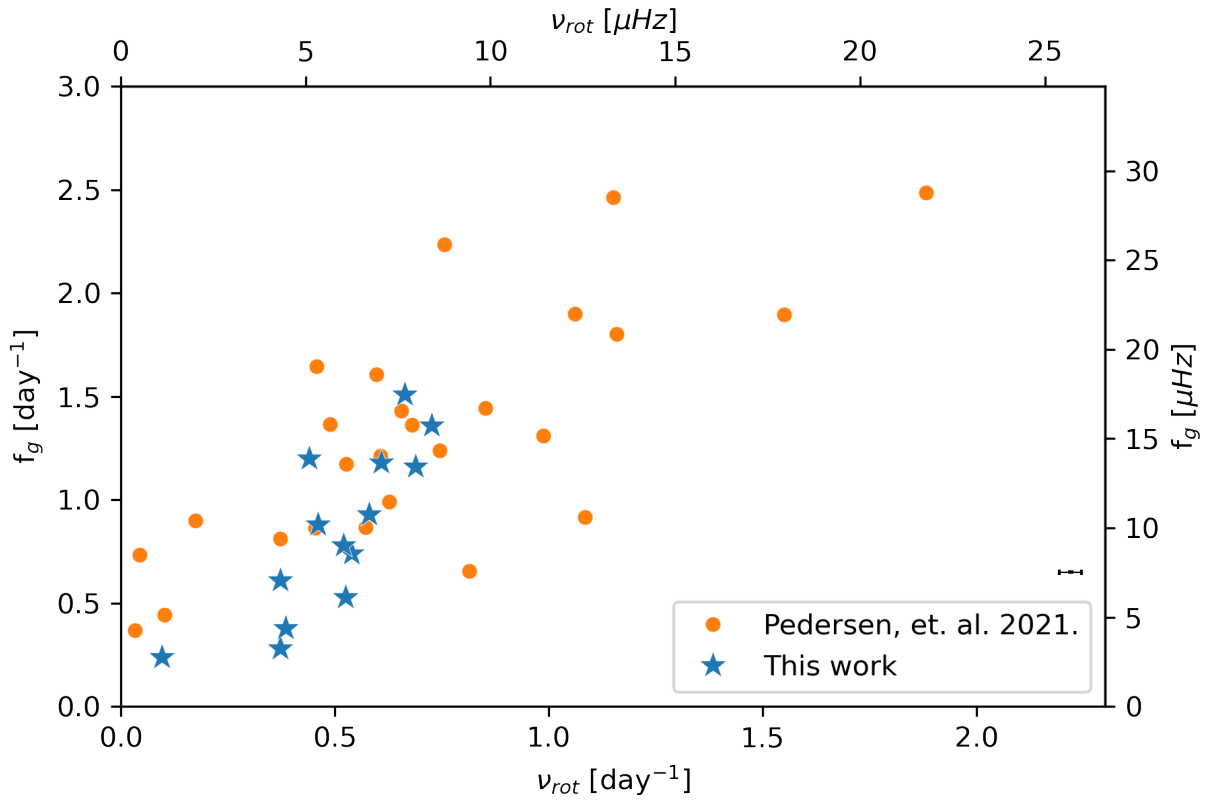


Figura 4.28: Relação entre a frequência dominante dos modos g f_g e a frequência média de rotação interna para estrelas SPB. Pontos azuis representam valores deduzidos usando o método de [TAKATA *et al.* \(2020\)](#) (este trabalho), enquanto pontos laranja são valores estimados por [PEDERSEN *et al.* \(2021a\)](#) a partir da modelagem dos padrões de espaçamento periódico dipolar, em um conjunto de dados da missão original do *Kepler*. As barras de erro são geralmente menores que os símbolos do gráfico. A tendência observada indica um aumento na frequência dominante dos modos g com a frequência de rotação interna, embora a fraca correlação sugira que outros fatores físicos também estejam em jogo.

binários (TORRES *et al.*, 2010). Usando o método de TAKATA *et al.* (2020), estimamos a frequência média de rotação interna de cada estrela, que são dadas na Tabela 4.3. Em todos os casos, essas frequências se situam entre os valores críticos e mínimos da frequência.

4.8 Discussão

Derivamos parâmetros astrofísicos para 45 estrelas por meio de análise espectroscópica e realizamos uma análise sísmica para quatorze alvos. Nossa análise sísmica se beneficia do uso das mesmas frequências usadas para classificar a variabilidade de nossa amostra, aumentando a robustez dos resultados. Ao combinar os estudos espectroscópicos e sísmicos, exploramos a estrutura interna dos candidatos a estrela B, buscamos informações sobre seus status evolutivos e comparamos seus tipos de variabilidade atribuídos com as previsões teóricas. Nossos resultados mostraram que a maioria dos candidatos a estrela B em nossa amostra exibiu pulsações do tipo SPB consistentes com suas temperaturas efetivas e massas.

Capítulo 5

Estrelas B em emissão observadas pelo TESS

Pulsações não radiais têm sido propostas como uma fonte potencial de energia adicional necessária para as estrelas Be expelirem matéria. No entanto, estabelecer uma correlação clara entre a variabilidade NRP e as ejeções tem se mostrado desafiador, com um modelo abrangente de causa e efeito ainda a ser formulado. [RIVINIUS *et al.* \(1998a,b,c\)](#) apresentaram um caso raro em que os NRPs foram diretamente implicados em episódios de perda de massa. Sua análise de centenas de espectros da estrela Be brilhante μ Cen, obtidos no ESO e abrangendo quatro anos, revelou uma dependência um-para-um entre a interferência positiva de um grupo de frequências NRP e os subsequentes episódios de ejeção observados pelas linhas de emissão. No entanto, estender essa dependência a outras estrelas Be tem se mostrado difícil. Nos últimos quinze anos, a fotometria espacial permitiu um monitoramento das estrelas Be por longos períodos, combinando análises fotométricas e observações espectroscópicas. Por exemplo, [HUAT *et al.* \(2009\)](#) correlacionaram variações de amplitude nas duas principais frequências NRP de HD 49330 com um *outburst* observado pelo satélite CoRoT. [HOWARTH e STEVENS \(2014\)](#) utilizaram dados dos satélites SMEI, WIRE e MOST para observar um episódio de emissão de linhas da estrela ativa ζ Oph, coincidindo com o aumento da intensidade nas frequências fotométricas NRP. Infelizmente, apenas um único episódio de emissão de linhas foi coberto. [LABADIE-BARTZ *et al.* \(2022\)](#) investigaram 430 estrelas Be observadas com o TESS, em algumas delas identificando aumentos de amplitude ou batimentos de frequências NRP em sincronia com episódios de aumento fotométrico.

Em uma série de artigos, uma equipe liderada por D. Baade ([BAADE *et al.*, 2016, 2018](#); [BORRE *et al.*, 2020](#); [LABADIE-BARTZ *et al.*, 2021](#); [RIVINIUS *et al.*, 2016](#)) visou decifrar o mecanismo de ejeção de massa Be. Aproveitando a fotometria espacial, observações espectroscópicas no ESO e o banco de dados Be Star Spectra (BeSS) ([NEINER *et al.*, 2011](#)), eles dissecaram empiricamente os *outbursts* e a alimentação do disco circunstelar sob a variabilidade NRP para várias estrelas Be brilhantes. Seu cenário proposto envolve

Tabela 5.1: Projetos do nosso grupo de pesquisa aprovados no programa de investigadores convidados do TESS.

Ciclo	ID do projeto	Investigador Principal	Título do projeto	Setores
1	G011270	Andrade, Laerte	<i>“Photometric Analysis Of Be Stars’ Outbursts In The Southern Ecliptic Hemisphere”</i>	1-13
2	G022169	Emilio, Marcelo	<i>“Photometric Analysis Of Be Stars’ Outbursts In The Northern Ecliptic Hemisphere”</i>	14-26
3	G03209	Emilio, Marcelo	<i>“The Continuous Search For Be Stars’ Outbursts In The Southern Ecliptic Hemisphere”</i>	27-39
4	G04150	Emilio, Marcelo	<i>“Search For Outbursts In Be Stars Of The Northern Ecliptic Hemisphere”</i>	40-55

dois motores distintos: um modulando a transferência de massa da estrela para o disco, com base em uma combinação de frequências NRP, e outro influenciando a dinâmica da matéria dentro do disco. No entanto, o gatilho para a ignição do motor NRP permanece enigmático.

Utilizando observações do TESS e dados espectrais do banco de dados BeSS, apresentamos a seguir dois casos notáveis que exemplificam episódios de correlação entre os episódios de ejeção observados pela linha $H\alpha$, variabilidade fotométrica e comportamento NRP.

5.1 Observações TESS

Com o objetivo de explorar as curvas de luz do TESS para estudar pulsações não radiais em estrelas Be, nosso grupo apresentou propostas de observação ao programa de investigador convidado (*Guest Investigator*) do TESS. Devido às restrições no número de alvos elegíveis dentro do programa, priorizamos estrelas B brilhantes com emissão, incluindo estrelas Be conhecidas e outros objetos potencialmente Be, todos com magnitude inferior a 10. Outro critério de seleção foi a latitude, dando preferência a objetos próximos aos polos celestes, já que essas regiões foram observadas pelo TESS por períodos mais longos. A tabela 5.1 lista a identificação dos projetos submetidos durante os quatro primeiros ciclos do TESS, nos quais participei como coautor. Embora tenhamos tido projetos aprovados nos ciclos 5 e 6, o conteúdo desses projetos está além do escopo desta tese. Ao longo dos quatro primeiros anos do TESS, a observação foi aprovada para 139 objetos. Esses objetos estão listados na tabela E.1 do apêndice E.

A nossa metodologia para análise das curvas de luz desta amostra do TESS foi prati-

camente a mesma que utilizamos para os dados do K2 (descrita na seção 4.2), mas com duas diferenças. A primeira delas é que foram utilizadas as curvas de luz processadas pelo módulo SAP (descrito em 3.3.2) em detrimento do módulo posterior PDC. Essa escolha foi feita por estarmos interessados em variações de período na análise do comportamento de estrelas Be. Essas tendências de longo período são por vezes distorcidas pelo módulo PDC. A curva de luz do módulo SAP está mais sujeita à interferências externas à estrela na região de período longos. Porém o comportamento das curvas aqui destacadas são corroborados pelo comportamento de observações independentes. A segunda diferença é que a ferramenta K2SC não foi utilizada nesses dados, já que o TESS não tem o problema de estabilidade do Kepler/K2.

Depois da obtenção das curvas de luz, foi realizada uma inspeção visual a fim de identificar alvos de maior interesse. O objetivo dessa etapa foi priorizar a análise de curvas de luz que tenham maiores chances de estarem mostrando variações geradas por episódios de ejeção de matéria. Na última coluna da tabela E.1 do apêndice E estão marcados esses objetos, que formam um grupo de 26 estrelas. Além destas, outras 20 estrelas apresentam comportamento que também merece atenção, mas para as quais a evidência de eventos de ejeção é mais fraca.

5.2 BeSS spectra database

O banco de dados BeSS (Be Star Spectra database) é um repositório de livre acesso que abriga espectros de estrelas Be, estrelas Herbig Ae/Be e supergigantes B[e]. Com observações realizadas por astrônomos profissionais e amadores, este repositório é mantido no laboratório LESIA do Observatoire de Paris-Meudon (NEINER *et al.*, 2011). Ele fornece um conjunto de dados abrangente e diversificado, abrigando centenas de milhares de espectros originários de mais de mil estrelas Be.

O banco de dados foi consultado para os 139 objetos iniciais candidatos a estrelas Be. Estavam presentes no banco de dados 103 objetos com alguma cobertura do $H\alpha$. Foi tomado nota da quantidade de espectros disponíveis, resolução e ano de observação. A sexta coluna da tabela E.1 contém o número de espectros encontrados para cada objeto, ou a indisponibilidade. Foram selecionados espectros para análise daqueles objetos que atenderam os seguintes critérios: a) disponibilidade no BeSS de ao menos 7 espectros obtidos entre 2010 e 2023 na região do $H\alpha$, b) curva de luz TESS do objeto com sinais de possível atividade no disco. Espectros com resolução menor que 1000 não foram considerados. Foi realizado o download de todos os espectros na região de interesse, ou de todos os espectros com resolução acima de 5000 quando estes já compunham um conjunto de dezenas para determinado objeto. Para muitos objetos estavam disponíveis algumas dezenas de espectros de qualidade, e centenas de espectros em alguns casos, em geral as estrelas Be mais brilhantes.

O BeSS contém tanto espectros normalizados e/ou retificados como espectros com fluxo absoluto. Para homogeneizar esses dados foi necessário assegurar uma normalização correta entre os milhares de espectros, possibilitando um padrão mínimo de comparação. Dado a quantidade de espectros em questão foi necessário um método automatizado. Foi adotada a rotina de normalização “fit_continuum” do pacote em python “specutils”, com intervalos espectrais para o contínuo definidos em ambos os lados da linha de interesse.

A principal grandeza obtida com os espectro do BeSS foi a largura equivalente. A largura equivalente de uma linha é a largura do retângulo de altura igual à 1 e mesma área que a linha em questão. A largura equivalente é representada pela abreviação EW (*Equivalent width*), e aqui adotaremos a convenção de que EW positivo corresponde a uma linha em absorção. Logo valores negativos correspondem à linhas em emissão.

Também foram tomadas medidas da largura à meia altura da linha de $H\alpha$ (FWHM), da intensidade máxima ou mínima da linha de $H\alpha$ em emissão ou absorção, e da razão e soma do pico violeta-vermelho da linha (V/R e V+R), quando ela apresentava pico duplo. Essas medidas também foram executadas com auxílio de rotinas do pacote "specutils". As medidas de largura equivalente se mostraram as mais robustas, menos vulneráveis às diferenças instrumentais e de qualidade encontradas nos espectros de observadores da comunidade. Por essa razão a grandeza EW será a mais mencionada nas próximas seções.

5.3 Seleção de alvos

A inspeção visual das curvas de luz e a identificação dos objetos apontados na tabela tabela E.1 foi o primeiro passo para definição de alvos prioritários. O segundo passo foi a comparação das curvas de luz com os dados obtidos com os espectros do BeSS. Para tanto foram construídos painéis mostrando o comportamento da linha de $H\alpha$ na última década em termos de largura equivalente, sobreposição dos perfis dessa linha, e comparação entre a curva de luz TESS e o EW em janela temporal equivalente.

Tais painéis, ilustrados pela figura 5.1, foram construídos para 50 objetos elencados com base na abundância e distribuição de espectros no BeSS realizados durante as observações do TESS e o interesse na curva de luz. O Apêndice F mostra o conjunto completo de 50 painéis utilizados, iniciando pelos de maior interesse.

Em alguns desses painéis também constam linhas tracejadas em vermelho, acompanhadas de sub-janelas com perfil de $H\alpha$. Esses perfis são de espectros obtidos por nós no OPD na data indicada pela linha tracejada.

Quatro objetos se destacaram no estudo das observações descritas, por terem grande atividade na curva de luz e forte relação entre essas atividades e o comportamento da linha de $H\alpha$. As próximas seções tratam da discussão destes objetos.

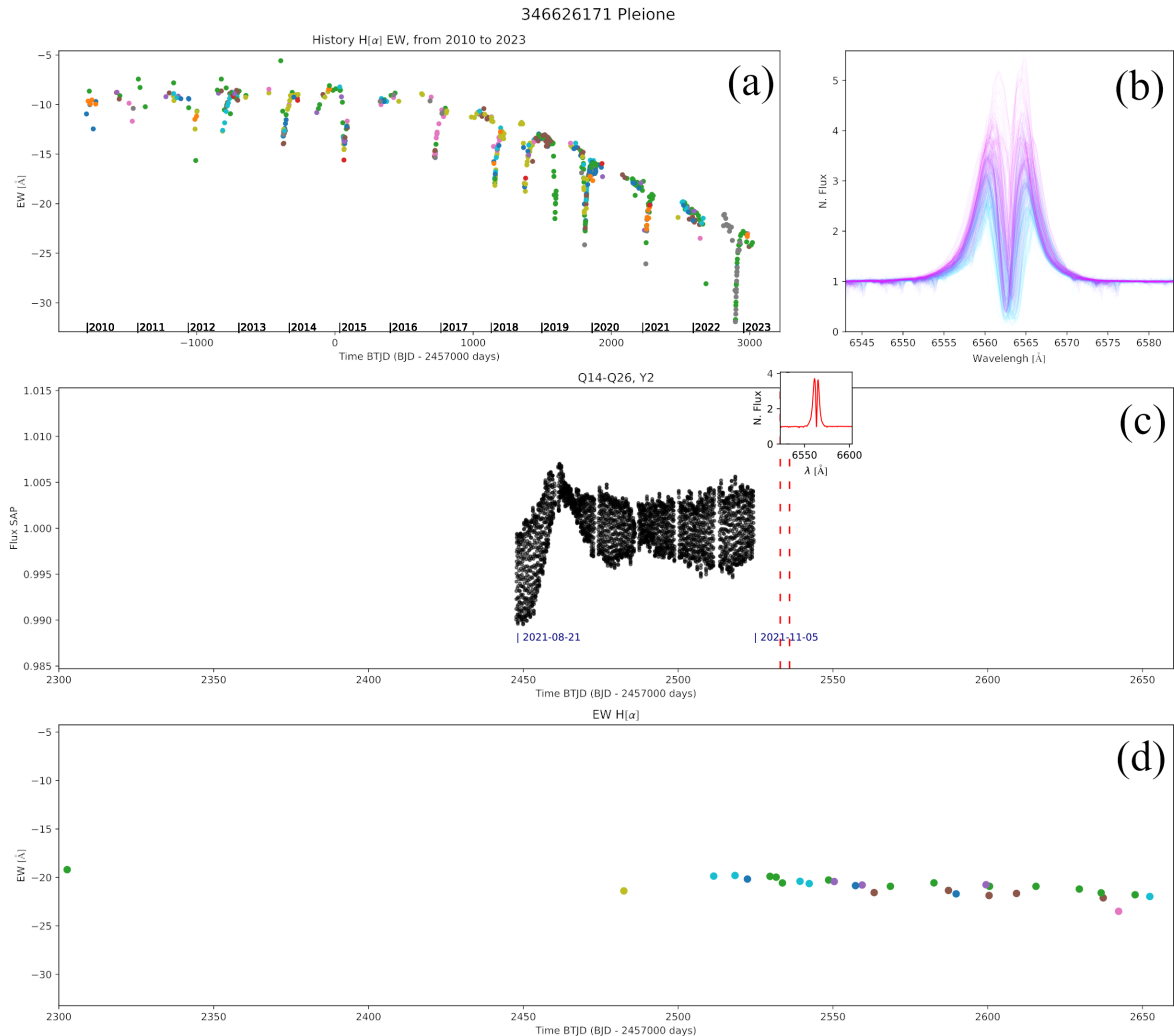


Figura 5.1: Exemplo do conjunto de gráficos utilizados para selecionar estrelas de interesse observadas pelo TESS e com dados disponíveis no BeSS. (a) Histórico do valor da largura equivalente da linha H α em observações disponíveis no BeSS desde 2010. Pontos de cores diferentes foram atribuídos para observadores diferentes. (b) Representação com a sobreposição dos perfis medido. (c) Curva de luz observada pelo TESS, datas de início e fim de observação indicadas. (d) Largura equivalente da linha H α assim como em (a), mas com escala da abscissa coincidindo com o mostrado no painel (c). Para alguns objetos, além dos dados do BeSS, perfis de H α foram obtidos por nós no OPD. Tais perfis são indicados no painel (c) pela linha vermelha tracejada e exibidos junto a essa linha.

5.4 HD 212044 / TIC 431116093

O objeto HD 212044 foi descrito como uma estrela Be pela primeira vez por [POPPER \(1938\)](#), no qual $H\alpha$ e $H\beta$ foram identificadas como linhas brilhantes, e $H\gamma$ em fraca absorção. [POPPER \(1938\)](#) também relatou espectros das décadas anteriores, obtidos nos observatórios de Vitória e Monte Wilson, como apresentando quatro linhas de Balmer em emissão, e as demais em fraca absorção, indicando assim uma variação na razão E/C ao longo dos anos. Adicionalmente, [POPPER \(1938\)](#) mencionou dados obtidos com uma fotocélula, indicando variabilidade irregular na ordem de 0,2 magnitude. Seu trabalho classificou a estrela como uma B2ek. [WESTERLUND \(1957\)](#), em um estudo sobre a classificação de estrelas massivas, indica HD 212044 como O9eV. Esse objeto volta a aparecer na literatura no trabalho de [JASCHEK et al. \(1980\)](#), que realizou a análise do espectros de 140 estrelas Be e um esquema de classificação desse tipo de estrela com base em suas características físicas é apresentado. A classe MK B1 IV é atribuída a HD 212044. Ela é colocada no grupo I dentro da classificação proposta, indicando uma Be *early type*, com emissão permanente, emissão de Balmer de ordens mais altas e linhas de Fe II também em emissão. Em específico, a tabela 4 de [JASCHEK et al. \(1980\)](#) indica emissão da linha $H\alpha$ até a linha $H\epsilon$. Excesso no infravermelho também é indicado nesse trabalho, e a classe espectral inferida por cores é O9.

Informação da velocidade de rotação dessa estrela é encontrada em [HALBEDEL \(1996\)](#). O método de FWHM foi utilizado para obter o $v \sin i$ de 164 estrelas, majoritariamente Be e algumas B, utilizando a linha He I 4471 para as *early type* e a linha Mg II 4481 para as *late type*. O valor fornecido para a HD 212044 é $v \sin i = 150$ km/s ($\sigma = 2$ km/s), em conjunto com a classificação espectral B0e. A natureza variável da estrela, indicada na primeira descrição de 1938, volta a aparecer na literatura com o trabalho de [ADELMAN et al. \(2000\)](#), que analisam a variabilidade de 94 estrelas massivas utilizando fotometria do satélite Hipparcos. HD 212044 é identificada como uma variável γ Cassiopeiae, com amplitude de 0,13 mag. A classificação B1V também é indicada.

[LABADIE-BARTZ et al. \(2018\)](#) acompanharam o comportamento fotométrico de 160 estrelas Be clássicas, entre as quais HD 212044 (identificada como ABE-164), ao longo de quase nove anos usando o telescópio KELT ([PEPPER et al., 2012](#)), e adicionaram à análise observações espectroscópicas do APOGEE-I da série de Brackett ([CHOJNOWSKI et al., 2015, 2017](#); [EISENSTEIN et al., 2011](#)) e do banco de dados BeSS ([NEINER et al., 2011](#)). Muita atividade no disco foi observada durante cerca de dois anos e meio (2012-2014), e HD 212044 exibiu extrema variabilidade de largura equivalente (EW) durante os episódios de ejeção de matéria. Não foram observados períodos sem atividade, e as linhas de emissão visíveis e infravermelho sempre apontaram para uma forte assinatura de disco. Quinze medições de $H\alpha$ abrangendo 5563 dias (de julho de 2002 a setembro de 2016) do BeSS registraram uma EW variando em cerca de uma ordem de magnitude, de -1,24 a

-23,53 Å. A EW de H α exibiu variabilidade no intervalo de -15 a -22 Å no período das observações do TESS analisadas neste estudo.

5.4.1 Correlação entre emissão de Balmer e curva de luz

HARMANEC (1983) categorizou as correlações entre características fotométricas e espectroscópicas em estrelas Be, revelando duas classes: de correlação positiva, na qual uma emissão de linha H α mais forte corresponde a uma estrela mais brilhante no contínuo de Paschen, típica de estrelas vistas em baixos ângulos de inclinação, e de correlação negativa, observada em estrelas Be vistas próximo ao equador, na qual uma emissão de linha H α mais intensa resulta em uma estrela mais fraca, devido ao grande bloqueio da luz da estrela pelo disco. HAUBOIS *et al.* (2012) demonstraram que um disco em acordo com o modelo VDD, característico de estrelas Be, exibe um comportamento semelhante ao das categorias de HARMANEC (1983). Em um ângulo de inclinação de aproximadamente 70°, há um ponto de equilíbrio no fluxo ao redor do contínuo óptico, pois o disco absorve e espalha aproximadamente a mesma quantidade de fluxo que ele emite ao longo da nossa linha de visada (HAUBOIS *et al.*, 2012).

As Figuras 5.2 e 5.3 ilustram o comportamento eruptivo da HD 212044 nos setores 16, 17 e 56, 57 do TESS, respectivamente. As abscissas são apresentadas em termos de dias BTJD = BJD - 2457000¹. Cada figura mostra aproximadamente 50 dias de monitoramento contínuo, revelando variações em diferentes indicadores. O primeiro painel apresenta o fluxo fotométrico SAP do TESS, com a linha laranja mostrando a tendência de longo período. Essa linha de tendência foi construída utilizando as frequências abaixo de 0,5 d⁻¹, em conjunto com as respectivas fases e amplitudes. O painel seguinte mostra a largura equivalente (EW) de H α ao longo do tempo, medida nos espectros do banco de dados BeSS (NEINER *et al.*, 2011). No terceiro painel vemos a curva de luz TESS com as tendências de longo período removidas (construída a partir das frequências detectadas abaixo de 0,5 d⁻¹). Nessa curva o efeito do batimento das frequências de pulsações não radiais se torna evidente. No quarto painel a análise *wavelet* do sinal do TESS, no qual se observa os aumentos das principais frequências acompanhando os batimentos podem ser vistos. No último painel é mostrada a amplitude da modulação entre as principais frequências.

Os dois primeiros painéis mostram uma anti-correlação entre o nível fotométrico e a intensidade de H α . Tal comportamento contradiz o que é esperado para uma estrela de baixo ângulo de inclinação como HD 212044. A figura 5.4 também mostra essa correlação com mais detalhe, com um painel por setor, com a linha vermelha vermelha sendo a variabilidade de longo período, tendo sido feito o translado e ajuste da amplitude.

¹BJD: *Barycentric Julian Date*, data juliana corrigida para o baricentro do Sistema Solar. BTJD : *TESS Barycentric Julian Day*. BTJD=0 corresponde à 8 de dezembro de 2014.

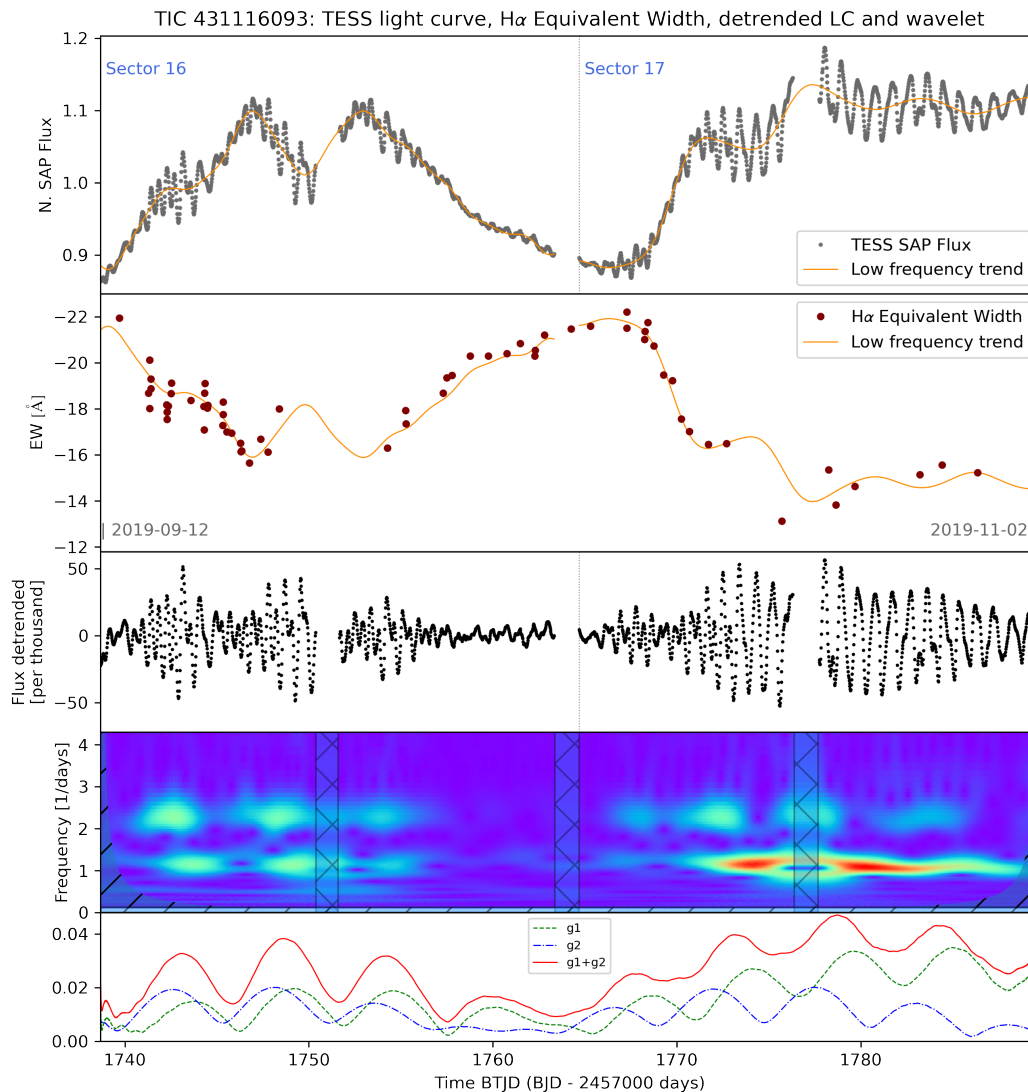


Figura 5.2: Série temporal de fenômenos de ejeção observados em HD 212044 durante os setores 16 e 17 do TESS. Painel superior: observações fotométricas do TESS em cinza, com linha de tendência de baixa frequência em laranja; 2^o painel: pontos escuros são as medidas de largura equivalente (EW) dos espectros BeSS para a H α , a mesma linha de tendência do painel anterior foi transladada para evidenciar a forte correlação; 3^o painel: fluxo TESS após remoção da tendência de baixa frequência; 4^o painel: análise *wavelet* do sinal TESS mostrado no painel anterior, cores quentes indicam aumento da amplitude das oscilações para faixa de frequências correspondentes; Painel inferior: Modulação do somatório das principais frequências de pulsação não radial do grupo logo acima de $1,0d-1$ (g1) e do grupo logo acima de $2,0d-1$ (g2), mostrando variação de intensidade. O BTJD (BJD - 2457000) é indicado na abscissa .

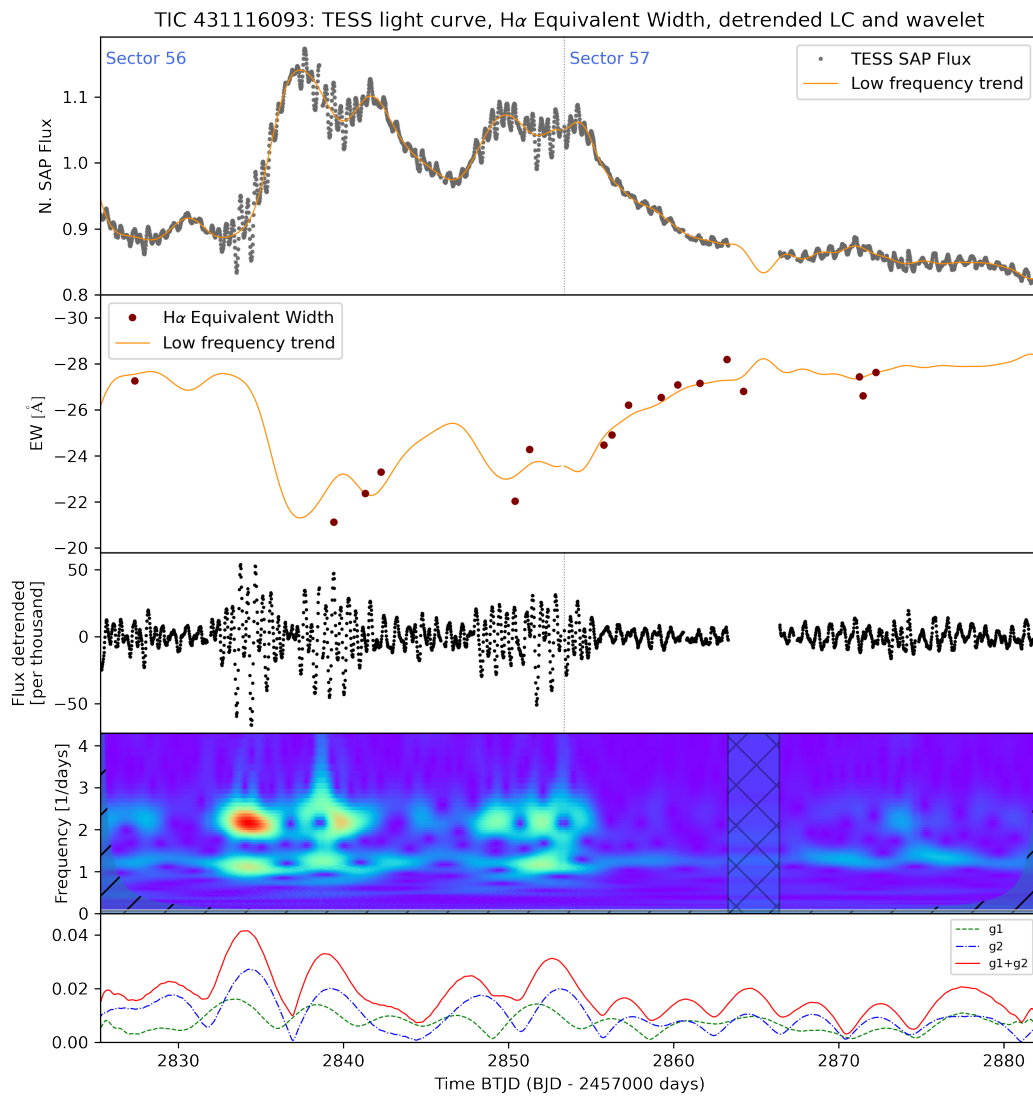


Figura 5.3: O mesmo que na Figura 5.2, mas para os setores 56 e 57 do TESS.

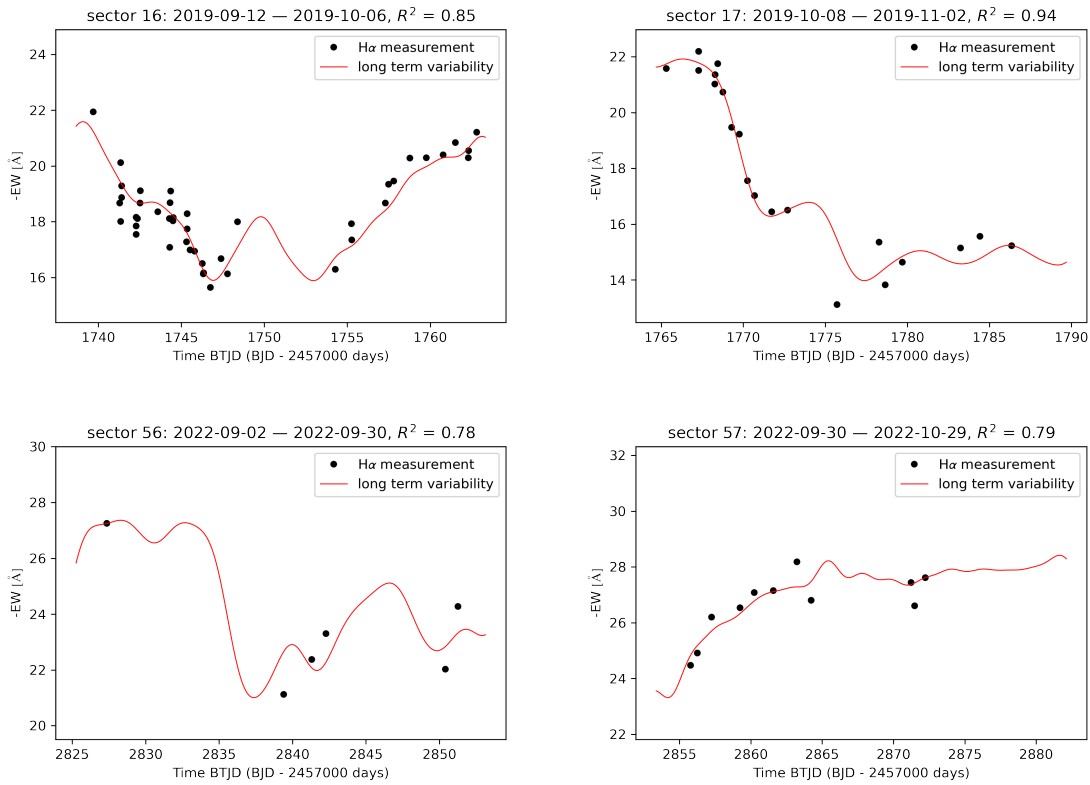


Figura 5.4: Correlações entre emissão $H\alpha$ e variabilidade de longo período.

A identificação de frequências foi realizada usando os mesmos procedimentos de *pre-whitening* descrito no capítulo anterior. Como notado, as frequências de valor abaixo de $0,5 d^{-1}$ foram utilizadas para construir identificar a tendências de longo período, a figura 5.5 mostra as frequências detectadas acima desse limite.

As curvas espelhadas distintas de intensidade de $H\alpha$ e nível fotométrico do TESS observadas na estrela HD 212044 são intrigantes e merecem uma explicação mais detalhada (veja a Figura 5.2). As observações do TESS durante os setores 16 e 17 começam mostrando um pico na EW de $H\alpha$, espelhado por um mínimo no nível fotométrico. Em seguida, o brilho aumenta para dois máximos de pico, coincidindo com a falta de dados de emissão. O conteúdo de massa no disco circunstelar parece progredir até atingir a região onde $H\alpha$ se torna evidente, marcada por um máximo de EW significativo aproximadamente 17 dias após os máximos fotosféricos anteriores. Um novo máximo de EW segue no início do setor 17, correlacionado com um mínimo de brilho, seguido por outro episódio de aumento fotométrico, acompanhado de um novo mínimo de EW de $H\alpha$. Os três painéis inferiores das Figuras 5.2 e 5.3 revelam uma clara correlação entre o batimento de frequências de pulsações não radiais e o nível fotométrico, fornecendo informações adicionais sobre o cenário de erupção. Essa correlação sugere que mudanças nas características de pulsação desempenham um papel na ejeção de massa observada através da emissão de $H\alpha$, com um atraso de tempo de aproximadamente 17 dias, provavelmente correspon-

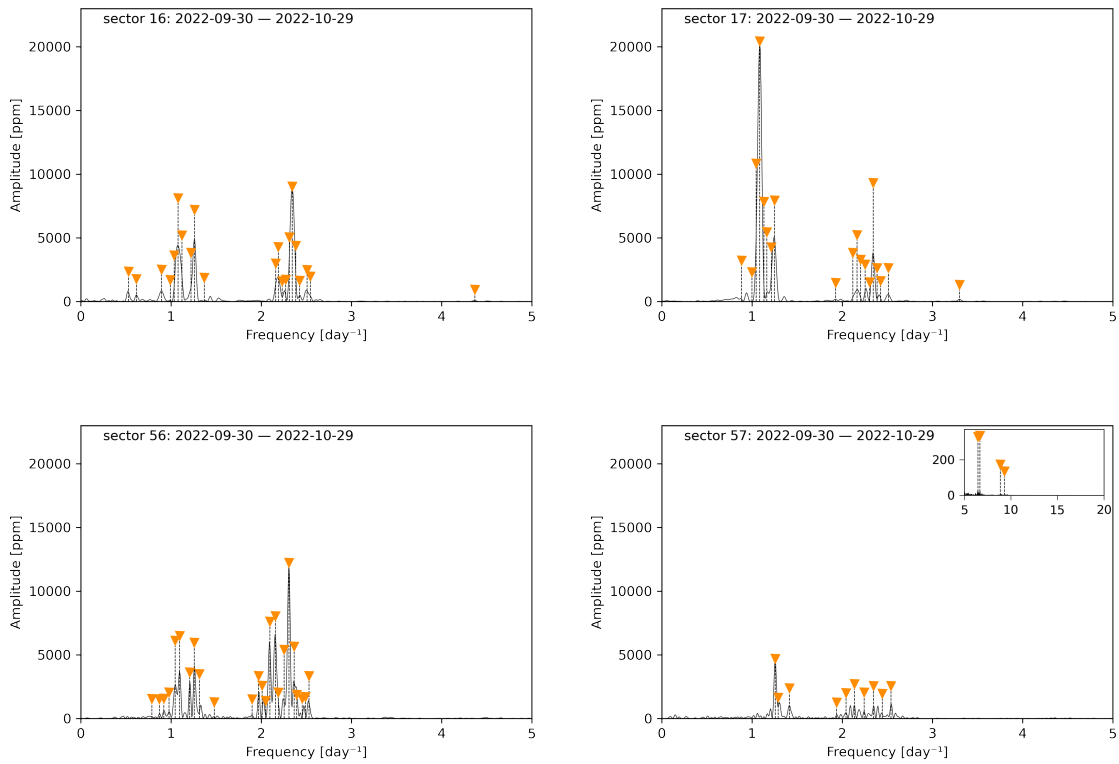


Figura 5.5: Frequências encontradas com a análise *pre-whitening* executada na curva de luz TESS da HD 212044, para os setores 16, 17, 56 e 57.

dente ao tempo de viagem da massa ejetada para atingir a região do disco onde ocorre a emissão de $H\alpha$. Os dois últimos painéis das Figuras 5.2 e 5.3 ilustram a análise *wavelet* das variações de frequência durante as observações e o comportamento das principais frequências NRP detectadas na fotometria do TESS (dois grupos com amplitude máxima em $f_1 = 2,34 d^{-1}$ e $f_2 = 1,08 d^{-1}$) e suas somas.

A Figura 5.3 abrange os setores 56 e 57 do TESS. As medições de EW de $H\alpha$ são mais escassas do que nos setores 16 e 17, mas a emissão é, em média, mais forte (Figura 5.2). O mesmo comportamento de anti-correlação entre o nível fotométrico e a emissão é aparente como na Figura 5.2: após dois episódios de aumento de brilho, um aumento de emissão segue pelo meio do setor 17, começando em cerca de BTJD 2855 (segundo painel de cima para baixo). Como para os setores 16 e 17, o batimento das principais frequências NRP coincide com o aumento de brilho (últimos três painéis).

5.4.2 Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para HD 212044

Aplicamos o método de diagnóstico sísmico desenvolvido por TAKATA *et al.* (2020) para HD 212044, seguindo a abordagem descrita na seção 4.6. As curvas de luz dos setores adjacentes foram tomadas em pares, para aumentar a precisão das frequências detectadas. Isso foi feito reexecutando o procedimento de *pre-whitening* após a remoção das

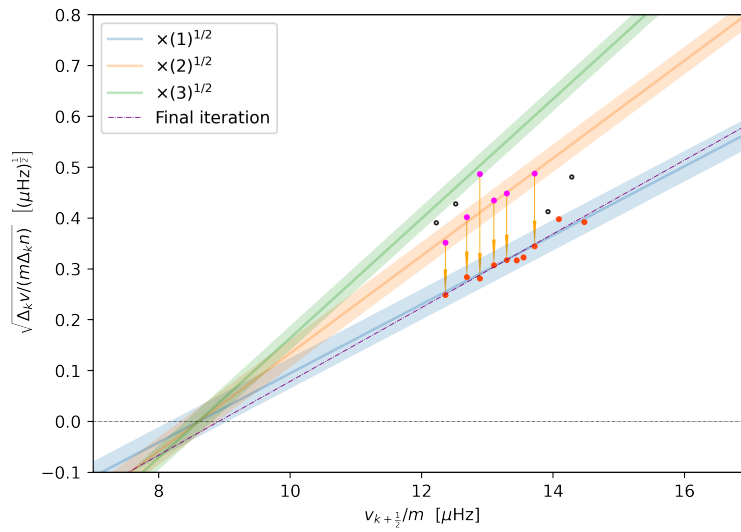


Figura 5.6: Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para HD 212044 no setores 16 e 17.

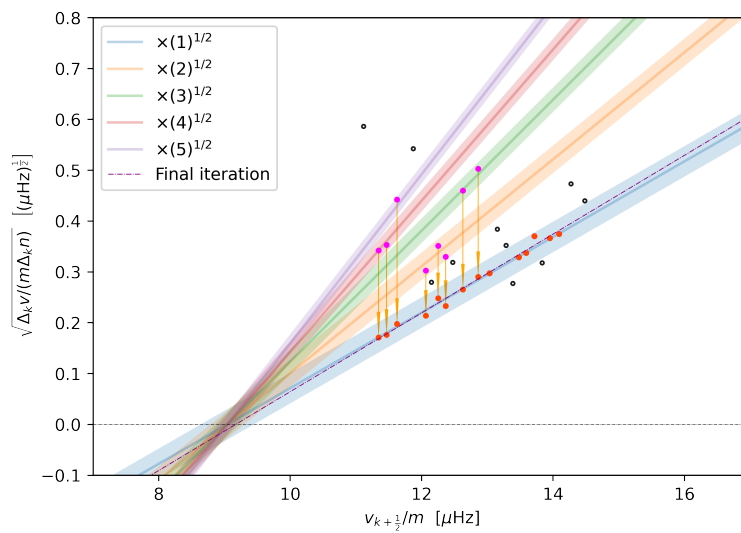


Figura 5.7: Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para HD 212044 no setores 56 e 57.

tendências de longo período e a junção das curvas de luz como mostradas no painel do meio das figuras 5.2 e 5.3.

No domínio da frequência, o método permite estimar a taxa de rotação do núcleo da estrela e o tempo característico da flutuabilidade, para modos de pulsação não radial (NRP) setoriais de gravidade. Felizmente, as estrelas B comumente exibem tais modos g setoriais, como observado em estudos anteriores (ex., LI *et al.*, 2019; PÁPICS *et al.*, 2017; RIVINIUS *et al.*, 2003; VAN REETH *et al.*, 2015). Além disso, AERTS *et al.* (2019) realizaram uma análise abrangente do momento angular nos interiores estelares usando análise sísmica, deduzida usando fotometria espacial. Seus resultados sugeriram que estrelas de massa baixa e intermediária rotacionam quase rigidamente durante sua fase de queima de hidrogênio no núcleo. Portanto, a taxa de rotação média do núcleo estimada pelo método TAKATA *et al.* (2020) é uma aproximação confiável da taxa de rotação média estelar. As figuras 5.6 e 5.7 mostram os diagramas ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ de HD 212044 para os setores 16 e 17 e para os setores 56 e 57. Para os setores TESS 16 e 17, derivamos para HD 212044: $\nu_{rot} = 8,9 \pm 0,7 \mu\text{Hz} = 0,77 \pm 0,06 d^{-1}$, $P_0 = 5,3 \pm 0,6 \cdot 10^3$ s. Nos setores 56 e 57, obtivemos $\nu_{rot} = 9,2 \pm 0,3 \mu\text{Hz} = 0,79 \pm 0,03 d^{-1}$, $P_0 = 6,0 \pm 0,3 \cdot 10^3$ s. Esses valores se alinham bem com as taxas de rotação médias e os tempos de viagem da flutuabilidade para estrelas B. Deduzimos um período de rotação de $1,30 \pm 0,08 d$ e um ângulo de inclinação de $30^\circ < i < 35^\circ$ para essa estrela. Para tanto utilizamos $\nu_{rot} = 9,0 \pm 0,5 \mu\text{Hz} = 0,77 \pm 0,05 d^{-1}$, e assumimos um tipo espectral B0V com um raio de $7,2R_\odot$ (?) e também utilizamos a medida de $v \sin i$ de 150 km s^{-1} , realizada por HARMANEC *et al.* (1996). O perfil $H\alpha$ da estrela apoia ainda mais essa dedução, exibindo características típicas de um objeto visto em um ângulo de inclinação baixo.

Uma publicação com os achados descritos nesta seção está em preparação, no formato compacto *Letters to the Editor* da revista *Astronomy & Astrophysics*. O apêndice G apresenta uma versão prévia deste trabalho.

5.5 28 Cyg / b02 Cyg / TIC 42360166

A variabilidade da estrela Be 28 Cyg foi constada por GIES e PERCY (1977) enquanto a usava como referência para estudar a estrela 29 Cyg. PETERS e PENROD (1988), usando observações de solo combinadas com as da missão espacial IUE (International Ultraviolet Explorer), determinaram pulsações não radiais com período de 16,5 e 3,2 horas, atribuídas à $l=2$ e 10 respectivamente. PAVLOVSKI e RUZIC (1990) constatou variações de grande amplitude, 0,08 mag na banda V, em observações de 1985, sem mudanças significativas nas cores. Periodicidade de 15,4 horas foi verificada, em linha com o resultado anteriormente encontrado para $l=2$, com sugestão de outras frequências não resolvidas.

A estrela 28 Cyg aparece no estudo de MASON *et al.* (1997) a respeito da binaridade de estrelas Be usando interferometria *speckle*, no qual não foram encontradas evidências

de uma companheira, em observações de 1994. Os limites de detecção estabelecidos pelo estudo para a possível detecção de uma companheira foram uma separação angular entre os objetos na faixa de $0,035''$ a $1,5''$ e uma diferença de magnitude menor que 3,0 entre as estrelas. O mesmo estudo afirma que foram realizadas três observações adicionais nos anos seguintes, com limite de resolução de 55 mas, também sem detecção. WANG *et al.* (2018), por meio de espectroscopia ultravioleta do IUE e *cross-correlation function* com o espectro de um sub-anã quente, coloca 28 Cyg no grupo de candidata à sistema Be+sdO, sem resultados definitivos sobre a binaridade.

RIVINIUS *et al.* (2003) apontaram que $\ell = -m = 2$ domina a variabilidade espectral de muitas estrelas Be, adotando para 28 Cyg a velocidade $v \sin i = 320$ km/s e um tipo espectral B2 IVe, ambos tomados de SLETTEBAK (1982). Em um estudo subsequente, BAADE *et al.* (2018) destacaram que por décadas, 28 Cyg exibiu quatro frequências de grande amplitude: duas frequências próximas a $1,5 \text{ d}^{-1}$, devido à modos g confirmados espectroscopicamente; uma frequência ligeiramente menor, identificada como uma frequência de Štefl (Seção 2.5.1); e uma última frequência com valor igual à diferença entre as duas frequências dos modos g . Eles sugeriram que a variação nessa diferença modula a transferência de massa da estrela para o disco. Um ângulo de inclinação de $40^\circ < i < 75^\circ$ foi estimado para a estrela.

No final dos anos 90, 28 Cyg experimentou múltiplos episódios de ejeção de matéria observados (TUBBESING *et al.*, 2000). BAADE *et al.* (2018) notaram a partir de fotometria e espectroscopia contemporânea que 28 Cyg exibiu um comportamento relativamente calmo para uma estrela Be do final dos anos 90 até o início dos anos 2000, apesar de um alto nível de emissão. Um novo salto de emissão ocorreu em 2012, atingindo um EW de emissão $H\alpha$ menor do que nos anos anteriores, de aproximadamente -5 a -7 . O EW oscilou entre -5 a -12 durante as observações TESS. Em um trabalho com 92 estrelas Be, sobre a determinação do ângulo de inclinação usando o ajuste do perfil da linha $H\alpha$ em emissão, SIGUT e GHAFOURIAN (2023) obteve $i = 40 \pm 5^\circ$ e $v \sin i = 314 \pm 33 \text{ km/s}$ para a 28 Cyg.

5.5.1 Correlação entre emissão de Balmer e curva de luz

Assim como para a HD 212044, procuramos por correlações entre os níveis de $H\alpha$ e variações fotométricas para 28 Cyg, observada durante os setores TESS 14, 15, 54 e 55. A variabilidade da estrela pode ser vista nas Figuras 5.8 e 5.9 para os mesmos indicadores que para HD 212044. 28 Cyg é considerada por BAADE *et al.* (2018) como uma das mais calmas estrelas Be de tipo inicial, e esse comportamento pode ser visto nas Figuras 5.8 e 5.9. De fato, durante os mais de 50 dias cobertos por cada um dos pares de setores TESS, a estrela mostrou um nível de emissão moderado a fraco, sem *outbursts* notáveis; nas Figuras 5.8 e 5.9, um aumento moderado de brilho é observado em fase com batimentos

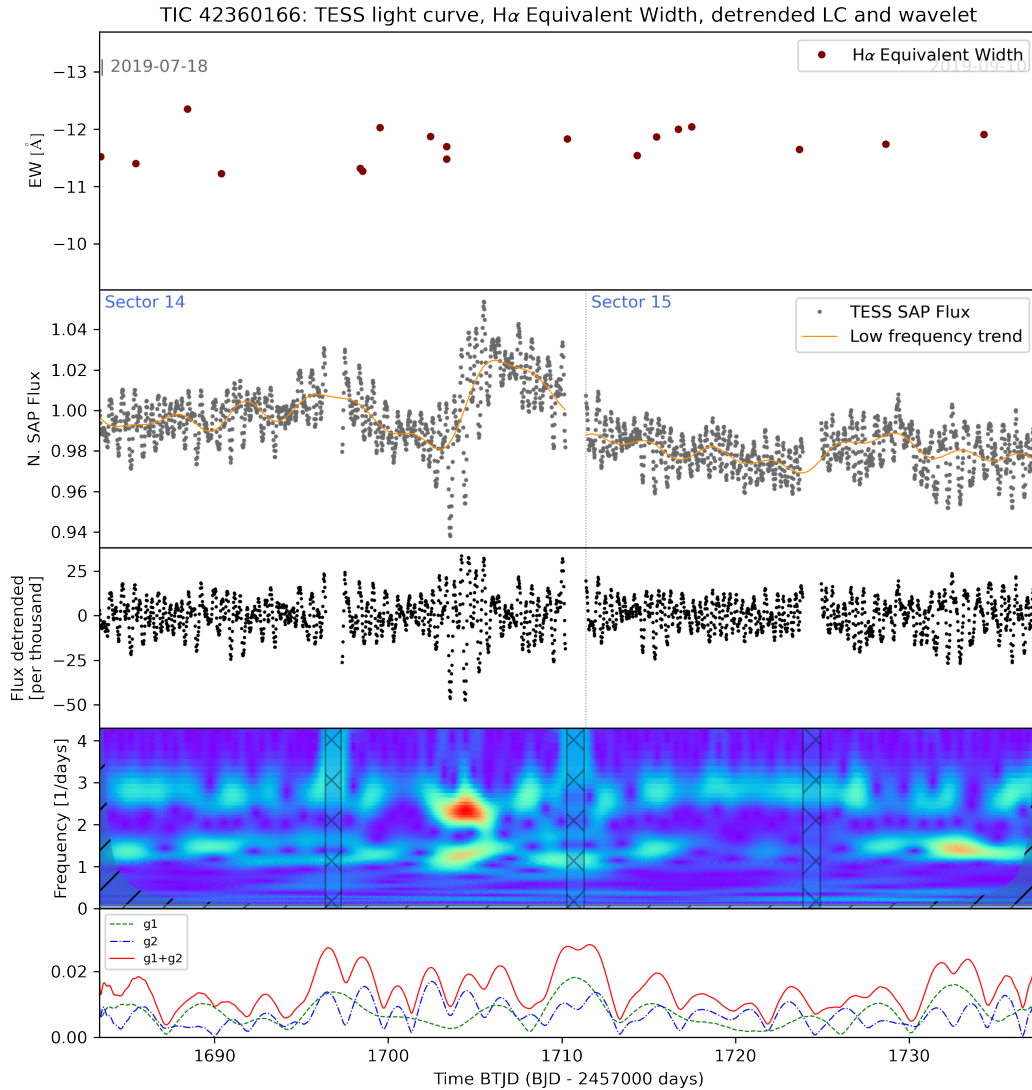


Figura 5.8: Série temporal de fenômenos de ejeção observados em 28 Cyg durante os setores 14 e 15 do TESS. Painel superior: Pontos escuros são as medidas de largura equivalente (EW) dos espectros BeSS para a H α ; 2^o painel: observações fotométricas do TESS em cinza, com linha de tendência de baixa frequência em laranja; 3^o painel: fluxo TESS após remoção da tendência de baixa frequência; 4^o painel: análise *wavelet* do sinal TESS mostrado no painel anterior, cores quentes indicam aumento da amplitude das oscilações para faixa de frequências correspondentes; Painel inferior: Modulação do somatório das principais frequências de pulsação não radial do grupo próximo à 1, $dd-1$ (g1) e do grupo próximo de 3, $0d-1$ (g2), mostrando variação de intensidade. O BTJD (BJD - 2457000) é indicado na abscissa .

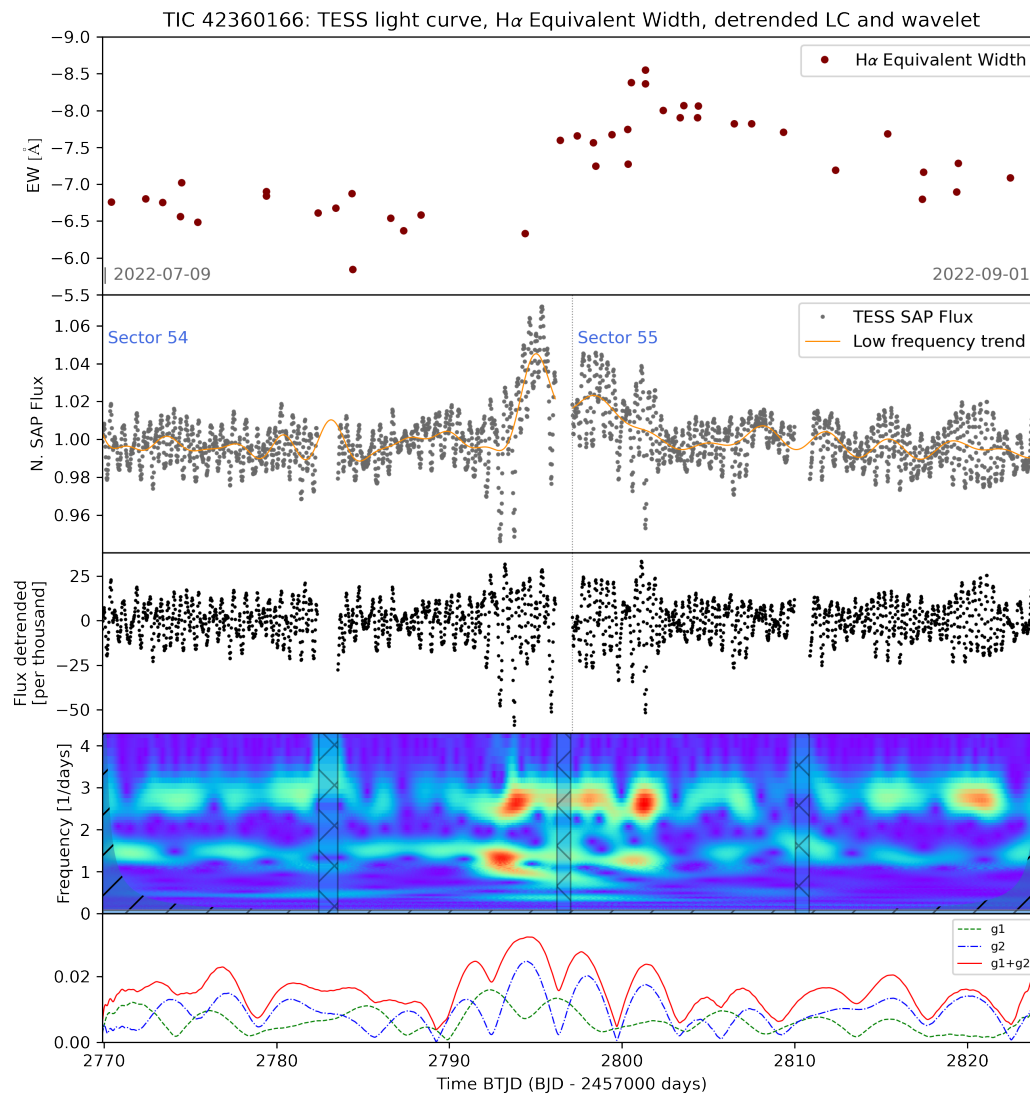


Figura 5.9: O mesmo que a figura 5.8, mas os setores 54 e 55

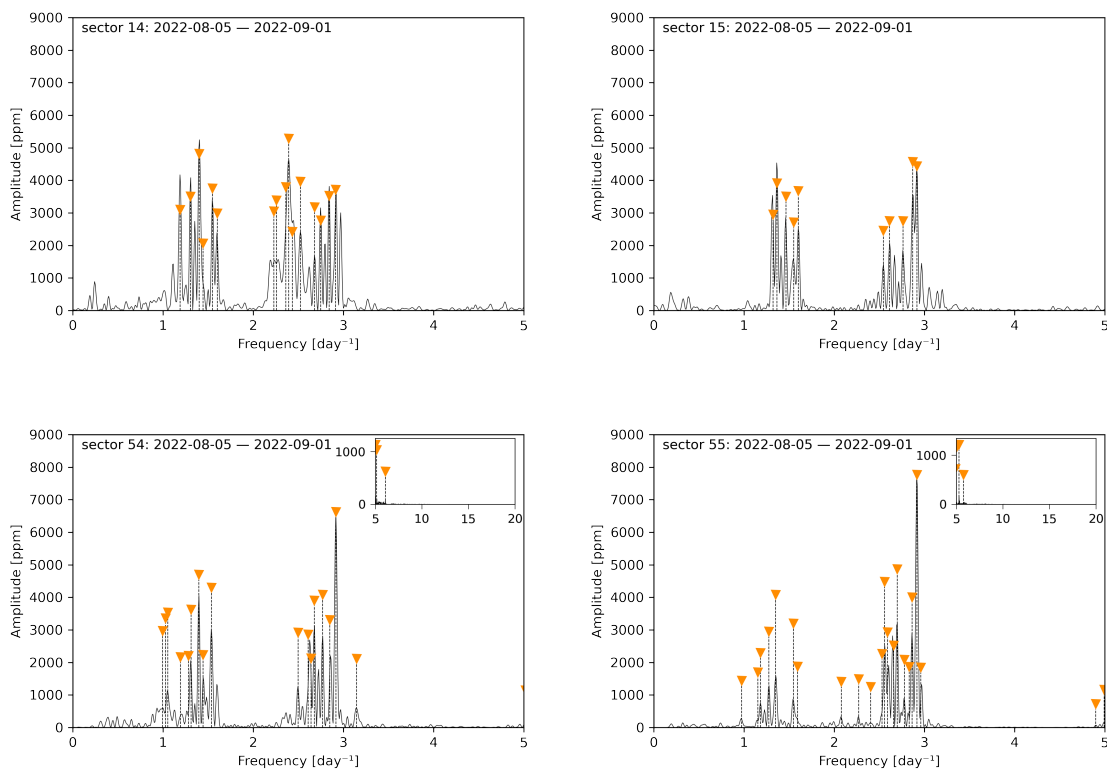


Figura 5.10: Frequências encontradas para a estrela 28 Cyg.

de frequências NRP perto de BTJD 1705 e 2795, respectivamente. Após essa última data, um discreto aumento de EW de H α é visto em fase com o nível fotométrico TESS e o batimento de frequências NRP. A figura 5.10 mostra as frequências detectadas em cada um dos quatro setores observados pelo TESS.

5.5.2 Diagrama ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ para 28 Cyg

Também aplicamos à 28 Cyg o método de análise sísmica desenvolvido por [TAKATA et al. \(2020\)](#). Notavelmente, [PETERS e PENROD \(1988\)](#) identificaram previamente um modo de pulsação não radial de $\ell=2$ nesta estrela, além de outro $\ell=10$. Considerando a tendência das estrelas B de pulsarem com modos g setoriais (ex., [LI et al., 2019](#); [PÁPICS et al., 2017](#); [VAN REETH et al., 2015](#)), presumimos que este possa ser o caso de 28 Cyg.

Aplicamos o método de análise sísmica aos valores de frequência de 28 Cyg nos setores 14 e 15. Obtivemos uma frequência média de rotação interna $\nu_{rot} = 7,8 \pm 0,5 \mu\text{Hz} = 0,67 \pm 0,06 d^{-1}$, e um tempo característico da flutuabilidade $P_0 = 4,6 \pm 0,4 \cdot 10^3 \text{ s}$. Esses valores se alinham com os valores típicos desses parâmetros para estrelas B. Para 28 Cyg, a frequência dominante está em torno de $1,4 d^{-1}$ ([BAADE et al., 2018](#)), e com $\nu_{rot} = 0,67 \pm 0,06 d^{-1}$, a posição da estrela no diagrama ν dominante versus ν_{rot} se alinha bem com a tendência geral observada para estrelas B pulsantes.

No entanto, [BAADE et al. \(2018\)](#) estimaram para a estrela um ângulo de inclinação

de $40^\circ < i < 75^\circ$ e $v \sin i = 320$ km/s. Dentro deste intervalo, a frequência de rotação $\nu_{rot} = 7,8 \pm 0,5 \mu\text{Hz}$ determinada por nós, e considerando um raio típico para uma estrela B2 IV ($6,3 R_\odot$), não há uma solução consistente para o ângulo de inclinação da estrela:

$$\begin{aligned} v_{eq} &= \frac{2\pi r}{P_{rot}} \\ v_{eq} \sin i &= 2\pi r \cdot \nu_{rot} \cdot \sin i \\ v_{eq} \sin i &= 2\pi \cdot (r/R_\odot) \cdot 7 \cdot 10^8 \text{m} \cdot 7,8 \cdot 10^{-9} \text{s}^{-1} \cdot \sin i \\ v_{eq} \sin i &= 34(r/R_\odot) \cdot \text{m/s} \cdot \sin i \end{aligned} \tag{5.1}$$

Com $r = 6,3 \cdot R_\odot$, temos $v \sin i = 214 \cdot (\sin i) \text{m/s}$, que é consideravelmente menor que 320km/s para qualquer i .

Somente para as características de raio de uma estrela gigante (pelo menos $10 R_\odot$), um ângulo de inclinação de 70° poderia ser acomodado. Infelizmente, não existem observações espectroscópicas modernas e determinação de classificação espectral para 28 Cyg. SHARMA *et al.* (2020) empregaram técnicas de aprendizado de máquina para interpolação espectral de parâmetros físicos, utilizando a biblioteca espectral Miles (Medium-resolution Isaac Newton Telescope Library of Empirical Spectra, MILES v9.1; SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ *et al.*, 2006). Seus resultados sugeriram uma classificação espectral B2III para 28 Cyg. No entanto, o número limitado de estrelas B na biblioteca restringe a precisão desses achados.

5.6 Outras estrelas B em emissão

As duas estrelas a seguir também se destacaram por terem comportamento de $H\alpha$ correlacionado com as curvas de luz. Porém um aprofundamento da pesquisa bibliográfica das mesmas, mostrou que elas não se tratam de estrelas Be clássicas, e sim sistemas contendo estrelas B e com emissão devido a transferência de material.

5.6.1 HD 174237 / CX Dra / TIC 48022676

A estrela com emissão no $H\alpha$ HD 174237 foi observada pelo TESS nos setores 14, 15, 25 e 26. No BeSS foi encontrado uma grande quantidade de espectros obtidos dentro das janelas de observação do TESS, em especial no início do setor 14 e todo o setor 25 e 26. As figuras 5.11 e 5.12 apresentam as curvas de luz e as medidas de largura equivalente do período correspondente. Nessas figuras observamos correspondência entre o comportamento da curva de luz e da intensidade da linha $H\alpha$. Esse fato é especialmente fácil de notar nos setores 25 e 26 (fig. 5.12), graças à maior densidade de observações disponíveis no BeSS. Vemos que a relação é direta, com o aumento do brilho observado pelo TESS correspondendo com o aumento da intensidade do $H\alpha$. Porém é interessante

notar que, ao contrário do que ocorre com a HD 212044, existe um notável atraso da variabilidade observada na curva de luz para a observada na largura equivalente da linha $H\alpha$.

MOHLER (1940) encontrou a linha de $H\alpha$ da estrela HD 174237 em emissão, origem da identificação do objeto como uma Be. KOUBSKY (1978) mostrou que HD 174237 é uma binária espectroscópica com período orbital de 6,69 dias e que apresenta mudanças significativas na intensidade da emissão das linhas $H\alpha$ e $H\beta$ em escalas de tempo de 6 a 10 dias. Também foi observado grande dispersão na velocidade radial obtida da linha $H\alpha$ e variabilidade fotométrica de até 0,1 mag. Com esses resultados, KOUBSKY (1978) reforçou a hipótese, primeiro sugerida por HARMANEC e KRÝZ (1976), de que esse sistema apresenta transferência de matéria variável, com a secundária menos massiva enviando material em direção à estrela B. A emissão seria então originária do fluxo de gás da secundária para a primária.

Entre outros desenvolvimentos ao longo dos anos, podemos destacar aquele de HORN *et al.* (1992), no qual foram usados espectros de média resolução para estimar em 0,24 a razão de massa entre as estrelas, ângulo de inclinação da órbita entre 52° e 55° e tipo espectral F5 III para a secundária. Outro grande passo aparece em RICHARDS *et al.* (2000), que analisaram espectros coletados ao longo de 23 anos e usou tomografia Doppler em torno de quatro linhas para construir um modelo do campo de velocidades das fontes de emissão do sistema. Esse estudo apontou que a maior parte do fluxo de emissão da linha $H\alpha$ tem origem na corrente de gás se deslocando de uma estrela para outra, enquanto a emissão nas linhas He I $\lambda 6678$, Si II $\lambda 6371$ e $H\beta$ tem origem principalmente no disco de acreção formado ao redor da estrela B.

Outra informação importante para esse contexto são as observações de KOUBSKÝ *et al.* (2019) nas mudanças nas cores desse sistema (diagrama U-B vs B-V). O que se observou foi uma relação positiva (como definida em HARMANEC, 1983), que nesse caso se caracterizou pelo deslocamento da posição correspondente à B3 V para a B3 I no diagrama à medida que a magnitude V aumenta. No que diz respeito aos parâmetros atmosféricos da estrela B, FRÉMAT *et al.* (2005) determinaram $v \sin i = 163 \pm 11$ km/s e AHMED e SIGUT (2017) reportam temperatura de 17700 K e $\log g = 3,6$.

Tendo em vista o cenário mostrado pela literatura de um sistema binário, com transferência de matéria, notamos que o comportamento mostrado nas figuras 5.11 e 5.12 é facilmente explicado. Sendo assim, sem relação com o fenômeno Be como pensamos inicialmente, sendo a emissão em $H\alpha$ devido a matéria em transferência entre as estrelas, e não de um disco de Be clássica. A relação entre o comportamento da curva de luz e da emissão é o esperado para o ângulo de inclinação da órbita reportado na literatura. O supracitado atraso notável entre o comportamento dessas duas curvas também é esperado nesse cenário em que massas estão se deslocando por distâncias significativas. Inclusive, na 5.12 esse atraso parece aumentar no decorrer do setor 25, apontando para um grande

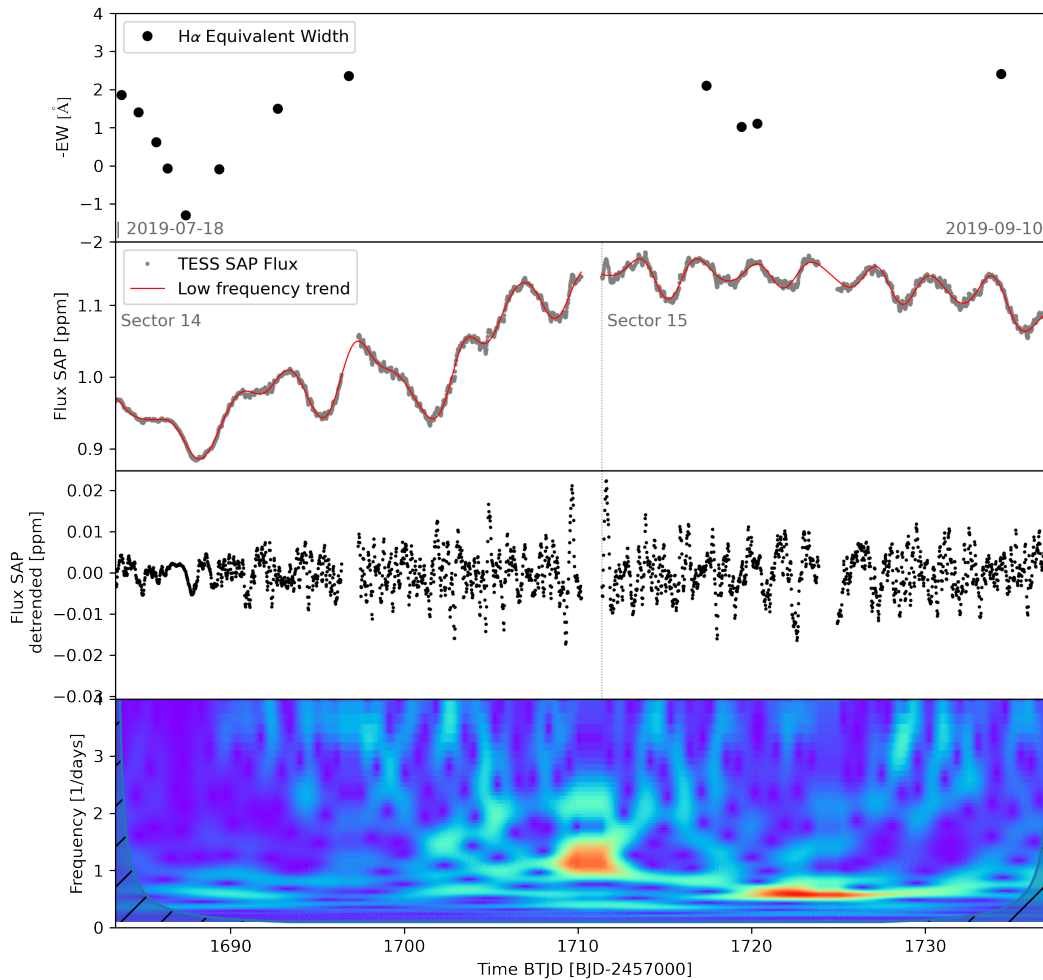


Figura 5.11: Série temporal e fenômenos de ejeção observados para HD 174237 durante os setores 14 e 15 do TESS. Painel superior: Pontos escuros são as medidas de largura equivalente (EW) dos espectros BeSS para a H α ; 2^o painel: observações fotométricas do TESS em cinza, com linha de tendência de baixa frequência em vermelho; 3^o painel: fluxo TESS após remoção da tendência de baixa frequência; 4^o painel: análise *wavelet* do sinal TESS mostrado no painel anterior, cores quentes indicam aumento da amplitude das oscilações para faixa de frequências correspondentes. O BTJD (BJD - 2457000) é indicado na abscissa.

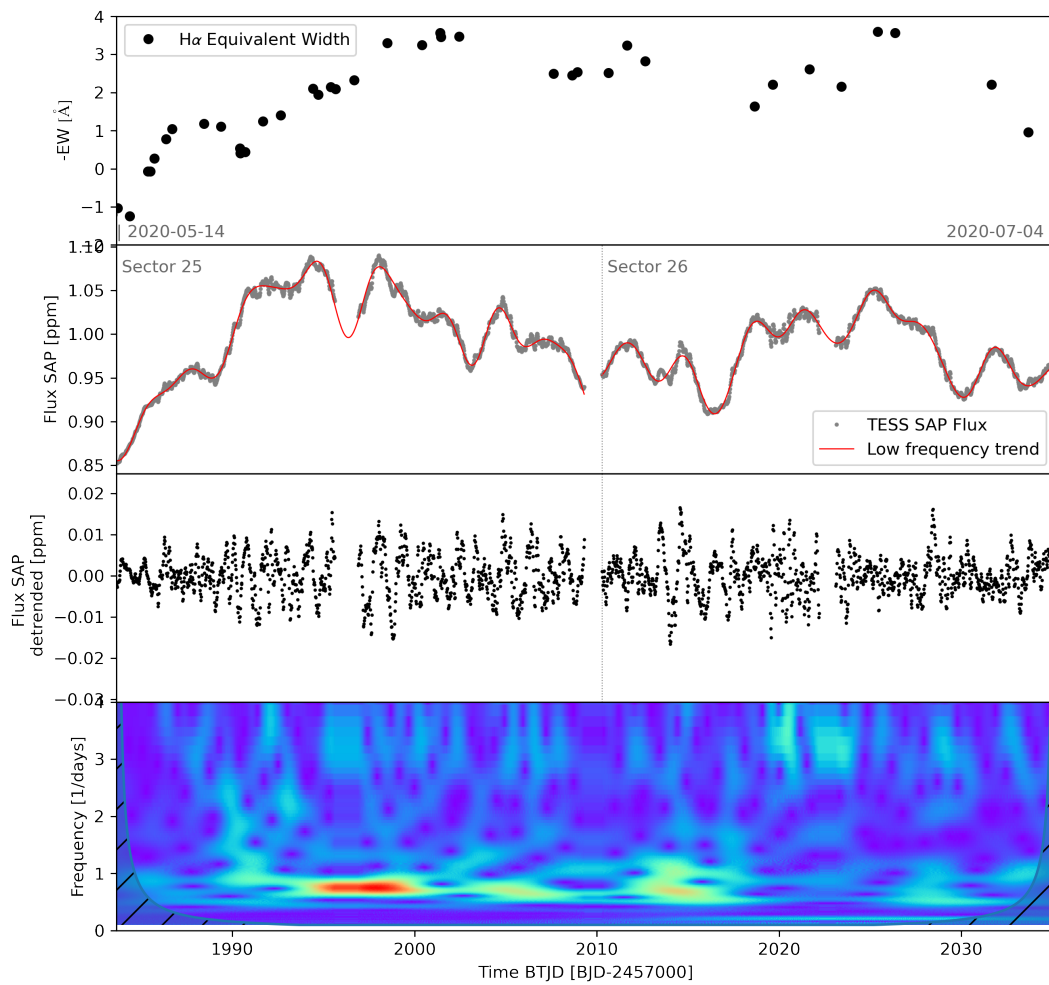


Figura 5.12: O mesmo que a figura 5.11, mas para os setores 25 e 26.

volume de matéria se deslocando e interagindo de forma distinta em diferentes regiões do sistema.

5.6.2 HD 218393 / KX And / TIC 252670277

O último objeto tratado com detalhe nesse trabalho será a HD 218393, identificado como uma estrela Be no SIMBAD. O primeiro painel da figura 5.13 mostra a largura equivalente medida em cinco datas no mesmo semestre que as observações do TESS da mesma estrela, segundo painel. Apesar do número menor de observações de $H\alpha$ quando comparamos com os casos anteriores, é possível observar um comportamento de relação entre a largura equivalente e o fluxo fotométrico. A emissão diminui entre as três primeiras medidas, enquanto o fluxo observado pelo TESS aumentou. A quarta medida de EW apresenta fortalecimento da emissão, coincidente com a inversão da tendência também na curva de luz. O intervalo de tempo entre as observações do $H\alpha$ nos impede de quantificar a correlação com precisão, mas vemos uma relação inversa, possivelmente com o brilho integrado atrasado em relação à curva de luz.

A estrela HD 218393 apresenta emissão de $H\alpha$ conhecida desde 1920, e nos anos seguintes a variabilidade na velocidade radial das linhas chamou a atenção (MERRILL, 1930). KRIZ e HARMANEC (1975), analisando as velocidades radiais conhecidas até então, sugeriram que HD 213493 se tratava de uma binária com interação forte, com período orbital de 38,87 dias. HARMANEC *et al.* (1980) mostraram que esse período orbital, refinado para 38,908 dias, coincidia com variações no brilho e na cor das estrelas. Tentativas de modelar o espectro da estrela foram realizadas na década de 1980, tanto supondo uma estrela única como um sistema binário de uma estrela B com uma companheira mais fria (ŠTEFL *et al.*, 1990, contém uma revisão detalhada desse histórico).

Com novas observações de alta razão sinal-ruído, FLOQUET *et al.* (1995) mostraram a assinatura da estrela secundária no espectro, estimada na classe K0 II, com matéria sendo transferida para a primária B2 III. Com espectros de alta resolução, TARASOV *et al.* (1998) obtiveram diversos parâmetros para o sistema e melhorou outros. A classificação espectral da secundária foi calculada em G8 II, com temperatura $T_{eff} = 5000 \pm 400$ K, $\log g = 2,0 \pm 0,5$ e $v \sin i = 25 \pm 5$ km/s. O trabalho ainda concluiu que a sobreabundância de elementos pesados mostra que se trata de uma estrela evoluída, provavelmente uma AGB.

A análise do diagrama de cor desse sistema realizada por KOUBSKÝ *et al.* (2019) mostram uma relação inversa (como definida em HARMANEC, 1983), portanto se movendo ao longo da sequência principal, da posição correspondente a uma B1V para a posição de uma B7V.

O comportamento da HD 218393 observado na figura 5.13 é explicado, à luz da literatura, como um sistema binário com transferência de massa. A variabilidade observada na

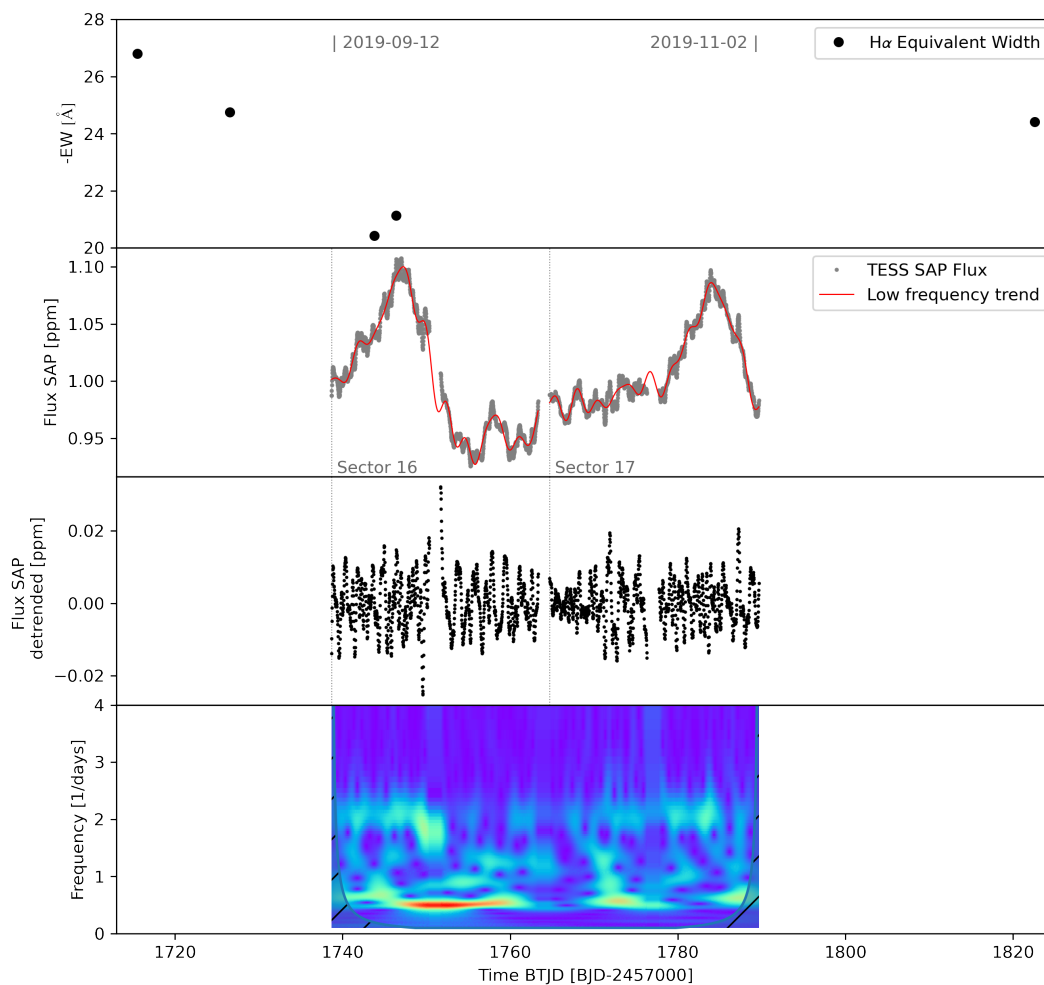


Figura 5.13: Série temporal de fenômenos de ejeção observados para HD 218393 durante os setores 16 e 17 do TESS. Painel superior: Pontos escuros são as medidas de largura equivalente (EW) dos espectros BeSS para a $H\alpha$; 2^o painel: observações fotométricas do TESS em cinza, com linha de tendência de baixa frequência em laranja; 3^o painel: fluxo TESS após remoção da tendência de baixa frequência; 4^o painel: análise *wavelet* do sinal TESS mostrado no painel anterior, cores quentes indicam aumento da amplitude das oscilações para faixa de frequências correspondentes. O BTJD (BJD - 2457000) é indicado na abscissa. A janela temporal foi ampliada para permitir a exibição do valor de EW no meses vizinhos às observações do TESS.

emissão se deve à dinâmica da massa em transito. A relação inversa com a curva de luz, que concorda com os achados de [KOUBSKÝ *et al.* \(2019\)](#) no diagrama de cor, é explicada se o ângulo entre a linha de observação e o plano orbital do sistema for pequeno.

Capítulo 6

Conclusões e Perspectivas

Este trabalho explorou curvas de luz dos telescópios espaciais Kepler e TESS como base para o estudo do comportamento de estrelas tipo B. Focamos em estrelas sem emissão conhecida para os dados do Kepler e em curvas de luz do TESS para estrelas B em emissão, aproveitando as diferentes características das duas missões.

Ao analisar as 122 estrelas tipo B da campanha 11 do Kepler/K2, identificamos variabilidades através de métodos como a análise de frequência, as características das curvas de luz e as observações espectroscópicas. Quando disponíveis, nós também comparamos com observações anteriores e informações da literatura. Para cada estrela, determinamos a frequência de maior amplitude e o número total de frequências detectadas, incluindo harmônicos e combinações de frequências. Classificamos os tipos de variabilidade seguindo critérios propostos por [BALONA *et al.* \(2011\)](#), [MCNAMARA *et al.* \(2012\)](#) e [BOWMAN *et al.* \(2019a\)](#). Dos 122 objetos analisados, 39 são estrelas SPB, enquanto que para 53, a variabilidade foi atribuída a fatores como binaridade e rotação. Além disso, a nossa abordagem revelou cinco estrelas com variabilidade Maia/rotatores SPB rápidas, incluindo dois pulsadores híbridos SPB/ β Cep e uma binária β Cep. A detecção de um excesso de potência em baixas frequências indicou variabilidade SLF em treze estrelas.

Uma análise mais aprofundada de um subconjunto de 45 estrelas B incluiu a obtenção de espectros de média resolução na região azul no OPD/LNA. Os parâmetros básicos atmosféricos, as velocidades de rotação projetadas $v \sin i$ e os valores de luminosidade foram determinados usando os algoritmos SME e MESA. A classificação estelar clássica foi fundamentada na aparência das asas das linhas de Balmer e nas razões das linhas de He I, O II, Si III e Mg II. A análise espectroscópica revelou que os valores de luminosidade obtidos são compatíveis com os valores de luminosidade das observações fotométricas do satélite *Gaia*.

A integração da análise de frequência, classificação de variabilidade e análise sísmica levou a resultados consistentes. Usando o método ν versus $\sqrt{\Delta\nu}$ de [TAKATA *et al.* \(2020\)](#), estimamos a frequência média de rotação interna e o tempo característico da flutuabilidade para 14 estrelas em nossa amostra. Duas dessas estrelas foram classificadas

como variáveis SPB + Maia. Os resultados mostraram uma alta frequência de rotação interna, o que corrobora a conclusão de BALONA (2023). Nossa análise revelou uma correlação positiva entre a frequência dominante fg e a frequência de rotação interna ν_{rot} para nossa amostra de estrelas B, que foi expandida com os dados de PEDERSEN *et al.* (2021b) obtidos a partir das observações do satélite *Kepler*. Encontramos que a frequência dominante aumenta com o aumento da frequência de rotação. Contudo, a alta dispersão da correlação sugere que outros fatores estão envolvidos na relação.

Com base nas observações do satélite TESS de 139 estrelas e espectros de 50 estrelas, buscamos correlações entre os níveis fotométricos, a intensidade da linha de $H\alpha$, advinda do disco circunstelar, e as frequências de pulsação não radial. Tais correlações foram demonstradas para duas estrelas Be. A análise dos padrões de variabilidade histórica da estrela dinâmica HD 212044 revelou uma correlação significativamente negativa entre a fotometria e a largura equivalente da linha $H\alpha$. Esta descoberta causou surpresa, uma vez que as características descritas na literatura para o objeto e observadas nos espectros, especialmente sua inclinação. Estudos futuros serão úteis para revelar a verdadeira natureza desta estrela.

Ao examinar a estrela 28 Cyg identificamos aumentos moderados na emissão de $H\alpha$ sincronizados com batimentos de pulsação não radial e episódios de brilho fotométrico, o que corrobora com o que já foi apresentado na literatura, mas aumenta a evidência entre a relação entre as pulsações não radiais e a acreção de matéria no disco. Os dados fotométricos permitem estimar as taxas de rotação do núcleo e os tempos de viagem de fluabilidade para ambas as estrelas, o que resulta em valores coerentes com as taxas de rotação e características de pulsação típicas de objetos da classe B. Essas descobertas contribuem para compreender a variação intrínseca das estrelas Be, fornecendo informações sobre as relações entre pulsação, ejeção de massa e propriedades do disco. Correlações também foram encontradas para mais duas estrelas B com emissão, mas elas se revelaram sistemas binários com transferência de matéria. Ainda assim é de relevância notar como nesses sistemas as correlações têm natureza diferente, resultado de dinâmica mais complexa, que nos permitem perceber atrasos grandes e variáveis nos movimentos de massa destes sistemas. A comparação é importante para podermos diferenciar sistemas deste tipo em objetos para os quais a natureza não foi definida previamente.

Para além dos resultados apresentados nesta tese, nós temos perspectivas de aprofundar a análise dos demais alvos observados pelo TESS, com diversos casos de interesse presentes nos Apêndices E e F. Possuímos uma quantidade significativa de espectros, obtidos por nós no OPD e no SOAR, dos alvos presentes na tabela E.1, trazendo o foco aos objetos do hemisfério sul. Adicionalmente, novos alvos foram e continuam sendo observados nos ciclos mais recentes do TESS, expandindo as oportunidades para caracterizar a variabilidade das populações de estrelas B e examinar novos episódios de ejeção de matéria nas estrelas Be.

Referências Bibliográficas

- ADELMAN, S. J., MAYER, M. R., ROSIDIVITO, M. A., 2000, “On the Variability of O4-B5 Luminosity Class III-V Stars”, *Information Bulletin on Variable Stars*, v. 5008 (dez.), pp. 1.
- AERTS, C., 2021, “Probing the interior physics of stars through asteroseismology”, *Reviews of Modern Physics*, 93(1):015001. doi: 10.1103/RevModPhys.93.015001.
- AERTS, C., MOLENBERGHS, G., KENWARD, M. G., et al., 2014, “The Surface Nitrogen Abundance of a Massive Star in Relation to its Oscillations, Rotation, and Magnetic Field”, *Astrophys. J.*, 781(2):88. doi: 10.1088/0004-637X/781/2/88.
- AERTS, C., MOLENBERGHS, G., MICHELSEN, M., et al., 2018, “Forward Asteroseismic Modeling of Stars with a Convective Core from Gravity-mode Oscillations: Parameter Estimation and Stellar Model Selection”, *Astrophys. J. Suppl.*, 237(1):15. doi: 10.3847/1538-4365/aacffb.
- AERTS, C., CHRISTENSEN-DALSGAARD, J., KURTZ, D. W., 2010, *Asteroseismology*. doi: 10.1007/978-1-4020-5803-5.
- AERTS, C., MATHIS, S., ROGERS, T. M., 2019, “Angular Momentum Transport in Stellar Interiors”, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, v. 57 (ago.), pp. 35–78. doi: 10.1146/annurev-astro-091918-104359.
- AHMED, A., SIGUT, T. A. A., 2017, “Rotational mixing in Be stars: nitrogen abundances for a sample of Be stars from the MiMeS survey”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 471, n. 3 (nov.), pp. 3398–3418. doi: 10.1093/mnras/stx1737.
- AIGRAIN, S., PARVIAINEN, H., POPE, B. J. S., 2016, “K2SC: flexible systematics correction and detrending of K2 light curves using Gaussian process regression”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 459 (jul.), pp. 2408–2419. doi: 10.1093/mnras/stw706.
- ALECIAN, E., VILLEBRUN, F., GRUNHUT, J., et al., 2019, “Fossil magnetic fields in intermediate-mass and massive stars”. In: *EAS Publications Series*, v. 82, *EAS Publications Series*, pp. 345–355, jun. doi: 10.1051/eas/1982030.

- AMÔRES, E. B., JESUS, R. M., MOITINHO, A., et al., 2021, “GALExtin: an alternative online tool to determine the interstellar extinction in the Milky Way”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 508, n. 2 (dez.), pp. 1788–1797. doi: 10.1093/mnras/stab2248.
- ASPLUND, M., GREVESSE, N., SAUVAL, A. J., et al., 2009, “The Chemical Composition of the Sun”, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, v. 47, n. 1 (set.), pp. 481–522. doi: 10.1146/annurev.astro.46.060407.145222.
- AUGUSTSON, K. C., BRUN, A. S., TOOMRE, J., 2016, “The Magnetic Furnace: Intense Core Dynamos in B Stars”, *Astrophys. J.*, 829(2):92. doi: 10.3847/0004-637X/829/2/92.
- AURIÈRE, M., WADE, G. A., LIGNIÈRES, F., et al., 2010, “No detection of large-scale magnetic fields at the surfaces of Am and HgMn stars”, *Astron. Astrophys.*, 523: A40. doi: 10.1051/0004-6361/201014848.
- AVNI, Y., BAHCALL, N. A., 1976, “Statistical simulations of clusters of galaxies.” *Astrophys. J.*, v. 209 (out.), pp. 16–21. doi: 10.1086/154688.
- BAADE, D., 1982, “An usually short stable period of absorption line asymmetries and V/R variations in the spectrum of the Be star 28 CMa.” *Astron. Astrophys.*, v. 105 (jan.), pp. 65–75.
- BAADE, D., RIVINIUS, T., PIGULSKI, A., et al., 2016, “Short-term variability and mass loss in Be stars. I. BRITe satellite photometry of η and μ Centauri”, *Astron. Astrophys.*, 588:A56. doi: 10.1051/0004-6361/201528026.
- BAADE, D., PIGULSKI, A., RIVINIUS, T., et al., 2018, “Short-term variability and mass loss in Be stars. III. BRITe and SMEI satellite photometry of 28 Cygni”, *Astron. Astrophys.*, 610:A70. doi: 10.1051/0004-6361/201731187.
- BAILER-JONES, C. A. L., RYBIZKI, J., FOUESNEAU, M., et al., 2018, “Estimating Distance from Parallaxes. IV. Distances to 1.33 Billion Stars in Gaia Data Release 2”, *Astron. J.*, 156:58. doi: 10.3847/1538-3881/aacb21.
- BAILER-JONES, C. A. L., RYBIZKI, J., FOUESNEAU, M., et al., 2021, “VizieR Online Data Catalog: Distances to 1.47 billion stars in Gaia EDR3 (Bailer-Jones+, 2021)”, *VizieR Online Data Catalog*, art. I/352.
- BALLOT, J., LIGNIÈRES, F., PRAT, V., et al., 2012, “2D Computations of g-modes in Fast Rotating Stars”. In: Shibahashi, H., Takata, M., Lynas-Gray, A. E. (Eds.), *Progress in Solar/Stellar Physics with Helio- and Asteroseismology*, v. 462, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, p. 389, set.

- BALONA, L. A., 2023, “Maia variables and other anomalies among pulsating stars”, *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, 10:1266750. doi: 10.3389/fspas.2023.1266750.
- BALONA, L. A., OZUYAR, D., 2020, “Pulsation among TESS A and B stars and the Maia variables”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 493, n. 4 (abr.), pp. 5871–5879. doi: 10.1093/mnras/staa670.
- BALONA, L. A., PIGULSKI, A., DE CAT, P., et al., 2011, “Kepler observations of the variability in B-type stars”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 413 (jun.), pp. 2403–2420. doi: 10.1111/j.1365-2966.2011.18311.x.
- BALONA, L. A., BARAN, A. S., DASZYŃSKA-DASZKIEWICZ, J., et al., 2015, “Analysis of Kepler B stars: rotational modulation and Maia variables”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 451 (ago.), pp. 1445–1459. doi: 10.1093/mnras/stv1017.
- BALONA, L. A., HANDLER, G., CHOWDHURY, S., et al., 2019, “Rotational modulation in TESS B stars”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 485, n. 3 (maio), pp. 3457–3469. doi: 10.1093/mnras/stz586.
- BARAN, A. S., KOEN, C., POKRZYWKA, B., 2015, “A detection threshold in the amplitude spectra calculated from Kepler data obtained during K2 mission.” *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 448 (mar.), pp. L16–L19. doi: 10.1093/mnrasl/slu194.
- BASRI, G., 2018, “Calibration of Differential Light Curves for Physical Analysis of Starspots”, *Astrophys. J.*, 865(2):142. doi: 10.3847/1538-4357/aade45.
- BASRI, G., NGUYEN, H. T., 2018, “Double Dipping: A New Relation between Stellar Rotation and Starspot Activity”, *Astrophys. J.*, 863(2):190. doi: 10.3847/1538-4357/aad3b6.
- BASU, S., CHAPLIN, W. J., 2017, *Asteroseismic Data Analysis: Foundations and Techniques*. Princeton University Press.
- BELCZYNSKI, K., MIKOLAJEWSKA, J., 1998, “New binary parameters for the symbiotic recurrent nova T Coronae Borealis”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 296, n. 1 (maio), pp. 77–84. doi: 10.1046/j.1365-8711.1998.01301.x.
- BERGERSON, V. H. V. S., 2023, *Estudo de estrelas B do campo 13 da missão Kepler/K2*. Tese de Doutorado, Programa de Pós-Graduação em Ciências, Universidade Estadual de Ponta Grossa, Ponta Grossa, Brasil, jul. Disponível em: <<https://tede2.uepg.br/jspui/handle/prefix/4066>>.

- BESSELL, M. S., CASTELLI, F., PLEZ, B., 1998, “Model atmospheres broad-band colors, bolometric corrections and temperature calibrations for O - M stars”, *Astron. Astrophys.*, v. 333 (maio), pp. 231–250.
- BILDSTEN, L., USHOMIRSKY, G., CUTLER, C., 1996, “Ocean g-Modes on Rotating Neutron Stars”, *Astrophys. J.*, v. 460 (abr.), pp. 827. doi: 10.1086/177012.
- BIRD, A. J., MALIZIA, A., BAZZANO, A., et al., 2007, “The Third IBIS/ISGRI Soft Gamma-Ray Survey Catalog”, *Astrophys. J. Suppl.*, v. 170, n. 1 (maio), pp. 175–186. doi: 10.1086/513148.
- BLOMME, R., MAHY, L., CATALA, C., et al., 2011, “Variability in the CoRoT photometry of three hot O-type stars. HD 46223, HD 46150, and HD 46966”, *Astron. Astrophys.*, 533:A4. doi: 10.1051/0004-6361/201116949.
- BOLTON, C. T., 1982, “A preliminary report on simultaneous ultraviolet and optical observations of lambda Eridani.” In: Jaschek, M., Groth, H. G. (Eds.), *Be Stars*, v. 98, pp. 181–184, abr.
- BORRE, C. C., BAADE, D., PIGULSKI, A., et al., 2020, “Short-term variability and mass loss in Be stars. V. Space photometry and ground-based spectroscopy of γ Cas”, *Astron. Astrophys.*, 635:A140. doi: 10.1051/0004-6361/201937062.
- BORUCKI, W., KOCH, D., BATALHA, N., et al., 2009, “KEPLER: Search for Earth-Size Planets in the Habitable Zone”. In: Pont, F., Sasselov, D., Holman, M. J. (Eds.), *Transiting Planets*, v. 253, *IAU Symposium*, pp. 289–299, fev. doi: 10.1017/S1743921308026513.
- BOUABID, M. P., DUPRET, M. A., SALMON, S., et al., 2013, “Effects of the Coriolis force on high-order g modes in γ Doradus stars”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 429, n. 3 (mar.), pp. 2500–2514. doi: 10.1093/mnras/sts517.
- BOWMAN, D. M., AERTS, C., JOHNSTON, C., et al., 2019a, “Photometric detection of internal gravity waves in upper main-sequence stars. I. Methodology and application to CoRoT targets”, *Astron. Astrophys.*, 621:A135. doi: 10.1051/0004-6361/201833662.
- BOWMAN, D. M., 2020, “Asteroseismology of high-mass stars: new insights of stellar interiors with space telescopes”, *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, 7: 70. doi: 10.3389/fspas.2020.578584.
- BOWMAN, D. M., BURSENS, S., PEDERSEN, M. G., et al., 2019b, “Low-frequency gravity waves in blue supergiants revealed by high-precision space photometry”, *Nature Astronomy*, v. 3 (maio), pp. 760–765. doi: 10.1038/s41550-019-0768-1.

- BURSENS, S., BOWMAN, D., AERTS, C., et al., 2019, “New beta Cep pulsators discovered with K2 space photometry”, *Monthly Notices Of The Royal Astronomical Society*, v. 489, n. 1, pp. 1304–1320. ISSN: 0035-8711. Disponível em: <<https://lirias.kuleuven.be/retrieve/550867D1908.02836.pdf> [freelyavailable]>.
- BURSENS, S., SIMÓN-DÍAZ, S., BOWMAN, D. M., et al., 2020, “Variability of OB stars from TESS southern Sectors 1-13 and high-resolution IACOB and OWN spectroscopy”, *Astron. Astrophys.*, 639:A81. doi: 10.1051/0004-6361/202037700.
- BURSENS, S., BOWMAN, D. M., MICHIELSEN, M., et al., 2023, “A calibration point for stellar evolution from massive star asteroseismology”, *Nature Astronomy*, (jun.). doi: 10.1038/s41550-023-01978-y.
- CALDWELL, D. A., KOŁODZIEJCZAK, J. J., VAN CLEVE, J. E., et al., 2010, “Instrument Performance in Kepler’s First Months”, *Astrophys. J. Lett.*, v. 713 (abr.), pp. L92–L96. doi: 10.1088/2041-8205/713/2/L92.
- CANTIELLO, M., LANGER, N., BROTT, I., et al., 2009, “Sub-surface convection zones in hot massive stars and their observable consequences”, *Astron. Astrophys.*, v. 499, n. 1 (maio), pp. 279–290. doi: 10.1051/0004-6361/200911643.
- CANTIELLO, M., LECOANET, D., JERMYN, A. S., et al., 2021, “On the Origin of Stochastic, Low-Frequency Photometric Variability in Massive Stars”, *Astrophys. J.*, 915(2):112. doi: 10.3847/1538-4357/ac03b0.
- CARCIOFI, A. C., BJORKMAN, J. E., OTERO, S. A., et al., 2012, “The First Determination of the Viscosity Parameter in the Circumstellar Disk of a Be Star”, *Astrophys. J. Lett.*, 744(1):L15. doi: 10.1088/2041-8205/744/1/L15.
- CARMONA, A., VAN DEN ANCKER, M. E., AUDARD, M., et al., 2010, “New Herbig Ae/Be stars confirmed via high-resolution optical spectroscopy”, *Astron. Astrophys.*, 517:A67. doi: 10.1051/0004-6361/200913800.
- CARROLL, B. W., OSTLIE, D. A., 1996, *An Introduction to Modern Astrophysics*.
- CASAGRANDE, L., VANDENBERG, D. A., 2018, “On the use of Gaia magnitudes and new tables of bolometric corrections”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 479, n. 1 (set.), pp. L102–L107. doi: 10.1093/mnrasl/sly104.
- CHAISSON, E., MCMILLAN, S., 2014, *Astronomy today, Eighth Edition*.
- CHANDRASEKHAR, S., 1931, “The Maximum Mass of Ideal White Dwarfs”, *Astrophys. J.*, v. 74 (jul.), pp. 81. doi: 10.1086/143324.

- CHEN, B. Q., HUANG, Y., YUAN, H. B., et al., 2019, “Three-dimensional interstellar dust reddening maps of the Galactic plane”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 483, n. 4 (mar.), pp. 4277–4289. doi: 10.1093/mnras/sty3341.
- CHOJNOWSKI, S. D., WHELAN, D. G., WISNIEWSKI, J. P., et al., 2015, “High-Resolution H-Band Spectroscopy of Be Stars With SDSS-III/Apogee: I. New Be Stars, Line Identifications, and Line Profiles”, *Astron. J.*, 149(1):7. doi: 10.1088/0004-6256/149/1/7.
- CHOJNOWSKI, S. D., WISNIEWSKI, J. P., WHELAN, D. G., et al., 2017, “High-resolution H-band Spectroscopy of Be Stars with SDSS-III/APOGEE. II. Line Profile and Radial Velocity Variability”, *Astron. J.*, 153(4):174. doi: 10.3847/1538-3881/aa64ce.
- CHRISTOPHE, S., BALLOT, J., OUAZZANI, R. M., et al., 2018, “Deciphering the oscillation spectrum of γ Doradus and SPB stars”, *Astron. Astrophys.*, 618: A47. doi: 10.1051/0004-6361/201832782.
- CLARKE, B. D., CALDWELL, D. A., QUINTANA, E. V., et al., 2017, *Kepler Data Processing Handbook: Pixel Level Calibrations*. Relatório técnico, jan.
- COLLINS, II, G. W., 1987, “The use of terms and definitions in the study of Be stars”. In: Slettebak, A., Snow, T. P. (Eds.), *IAU Colloq. 92: Physics of Be Stars*, pp. 3–19.
- CROWTHER, P. A., SCHNURR, O., HIRSCHI, R., et al., 2010, “The R136 star cluster hosts several stars whose individual masses greatly exceed the accepted $150M_{\text{solar}}$ stellar mass limit”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 408, n. 2 (out.), pp. 731–751. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.17167.x.
- DAUBECHIES, I., HEIL, C., 1992, “Ten Lectures on Wavelets”, *Computers in Physics*, v. 6, n. 6 (jan.), pp. 697.
- DE CAT, P., AERTS, C., 2002, “A study of bright southern slowly pulsating B stars. II. The intrinsic frequencies”, *Astron. Astrophys.*, v. 393 (out.), pp. 965–981. doi: 10.1051/0004-6361:20021068.
- DE MEDEIROS, J. R., FERREIRA LOPES, C. E., LEAO, I. C., et al., 2013, “VizieR Online Data Catalog: Semi-sinusoidal variability with CoRoT (de Medeiros+, 2013)”, *VizieR Online Data Catalog*, art. J/A+A/555/A63.
- DEGROOTE, P., AERTS, C., OLLIVIER, M., et al., 2009, “CoRoT’s view of newly discovered B-star pulsators: results for 358 candidate B pulsators from the

- initial run's exoplanet field data", *Astron. Astrophys.*, v. 506, n. 1 (out.), pp. 471–489. doi: 10.1051/0004-6361/200911884.
- DEGROOTE, P., AERTS, C., MICHEL, E., et al., 2012, "The CoRoT B-type binary HD 50230: a prototypical hybrid pulsator with g-mode period and p-mode frequency spacings", *Astron. Astrophys.*, 542:A88. doi: 10.1051/0004-6361/201118548.
- DEGROOTE, P., AERTS, C., BAGLIN, A., et al., 2010, "Deviations from a uniform period spacing of gravity modes in a massive star", *Nature*, v. 464, n. 7286 (mar.), pp. 259–261. doi: 10.1038/nature08864.
- DOTTER, A., 2016, "MESA Isochrones and Stellar Tracks (MIST) 0: Methods for the Construction of Stellar Isochrones", *Astrophys. J. Suppl.*, 222(1):8. doi: 10.3847/0067-0049/222/1/8.
- DUPRET, M. A., GRIGAHCÈNE, A., GARRIDO, R., et al., 2005, "Convection-pulsation coupling. II. Excitation and stabilization mechanisms in δ Sct and γ Dor stars", *Astron. Astrophys.*, v. 435, n. 3 (jun.), pp. 927–939. doi: 10.1051/0004-6361:20041817.
- DZIEMBOWSKI, W. A., 1998, "B star pulsation - theory and seismological prospects". In: Deubner, F.-L., Christensen-Dalsgaard, J., Kurtz, D. (Eds.), *New Eyes to See Inside the Sun and Stars*, v. 185, p. 355, jan.
- DZIEMBOWSKI, W. A., MOSKALIK, P., PAMYATNYKH, A. A., 1993, "The opacity mechanism in B-type stars - II. Excitation of high-order g-modes in main-sequence stars." *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, v. 265 (dez.), pp. 588–600. doi: 10.1093/mnras/265.3.588.
- DZIEMBOWSKI, W. A., DASZYŃSKA-DASZKIEWICZ, J., PAMYATNYKH, A. A., 2007, "Excitation and visibility of slow modes in rotating B-type stars", *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, v. 374 (jan.), pp. 248–255. doi: 10.1111/j.1365-2966.2006.11139.x.
- ECKART, C., GILLIS, J., 1961, "Hydrodynamics of Oceans and Atmospheres", *Physics Today*, v. 14, n. 8 (jan.), pp. 52. doi: 10.1063/1.3057700.
- EISENSTEIN, D. J., WEINBERG, D. H., AGOL, E., et al., 2011, "SDSS-III: Massive Spectroscopic Surveys of the Distant Universe, the Milky Way, and Extra-Solar Planetary Systems", *Astron. J.*, 142(3):72. doi: 10.1088/0004-6256/142/3/72.

- FABRICIUS, C., HØG, E., MAKAROV, V. V., et al., 2002, “The Tycho double star catalogue”, *Astron. Astrophys.*, v. 384 (mar.), pp. 180–189. doi: 10.1051/0004-6361:20011822.
- FLOQUET, M., HUBERT, A. M., HUBERT, H., et al., 1995, “The binary system of the Be star KX Andromedae.” *Astron. Astrophys.*, v. 294 (fev.), pp. 227–231.
- FOSTER, G., 1995, “The cleanest Fourier spectrum”, *Astron. J.*, v. 109 (abr.), pp. 1889–1902. doi: 10.1086/117416.
- FRÉMAT, Y., ZOREC, J., HUBERT, A. M., et al., 2005, “Effects of gravitational darkening on the determination of fundamental parameters in fast-rotating B-type stars”, *Astron. Astrophys.*, v. 440, n. 1 (set.), pp. 305–320. doi: 10.1051/0004-6361:20042229.
- GAIA COLLABORATION, PRUSTI, T., DE BRUIJNE, J. H. J., et al., 2016, “The Gaia mission”, *Astron. Astrophys.*, 595:A1. doi: 10.1051/0004-6361/201629272.
- GAIA COLLABORATION, BROWN, A. G. A., VALLENARI, A., et al., 2018, “Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties”, *Astron. Astrophys.*, 616:A1. doi: 10.1051/0004-6361/201833051.
- GAIA COLLABORATION, EYER, L., RIMOLDINI, L., et al., 2019, “Gaia Data Release 2. Variable stars in the colour-absolute magnitude diagram”, *Astron. Astrophys.*, 623:A110. doi: 10.1051/0004-6361/201833304.
- GAIA COLLABORATION, DE RIDDER, J., RIPEPI, V., et al., 2022a, “Gaia Data Release 3: Pulsations in main sequence OBAF-type stars”, *arXiv e-prints*, art. arXiv:2206.06075. doi: 10.48550/arXiv.2206.06075.
- GAIA COLLABORATION, VALLENARI, A., BROWN, A. G. A., et al., 2022b, “Gaia Data Release 3: Summary of the content and survey properties”, *arXiv e-prints*, art. arXiv:2208.00211. doi: 10.48550/arXiv.2208.00211.
- GEBRUERS, S., TKACHENKO, A., BOWMAN, D. M., et al., 2022, “Analysis of high-resolution FEROS spectroscopy for a sample of variable B-type stars assembled from TESS photometry”, *Astron. Astrophys.*, 665:A36. doi: 10.1051/0004-6361/202243839.
- GIES, D. R., PERCY, J. R., 1977, “Photometric variability of 29 Cygni.” *Astron. J.*, v. 82 (fev.), pp. 166–168. doi: 10.1086/112023.
- GRAY, R. O., CORBALLY, CHRISTOPHER, J., 2009, *Stellar Spectral Classification*. Princeton University Press.

- GREEN, G. M., SCHLAFLY, E., ZUCKER, C., et al., 2019, “A 3D Dust Map Based on Gaia, Pan-STARRS 1, and 2MASS”, *Astrophys. J.*, 887(1):93. doi: 10.3847/1538-4357/ab5362.
- GRUNHUT, J. H., WADE, G. A., MIMES COLLABORATION, 2012, “The Incidence of Magnetic Fields in Massive Stars: An Overview of the MiMeS Survey Component”. In: Drissen, L., Robert, C., St-Louis, N., et al. (Eds.), *Proceedings of a Scientific Meeting in Honor of Anthony F. J. Moffat*, v. 465, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, p. 42, dez.
- HALBEDEL, E. M., 1996, “Rotational Velocity Determinations for 164 Be and B Stars”, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, v. 108 (set.), pp. 833. doi: 10.1086/133804.
- HANDLER, G., PIGULSKI, A., DASZYŃSKA-DASZKIEWICZ, J., et al., 2019, “Asteroseismology of Massive Stars with the TESS Mission: The Runaway β Cep Pulsator PHL 346 = HN Aqr”, *Astrophys. J. Lett.*, 873(1):L4. doi: 10.3847/2041-8213/ab095f.
- HANUSCHIK, R. W., HUMMEL, W., SUTORIUS, E., et al., 1996, “Atlas of high-resolution emission and shell lines in Be stars. Line profiles and short-term variability.” *Astron. Astrophys. Suppl.*, v. 116 (abr.), pp. 309–358.
- HARMANEC, P., 1984, “Studies in Be-Star Variability. 1. A Remarkable Similarity of the Rapid Periodic Light Variations of EM Cep, σ ORI E, and Possibly LQ And”, *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, v. 35 (ago.), pp. 193.
- HARMANEC, P., 1983, “Review of observational facts about Be stars”, *Hvar Observatory Bulletin*, v. 7, n. 1 (jan.), pp. 55–88.
- HARMANEC, P., KRÝZ, S., 1976, “Duplicity of be Stars as Seen from ONDrEJOV (review Paper)”. In: Slettebak, A. (Ed.), *Be and Shell Stars*, v. 70, p. 385, jan.
- HARMANEC, P., HORN, J., KOUBSKY, P., et al., 1980, “Photoelectric Photometry at the Hvar Observatory. IV. A Study of UBV Variations of a Group of Bright Northern Be Stars”, *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, v. 31 (jan.), pp. 144.
- HARMANEC, P., MORAND, F., BONNEAU, D., et al., 1996, “Jet-like structures in β Lyrae. Results of optical interferometry, spectroscopy and photometry.” *Astron. Astrophys.*, v. 312 (ago.), pp. 879–896.

- HAUBOIS, X., CARCIOFI, A. C., RIVINIUS, T., et al., 2012, “Dynamical Evolution of Viscous Disks around Be Stars. I. Photometry”, *Astrophys. J.*, 756(2):156. doi: 10.1088/0004-637X/756/2/156.
- HAUBOIS, X., MOTA, B. C., CARCIOFI, A. C., et al., 2014, “Dynamical Evolution of Viscous Disks around Be Stars. II. Polarimetry”, *Astrophys. J.*, 785(1):12. doi: 10.1088/0004-637X/785/1/12.
- HEITER, U., BARKLEM, P., FOSSATI, L., et al., 2008, “VALD — an atomic and molecular database for astrophysics”, *Journal of Physics: Conference Series*, v. 130, n. 1, pp. 012011. Disponível em: <<http://stacks.iop.org/1742-6596/130/i=1/a=012011>>.
- HILTNER, W. A., 1954, “Early-Type Stars in the Direction of the Galactic Center.” *Astrophys. J.*, v. 120 (jul.), pp. 41. doi: 10.1086/145879.
- HORN, J., HUBERT, A. M., HUBERT, H., et al., 1992, “CX Draconis : the orbit parameters for both components.” *Astron. Astrophys.*, v. 259 (jun.), pp. L5–L8.
- HOUK, N., 1982, *Michigan Catalogue of Two-dimensional Spectral Types for the HD stars. Volume_3. Declinations -40_f0 to -26_f0*.
- HOUK, N., SMITH-MOORE, M., 1988, *Michigan Catalogue of Two-dimensional Spectral Types for the HD Stars. Volume 4, Declinations -26°.0 to -12°.0.*, v. 4.
- HOWARTH, I. D., STEVENS, I. R., 2014, “Time-series photometry of the O4 I(n)fp star ζ Puppis”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 445, n. 3 (dez.), pp. 2878–2883. doi: 10.1093/mnras/stu1953.
- HOWELL, S. B., SOBECK, C., HAAS, M., et al., 2014, “The K2 Mission: Characterization and Early Results”, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, v. 126 (abr.), pp. 398. doi: 10.1086/676406.
- HUAT, A.-L., HUBERT, A.-M., BAUDIN, F., et al., 2009, “The B0.5IVe CoRoT target HD 49330. I. Photometric analysis from CoRoT data”, *Astron. Astrophys.*, v. 506 (out.), pp. 95–101. doi: 10.1051/0004-6361/200911928.
- HUBRIG, S., GONZÁLEZ, J. F., ILYIN, I., et al., 2012, “Magnetic fields of HgMn stars”, *Astron. Astrophys.*, 547:A90. doi: 10.1051/0004-6361/201219778.
- IGLESIAS, C. A., ROGERS, F. J., 1993, “Radiative Opacities for Carbon- and Oxygen-rich Mixtures”, *Astrophys. J.*, v. 412 (ago.), pp. 752. doi: 10.1086/172958.

- JASCHEK, M., HUBERT-DELPLACE, A. M., HUBERT, H., et al., 1980, “A classification of Be stars.” *Astron. Astrophys. Suppl.*, v. 42 (out.), pp. 103–114.
- JENKINS, J. M., CALDWELL, D. A., CHANDRASEKARAN, H., et al., 2010, “Initial Characteristics of Kepler Long Cadence Data for Detecting Transiting Planets”, *Astrophys. J. Lett.*, v. 713 (abr.), pp. L120–L125. doi: 10.1088/2041-8205/713/2/L120.
- JENKINS, J. M., TWICKEN, J. D., MCCAULIFF, S., et al., 2016, “The TESS science processing operations center”. In: Chiozzi, G., Guzman, J. C. (Eds.), *Software and Cyberinfrastructure for Astronomy IV*, v. 9913, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, p. 99133E, ago. doi: 10.1117/12.2233418.
- JÖNSSON, H., HOLTZMAN, J. A., ALLENDE PRIETO, C., et al., 2020, “APOGEE Data and Spectral Analysis from SDSS Data Release 16: Seven Years of Observations Including First Results from APOGEE-South”, *Astron. J.*, 160(3):120. doi: 10.3847/1538-3881/aba592.
- KANG, Y.-W., 2010, “New Light Curve Analysis for Large Numbers of Eclipsing Binaries I. Detached and Semi-Detached Binaries”, *Journal of Astronomy and Space Sciences*, v. 27 (jun.), pp. 75–80. doi: 10.5140/JASS.2010.27.2.075.
- KOUBSKY, P., 1978, “Properties and Nature of Be and Shell Stars. 9. Periodic Radial-velocity Changes of HD 174237”, *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, v. 29 (jan.), pp. 288.
- KOUBSKÝ, P., HARMANEC, P., BROŽ, M., et al., 2019, “Properties and nature of Be stars. 31. The binary nature, light variability, physical elements, and emission-line changes of HD 81357”, *Astron. Astrophys.*, 629:A105. doi: 10.1051/0004-6361/201834597.
- KRIZ, S., HARMANEC, P., 1975, “A Hypothesis of the Binary Origin of Be Stars”, *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, v. 26 (jan.), pp. 65.
- KROUPA, P., 2002, “The Initial Mass Function of Stars: Evidence for Uniformity in Variable Systems”, *Science*, v. 295, n. 5552 (jan.), pp. 82–91. doi: 10.1126/science.1067524.
- KUIPER, G. P., 1938, “The Empirical Mass-Luminosity Relation.” *Astrophys. J.*, v. 88 (nov.), pp. 472. doi: 10.1086/143999.
- KURTZ, D. W., 2006a, “Stellar pulsation: an overview”, *Communications in Asteroseismology*, v. 147 (jan.), pp. 6–30. doi: 10.1553/cia147s6.

- KURTZ, D. W., 2006b, “Stellar Pulsation: an Overview”. In: Aerts, C., Sterken, C. (Eds.), *Astrophysics of Variable Stars*, v. 349, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, p. 101, abr.b.
- KURTZ, D. W., SHIBAHASHI, H., MURPHY, S. J., et al., 2015, “A unifying explanation of complex frequency spectra of γ Dor, SPB and Be stars: combination frequencies and highly non-sinusoidal light curves”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 450 (jul.), pp. 3015–3029. doi: 10.1093/mnras/stv868.
- KURUCZ, R. L., 2005, “ATLAS12, SYNTHÉ, ATLAS9, WIDTH9, et cetera”, *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, v. 8 (jan.), pp. 14.
- LABADIE-BARTZ, J., CHOJNOWSKI, S. D., WHELAN, D. G., et al., 2018, “Outbursts and Disk Variability in Be Stars”, *Astron. J.*, 155(2):53. doi: 10.3847/1538-3881/aa9c7e.
- LABADIE-BARTZ, J., BAADE, D., CARCIOFI, A. C., et al., 2021, “Short-term variability and mass loss in Be stars - VI. Frequency groups in γ Cas detected by TESS”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 502, n. 1 (mar.), pp. 242–259. doi: 10.1093/mnras/staa3913.
- LABADIE-BARTZ, J., CARCIOFI, A. C., HENRIQUE DE AMORIM, T., et al., 2022, “Classifying Be Star Variability With TESS. I. The Southern Ecliptic”, *Astron. J.*, 163(5):226. doi: 10.3847/1538-3881/ac5abd.
- LANGER, N., 2014, “Magnetic Fields in Stars: Origin and Impact”. In: Petit, P., Jardine, M., Spruit, H. C. (Eds.), *Magnetic Fields throughout Stellar Evolution*, v. 302, pp. 1–9, ago. doi: 10.1017/S1743921314001628.
- LANGER, N., 2012, “Presupernova Evolution of Massive Single and Binary Stars”, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, v. 50 (set.), pp. 107–164. doi: 10.1146/annurev-astro-081811-125534.
- LANZA, A. F., RODONÒ, M., PAGANO, I., et al., 2003, “Modelling the rotational modulation of the Sun as a star”, *Astron. Astrophys.*, v. 403 (jun.), pp. 1135–1149. doi: 10.1051/0004-6361:20030401.
- LANZA, A. F., BONOMO, A. S., RODONÒ, M., 2007, “Comparing different approaches to model the rotational modulation of the Sun as a star”, *Astron. Astrophys.*, v. 464, n. 2 (mar.), pp. 741–751. doi: 10.1051/0004-6361:20066575.
- LEE, G., GOMMERS, R., WASELEWSKI, F., et al., 2019, “PyWavelets: A Python package for wavelet analysis”, *The Journal of Open Source Software*, 4(36): 1237. doi: 10.21105/joss.01237.

- LEE, U., SAIO, H., 1997, “Low-Frequency Nonradial Oscillations in Rotating Stars. I. Angular Dependence”, *Astrophys. J.*, v. 491, n. 2 (dez.), pp. 839–845. doi: 10.1086/304980.
- LEE, U., OSAKI, Y., SAIO, H., 1991, “Viscous excretion discs around Be stars”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 250 (maio), pp. 432–437. doi: 10.1093/mnras/250.2.432.
- LI, G., VAN REETH, T., BEDDING, T. R., et al., 2019, “Period spacings of γ Doradus pulsators in the Kepler field: Rossby and gravity modes in 82 stars”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 487, n. 1 (jul.), pp. 782–800. doi: 10.1093/mnras/stz1171.
- LI, G., VAN REETH, T., BEDDING, T. R., et al., 2020, “Gravity-mode period spacings and near-core rotation rates of 611 γ Doradus stars with Kepler”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 491, n. 3 (jan.), pp. 3586–3605. doi: 10.1093/mnras/stz2906.
- LOUMOS, G. L., DEEMING, T. J., 1978, “Spurious Results from Fourier Analysis of Data with Closely Spaced Frequencies”, *Astrophys. Space Sci.*, v. 56, n. 2 (jul.), pp. 285–291. doi: 10.1007/BF01879560.
- LUND, M. N., HANDBERG, R., KJELDSSEN, H., et al., 2017, “Data preparation for asteroseismology with TESS”. In: *European Physical Journal Web of Conferences*, v. 160, *European Physical Journal Web of Conferences*, p. 01005, out. doi: 10.1051/epjconf/201716001005.
- MASON, B. D., TEN BRUMMELAAR, T., GIES, D. R., et al., 1997, “ICCD Speckle Observations of Binary Stars. XVIII. An Investigation of Be Stars”, *Astron. J.*, v. 114 (nov.), pp. 2112. doi: 10.1086/118630.
- MCNAMARA, B. J., JACKIEWICZ, J., MCKEEVER, J., 2012, “The Classification of Kepler B-star Variables”, *Astron. J.*, 143(4):101. doi: 10.1088/0004-6256/143/4/101.
- MERRILL, P. W., 1930, “Notes on the spectra of ten bright-line stars of classes B and A.” *Astrophys. J.*, v. 72 (set.), pp. 98–110. doi: 10.1086/143266.
- MICHIELSEN, M., AERTS, C., BOWMAN, D. M., 2021, “Probing the temperature gradient in the core boundary layer of stars with gravito-inertial modes. The case of KIC 7760680”, *Astron. Astrophys.*, 650:A175. doi: 10.1051/0004-6361/202039926.

- MIGLIO, A., MONTALBÁN, J., DUPRET, M. A., 2007, “Revised instability domains of SPB and β Cephei stars”, *Communications in Asteroseismology*, v. 151 (ago.), pp. 48–56. doi: 10.1553/cia151s48.
- MIGLIO, A., MONTALBÁN, J., NOELS, A., et al., 2008, “Probing the properties of convective cores through g modes: high-order g modes in SPB and γ Doradus stars”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 386, n. 3 (maio), pp. 1487–1502. doi: 10.1111/j.1365-2966.2008.13112.x.
- MOHLER, O., 1940, “Six New BE Stars.” *Astrophys. J.*, v. 92 (set.), pp. 315. doi: 10.1086/144221.
- MORAVVEJI, E., AERTS, C., PÁPICS, P. I., et al., 2015, “Tight asteroseismic constraints on core overshooting and diffusive mixing in the slowly rotating pulsating B8.3V star KIC 10526294”, *Astron. Astrophys.*, 580:A27. doi: 10.1051/0004-6361/201425290.
- MORAVVEJI, E., TOWNSEND, R. H. D., AERTS, C., et al., 2016, “Sub-inertial Gravity Modes in the B8V Star KIC 7760680 Reveal Moderate Core Overshooting and Low Vertical Diffusive Mixing”, *Astrophys. J.*, 823(2):130. doi: 10.3847/0004-637X/823/2/130.
- MORRIS, R. L., TWICKEN, J. D., SMITH, J. C., et al., 2017, *Kepler Data Processing Handbook: Photometric Analysis*. Relatório técnico, jan.
- MORRIS, S. L., 1985, “The ellipsoidal variable stars”, *Astrophys. J.*, v. 295 (ago.), pp. 143–152. doi: 10.1086/163359.
- MOWLAVI, N., SAESEN, S., SEMAAN, T., et al., 2016, “Stellar variability in open clusters . II. Discovery of a new period-luminosity relation in a class of fast-rotating pulsating stars in NGC 3766”, *Astron. Astrophys.*, 595:L1. doi: 10.1051/0004-6361/201629175.
- NAZÉ, Y., 2009, “Hot stars observed by XMM-Newton. I. The catalog and the properties of OB stars”, *Astron. Astrophys.*, v. 506, n. 2 (nov.), pp. 1055–1064. doi: 10.1051/0004-6361/200912659.
- NAZÉ, Y., RAUW, G., GOSSET, E., 2021, “Red noise and pulsations in evolved massive stars”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 502, n. 4 (abr.), pp. 5038–5048. doi: 10.1093/mnras/stab133.
- NEINER, C., DE BATZ, B., COCHARD, F., et al., 2011, “The Be Star Spectra (BeSS) Database”, *Astron. J.*, 142(5):149. doi: 10.1088/0004-6256/142/5/149.

- NEINER, C., FLOQUET, M., SAMADI, R., et al., 2012, “Stochastic gravito-inertial modes discovered by CoRoT in the hot Be star HD 51452”, *Astron. Astrophys.*, 546:A47. doi: 10.1051/0004-6361/201219820.
- NESTEROV, V. V., KUZMIN, A. V., ASHIMBAEVA, N. T., et al., 1995, “The Henry Draper Extension Charts: A catalogue of accurate positions, proper motions, magnitudes and spectral types of 86933 stars”, *Astron. Astrophys. Suppl.*, v. 110 (abr.), pp. 367.
- OSTLIE, D. A., CARROLL, B. W., 1996, *An Introduction to Modern Stellar Astrophysics*.
- OUAZZANI, R.-M., SALMON, S. J. A. J., ANTOCI, V., et al., 2017, “A new asteroseismic diagnostic for internal rotation in γ Doradus stars”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 465, n. 2 (fev.), pp. 2294–2309. doi: 10.1093/mnras/stw2717.
- PAMYATNYKH, A. A., 1998, “Pulsation Instability Domains in the Upper Main Sequence”. In: Bradley, P. A., Guzik, J. A. (Eds.), *A Half Century of Stellar Pulsation Interpretation*, v. 135, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, p. 268, jan.
- PAMYATNYKH, A. A., 1999, “Pulsational Instability Domains in the Upper Main Sequence”, *Acta Astron.*, v. 49 (jun.), pp. 119–148.
- PÁPICS, P. I., BRIQUET, M., BAGLIN, A., et al., 2012, “Gravito-inertial and pressure modes detected in the B3 IV CoRoT target HD 43317”, *Astron. Astrophys.*, 542:A55. doi: 10.1051/0004-6361/201218809.
- PÁPICS, P. I., TKACHENKO, A., VAN REETH, T., et al., 2017, “Signatures of internal rotation discovered in the Kepler data of five slowly pulsating B stars”, *Astron. Astrophys.*, 598:A74. doi: 10.1051/0004-6361/201629814.
- PARTHASARATHY, M., DRILLING, J. S., VIJAPURKAR, J., et al., 2012, “Low-Resolution Spectroscopy of Hot Post-AGB Candidates II. LS, LSS, LSE Stars and Additional IRAS Sources”, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 64:57. doi: 10.1093/pasj/64.3.57.
- PAVLOVSKI, K., RUZIC, Z., 1990, “A nonradially pulsating Be star 28 Cygni : results from photometry.” *Astron. Astrophys.*, v. 236 (set.), pp. 393.
- PAXTON, B., CANTIELLO, M., ARRAS, P., et al., 2013, “Modules for Experiments in Stellar Astrophysics (MESA): Planets, Oscillations, Rotation, and Massive Stars”, *Astrophys. J. Suppl.*, 208(1):4. doi: 10.1088/0067-0049/208/1/4.

- PEDERSEN, M. G., AERTS, C., PÁPICS, P. I., 2021a, “Assessing the interior mixing of B-type stars with combined Gaia astrometry, Kepler space photometry, and ground based spectroscopy”. In: *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, v. 53, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, p. 323.05, jun.a.
- PEDERSEN, M. G., CHOWDHURY, S., JOHNSTON, C., et al., 2019, “Diverse Variability of O and B Stars Revealed from 2-minute Cadence Light Curves in Sectors 1 and 2 of the TESS Mission: Selection of an Asteroseismic Sample”, *Astrophys. J. Lett.*, 872(1):L9. doi: 10.3847/2041-8213/ab01e1.
- PEDERSEN, M. G., AERTS, C., PÁPICS, P. I., et al., 2021b, “Internal mixing of rotating stars inferred from dipole gravity modes”, *Nature Astronomy*, v. 5 (jan.), pp. 715–722. doi: 10.1038/s41550-021-01351-x.
- PELLIZZA, L. J., CHATY, S., NEGUERUELA, I., 2006, “<ASTROBJ>IGR J17544-2619</ASTROBJ>: a new supergiant fast X-ray transient revealed by optical/infrared observations”, *Astron. Astrophys.*, v. 455, n. 2 (ago.), pp. 653–658. doi: 10.1051/0004-6361:20054436.
- PEPPER, J., SIVERD, R. J., KUHN, R., et al., 2012, “The KELT Survey for Transiting Planets around Bright Stars”. In: *American Astronomical Society Meeting Abstracts #219*, v. 219, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, p. 125.06, jan.
- PERCY, J. R., 1983, “HR 9070 : a nonradially pulsating Be star ?” *Astron. J.*, v. 88 (mar.), pp. 427–430. doi: 10.1086/113327.
- PETERS, G. J., PENROD, G. D., 1988, “Short-term wind variability in the nonradially pulsating Be star 28 Cyg”. In: Longdon, N., Rolfe, E. J. (Eds.), *ESA Special Publication*, v. 2, *ESA Special Publication*, pp. 117–120, jun.
- POELARENDS, A. J. T., HERWIG, F., LANGER, N., et al., 2008, “The Supernova Channel of Super-AGB Stars”, *Astrophys. J.*, v. 675, n. 1 (mar.), pp. 614–625. doi: 10.1086/520872.
- POPPER, D. M., 1938, “A New Be Spectrum Variable”, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, v. 50, n. 295 (jun.), pp. 175. doi: 10.1086/124922.
- QUIRRENBACH, A., BUSCHER, D. F., MOZURKEWICH, D., et al., 1994, “Maximum-entropy maps of the Be shell star dzeta Tauri from optical long-baseline interferometry.” *Astron. Astrophys.*, v. 283 (mar.), pp. L13–L16.

- RAUW, G., NAZÉ, Y., 2021, “Similar but different: the varied landscape of Onfp/Oef stars variability”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 500, n. 2 (jan.), pp. 2096–2111. doi: 10.1093/mnras/staa3310.
- RICHARDS, M. T., KOUBSKÝ, P., ŠIMON, V., et al., 2000, “A Multiwavelength Study of Spectral Variations in the CX Draconis Binary”, *Astrophys. J.*, v. 531, n. 2 (mar.), pp. 1003–1027. doi: 10.1086/308491.
- RICKER, G. R., WINN, J. N., VANDERSPEK, R., et al., 2015, “Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS)”, *Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems*, 1:014003. doi: 10.1117/1.JATIS.1.1.014003.
- RIVINIUS, T., BAADE, D., ŠTEFL, S., et al., 1998a, “Stellar and circumstellar activity of the Be star MU Centauri. I. Line emission outbursts”, *Astron. Astrophys.*, v. 333 (maio), pp. 125–140.
- RIVINIUS, T., CARCIOFI, A. C., MARTAYAN, C., 2013, “Classical Be stars. Rapidly rotating B stars with viscous Keplerian accretion disks”, *Astron. Astrophys. Rev.*, 21:69. doi: 10.1007/s00159-013-0069-0.
- RIVINIUS, T., BAADE, D., ŠTEFL, S., et al., 1998b, “Stellar and circumstellar activity of the Be star MU Centauri. II. Multiperiodic low-order line-profile variability”, *Astron. Astrophys.*, v. 336 (ago.), pp. 177–190.
- RIVINIUS, T., BAADE, D., ŠTEFL, S., et al., 1998c, “MU Cen: the ticking and ringing of a star”, *Be Star Newsletter*, v. 33 (jun.), pp. 15–18.
- RIVINIUS, T., BAADE, D., ŠTEFL, S., 2003, “Non-radially pulsating Be stars”, *Astron. Astrophys.*, v. 411 (nov.), pp. 229–247. doi: 10.1051/0004-6361:20031285.
- RIVINIUS, T., BAADE, D., CARCIOFI, A. C., 2016, “Short-term variability and mass loss in Be stars. II. Physical taxonomy of photometric variability observed by the Kepler spacecraft”, *Astron. Astrophys.*, 593:A106. doi: 10.1051/0004-6361/201628411.
- ROGERS, T. M., LIN, D. N. C., MCELWAIN, J. N., et al., 2013, “Internal Gravity Waves in Massive Stars: Angular Momentum Transport”, *Astrophys. J.*, 772 (1):21. doi: 10.1088/0004-637X/772/1/21.
- RYBICKI, G. B., LIGHTMAN, A. P., 1986, *Radiative Processes in Astrophysics*.
- SAIO, H., BEDDING, T. R., KURTZ, D. W., et al., 2018, “An astrophysical interpretation of the remarkable g-mode frequency groups of the rapidly rotating γ Dor star, KIC 5608334”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 477, n. 2 (jun.), pp. 2183–2195. doi: 10.1093/mnras/sty784.

- SAIO, H., TAKATA, M., LEE, U., et al., 2021, “Rotation of the convective core in γ Dor stars measured by dips in period spacings of g modes coupled with inertial modes”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 502, n. 4 (abr.), pp. 5856–5874. doi: 10.1093/mnras/stab482.
- SALMON, S. J. A. J., MONTALBÁN, J., REESE, D. R., et al., 2014, “The puzzling new class of variable stars in NGC 3766: old friend pulsators?” *Astron. Astrophys.*, 569:A18. doi: 10.1051/0004-6361/201323259.
- SALPETER, E. E., 1955, “The Luminosity Function and Stellar Evolution.” *Astrophys. J.*, v. 121 (jan.), pp. 161. doi: 10.1086/145971.
- SAMUS’, N. N., KAZAROVETS, E. V., DURLEVICH, O. V., et al., 2017, “General catalogue of variable stars: Version GCVS 5.1”, *Astronomy Reports*, v. 61, n. 1 (jan.), pp. 80–88. doi: 10.1134/S1063772917010085.
- SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P., PELETIER, R. F., JIMÉNEZ-VICENTE, J., et al., 2006, “Medium-resolution Isaac Newton Telescope library of empirical spectra”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 371, n. 2 (set.), pp. 703–718. doi: 10.1111/j.1365-2966.2006.10699.x.
- SCARGLE, J. D., 1982, “Studies in astronomical time series analysis. II - Statistical aspects of spectral analysis of unevenly spaced data”, *Astrophys. J.*, v. 263 (dez.), pp. 835–853. doi: 10.1086/160554.
- SCHIAVON, R. P., DALESSANDRO, E., SOHN, S. T., et al., 2012, “Ultraviolet Properties of Galactic Globular Clusters with GALEX. I. The Color-Magnitude Diagrams”, *Astron. J.*, 143(5):121. doi: 10.1088/0004-6256/143/5/121.
- SCHLIEGEL, J., 2017, *TESS Observatory Guide, version 1.1*.
- SECCHI, A., 1866, “Schreiben des Herrn Prof. Secchi, Directors der Sternwarte des Collegio Romano, an den Herausgeber”, *Astronomische Nachrichten*, v. 68 (out.), pp. 63. doi: 10.1002/asna.18670680405.
- SHARMA, K., SINGH, H. P., GUPTA, R., et al., 2020, “Stellar spectral interpolation using machine learning”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 496, n. 4 (ago.), pp. 5002–5016. doi: 10.1093/mnras/staa1809.
- SIGUT, T. A. A., GHAFOURIAN, N. R., 2023, “Comparing Be Star Inclination Angles Determined from H α Fitting and Gravitational Darkening”, *Astrophys. J.*, 948 (1):34. doi: 10.3847/1538-4357/ac940c.

- SLETTEBAK, A., 1982, “Spectral types and rotational velocities of the brighter Be stars and A-F type shell stars.” *Astrophys. J. Suppl.*, v. 50 (set.), pp. 55–83. doi: 10.1086/190820.
- SMITH, J. C., STUMPE, M. C., JENKINS, J. M., et al., 2017, *Kepler Data Processing Handbook: Presearch Data Conditioning*. Relatório técnico, jan.
- SOUTHWORTH, J., BOWMAN, D. M., TKACHENKO, A., et al., 2020, “Discovery of β Cep pulsations in the eclipsing binary V453 Cygni”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 497, n. 1 (set.), pp. L19–L23. doi: 10.1093/mnras/slaa091.
- SOUTHWORTH, J., BOWMAN, D. M., PAVLOVSKI, K., 2021, “A β Cephei pulsator and a changing orbital inclination in the high-mass eclipsing binary system VV Orionis”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 501, n. 1 (fev.), pp. L65–L70. doi: 10.1093/mnras/slaa197.
- STANKOV, A., HANDLER, G., 2005, “Catalog of Galactic β Cephei Stars”, *Astrophys. J. Suppl.*, v. 158, n. 2 (jun.), pp. 193–216. doi: 10.1086/429408.
- STEPHENSON, C. B., SANDULEAK, N., 1971, “Luminous stars in the Southern Milky Way”, *Publications of the Warner & Swasey Observatory*, v. 1 (jan.), pp. 1.
- STRAIZYS, V., KURILIENE, G., 1981, “Fundamental Stellar Parameters Derived from the Evolutionary Tracks”, *Astrophys. Space Sci.*, v. 80, n. 2 (dez.), pp. 353–368. doi: 10.1007/BF00652936.
- STRUVE, O., 1955a, “Some Unusual Short-period Variables”, *Sky & Telesc.*, v. 14 (set.).
- STRUVE, O., SAHADE, J., LYND, C. R., et al., 1957, “On the Spectrum and Brightness of Maia (20 C Tauri).” *Astrophys. J.*, v. 125 (jan.), pp. 115. doi: 10.1086/146286.
- STRUVE, O., 1931, “On the Origin of Bright Lines in Spectra of Stars of Class B”, *Astrophys. J.*, v. 73 (mar.), pp. 94. doi: 10.1086/143298.
- STRUVE, O., 1955b, “Some Unusual Short-period Variables”, *Sky & Telesc.*, v. 14 (set.), pp. 461.
- SZCZERBA, R., SIÓDMIĄK, N., STASIŃSKA, G., et al., 2007, “An evolutionary catalogue of galactic post-AGB and related objects”, *Astron. Astrophys.*, v. 469, n. 2 (jul.), pp. 799–806. doi: 10.1051/0004-6361:20067035.
- SZEWCZUK, W., DASZYŃSKA-DASZKIEWICZ, J., 2018, “KIC 3240411 - the hottest known SPB star with the asymptotic g-mode period spacing”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 478, n. 2 (ago.), pp. 2243–2256. doi: 10.1093/mnras/sty1126.

- SZEWCZUK, W., WALCZAK, P., DASZYŃSKA-DASZKIEWICZ, J., 2021, “Variability of newly identified B-type stars observed by Kepler”, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, v. 503, n. 4 (jun.), pp. 5894–5928. doi: 10.1093/mnras/stab683.
- SZEWCZUK, W., WALCZAK, P., DASZYŃSKA-DASZKIEWICZ, J., et al., 2022, “Seismic modelling of a very young SPB star - KIC 8264293”, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, v. 511, n. 1 (mar.), pp. 1529–1543. doi: 10.1093/mnras/stac168.
- TAKATA, M., OUAZZANI, R. M., SAIO, H., et al., 2020, “A diagnostic diagram for γ Doradus variables and slowly pulsating B-type stars”, *Astron. Astrophys.*, 635: A106. doi: 10.1051/0004-6361/201936297.
- TARASOV, A. E., BERDYUGINA, S. V., BERDYUGIN, A. V., 1998, “The massive interacting binary KX And: The orbit and physical parameters of the secondary component”, *Astronomy Letters*, v. 24, n. 3 (maio), pp. 316–320.
- TASSOUL, M., 1980, “Asymptotic approximations for stellar nonradial pulsations.” *Astrophys. J. Suppl.*, v. 43 (ago.), pp. 469–490. doi: 10.1086/190678.
- TORRES, G., ANDERSEN, J., GIMÉNEZ, A., 2010, “Accurate masses and radii of normal stars: modern results and applications”, *Astron. Astrophys. Rev.*, v. 18, n. 1-2 (fev.), pp. 67–126. doi: 10.1007/s00159-009-0025-1.
- TOWNSEND, R. H. D., 2003, “Asymptotic expressions for the angular dependence of low-frequency pulsation modes in rotating stars”, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, v. 340, n. 3 (abr.), pp. 1020–1030. doi: 10.1046/j.1365-8711.2003.06379.x.
- TOWNSEND, R. H. D., 2005, “Influence of the Coriolis force on the instability of slowly pulsating B stars”, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, v. 360 (jun.), pp. 465–476. doi: 10.1111/j.1365-2966.2005.09002.x.
- TUBBESING, S., RIVINIUS, T., WOLF, B., et al., 2000, “Multiperiodic Variability and Outbursts of 28 Cygni”. In: Smith, M. A., Henrichs, H. F., Fabregat, J. (Eds.), *IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars*, v. 214, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, p. 232, jan.
- UNNO, W., OSAKI, Y., ANDO, H., et al., 1989, *Nonradial oscillations of stars*. University of Tokyo Press.
- VALENTI, J. A., PISKUNOV, N., 1996, “Spectroscopy made easy: A new tool for fitting observations with synthetic spectra.” *Astron. Astrophys. Suppl.*, v. 118 (set.), pp. 595–603.

- VALENTI, J. A., PISKUNOV, N., 1996, “Spectroscopy made easy: A new tool for fitting observations with synthetic spectra”, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 118 (set.), pp. 595–603. doi: 10.1051/aas:1996222.
- VAN CLEVE, J. E., CALDWELL, D. A., 2016. “Kepler Instrument Handbook”. Kepler Science Document KSCI-19033-002, abr.
- VAN REETH, T., TKACHENKO, A., AERTS, C., et al., 2015, “Gravity-mode Period Spacings as a Seismic Diagnostic for a Sample of γ Doradus Stars from Kepler Space Photometry and High-resolution Ground-based Spectroscopy”, *Astrophys. J. Suppl.*, 218(2):27. doi: 10.1088/0067-0049/218/2/27.
- VAN REETH, T., TKACHENKO, A., AERTS, C., 2016, “Interior rotation of a sample of γ Doradus stars from ensemble modelling of their gravity-mode period spacings”, *Astron. Astrophys.*, 593:A120. doi: 10.1051/0004-6361/201628616.
- VANDERBURG, A., JOHNSON, J., 2014, “A Technique for Extracting Highly Precise Photometry for the Two-Wheeled Kepler Mission”, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 126, n. 944 (08), pp. 948–958. doi: 10.1086/678764.
- VENN, K. A., SMARTT, S. J., LENNON, D. J., et al., 1998, “New identifications for blue objects towards the Galactic center: post-AGB stars, Be/disk stars and others”, *Astron. Astrophys.*, v. 334 (jun.), pp. 987–999.
- VIARD, T., MATHIEU, J. C., FER, Y., et al., 2006, “The CoRoT Telescope”. In: Fridlund, M., Baglin, A., Lochard, J., et al. (Eds.), *The CoRoT Mission Pre-Launch Status - Stellar Seismology and Planet Finding*, v. 1306, *ESA Special Publication*, p. 187, nov.
- VIJAPURKAR, J., DRILLING, J. S., 1993, “MK Spectral Types for OB + Stars in the Southern Milky Way”, *Astrophys. J. Suppl.*, v. 89 (dez.), pp. 293. doi: 10.1086/191849.
- VINK, J. S., DE KOTER, A., LAMERS, H. J. G. L. M., 2001, “Mass-loss predictions for O and B stars as a function of metallicity”, *Astron. Astrophys.*, v. 369 (abr.), pp. 574–588. doi: 10.1051/0004-6361:20010127.
- ŠTEFL, S., HARMANEC, P., HORN, J., et al., 1990, “Properties and Nature of Be Stars. 14. Is KX And a Strongly Interacting Binary?” *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, v. 41 (jan.), pp. 29.
- ŠTEFL, S., BAADE, D., RIVINIUS, T., et al., 1998, “Circumstellar Quasi-periods Accompanying Stellar Periods of Be Stars”. In: Bradley, P. A., Guzik, J. A. (Eds.),

- A Half Century of Stellar Pulsation Interpretation*, v. 135, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, p. 348, jan.
- ŠTEFL, S., BAADE, D., RIVINIUS, T., et al., 2003a, “Stellar and circumstellar activity of the Be star omega CMa. I. Line and continuum emission in 1996-2002”, *Astron. Astrophys.*, v. 402 (abr.), pp. 253–265. doi: 10.1051/0004-6361:20030224.
- ŠTEFL, S., BAADE, D., RIVINIUS, T., et al., 2003b, “Stellar and circumstellar activity of the Be star omega CMa. II. Periodic line-profile variability”, *Astron. Astrophys.*, v. 411 (nov.), pp. 167–180. doi: 10.1051/0004-6361:20031179.
- WADE, G. A., NEINER, C., ALECIAN, E., et al., 2016, “The MiMeS survey of magnetism in massive stars: introduction and overview”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 456, n. 1 (fev.), pp. 2–22. doi: 10.1093/mnras/stv2568.
- WAEKENS, C., 1991, “Slowly pulsating B stars.” *Astron. Astrophys.*, v. 246 (jun.), pp. 453.
- WALKER, G., MATTHEWS, J., KUSCHNIG, R., et al., 2003, “The MOST Astero-seismology Mission: Ultraprecise Photometry from Space”, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, v. 115, n. 811 (set.), pp. 1023–1035. doi: 10.1086/377358.
- WALL, J. V., JENKINS, C. R., 2012, *Practical Statistics for Astronomers*. Cambridge University Press.
- WALLENQUIST, Å., 1939, “A study of the distribution of the stars in the Sagittarius and Ophiuchus regions of the Milky Way”, *Annals of the Bosscha Observatory Lembang (Java) Indonesia*, v. 5 (jan.), pp. E1–E138.
- WANG, L., GIES, D. R., PETERS, G. J., 2018, “Detection of Additional Be+sdO Systems from IUE Spectroscopy”, *Astrophys. J.*, 853(2):156. doi: 10.3847/1538-4357/aaa4b8.
- WEISS, W. W., RUCINSKI, S. M., MOFFAT, A. F. J., et al., 2014, “BRITe-Constellation: Nanosatellites for Precision Photometry of Bright Stars”, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, v. 126, n. 940 (jun.), pp. 573. doi: 10.1086/677236.
- WESTERLUND, B., 1957, “On the classification of early type stars”, *Arkiv for Astro-nomi*, v. 2 (jan.), pp. 83–96.
- WHITE, T. R., POPE, B. J. S., ANTOCI, V., et al., 2017, “Beyond the Kepler/K2 bright limit: variability in the seven brightest members of the Pleiades”, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, v. 471 (nov.), pp. 2882–2901. doi: 10.1093/mnras/stx1050.

- WISNIEWSKI, J. P., DRAPER, Z. H., BJORKMAN, K. S., et al., 2010, “Disk-Loss and Disk-Renewal Phases in Classical Be Stars. I. Analysis of Long-Term Spectropolarimetric Data”, *Astrophys. J.*, v. 709, n. 2 (fev.), pp. 1306–1320. doi: 10.1088/0004-637X/709/2/1306.
- WÖLLERT, M., BRANDNER, W., REFFERT, S., et al., 2014, “The young binary HD 102077: Orbit, spectral type, kinematics, and moving group membership”, *Astron. Astrophys.*, 564:A10. doi: 10.1051/0004-6361/201323262.
- WRAIGHT, K. T., WHITE, G. J., BEWSHER, D., et al., 2011, “STEREO observations of stars and the search for exoplanets”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 416, n. 4 (09), pp. 2477–2493. ISSN: 0035-8711. doi: 10.1111/j.1365-2966.2011.18599.x. Disponível em: <<https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.18599.x>>.
- ZOREC, J., BRIOT, D., 1997, “Critical study of the frequency of Be stars taking into account their outstanding characteristics.” *Astron. Astrophys.*, v. 318 (fev.), pp. 443–460.
- ZOREC, J., FRÉMAT, Y., DOMICIANO DE SOUZA, A., et al., 2016, “Critical study of the distribution of rotational velocities of Be stars. I. Deconvolution methods, effects due to gravity darkening, macroturbulence, and binarity”, *Astron. Astrophys.*, 595:A132. doi: 10.1051/0004-6361/201628760.

Apêndice A

Classificação de variabilidade de estrelas B - K2/C11

A tabela a seguir resume as características de variabilidade das estrelas em nossa amostra. A tabela está ordenada de acordo com o identificador EPIC. Uma versão alternativa dessa tabela, com o mesmo conteúdo, mas ordenada de acordo com a classificação de variabilidade primária, pode ser encontrada em doi.org/10.5281/zenodo.11201618.

Os símbolos de classe de variabilidade são SPB para estrelas B de pulsação lenta; HYB para estrelas com frequências de β Cep e SPB; MAIA para estrelas pertencentes ao grupo de variáveis MAIA (BALONA e OZUYAR, 2020) ou estrelas SPB de rotação rápida; ROT para estrelas com efeito de rotação presente; EBIN para binária eclipsante; SLF para variabilidade estocástica de baixa frequência. Veja a Seção 4.3 para mais detalhes. Reportamos a frequência de maior amplitude para alvos pulsantes, na quarta coluna; e sua amplitude, na quinta coluna. A sexta coluna mostra a classificação espectral obtida pelo nosso grupo ou na literatura (veja nota ao fim da tabela). Na última coluna, usamos os seguintes símbolos: “ n Fg” para n grupos de frequência, “*ELL*” para variação do tipo elipsoidal (sistemas binários não eclipsantes com componentes distorcidos gravitacionalmente e periodicidade adicional de reflexão, veja MORRIS, 1985), e “*spots*” para curva de luz com assinaturas de manchas.

Tabela A.1: Amostra de estrelas do Kepler/K2 campanha 11 e suas principais características.

EPIC	ID	Classe	ν_{\max} (d^{-1})	A_{\max} (ppm)	Tipo espectral	Notas
203131339	HD 152257	ROT + SLF	0,39	239	B9V C ⁷	
203615859	HD 152657	ROT + SLF	0,16	320	B9II/III [†]	
204510284	HD 152782	MAIA	8,10	1547	B9III/IV D ⁸	
204591054	HD 152656	SLF	0,12	71	B9IV/V D ⁸	
204623925	HD 152655	EBIN			B9III [†]	
221647234	HD 160490	SPB	0,60	135	B8II/III [†]	2 Fg
221788083	HD 316214	SPB + SLF	0,53	24280	B8 E ¹⁷	2 Fg
221800513	TYC 6839-478-1	SLF	0,10	330	OB E ¹⁴	
221807806	HD 159782	SPB	1,18	109	B9III/IV [†]	
221835782	HD 160122	MAIA	22,35	187	B9IV/V D ⁷	
221860056	HD 316211	ROT			B8 E ¹⁷	
222085402	CPD-27 5684	SPB + SLF	0,82	3101	B5III/IV [†]	
222947097	CPD-26 5956	SPB + SLF ²	1,85	1277	B7IV [†]	2 Fg
223025528	HD 162043	ROT			B9III [†]	binária ⁵
223160833	CD-26 12352	HYB + EBIN	11,11	5820	B2III [†]	
223207465	HD 161610	ROT + SLF ²	0,28	5801	B5III [†]	
223217668	IGR J17544-2619	SLF ² + SPB	0,61	5002	O9Ib C ¹²	X-ray bin. ¹
223432523	HD 161984	ROT + SLF ²	0,60	151	B7III [†]	
223434208	CD-25 12280	SPB + SLF?	1,07	5476	B5V [†]	
223459977	CD-25 12299	ROT + SLF	0,28	202	B8 E ¹⁷	
223574294	CPD-25 6063	EBIN + SLF + SPB	0,80	969	B8 E ¹⁷	
223587278	CD-25 12251	ROT + SLF	0,20	560	B8 E ¹⁷	
223731551	CPD-25 6080	ROT			B5 E ¹⁷	
223761953	HD 162081	SPB	0,91	31	B9III C ⁸	
223983332	HD 161926	SPB + SLF	1,90	86	B9III/IV D ⁸	
224091419	HD 314628	EBIN			B5 E ¹⁰	
224097075	HD 162436	SLF	0,20	62	B9IV/V D ⁸	

Tabela A.1. continuação.

EPIC	ID	Classe	ν_{\max} (d ⁻¹)	A_{\max} (ppm)	Tipo espectral	Notas
224120828	CPD-24 5956	SPB + SLF	0,41	1672	B5 E ¹⁷	2 Fg
224151341	HD 314627	ROT + SPB	0,55	324	B5 E ¹⁷	
224163079	HD 161358	SPB	1,88	2601	B8Ib/II C ⁸	3 Fg
224262903	HD 314623	SPB	0,68	726	B5 E ¹⁷	4 Fg
224291476	HD 162266	ROT			B9/A0III [†]	spots?
224318789	TYC 6832-154-1	SPB	1,78	2294	OB- E ¹⁴	2 Fg
224754523	HD 159745	SPB + SLF ²	0,35	178	B9III C ⁸	
224829617	HD 159744	EBIN			B9V C ⁸	
225068581	HD 158581	SPB	2,04	964	B7III [†]	2 Fg
225483151	HD 159593	ROT + SPB	0,27	1320	B7IV [†]	
225602160	HD 159191	ROT			B8IV C ⁸	ELL?
225962122	HD 159780	ROT + SLF	0,22	223	B9IV C ⁸	
226552222	HD 157953	ROT + SLF ²	0,89	352	B9III C ⁸	
226709274	TYC 6243-266-1	ROT + SLF	0,22	1874	OB- E ¹⁴	
226804388	TYC 6243-46-1	ROT + SPB	0,35	537	OB+ E ¹⁴	
227186839	HD 159230	ROT + SPB	0,61	157	B8II/III D ⁸	2 Fg
227255262	HD 159246	EBIN			B9III C ⁸	
227807830	HD 158661	SLF ² + SPB	0,24	3717	B0II C ⁸	binária ⁵
227962381	HD 158924	SPB	1,31	293	B8II/III [†]	3 Fg
229443384	HD 152286	ROT + SPB + SLF ²	0,87	1144	B1Ib C ⁷	4 Fg
230576491	HD 153884	ROT			B9III/IV D ⁸	
230588454	HD 154103	ROT			B8II/III [†]	
230615512	HD 155064	ROT			B9V C ⁸	ELL?
230645874	HD 154204	SPB + MAIA	3,08	399	B7IV/V [†]	
230756009	HD 155095	ROT			B8II/III [†]	ELL?, bin. ⁵
230819479	BD-18 4436	SLF + SPB	0,18	24578	B5Ibe C ⁴	PPN ¹⁵
230823605	HD 153960	ROT + SLF ²	0,82	147	B9III C ⁸	
230884366	HD 154818	ROT			B9V [†]	ELL?
230889563	HD 154383	ROT			B9II/III [†]	
231051311	CPD-24 5789	SPB	2,29	3955	B8 E ¹⁷	3 Fg
231139691	HD 154499	SPB + SLF	1,07	58	B5IV/V [†]	
231153467	CD-24 13065	ROT + SLF	1,15	2700	B3III [†]	PPN ¹³
231282822	HD 155200	SPB + SLF	2,23	192	B9III/IV D ⁸	
231445350	HD 154293	ROT + SPB	2,12	82	B5III [†]	
231532027	HD 155311	SPB	0,74	7881	B7II/III [†]	2 Fg
231846209	HD 153800	ROT + SLF ²	0,32	69	B9II/III [†]	
232020298	HD 154966	ROT + SLF ²	0,19	2273	B9III C ⁷	
232201328	HD 154781	ROT + SPB + SLF	0,80	455	B9IV [†]	2 Fg, bin. ⁵
233183196	HD 154784	ROT + SPB	0,53	145	B9V C ⁷	2 Fg
233278375	CD-30 13845	SPB + SLF?	2,05	814	B6V [†]	
233390809	HD 154754	ROT + SPB	0,74	168	B7III/IV D ⁷	
233423570	HD 156299	ROT + SLF	0,14	87	B9V C ⁸	
233483185	HD 155790	ROT + SPB + SLF	0,68	168	B9III/IV [†]	spots?
233931134	TYC 6245-289-1	SLF	0,13	2173	A3I C ¹¹	

Tabela A.1. continuação.

EPIC	ID	Classe	ν_{\max} (d^{-1})	A_{\max} (ppm)	Tipo espectral	Notas
234080202	HD 155847	SPB + MAIA	2,68	2336	B5III [†]	4 Fg
234256589	HD 157312	EBIN+ MAIA+ SLF ²	0,78	2501	B9III C ⁸	
234389552	HD 155865	ROT + SLF	0,12	338	B9IV C ⁸	spots?
234517653	HD 156779	SLF ²	0,42	734	B2II C ⁸	
234642063	HD 155459	ROT + SLF ²	0,13	60	B8II C ⁸	ELL?
234651201	HD 157860	SLF ²	0,30	37	B9III C ⁸	
234973885	CD-24 13249	HYB	6,31	30173	B2III C ¹⁹	
235009762	CD-24 13328	EBIN ¹⁸			B8 E ¹⁷	
235094159	LS 3978	HYB	9,31	20524	B2III C ¹⁶	β Cep ³
235151005	HD 157548	SPB + SLF ²	3,38	3441	B5IV [†]	3 Fg ³
235178852	CD-23 13201	SLF + SPB	0,12	3748	OB+ E ¹⁴	
235199564	HD 157471	SPB + SLF ²	1,18	56	B9III C ⁸	2 Fg
236025929	HD 315790	MAIA	10,37	246	B8 E ¹⁰	
236219386	HD 155533	ROT + SPB	0,85	461	B7II/III [†]	2 Fg
236227879	CD-27 11597	ROT + SPB	1,36	887	B5 E ¹⁷	
236286847	HD 155401	SPB	2,40	146	B9III/IV [†]	
236609626	CD-26 12015	SLF	0,13	1042	OB- E ¹⁴	
237721584	HD 155492	SPB	2,06	27	B9IV C ⁷	
237776623	HD 157237	SPB	1,14	34	B9V C ⁷	
237854705	HD 317573	EBIN			B8 E ¹⁰	
237890148	HD 157016	SPB + MAIA	1,75	2247	B8V [†]	2 Fg
237913302	HD 315863	MAIA + SPB	10,65	14643	B5 E ¹⁰	2 Fg
237924667	HD 315864	SPB	1,79	50	B8 E ¹⁰	
238014719	HD 315773	ROT + SLF + SPB	1,19	814	B8 E ¹⁰	
238028143	HD 157829	SPB	1,16	2866	B3III/IV [†]	2 Fg
238194885	HD 158195	ROT + SPB + SLF ²	0,14	2678	B2III C ⁸	
240253681	HD 316017	EBIN			B3 E ¹⁰	
240255386	CD-29 13906	SLF ² + SPB	0,78	2033	B0Ia C ¹⁶	fonte X-ray ⁹
240263339	HD 160109	SLF + SPB	0,74	1237	B5IV/V [†]	
240270796	HD 160808	SPB + SLF	1,74	1897	B3II/III D ⁷	2 Fg, bin. ⁵
240276653	HD 316020	SPB + MAIA	1,36	1029	B5 E ¹⁷	
240328549	HD 316153	SPB	1,47	4898	B8IV [†]	
240353031	HD 315925	ROT + SLF + SPB	0,34	992	B5 E ¹⁷	
240412386	HD 315999	SPB	0,83	14400	B8 E ¹⁷	
240448412	HD 315990	ROT + SLF	0,18	185	B3 E ¹⁰	ELL?
240458060	HD 316081	ROT + SLF	0,46	1230	B5 E ¹⁷	
240532137	CD-28 13322	SPB + SLF	0,72	5759	OB+ E ¹⁴	
240582120	HD 158185	ROT + SLF ²	0,14	203	B6III C ⁷	
240618792	HD 158338	ROT + SPB + SLF	1,23	186	B9II/III D ⁷	
240635825	HD 158304	SPB	0,43	4298	B3III [†]	
242049665	HD 317569	SPB + MAIA	1,51	10599	B9IV/V [†]	
242051498	HD 317654	SPB + SLF	2,24	1928	B5 E ¹⁰	many Fg
242056854	CD-30 14234	ROT + SLF + SPB	0,44	3713	OB- E ¹⁴	
242106097	HD 158681	ROT + SPB	5,03	994	B6V [†]	

Tabela A.1. continuação.

EPIC	ID	Classe	ν_{\max} (d^{-1})	A_{\max} (ppm)	Tipo espectral	Notas
242146196	HD 158378	ROT + SPB	1,65	287	B9III [†]	2 Fg
242154489	HD 159213	ROT + SPB + SLF	1,70	494	B7IV C ⁷	
242179363	HD 315854	ROT			B9 E ¹⁰	ELL?
242185437	HD 159291	MAIA	0,85	75	B9(IV) D ⁷	binária ⁵
242198186	HD 316104	ROT + SPB	1,58	76	B8 E ¹⁰	2 Fg
242216935	HD 316159	ROT			B8 E ¹⁷	
244392249	CD-29 13925	SPB + SLF	0,39	1791	B0.5Ib C ⁶	

Notas: Para algumas estrelas, a classificação espectral foi determinada a partir de nossos espectros azuis (OPD/LNA, indicados por †). Para as estrelas que não temos espectros na região azul, a classificação espectral é mostrada como encontrada no SIMBAD, juntamente com a fonte original. A primeira letra após a classificação corresponde ao índice de qualidade usado pelo banco de dados, de melhor (A) a pior (E). Nestes casos, a fonte original é indicada com o número em subscrito, lista de referências abaixo. PPN: Protoplanetary nebula.

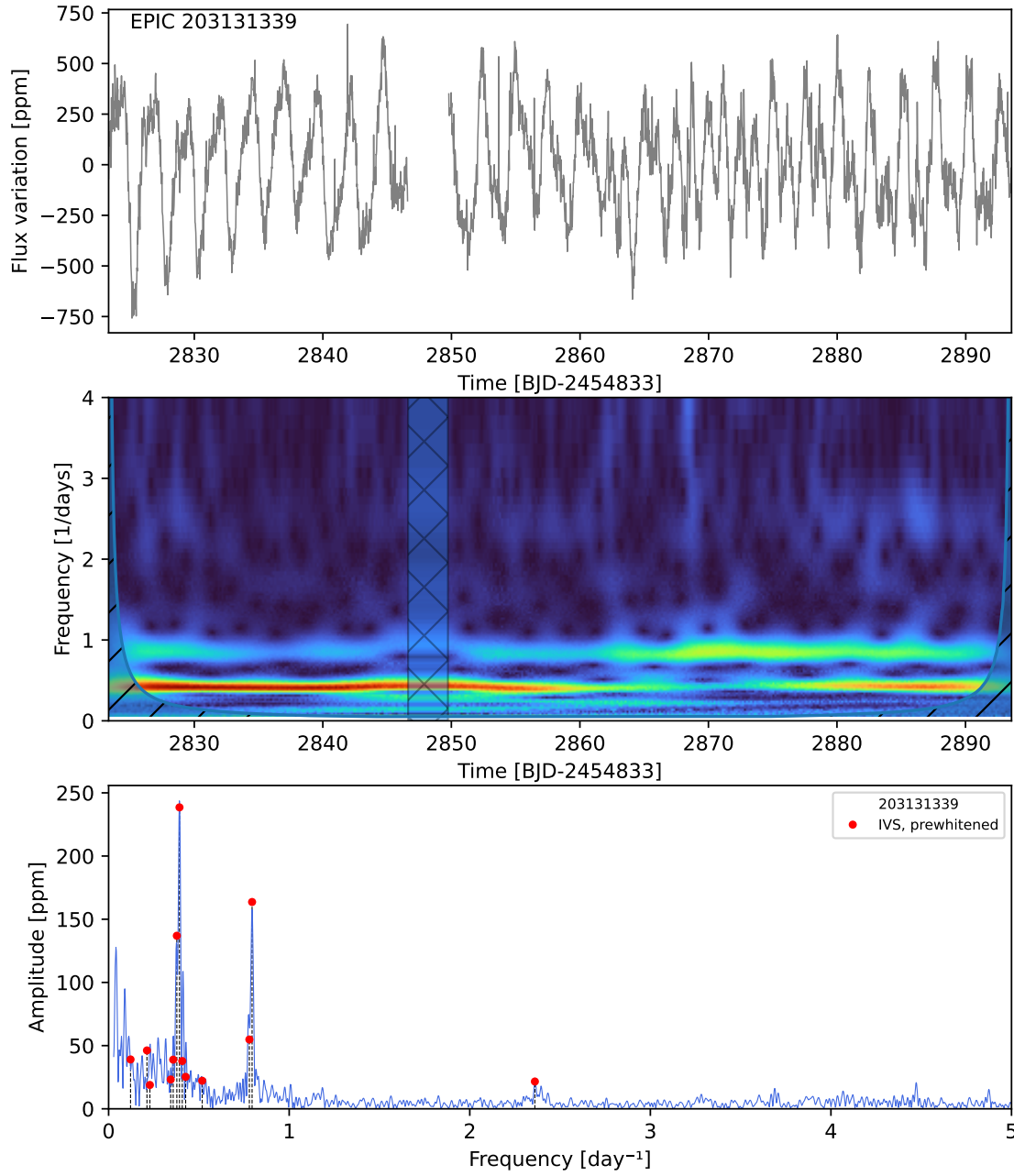
Referências. (1) [BIRD *et al.* \(2007\)](#); (2) Como classificado por [BOWMAN *et al.* \(2019b\)](#); (3) [BURSENS *et al.* \(2019\)](#) (4) [CARMONA *et al.* \(2010\)](#); (5) Tycho Double Star Catalogue ([FABRICIUS *et al.*, 2002](#)); (6) [NESTEROV *et al.* \(1995\)](#); (7) [HOUK \(1982\)](#); (8) [HOUK e SMITH-MOORE \(1988\)](#); (9) [NAZÉ \(2009\)](#); (10) [HILTNER \(1954\)](#); (11) [PARTHASARATHY *et al.* \(2012\)](#); (12) [PELLIZZA *et al.* \(2006\)](#); (13) [SCHIAVON *et al.* \(2012\)](#); (14) [STEPHENSON e SANDULEAK \(1971\)](#); (15) [SZCZERBA *et al.* \(2007\)](#); (16) [VIJAPURKAR e DRILLING \(1993\)](#); (17) [WALLENQUIST \(1939\)](#); (18) em concordância com [WRAIGHT *et al.* \(2011\)](#); (19) [VENN *et al.* \(1998\)](#).

Apêndice B

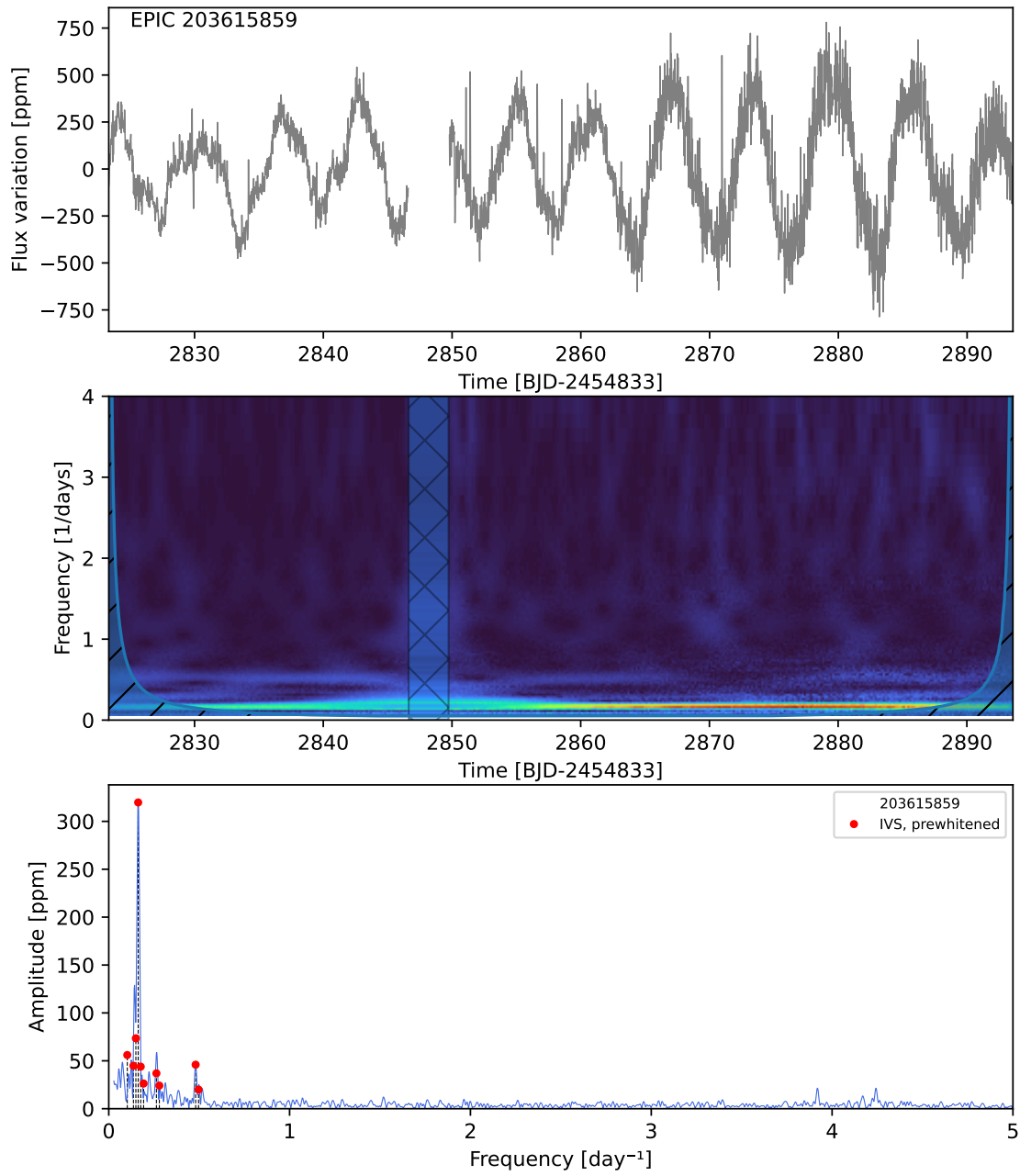
Curva de luz e espectro de frequências para estrelas B da campanha 11 do Kepler/K2

Nesse anexo, referente à nossa amostra da campanha 11 do Kepler/K2, apresentamos a curva de luz, a transformada *wavelet* e a análise do espectro de frequências de cada estrela. O painel superior mostra as curvas de luz da estrela, com seu identificador EPIC. O painel do meio mostra a transformada *wavelet* das curvas de luz. O painel inferior apresenta o espectro de frequências das estrelas, com a linha azul indicando as frequências obtidas usando o método CLEANEST e os triângulos indicando as frequências encontradas com a rotina de *pre-whitening* iterativa IVS-KULeuven (DEGROOTE *et al.*, 2009). Também disponíveis em: doi.org/10.5281/zenodo.8423601. Assim como no apêndice anterior, uma versão alternativa destas figuras, com o mesmo conteúdo, mas ordenada de acordo com a classificação de variabilidade primária, pode ser encontrada em doi.org/10.5281/zenodo.11201618, logo após a tabela.

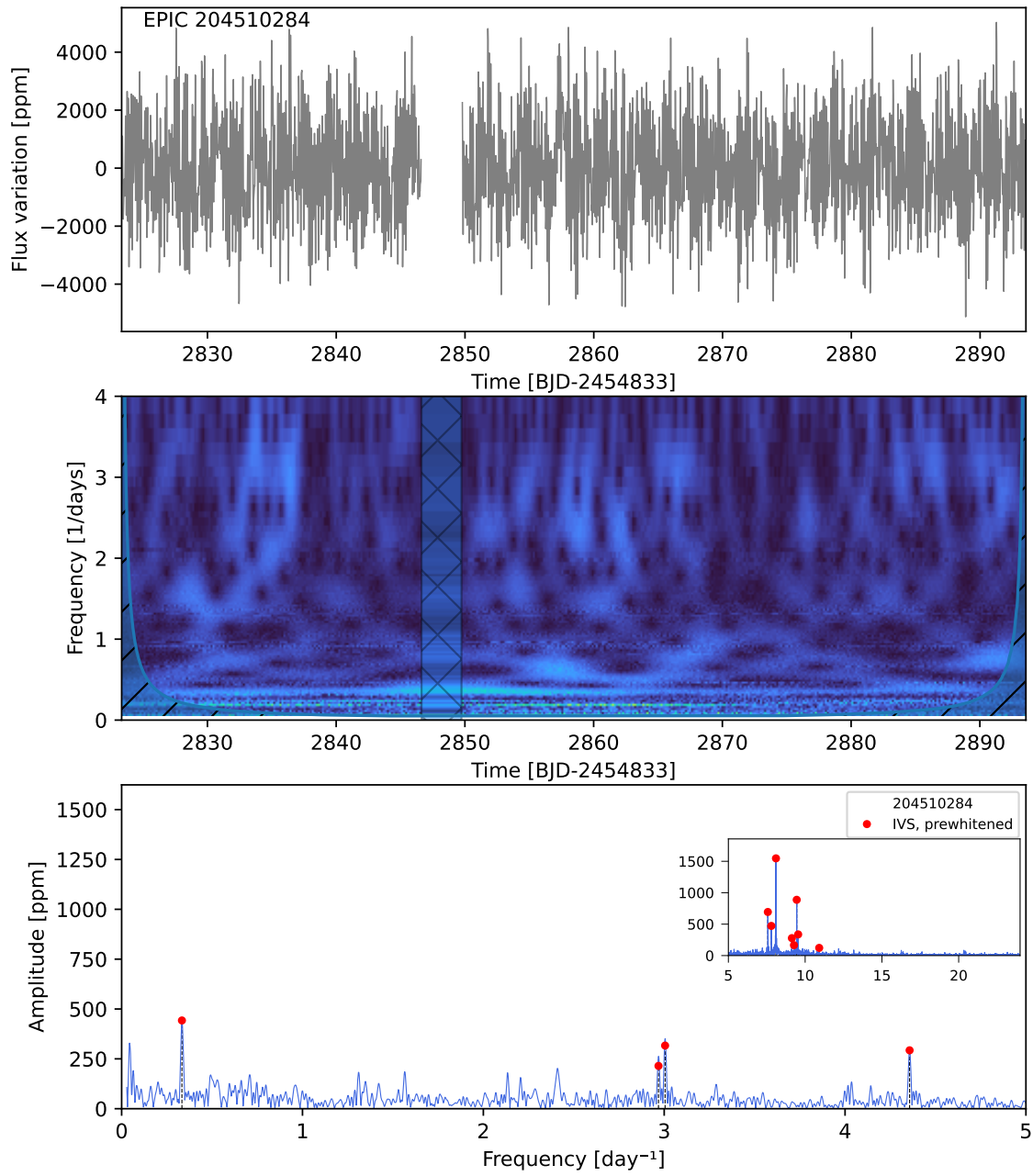
EPIC 203131339



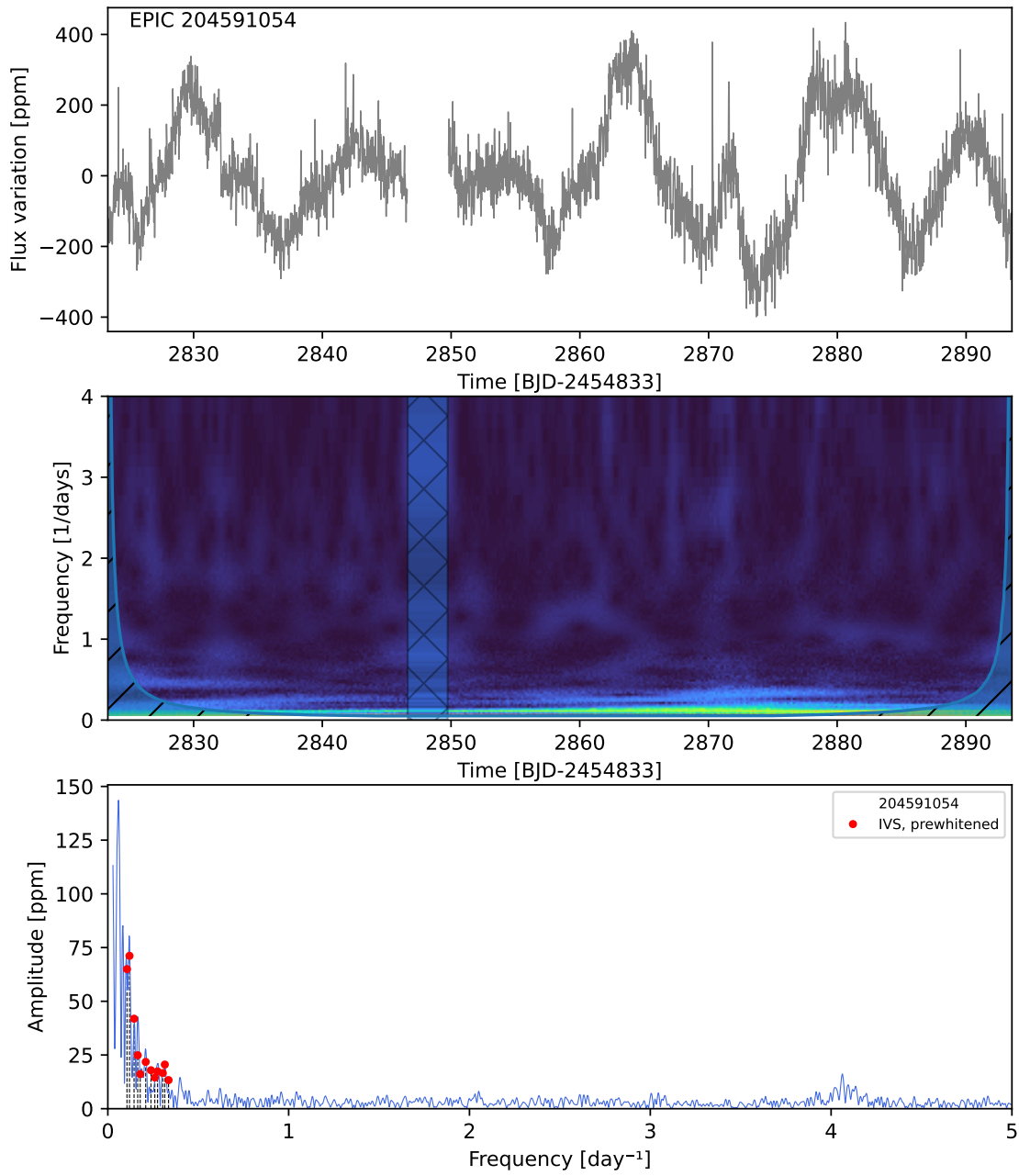
EPIC 203615859



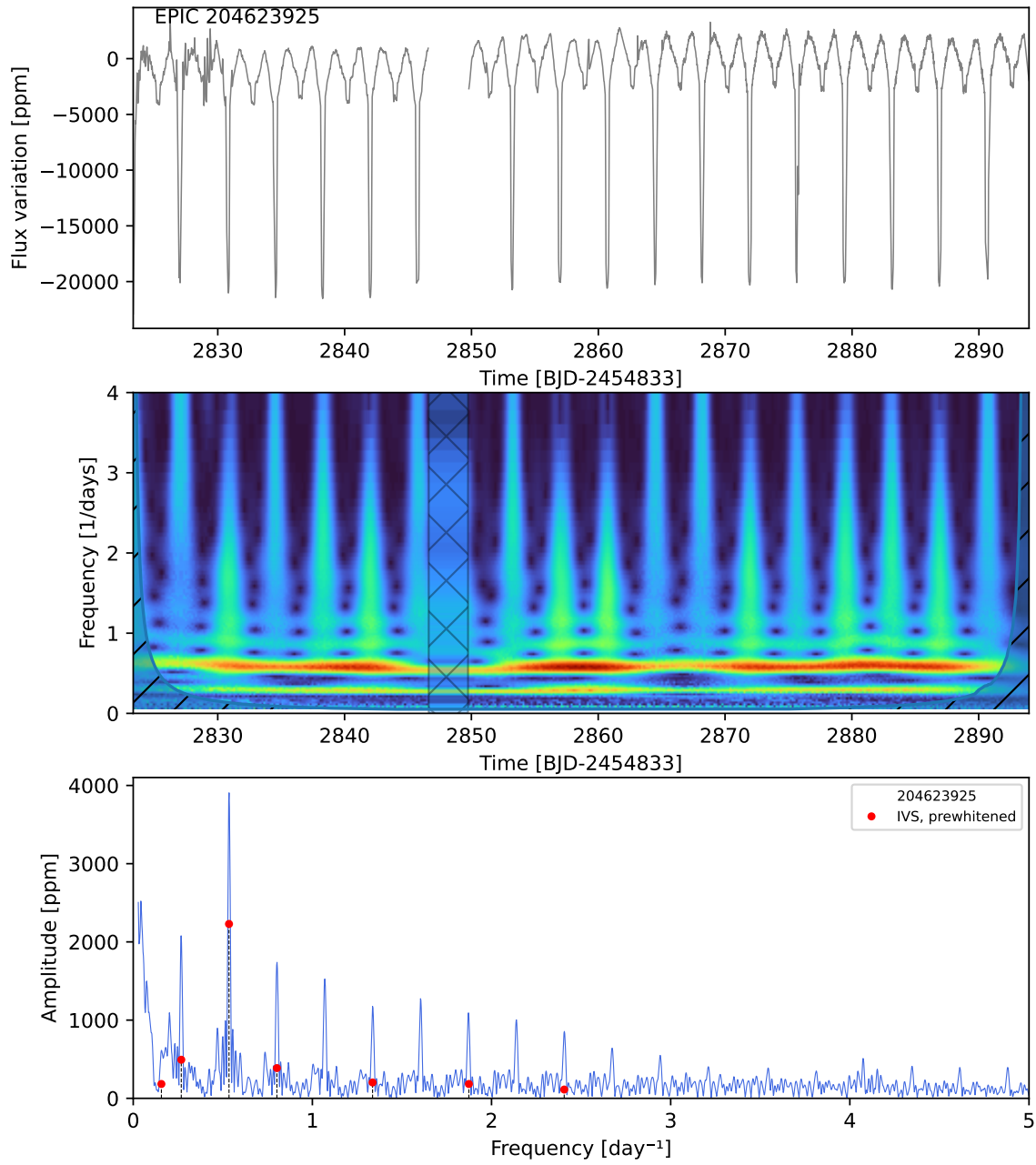
EPIC 204510284



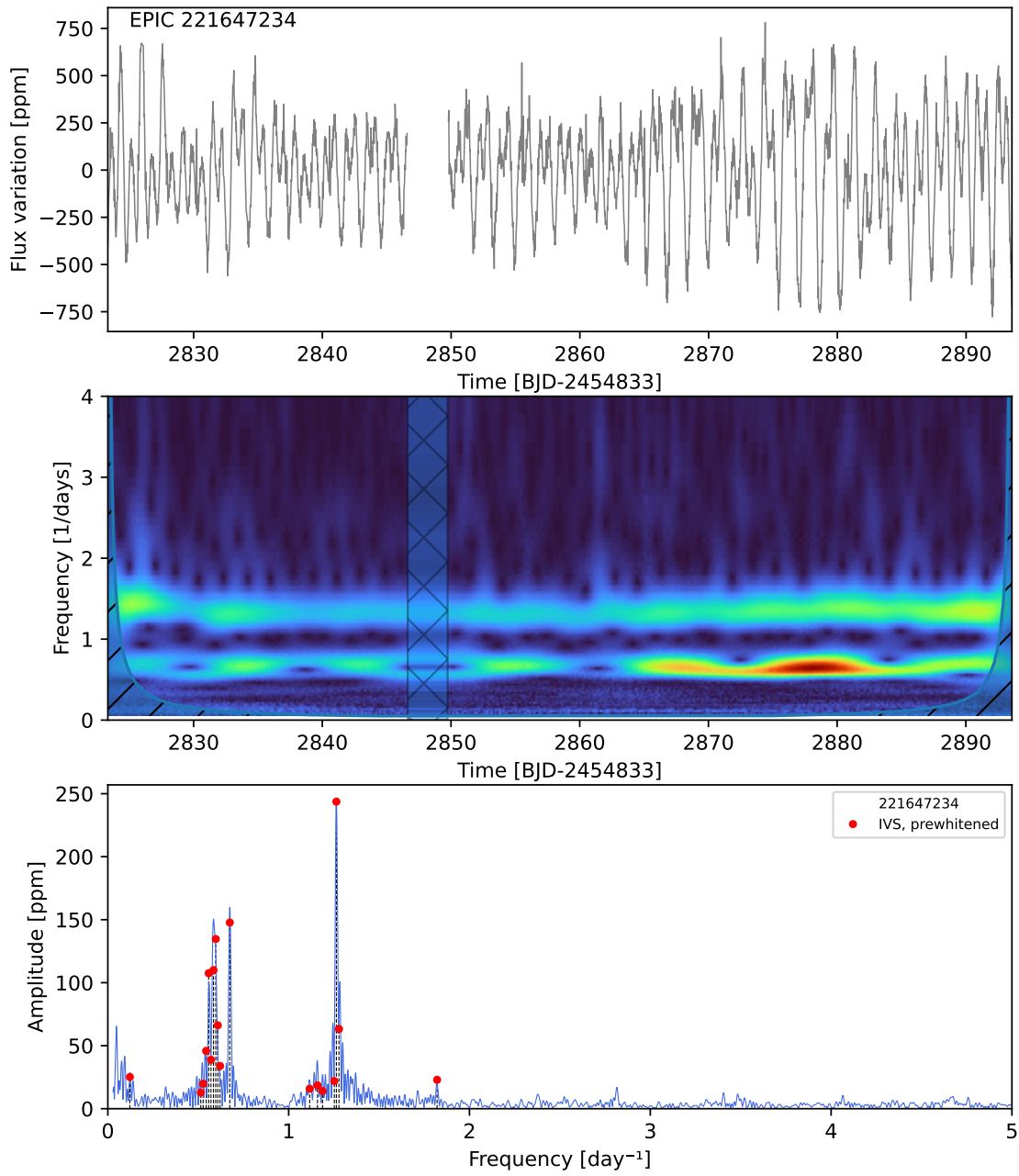
EPIC 204591054



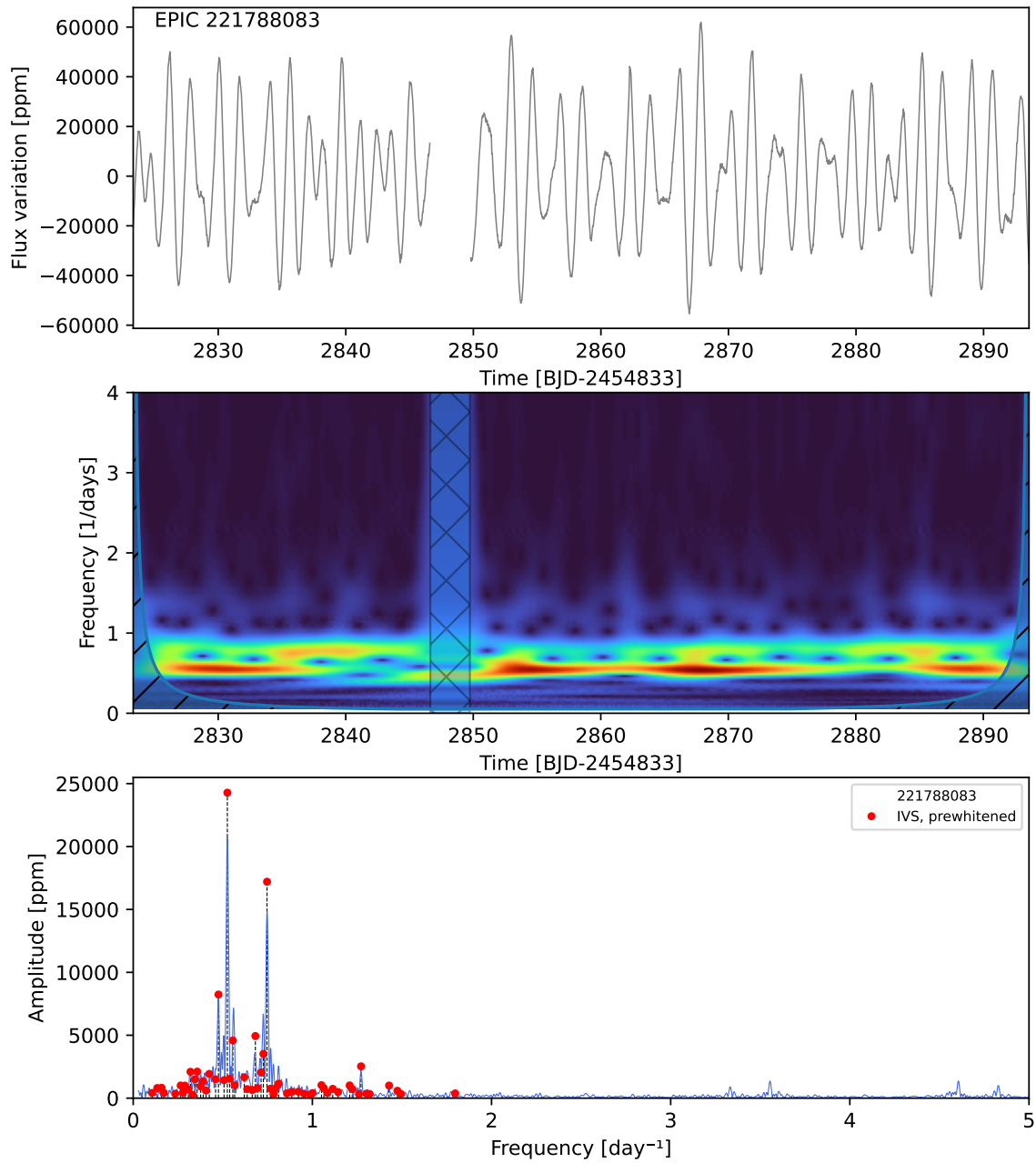
EPIC 204623925



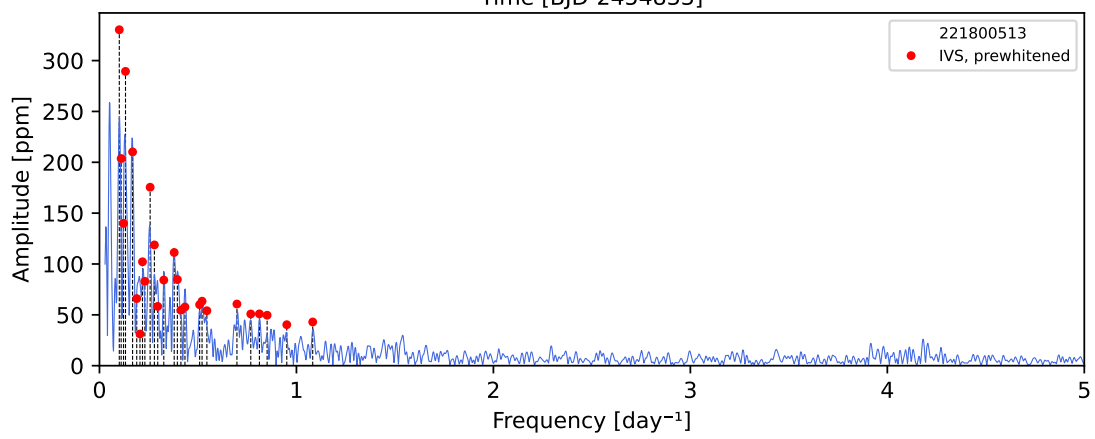
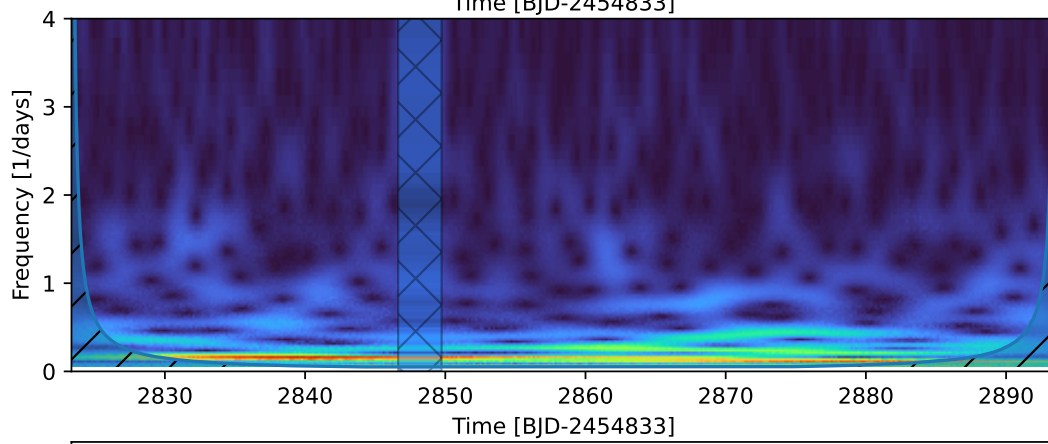
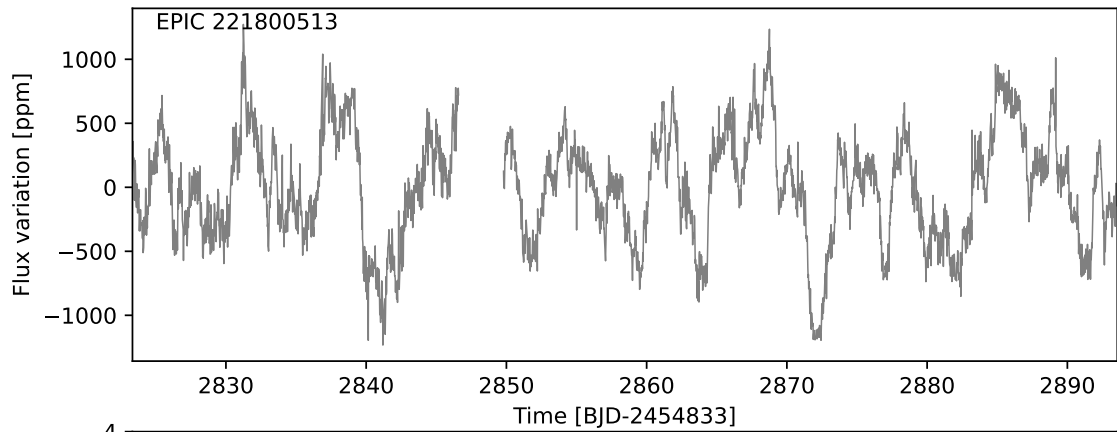
EPIC 221647234



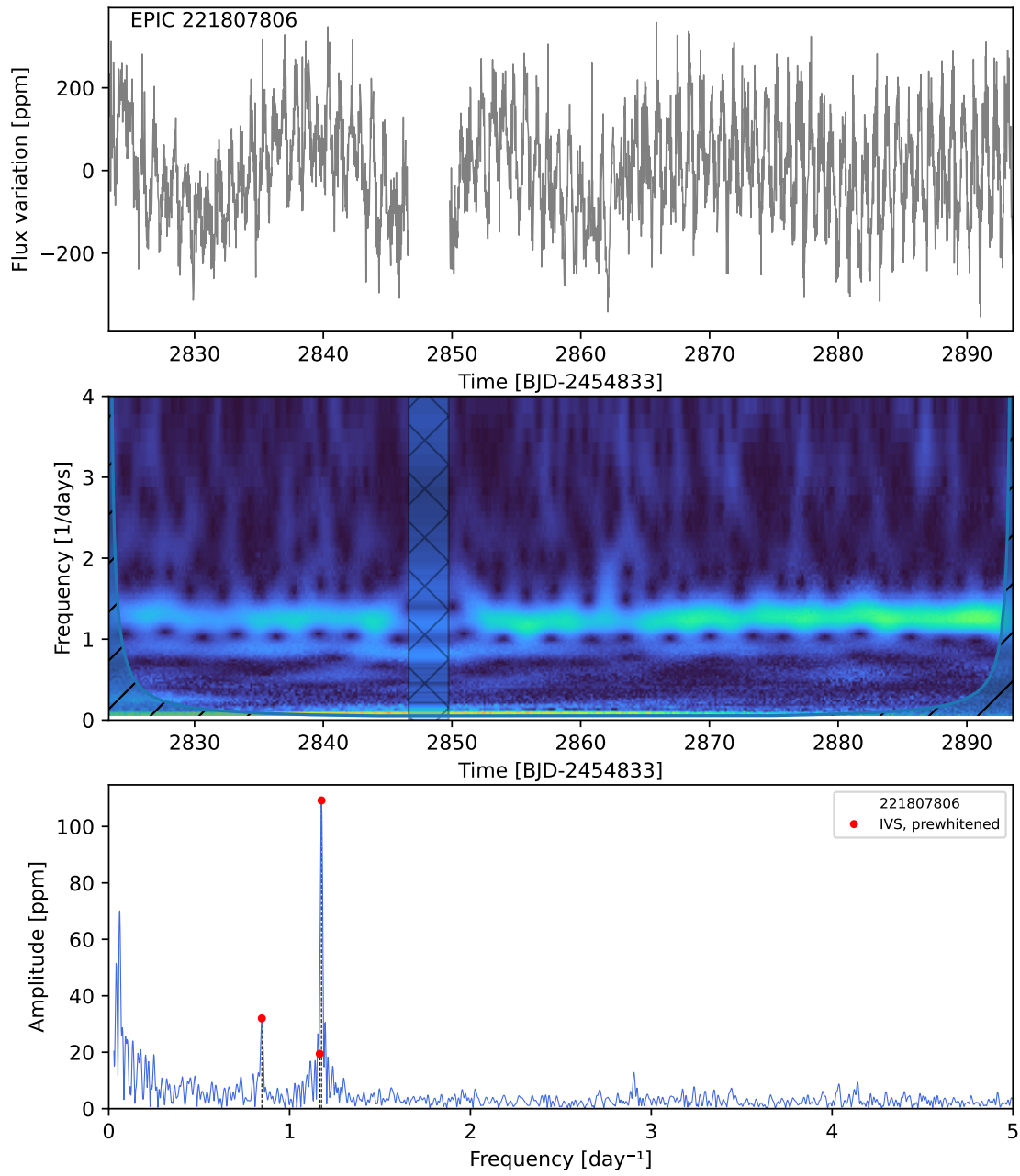
EPIC 221788083



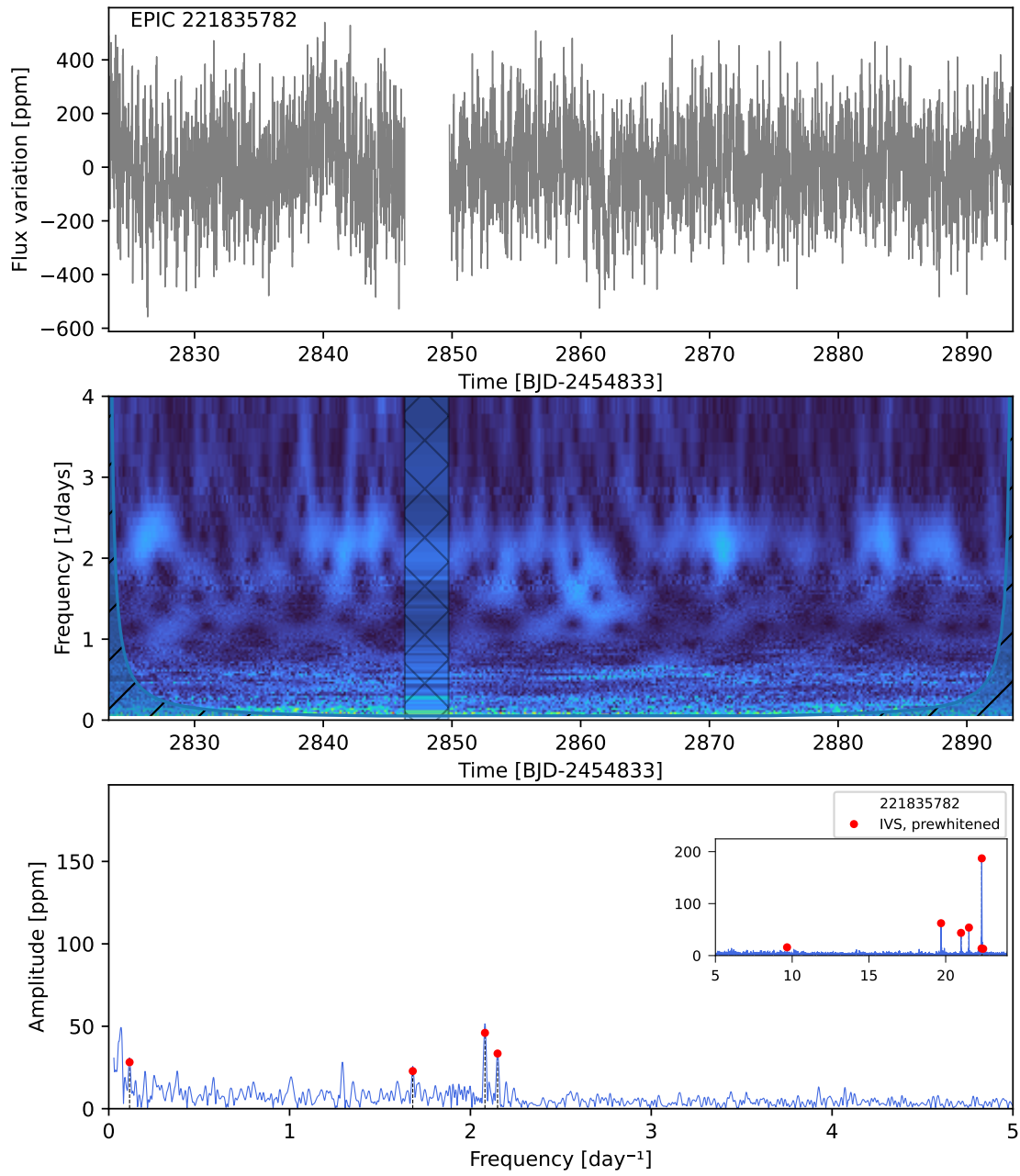
EPIC 221800513



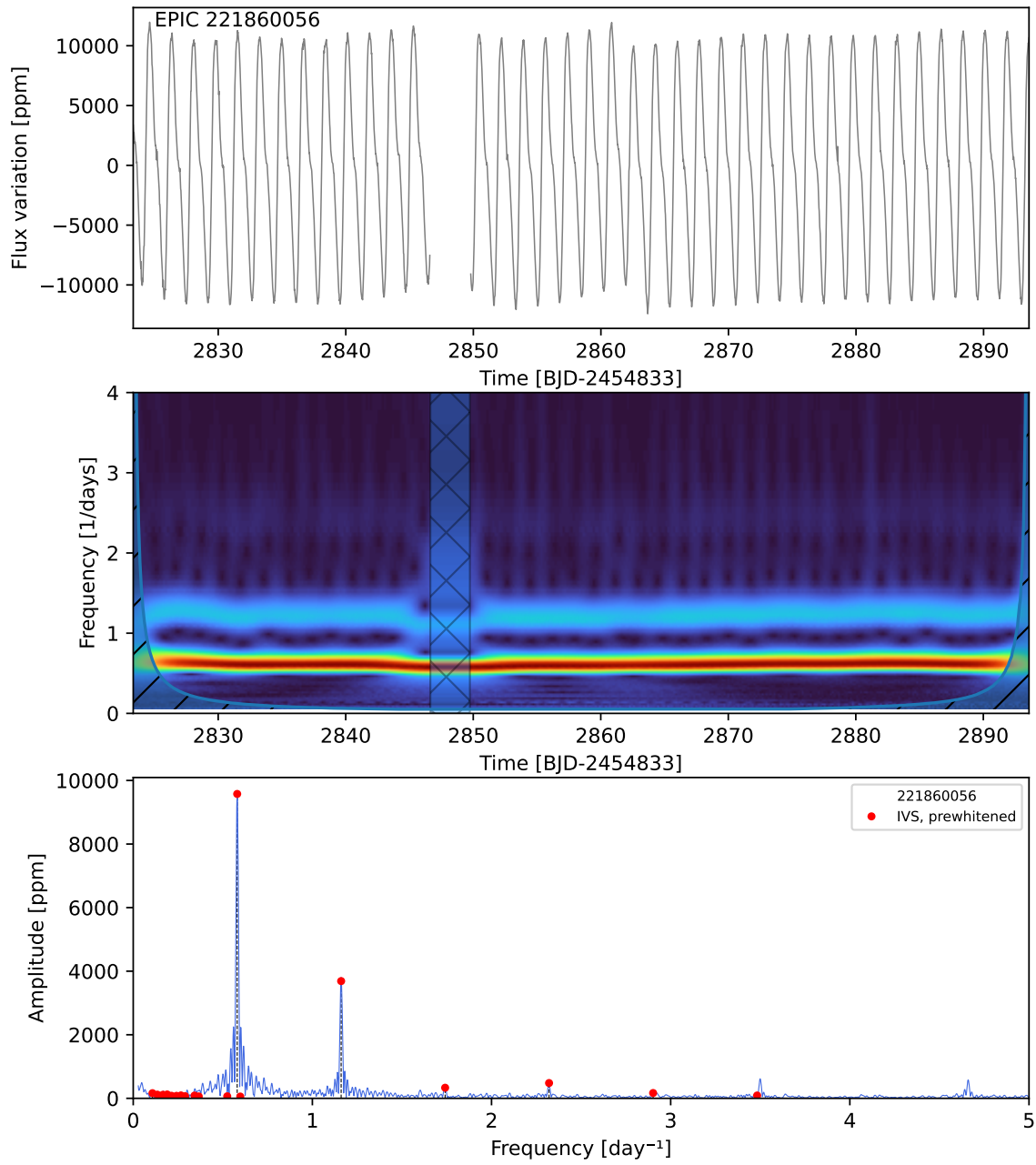
EPIC 221807806



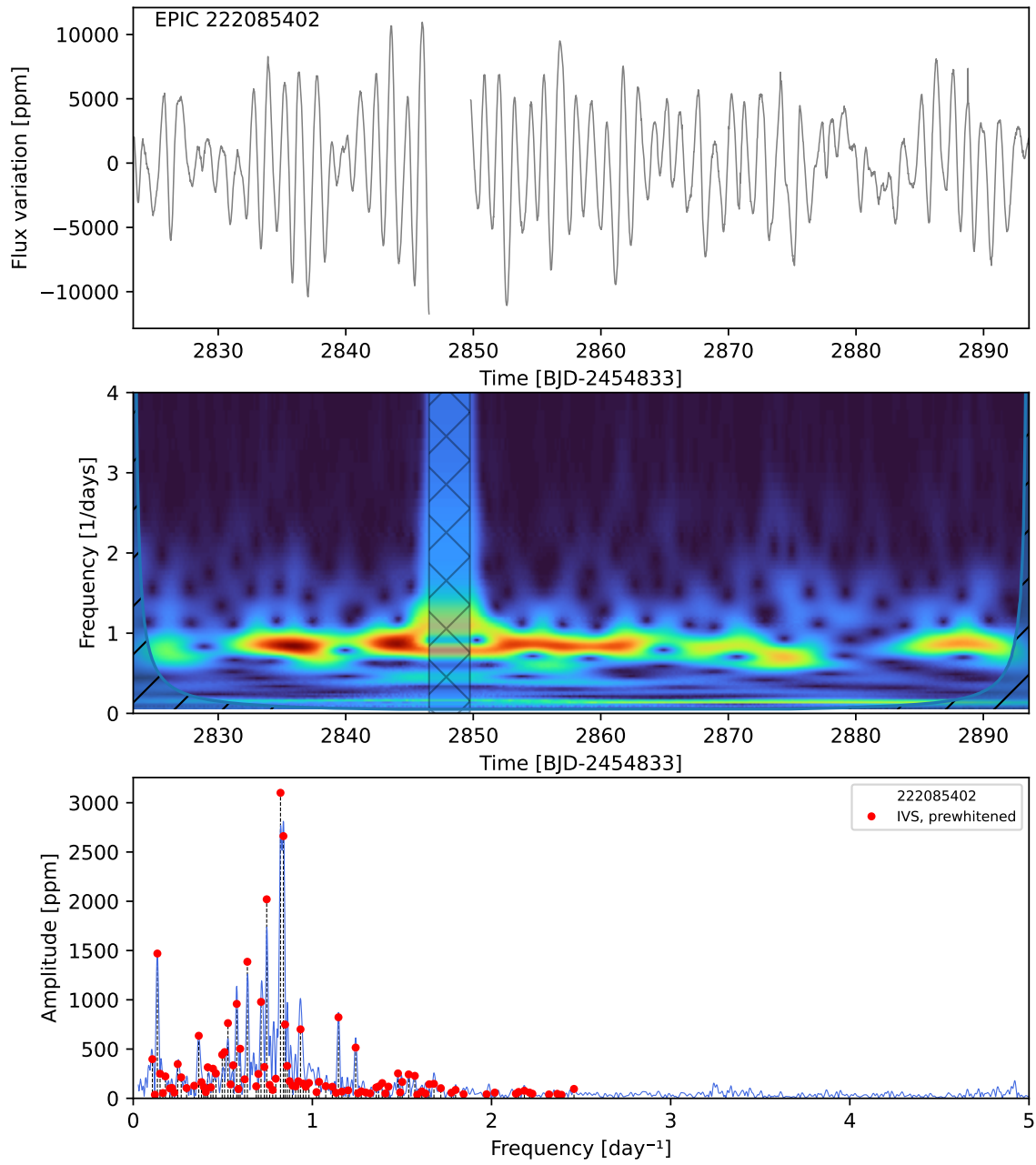
EPIC 221835782



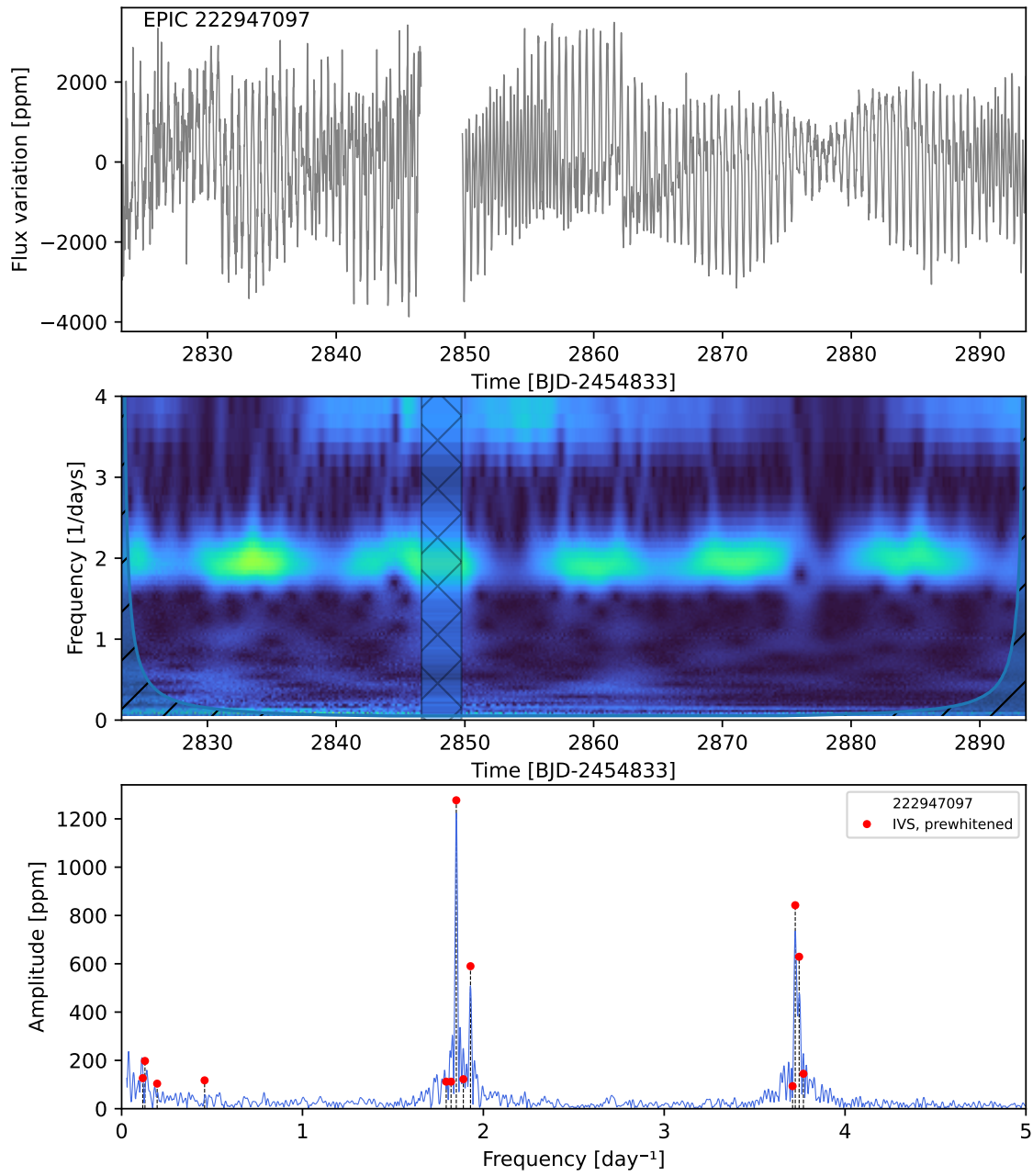
EPIC 221860056



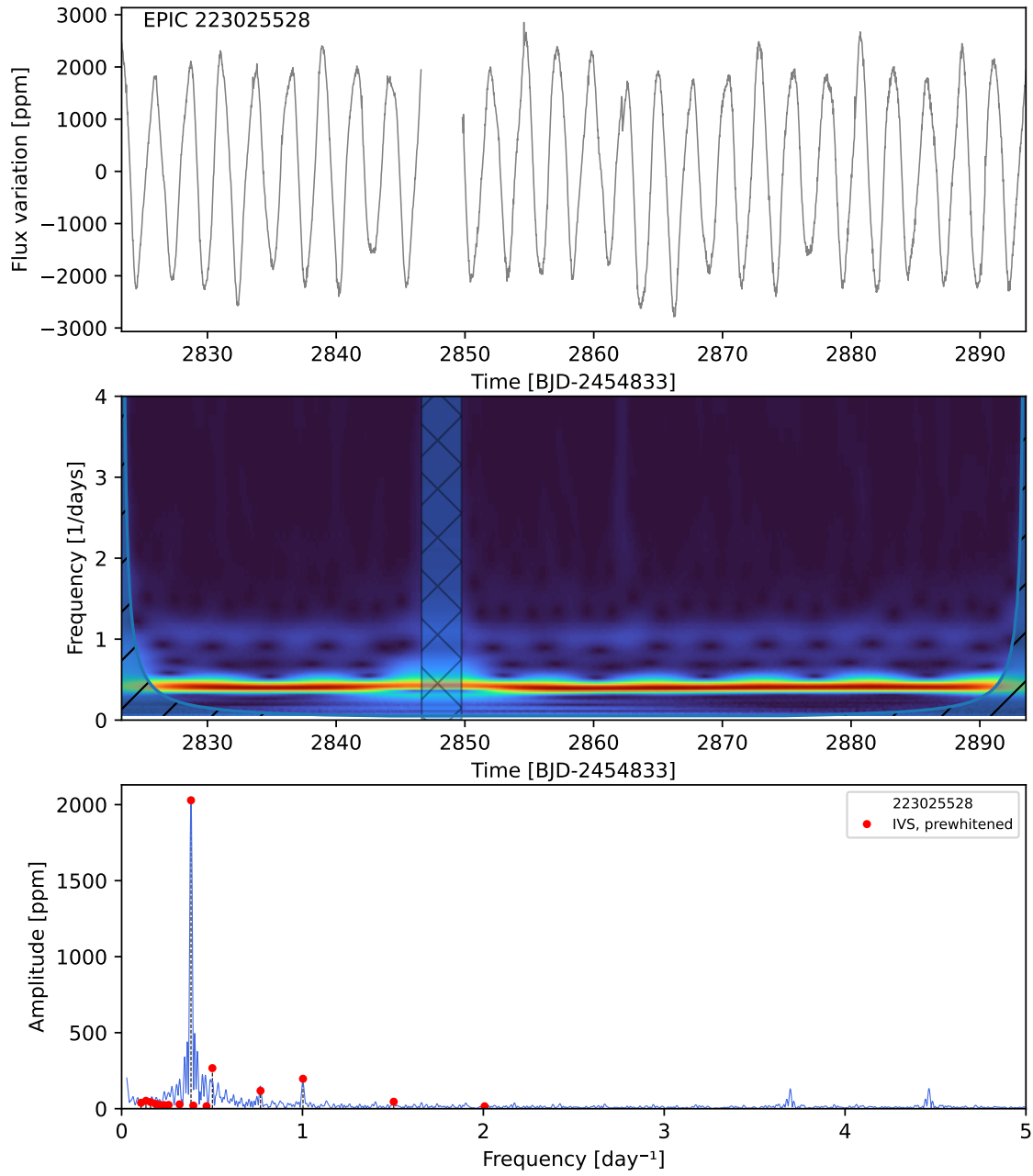
EPIC 222085402



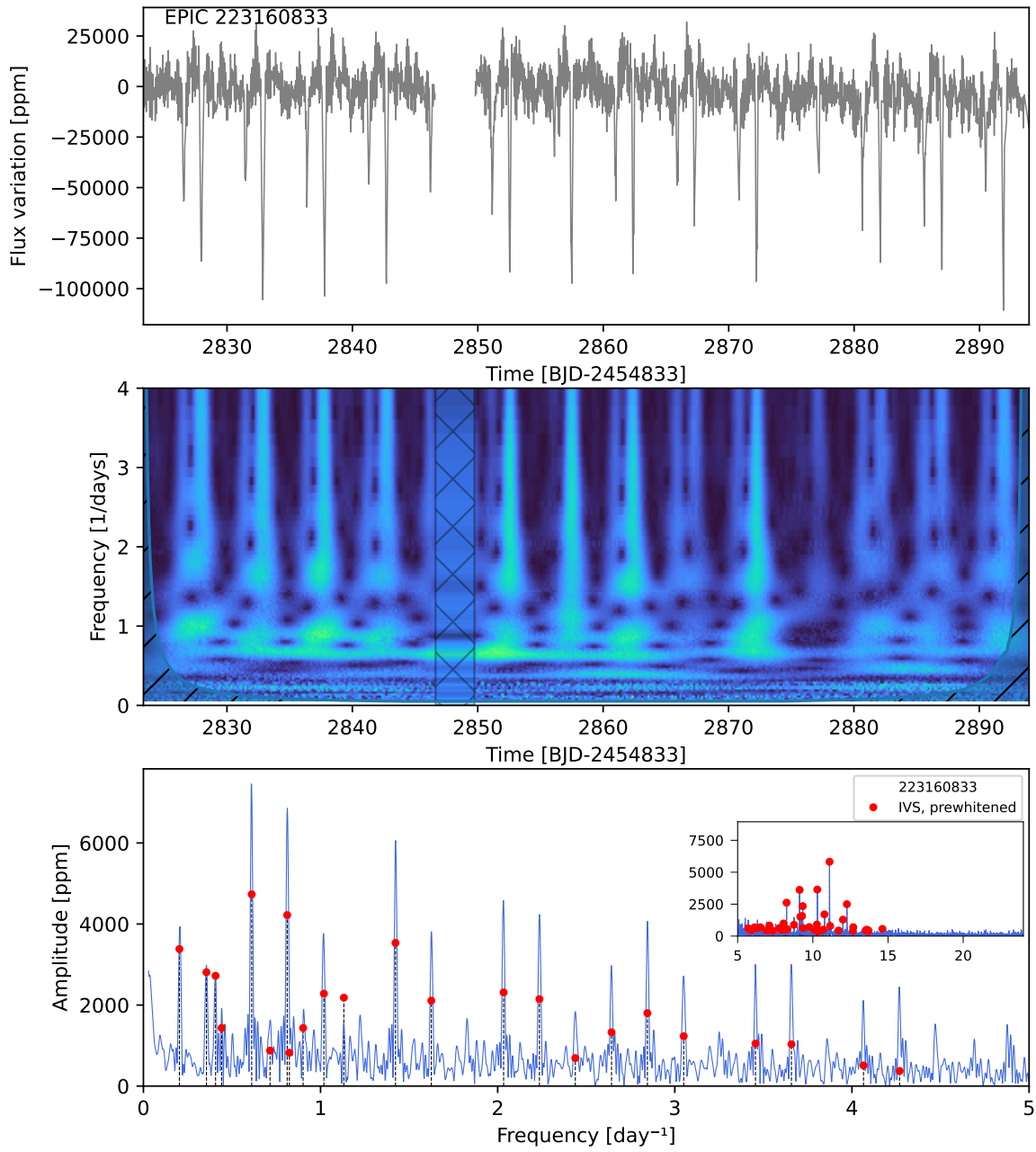
EPIC 222947097



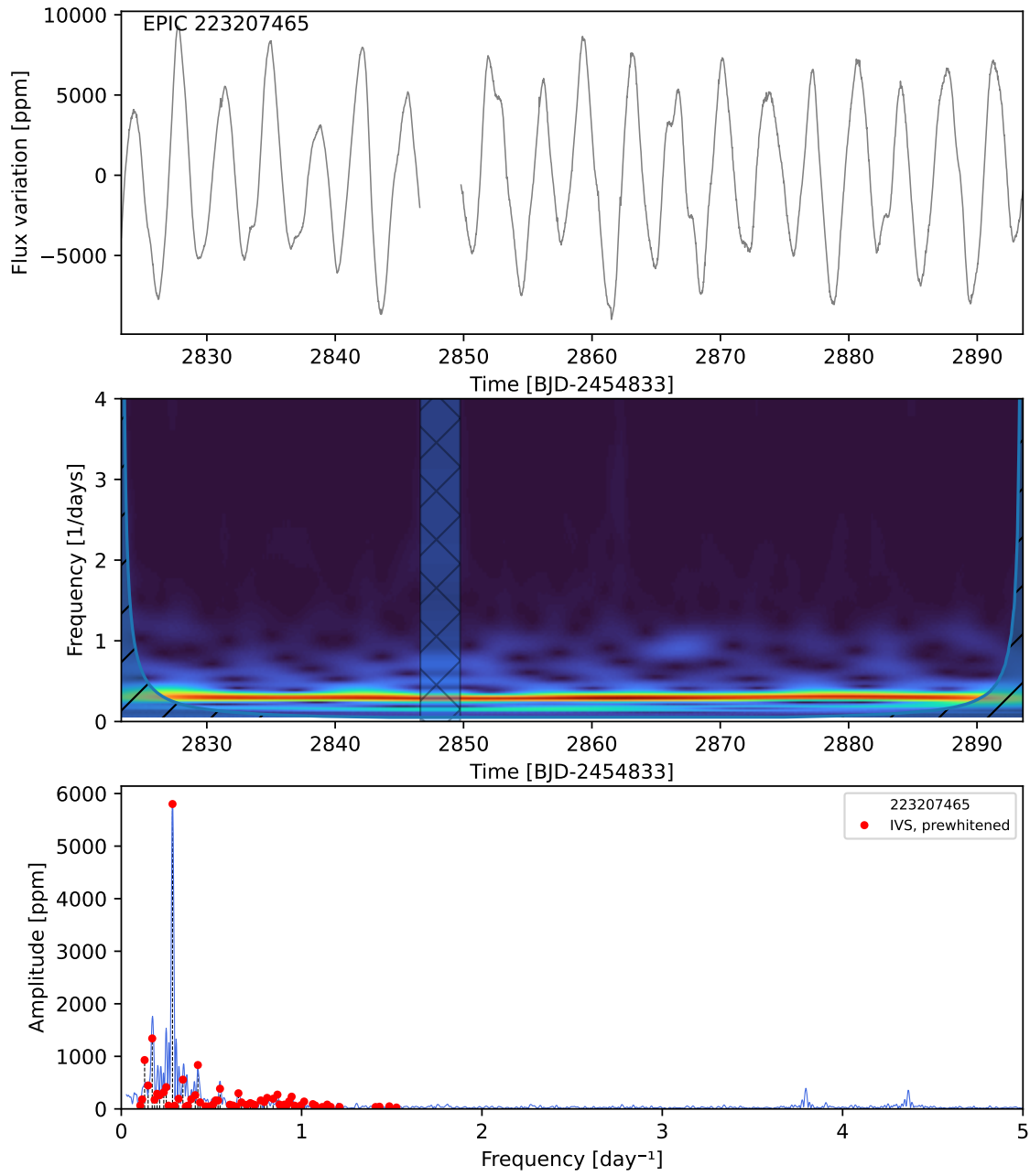
EPIC 223025528



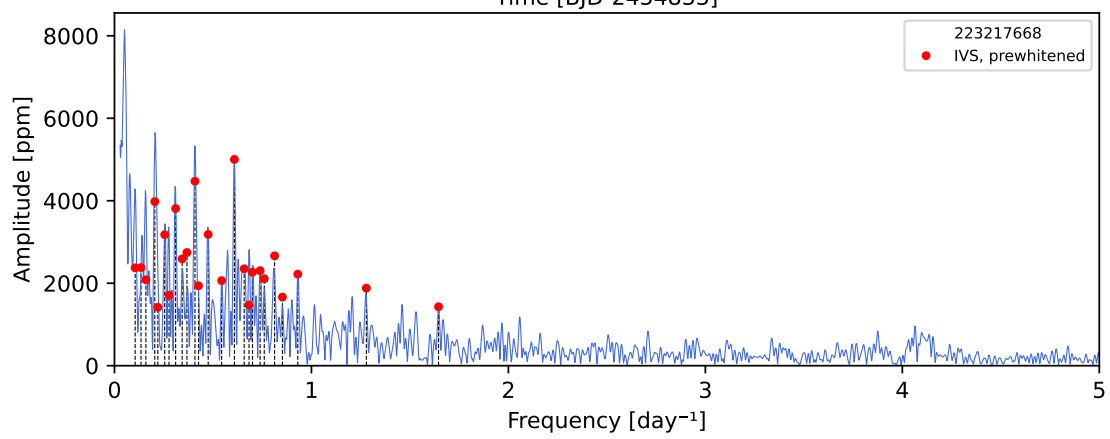
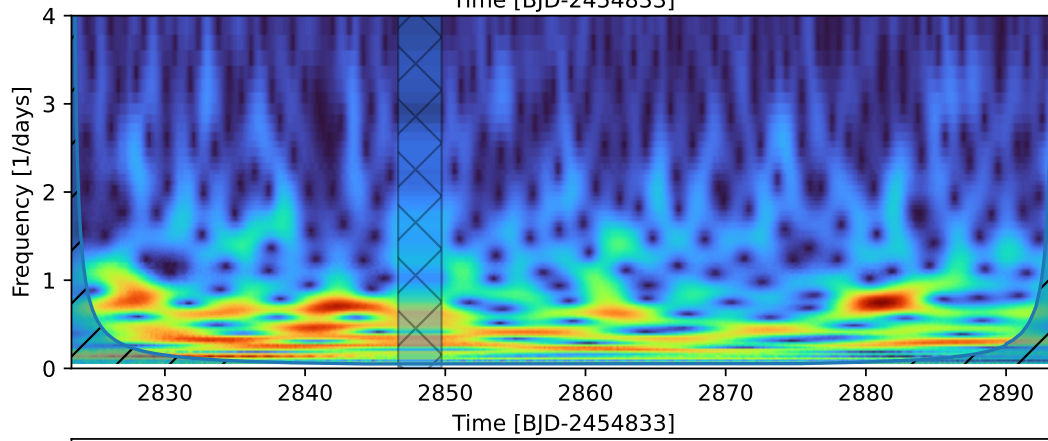
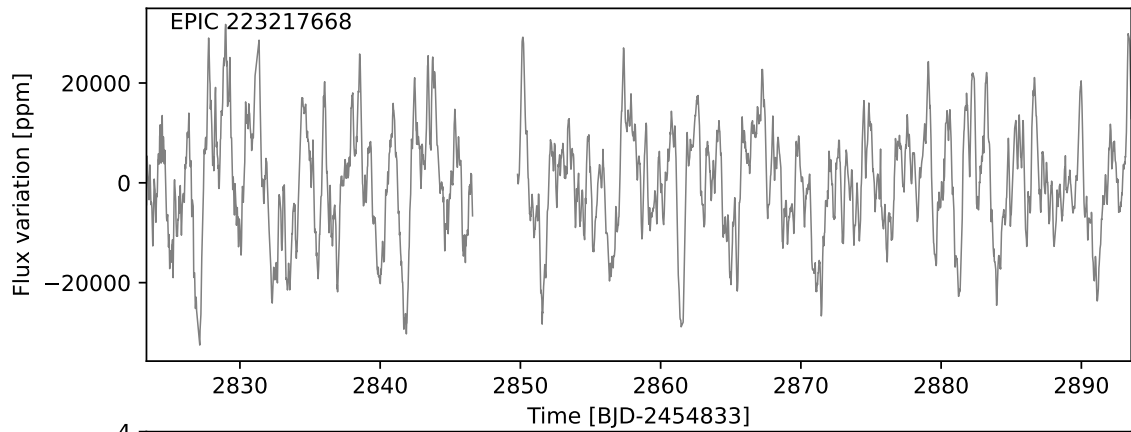
EPIC 223160833



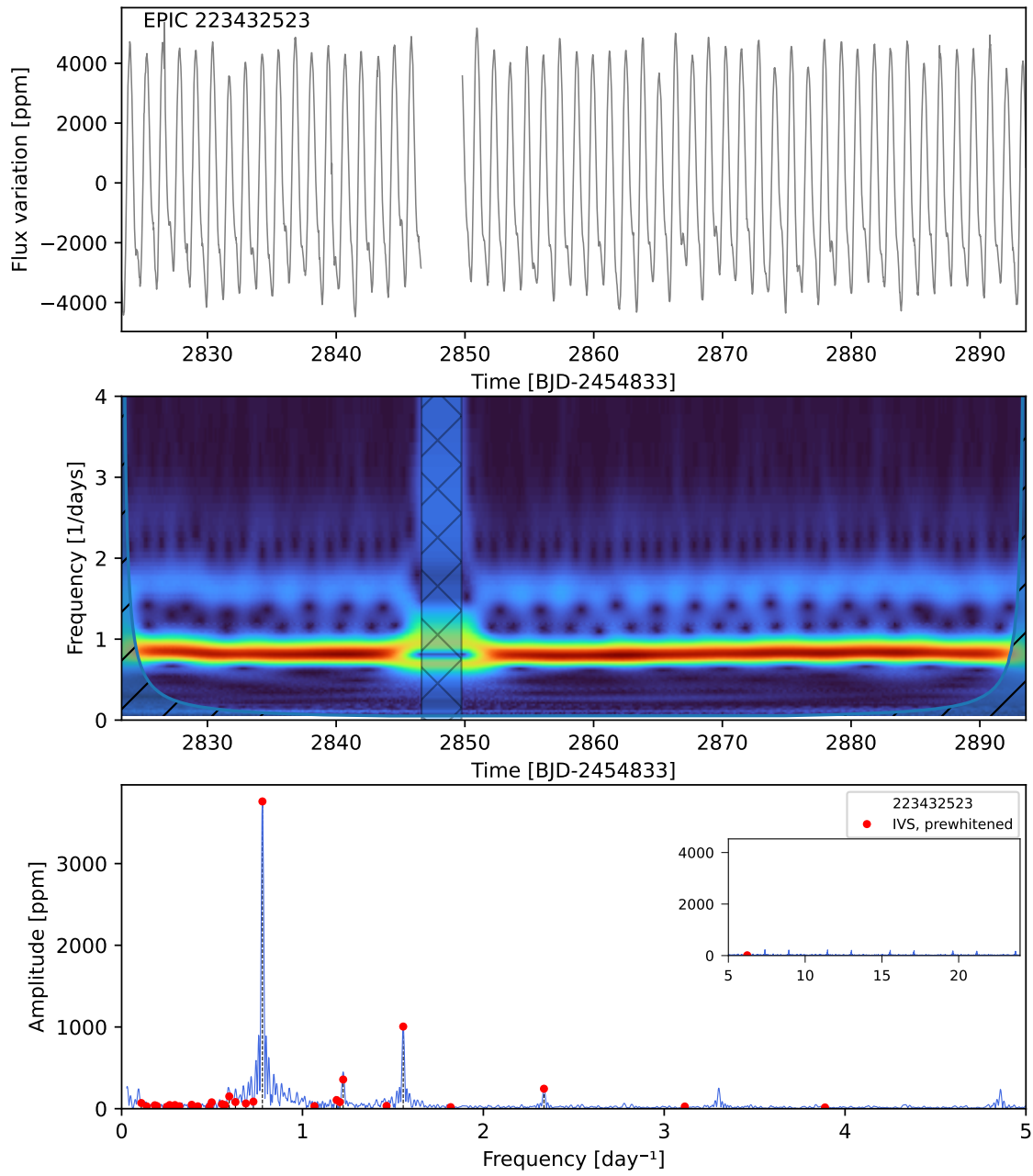
EPIC 223207465



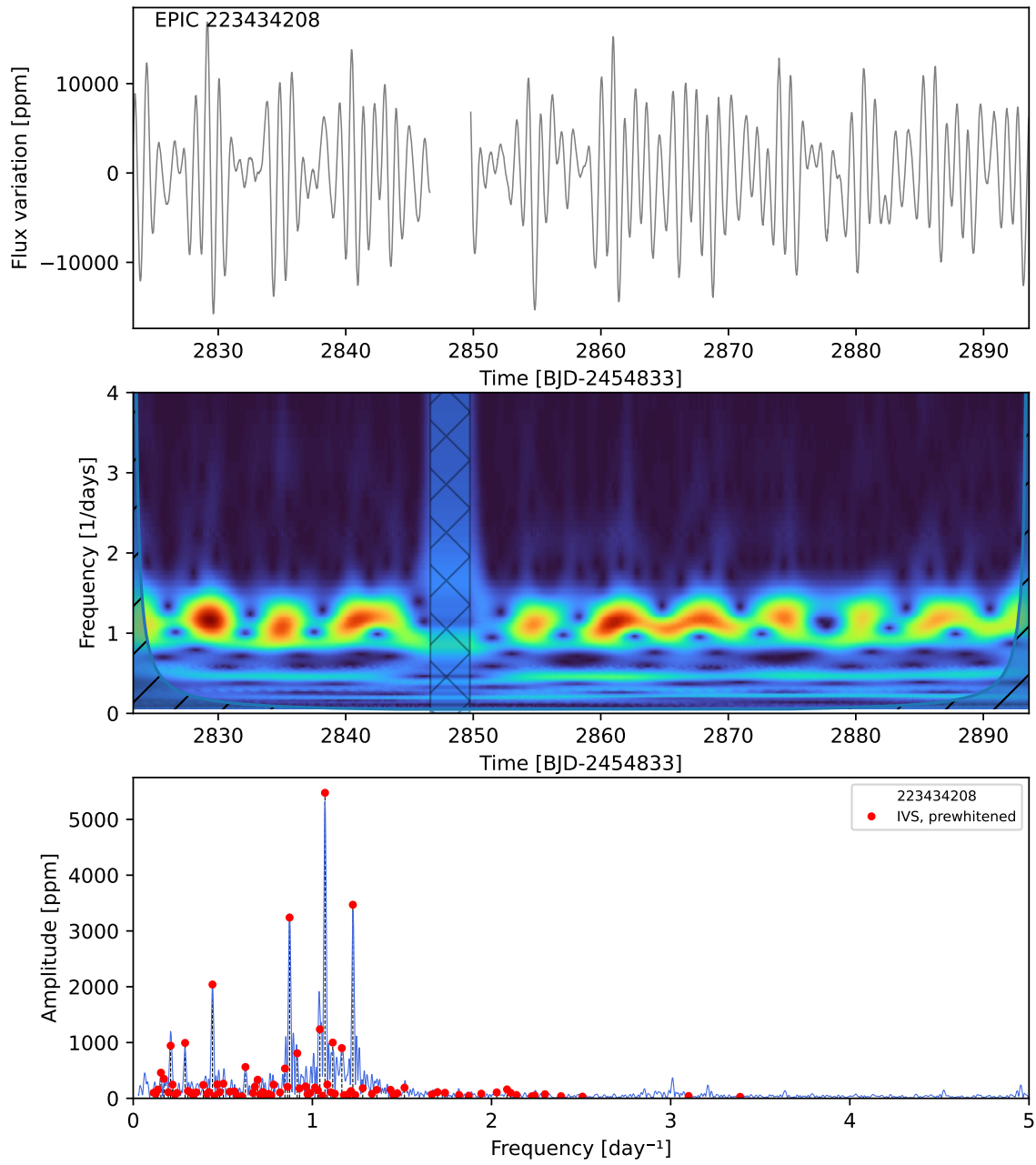
EPIC 223217668



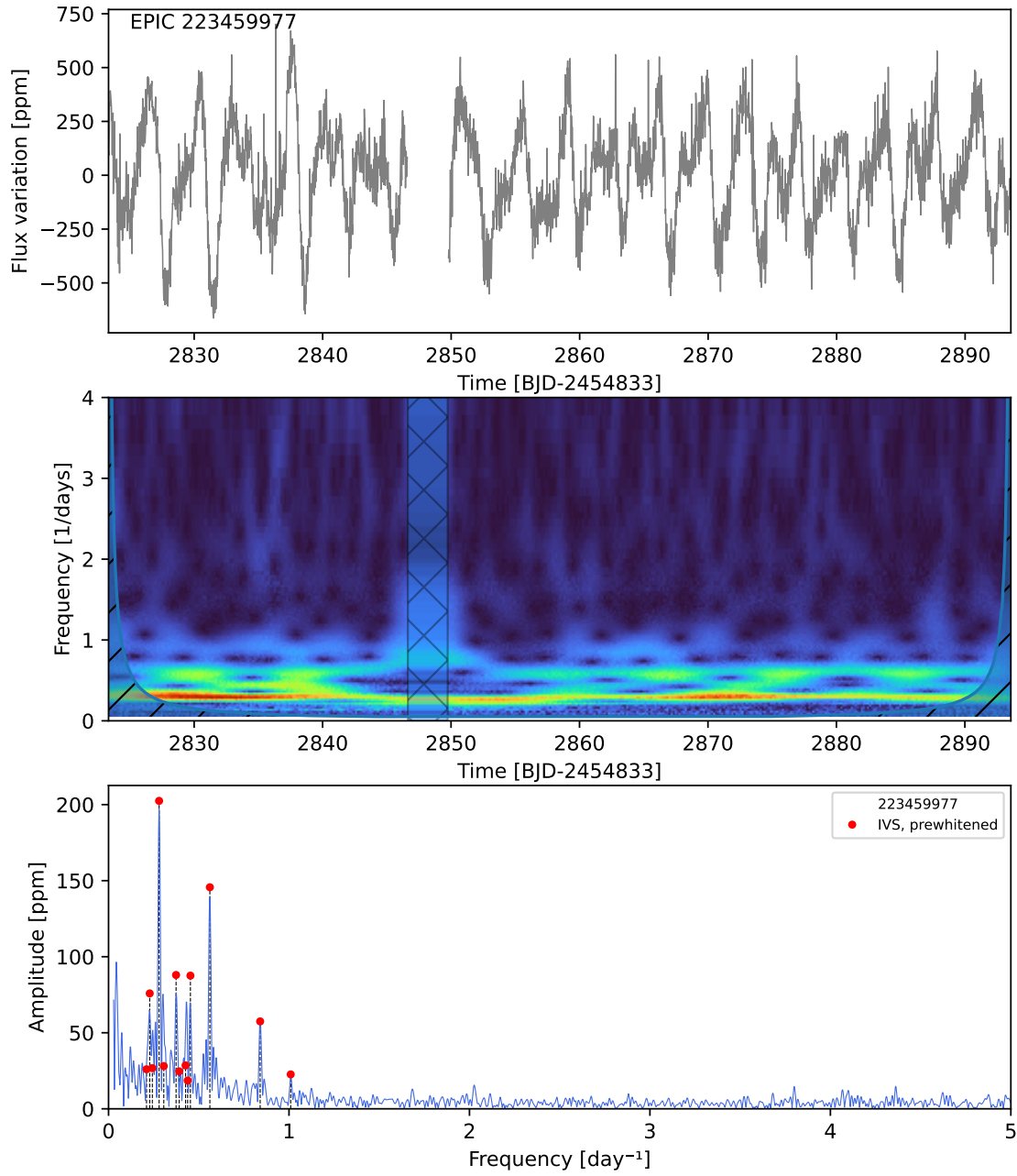
EPIC 223432523



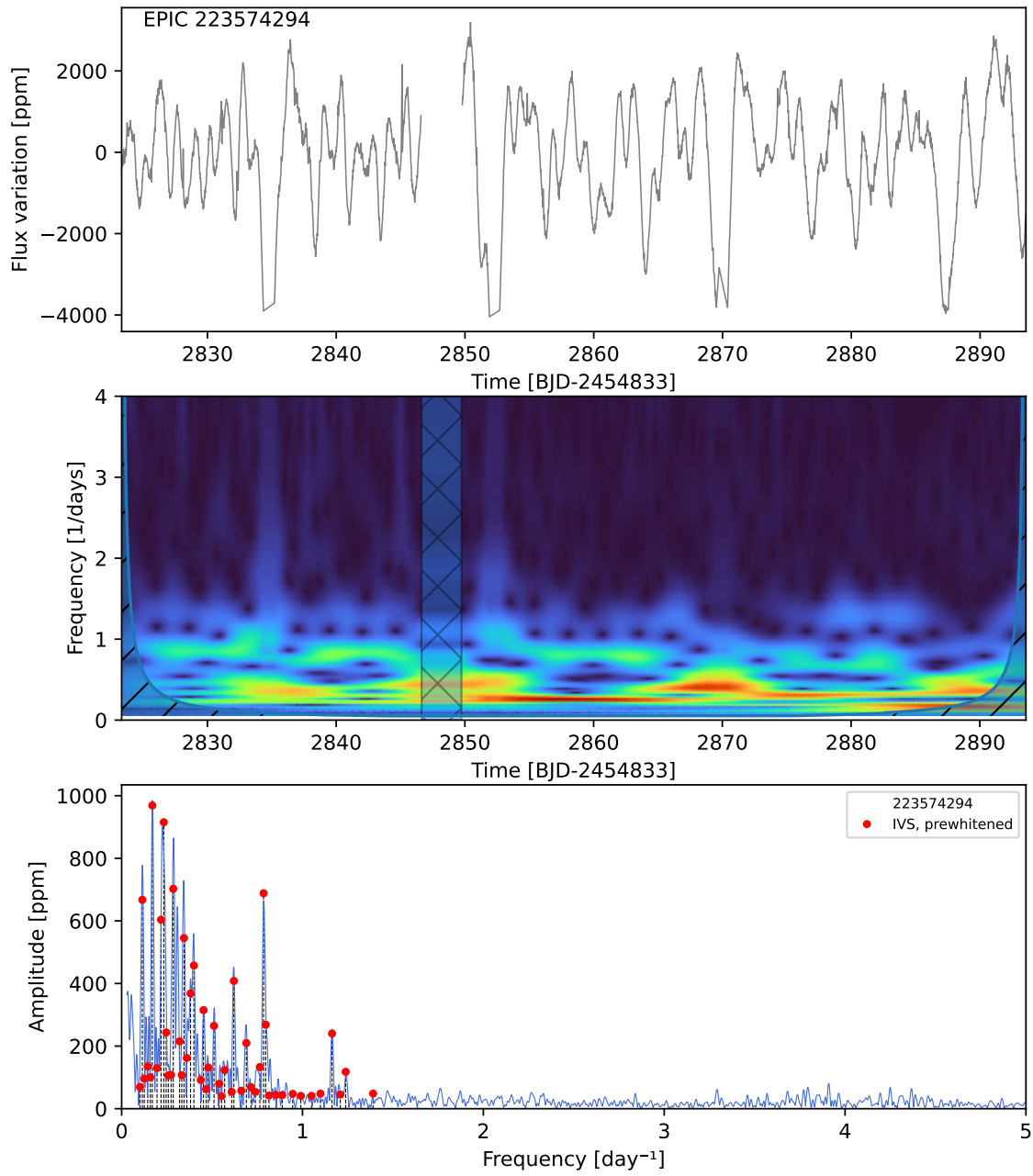
EPIC 223434208



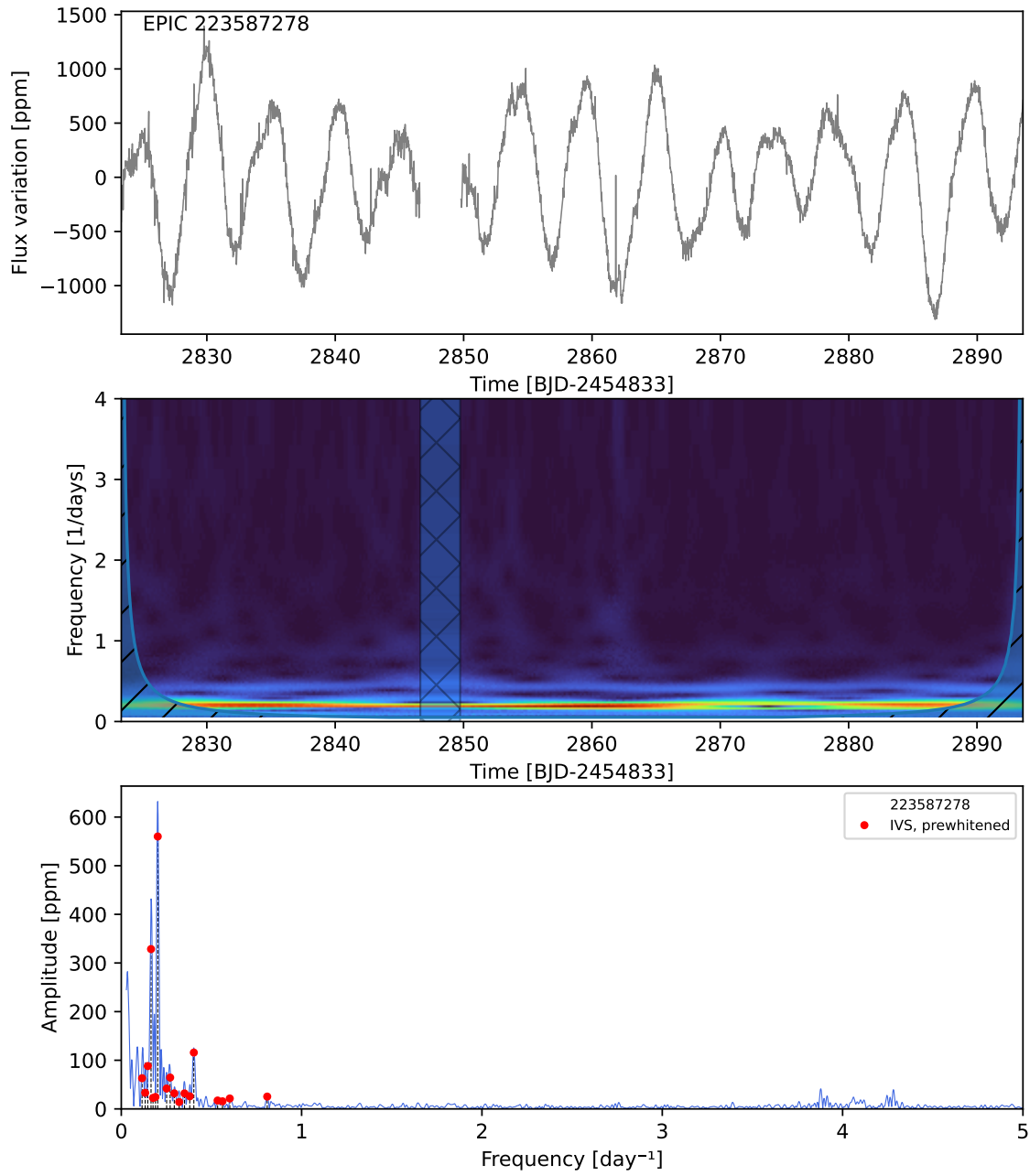
EPIC 223459977



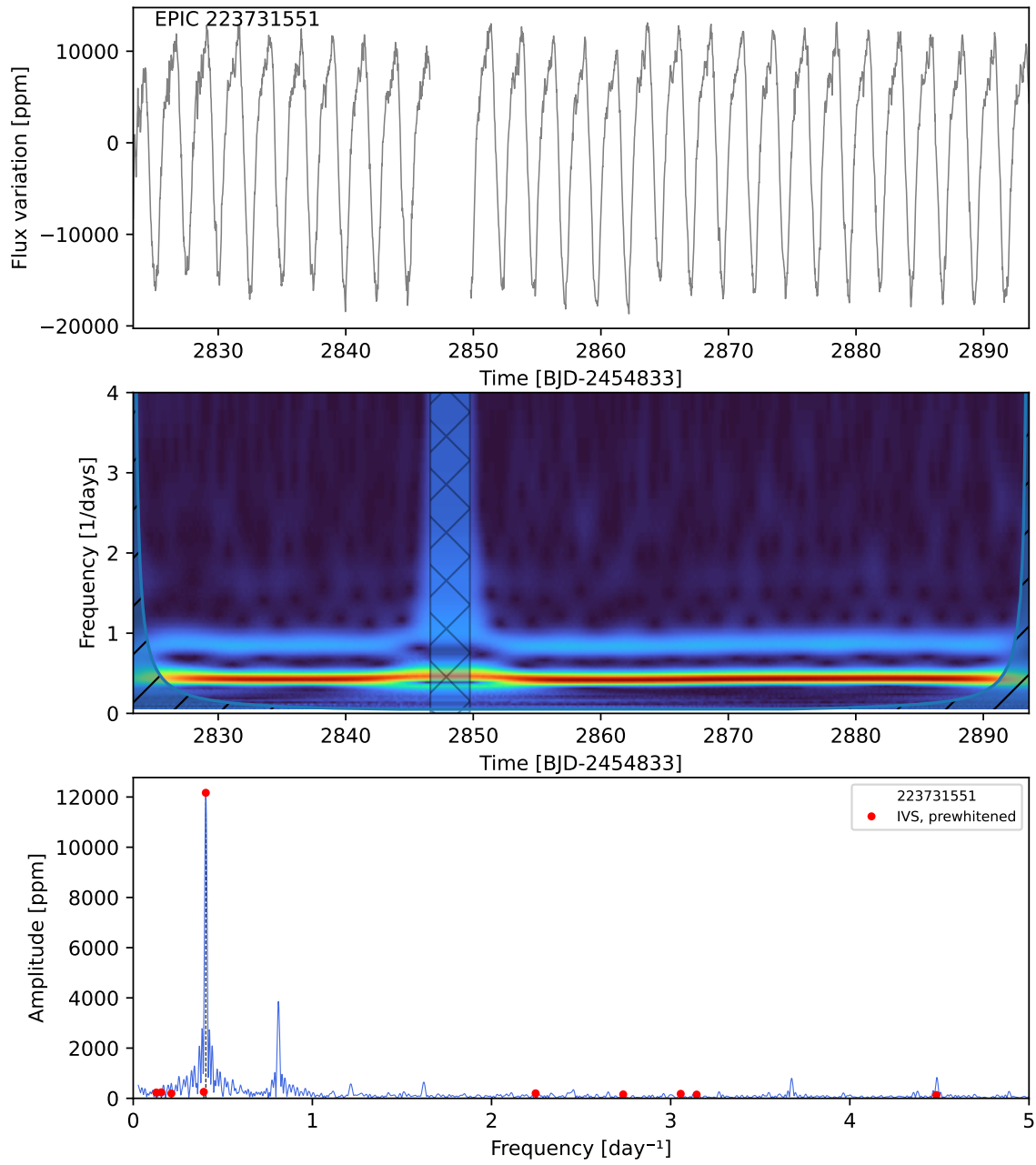
EPIC 223574294



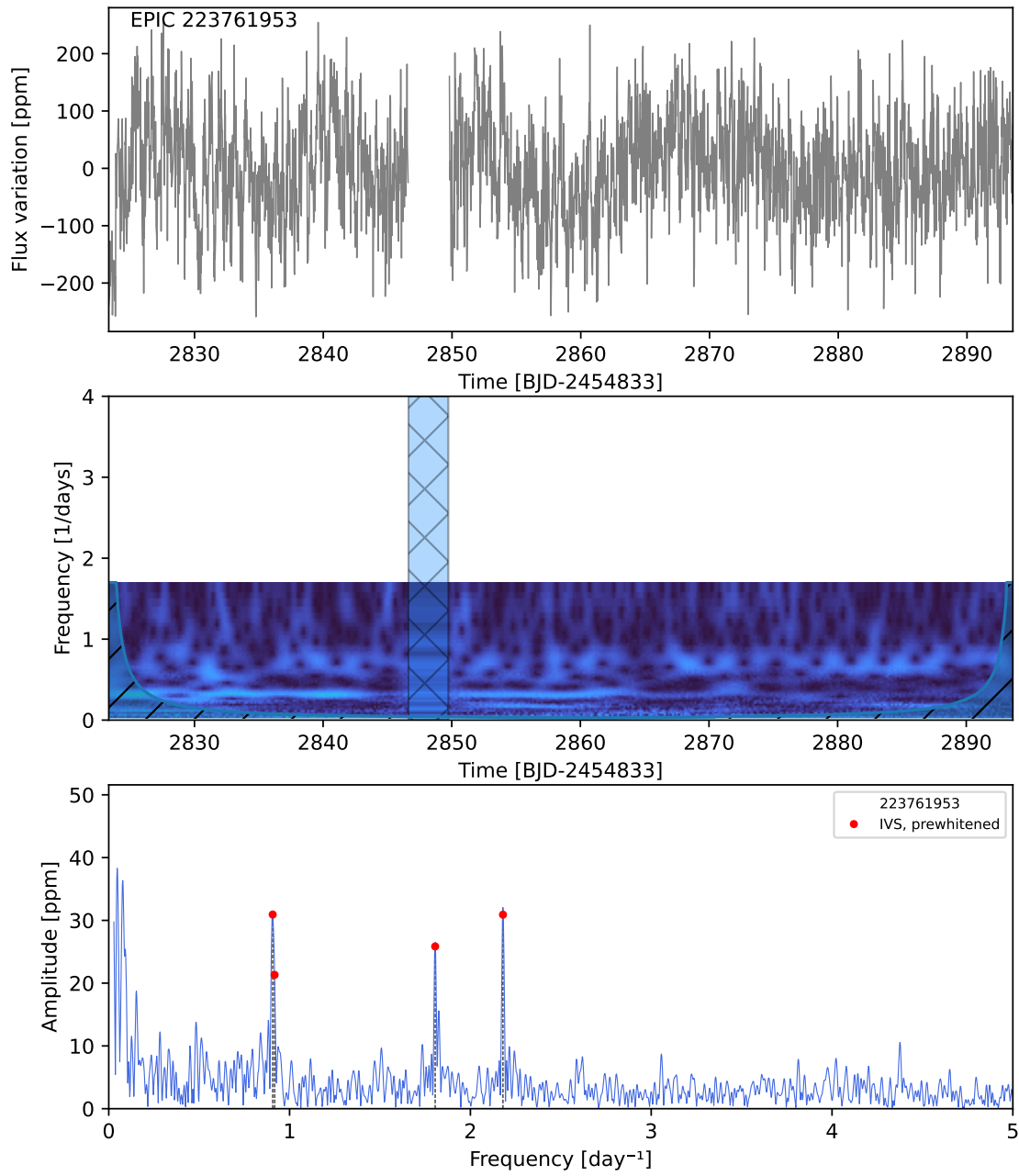
EPIC 223587278



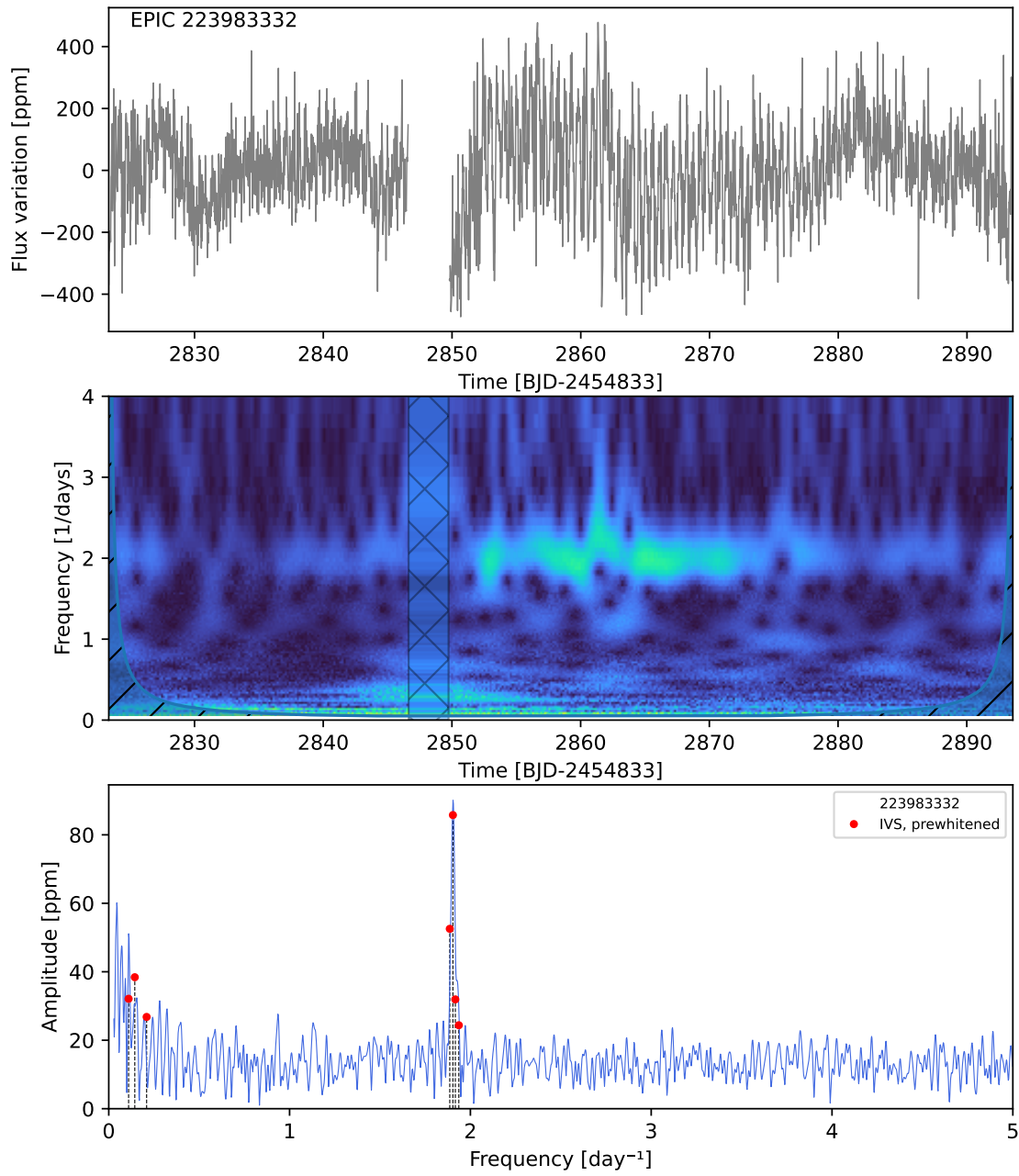
EPIC 223731551



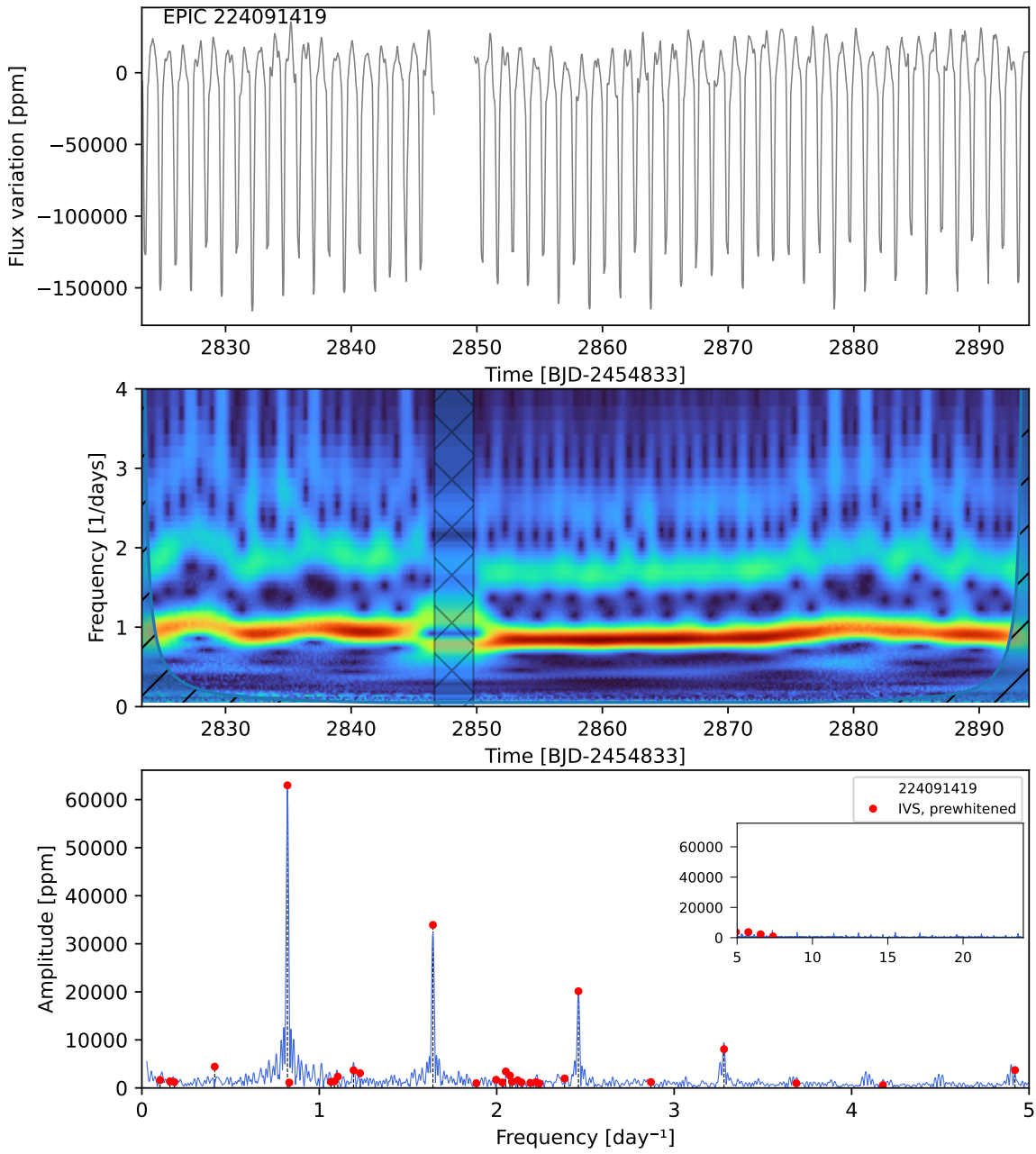
EPIC 223761953



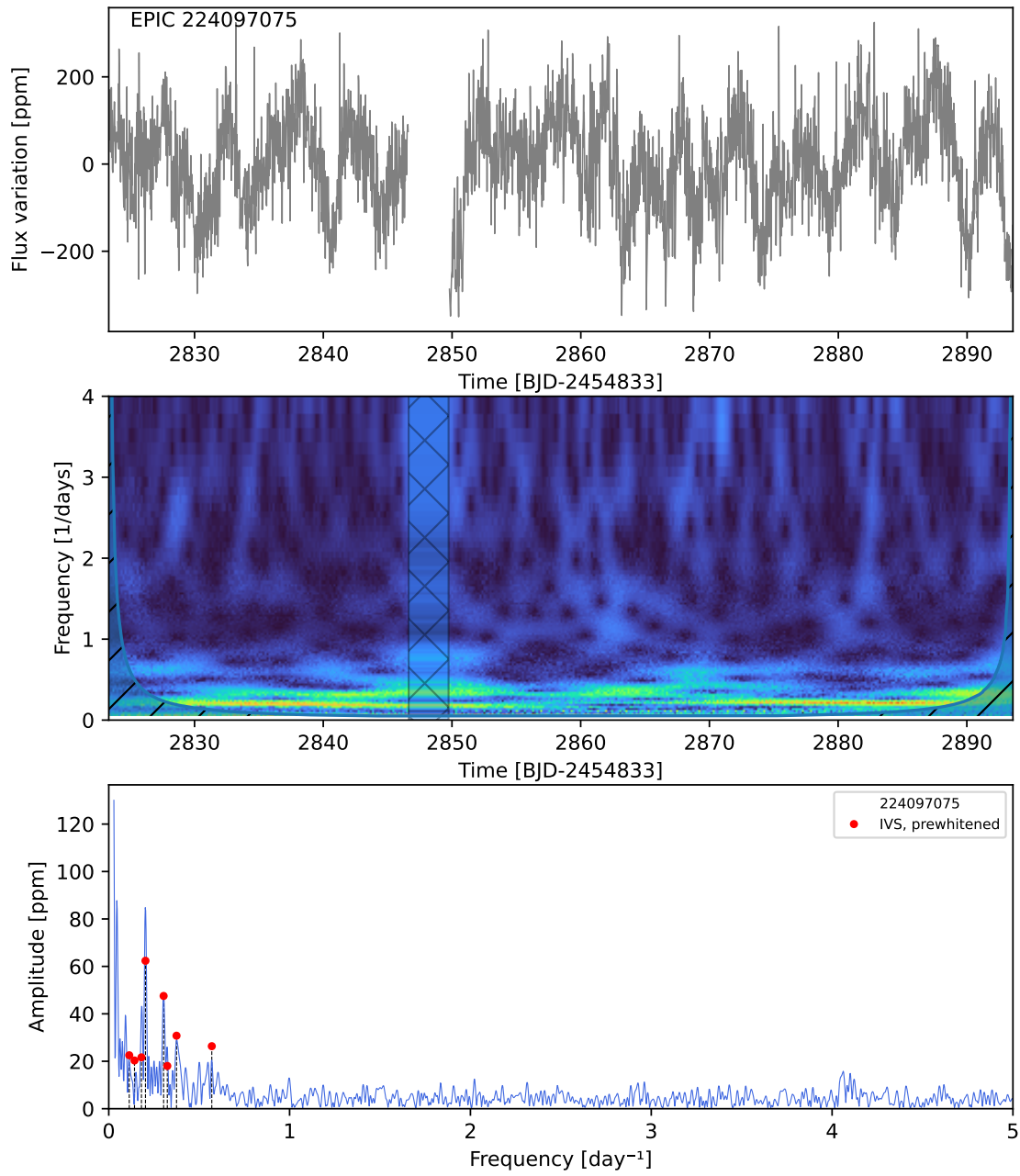
EPIC 223983332



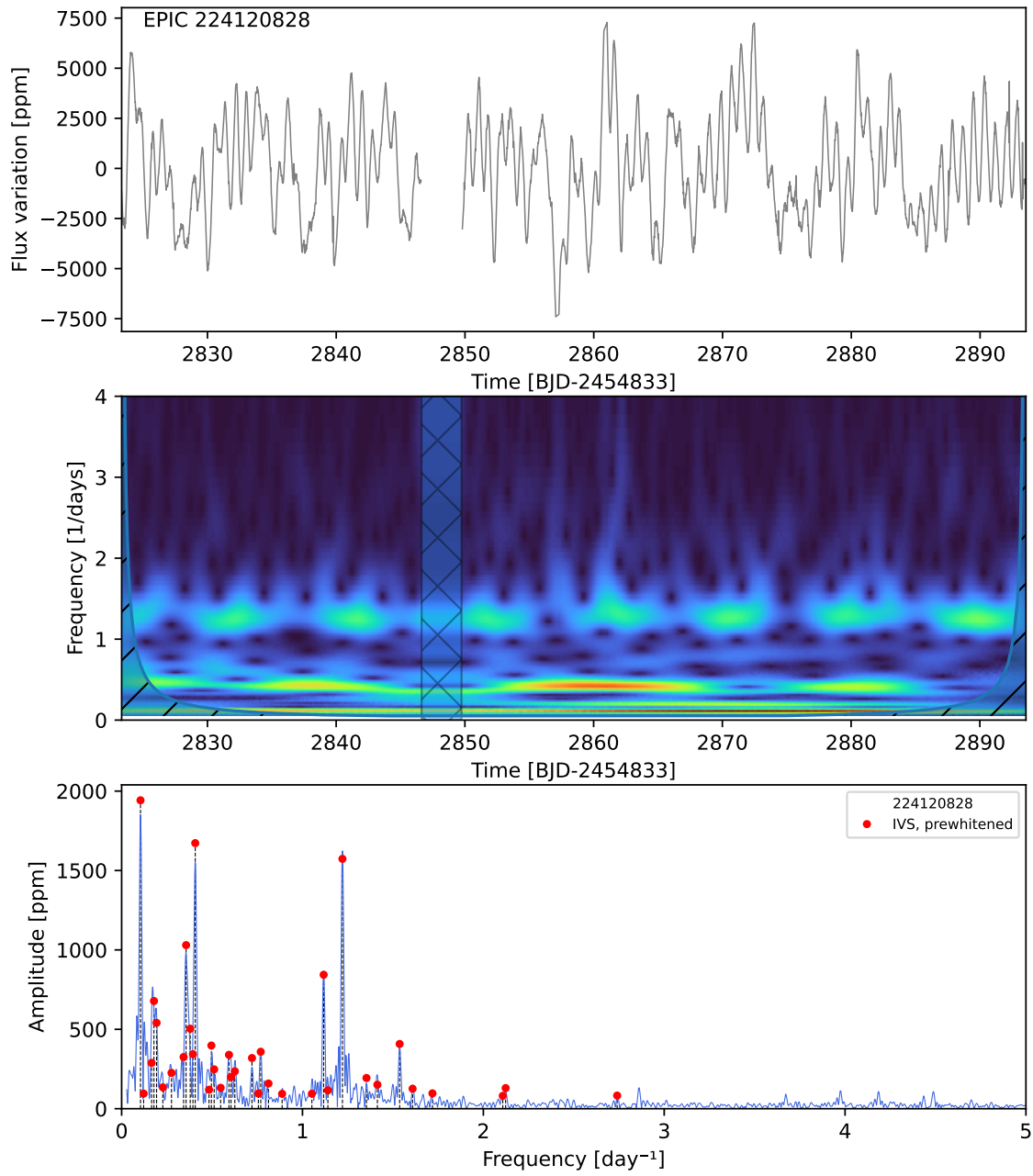
EPIC 224091419



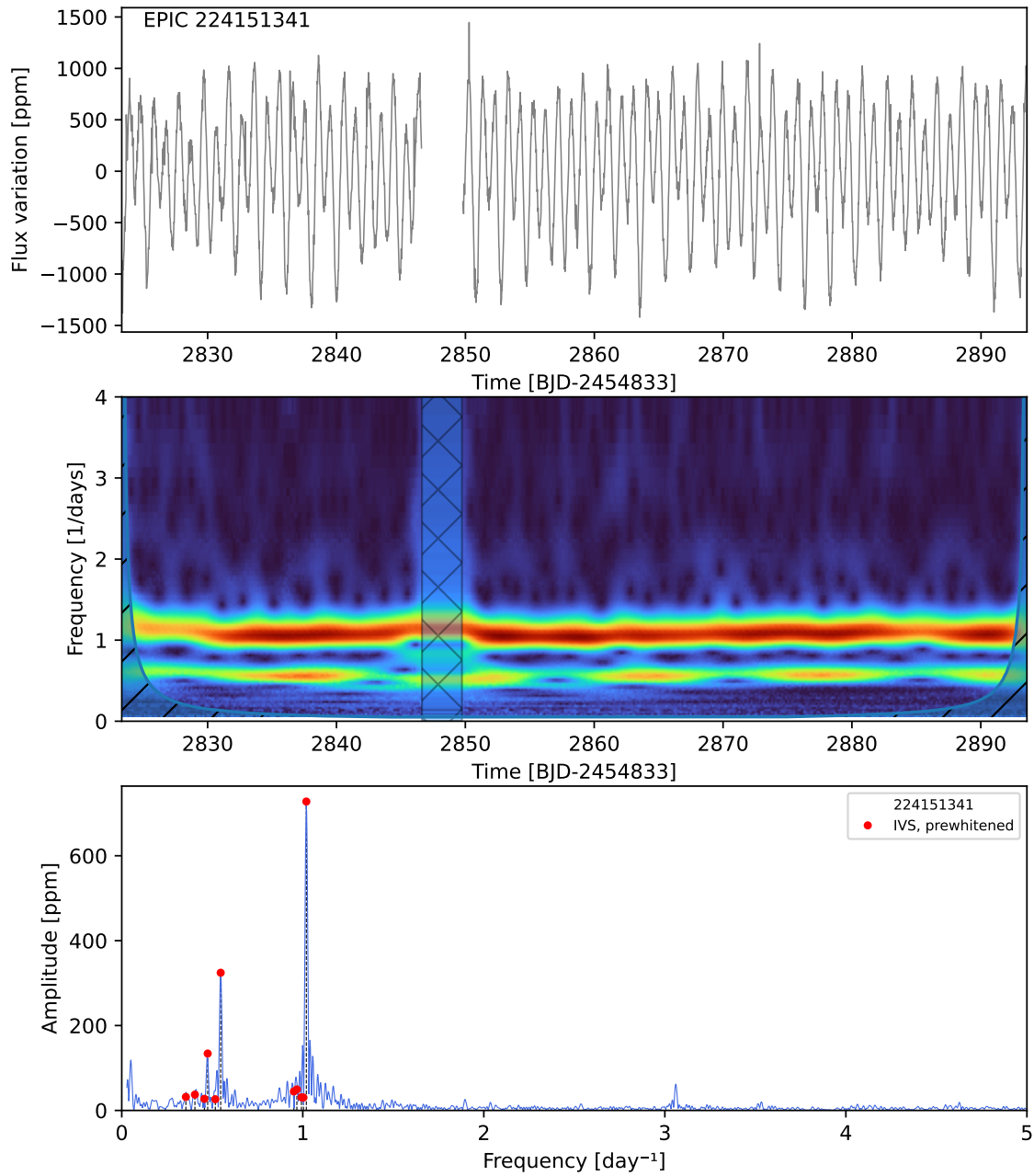
EPIC 224097075



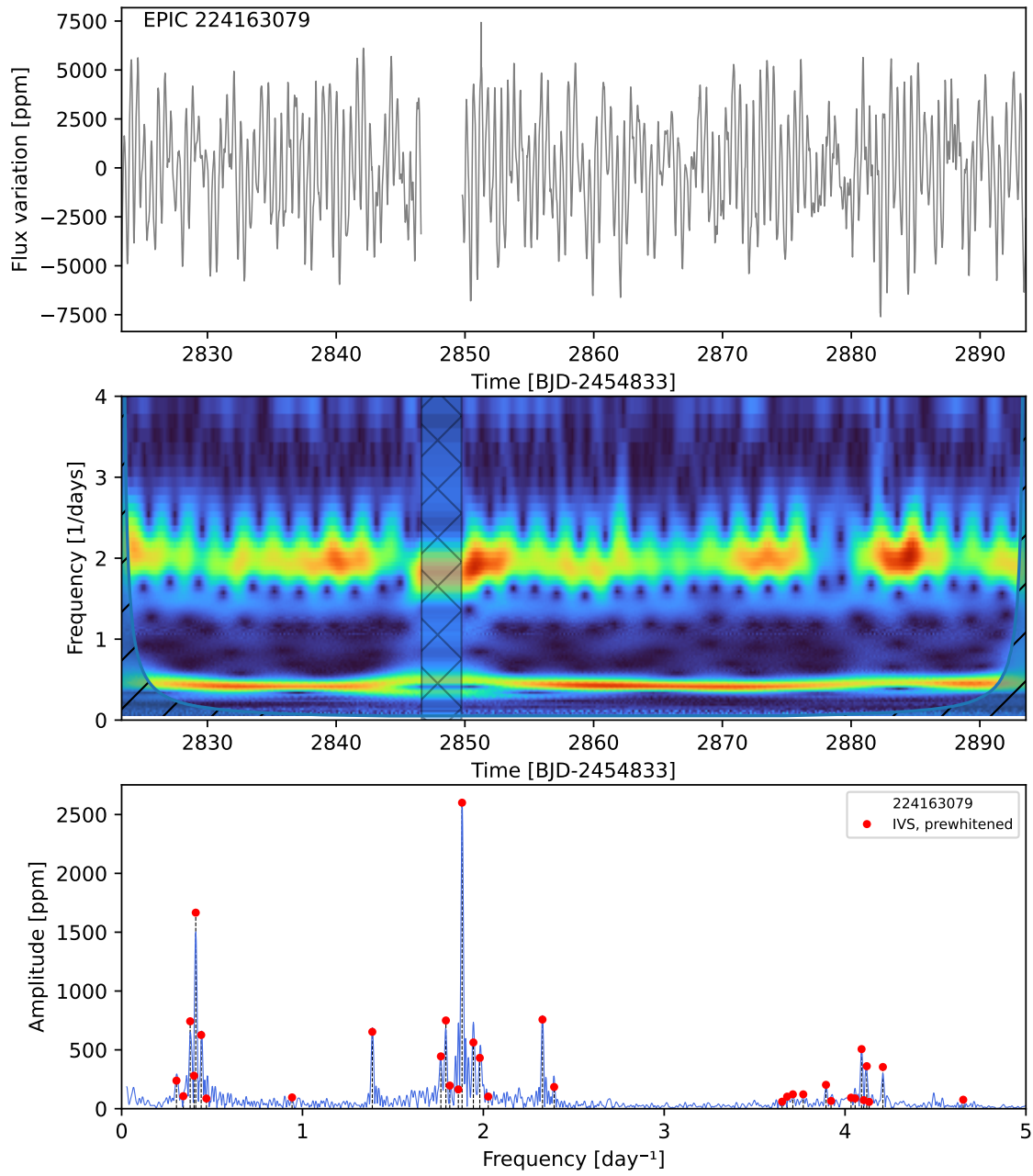
EPIC 224120828



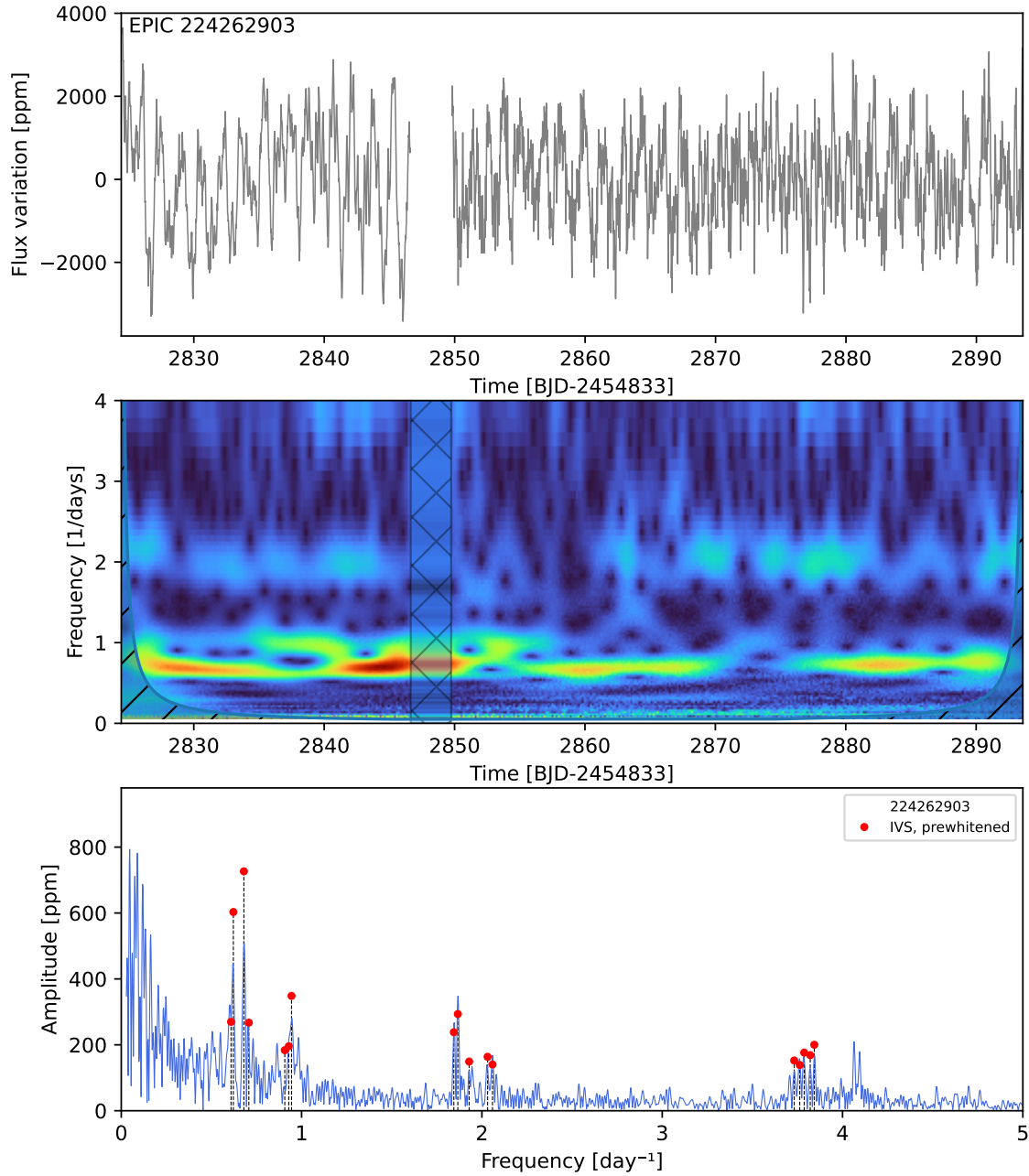
EPIC 224151341



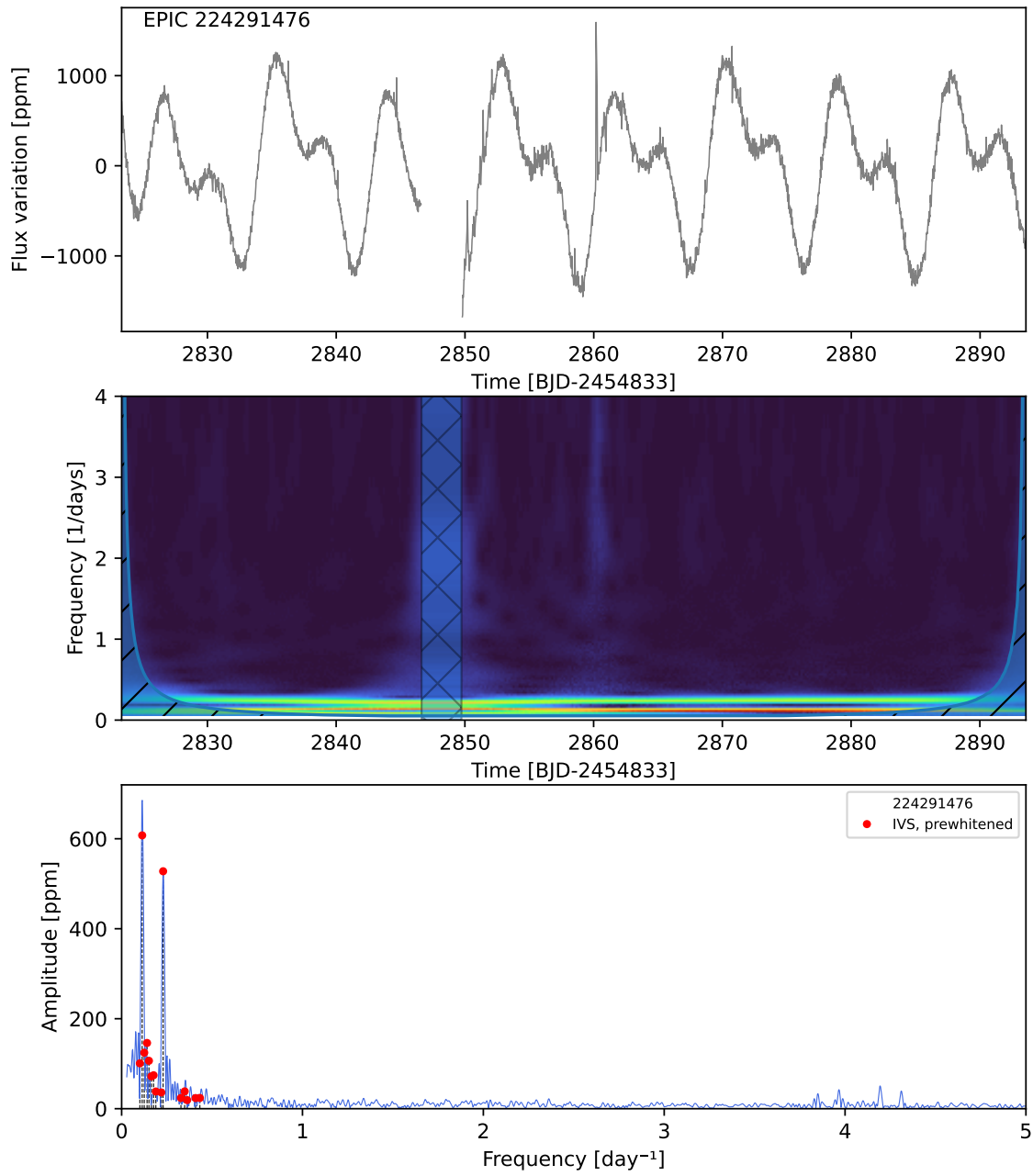
EPIC 224163079



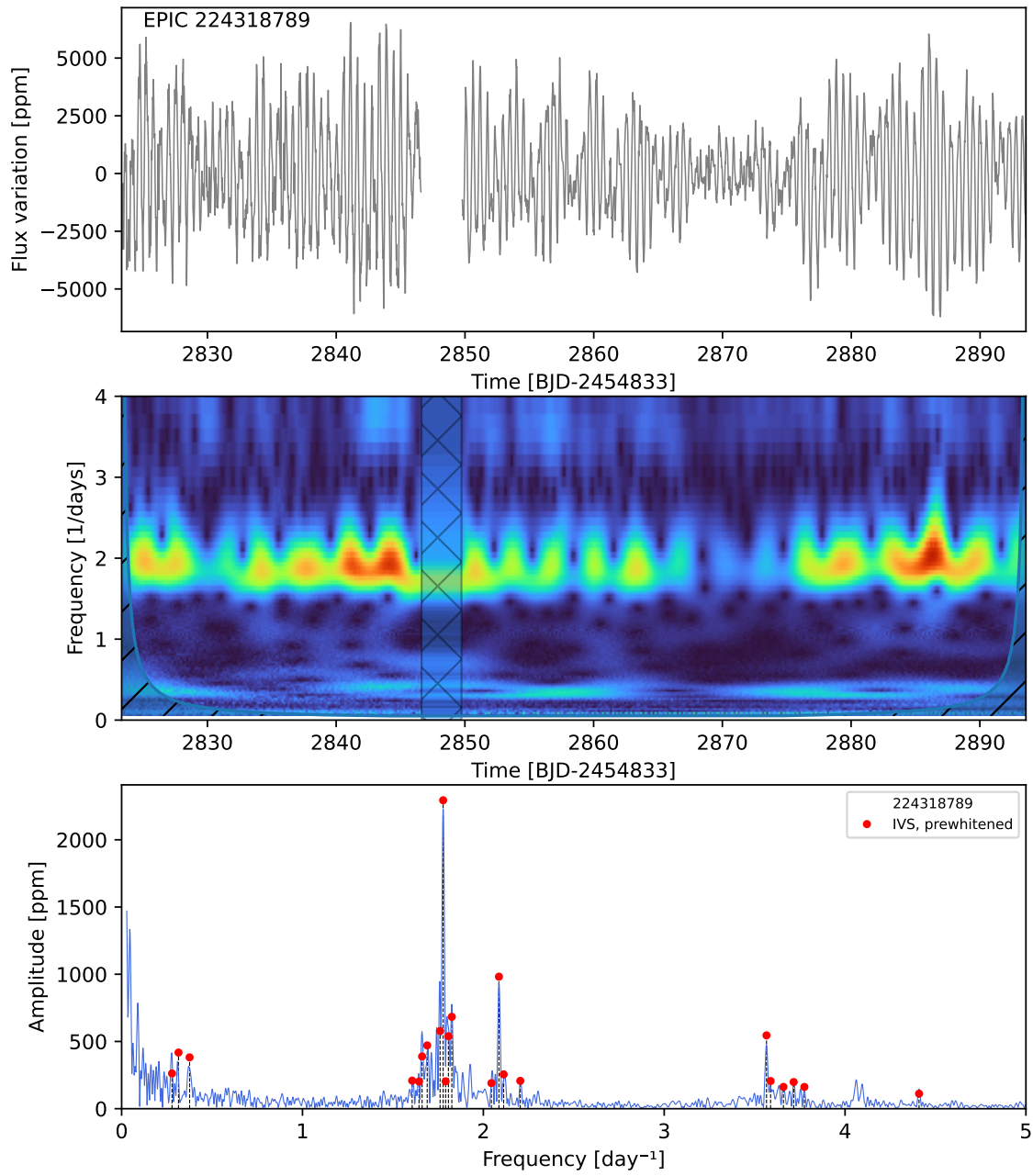
EPIC 224262903



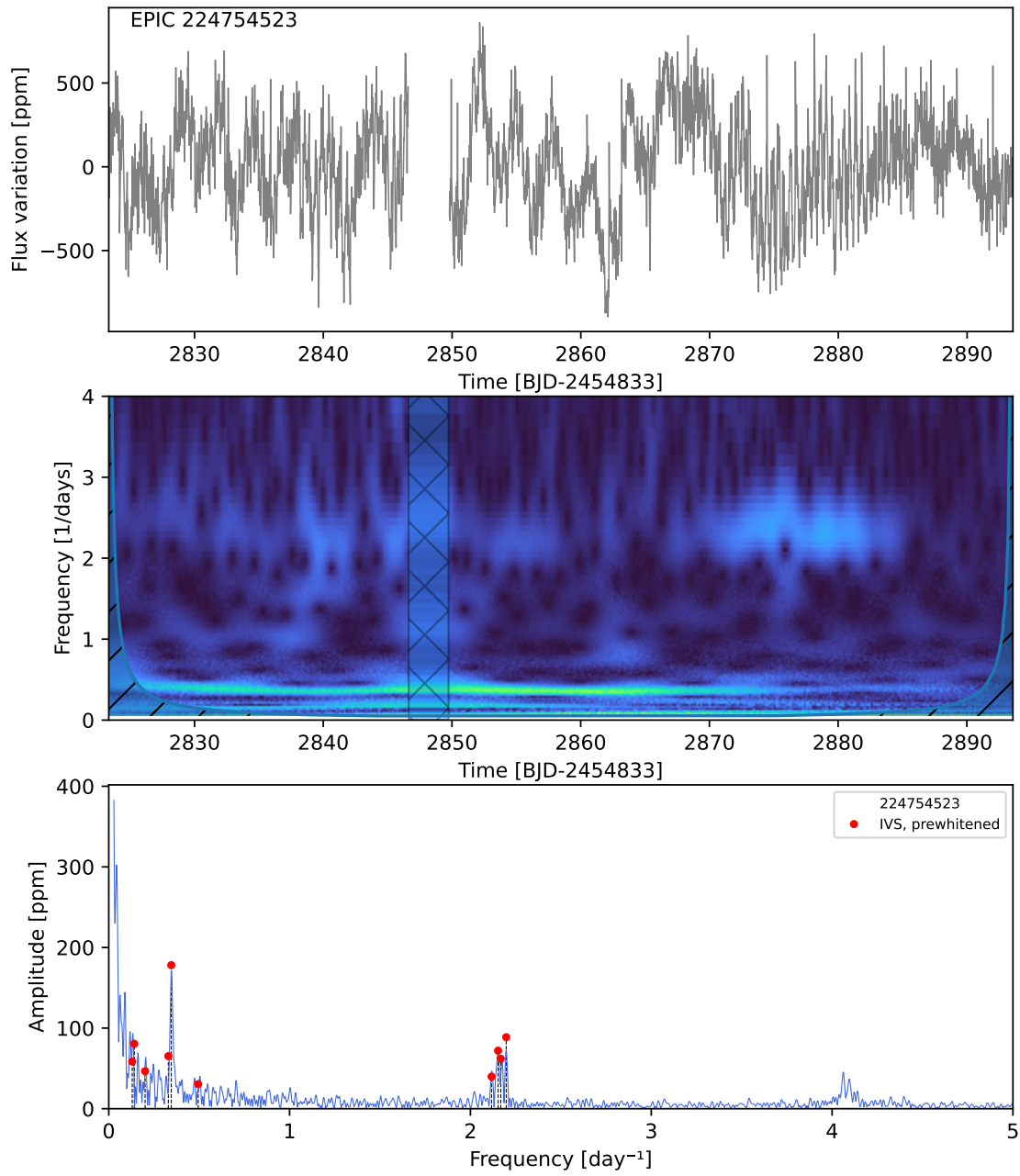
EPIC 224291476



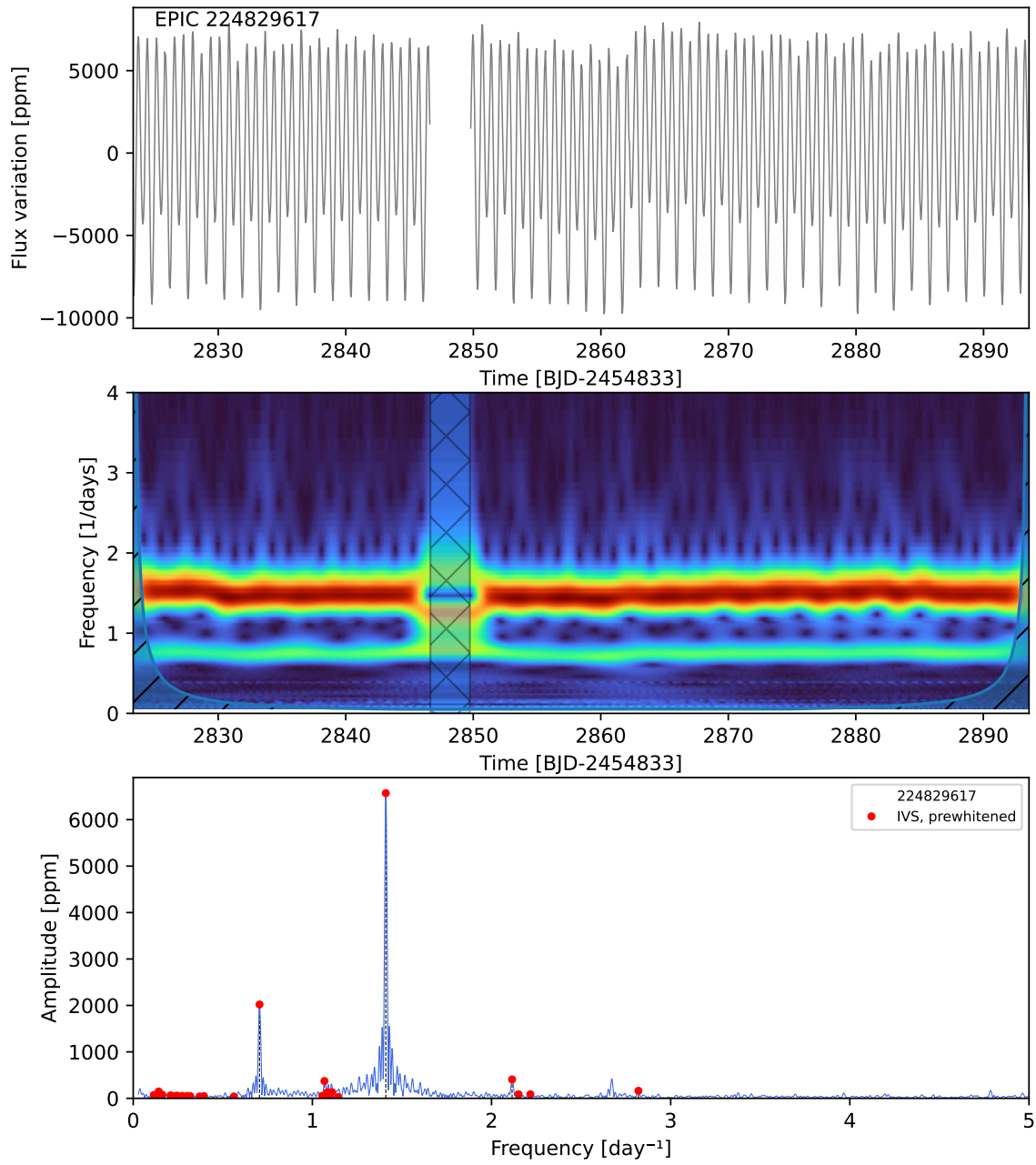
EPIC 224318789



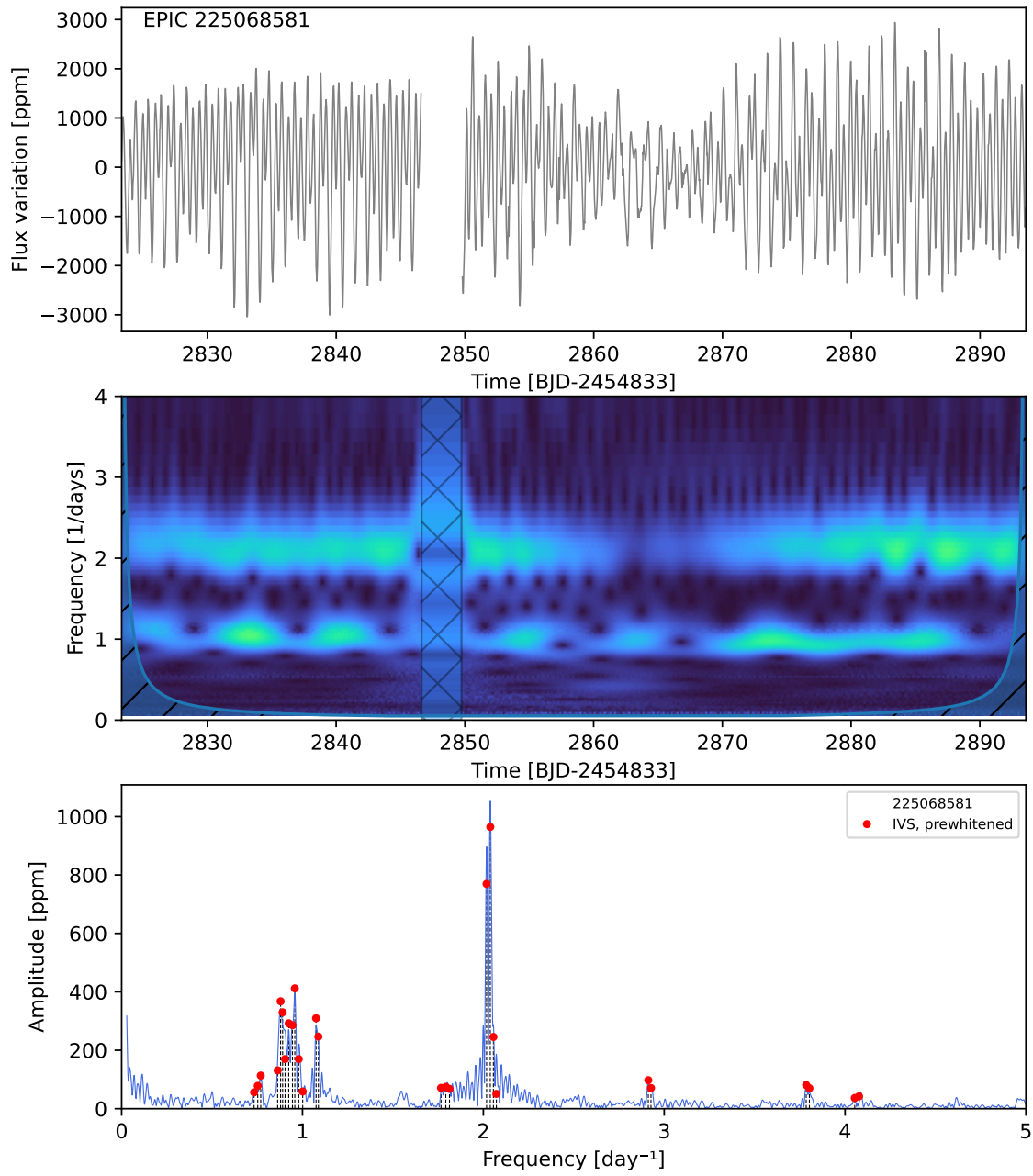
EPIC 224754523



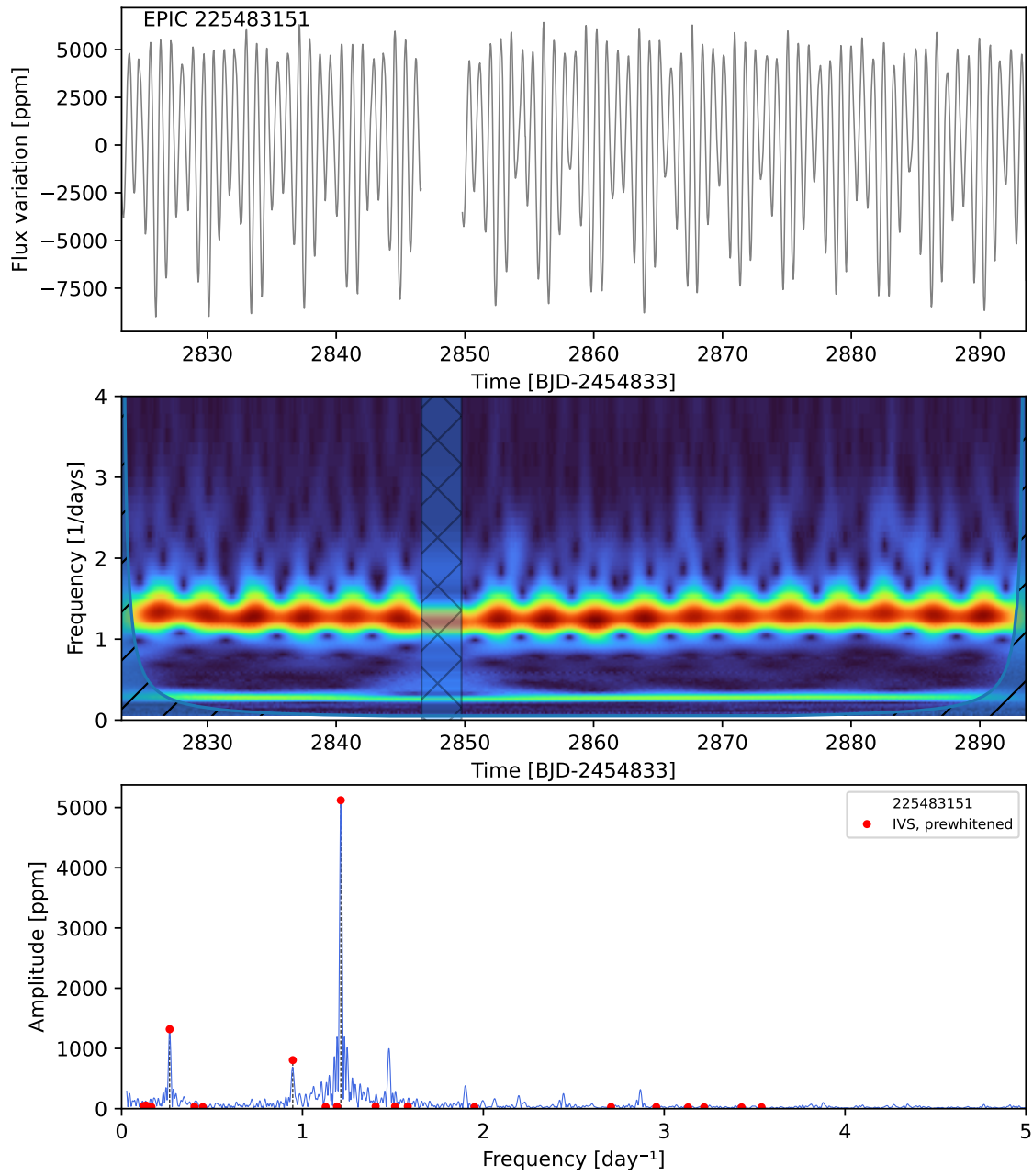
EPIC 224829617



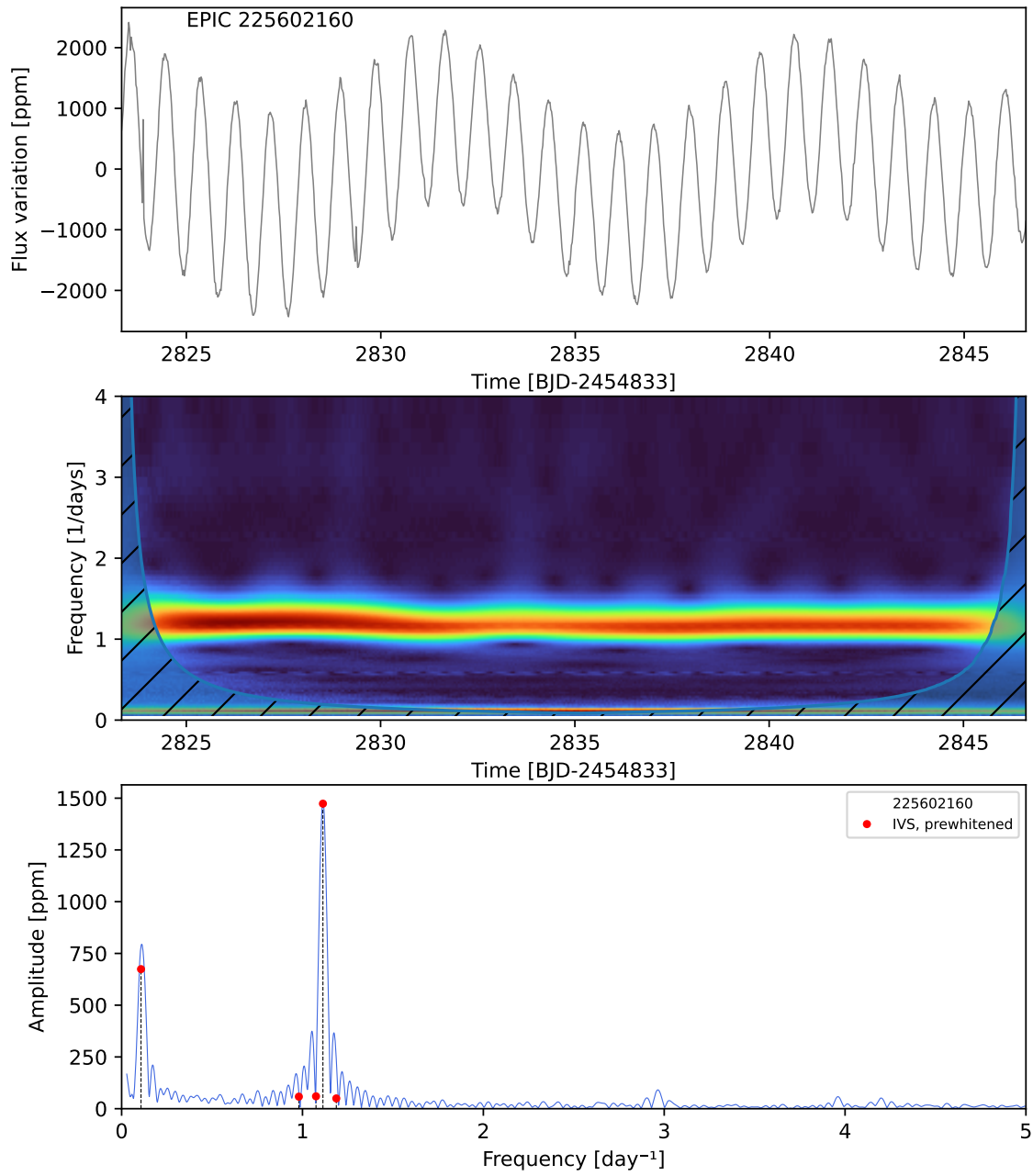
EPIC 225068581



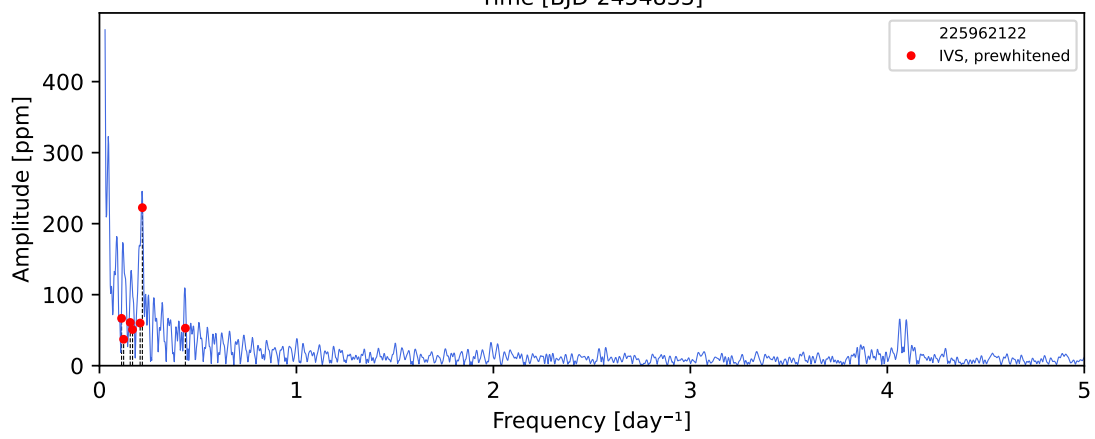
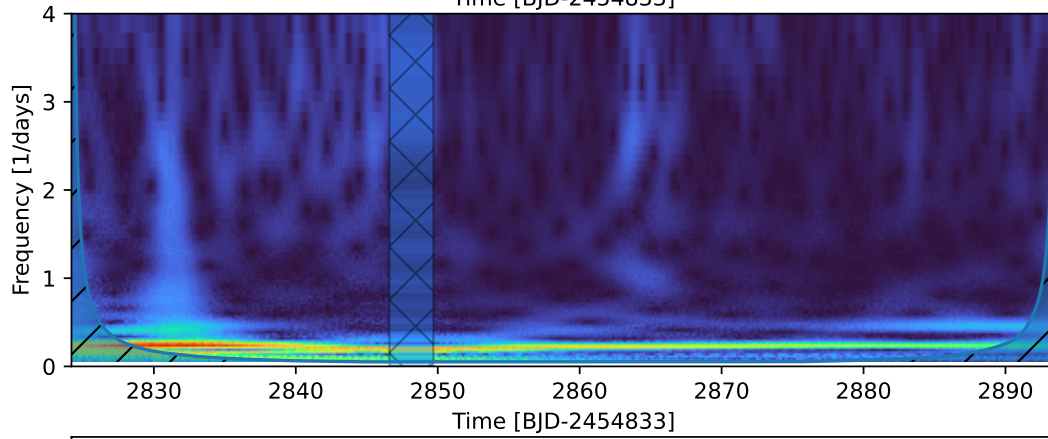
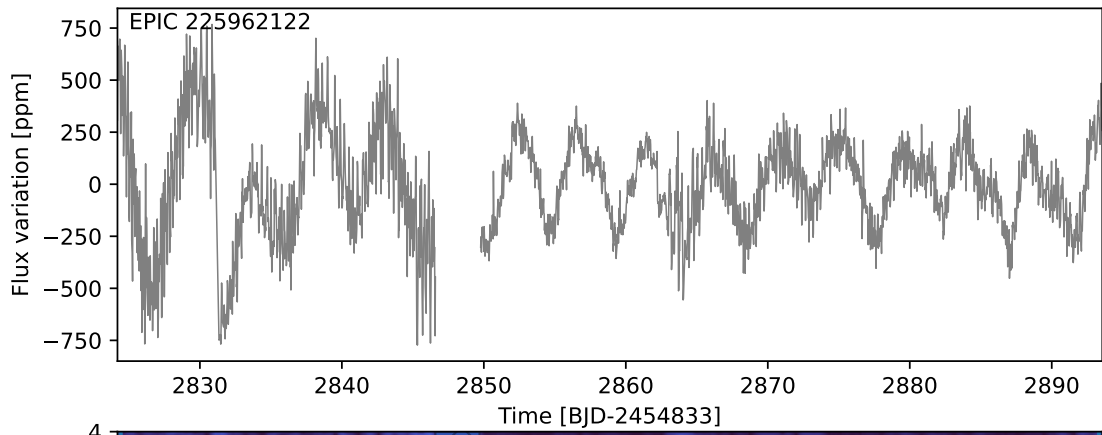
EPIC 225483151



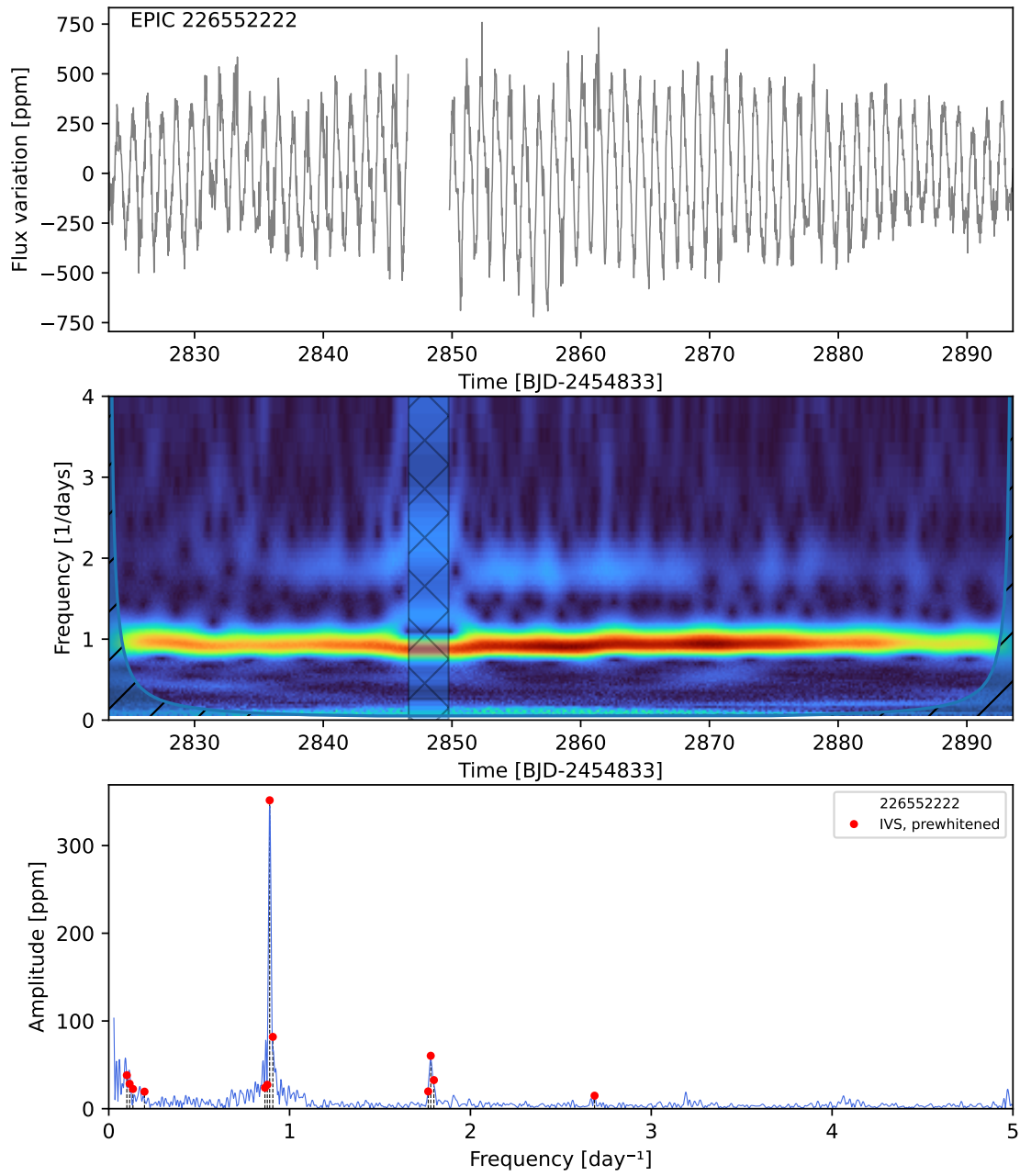
EPIC 225602160



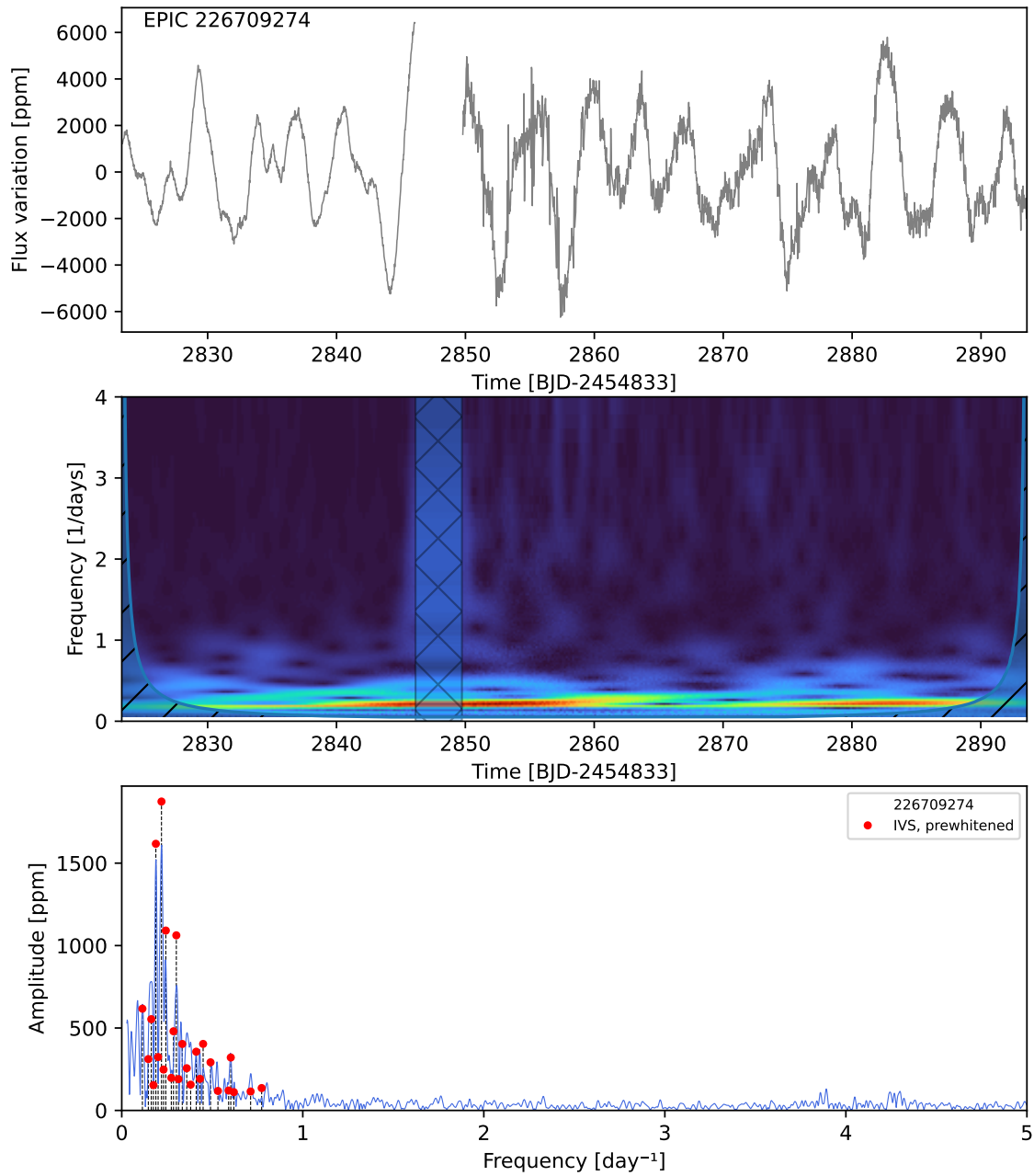
EPIC 225962122



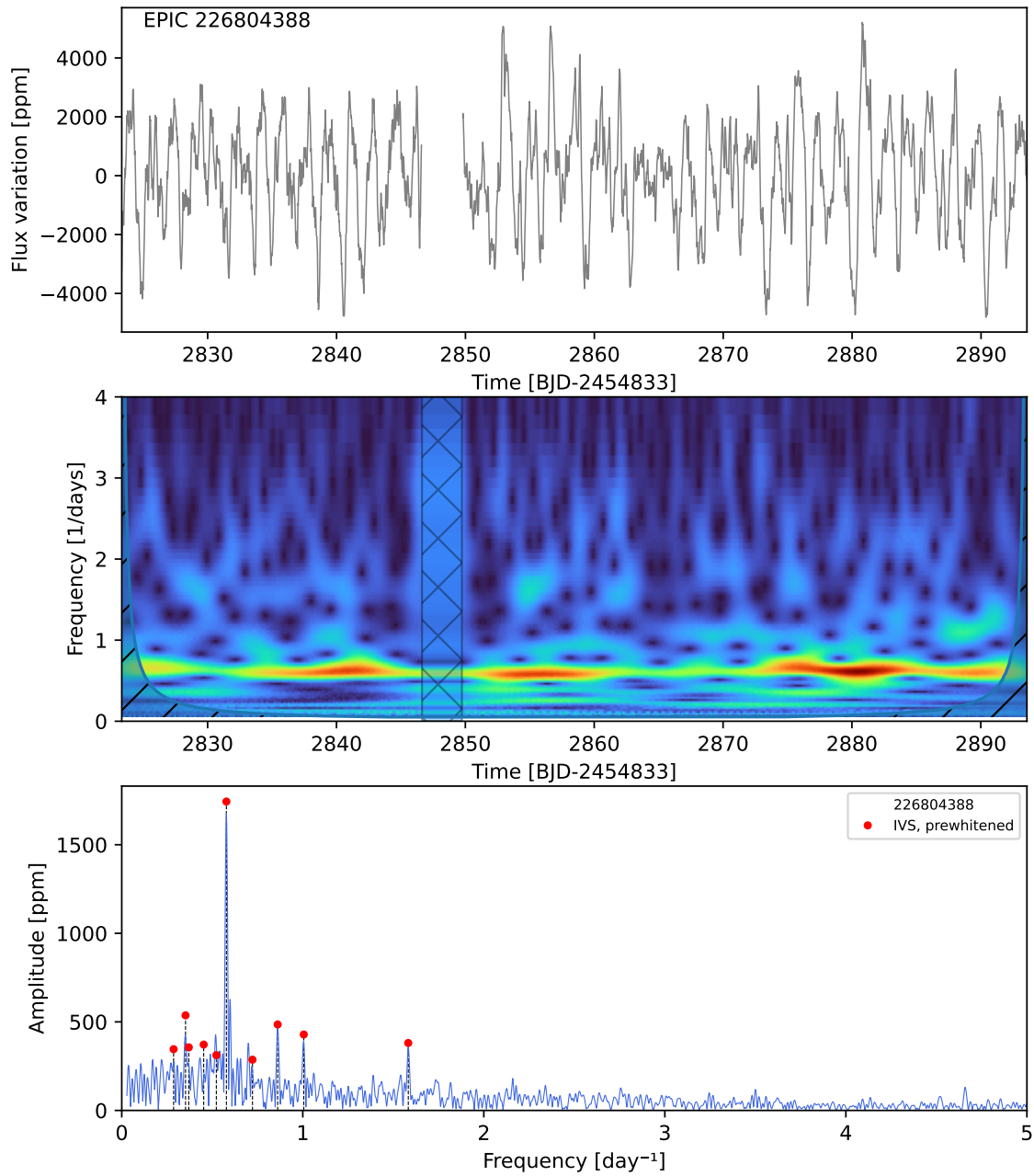
EPIC 226552222



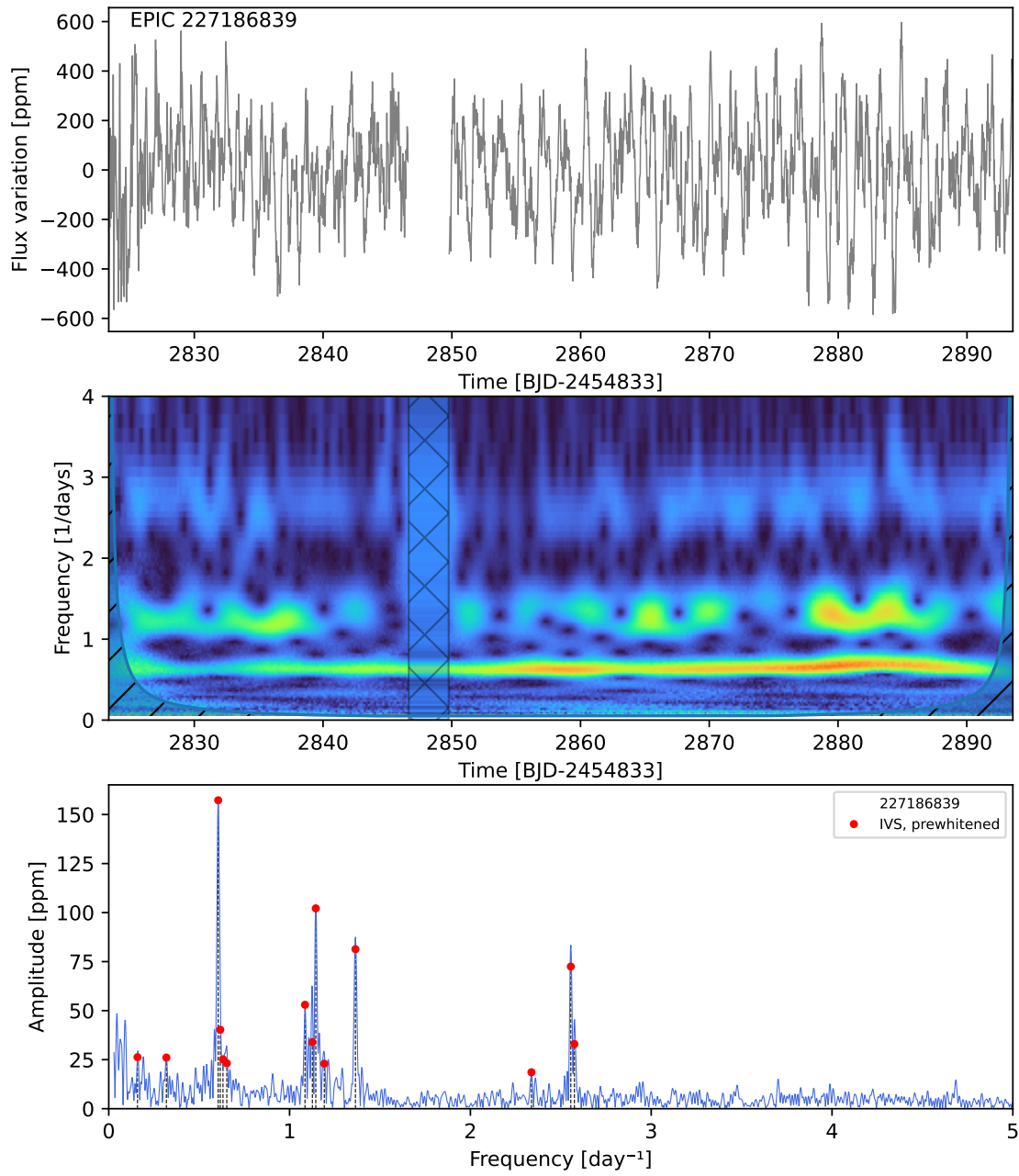
EPIC 226709274



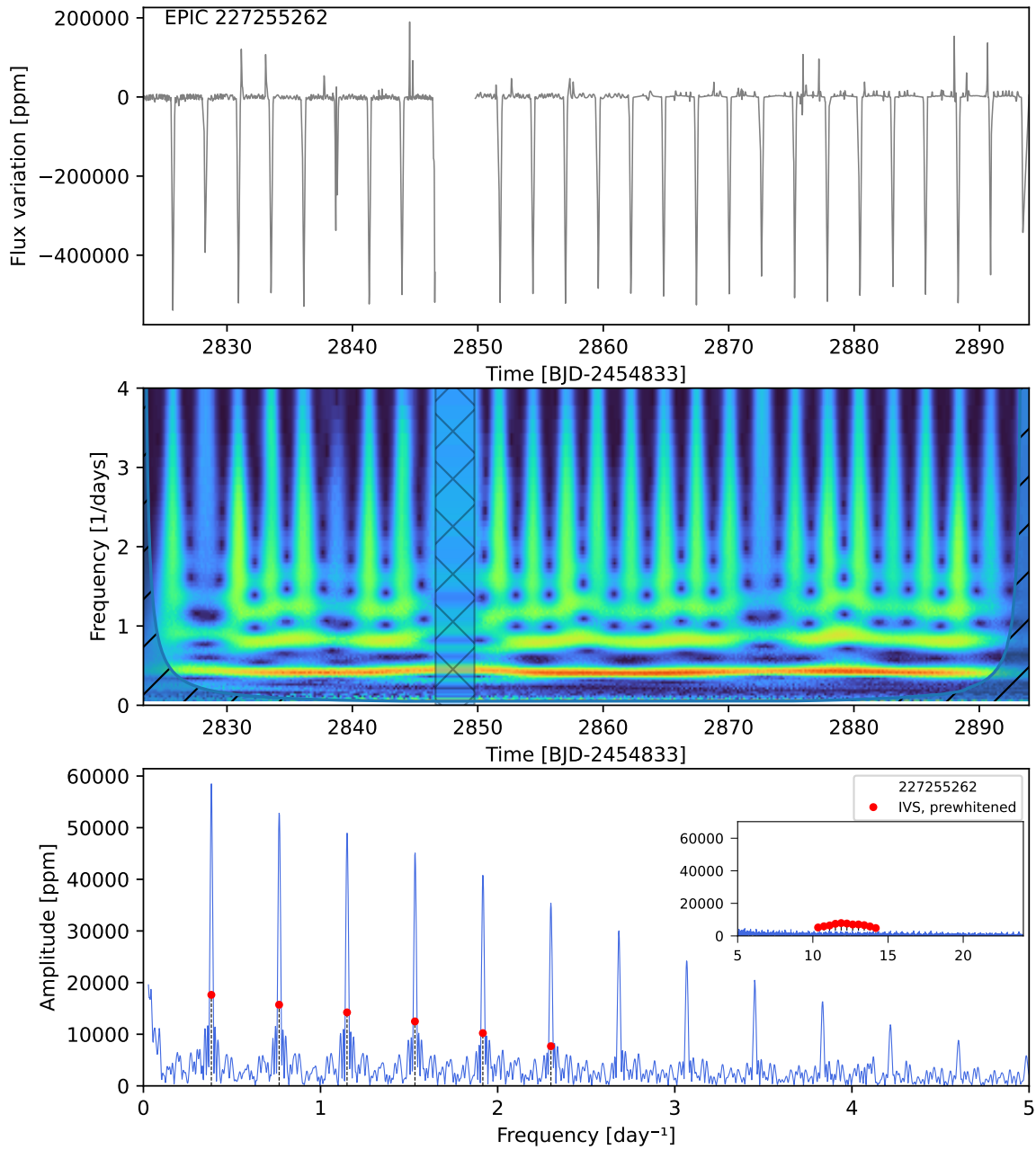
EPIC 226804388



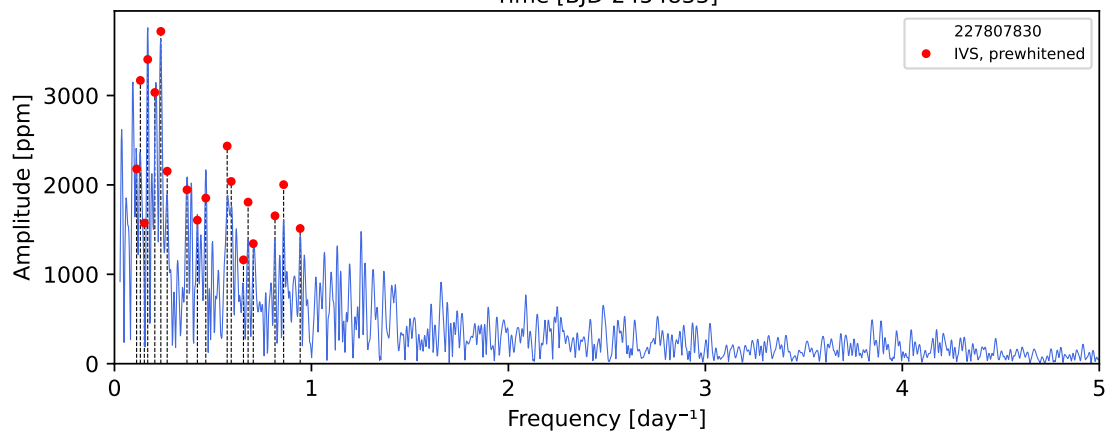
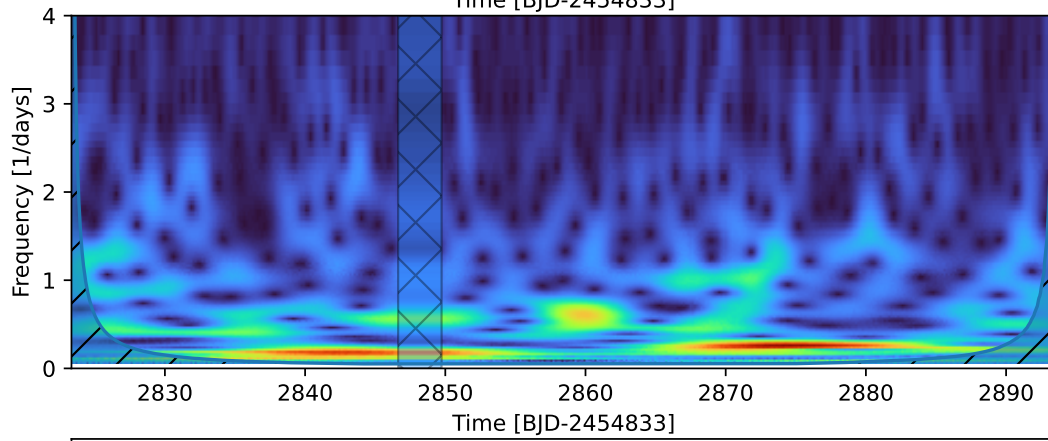
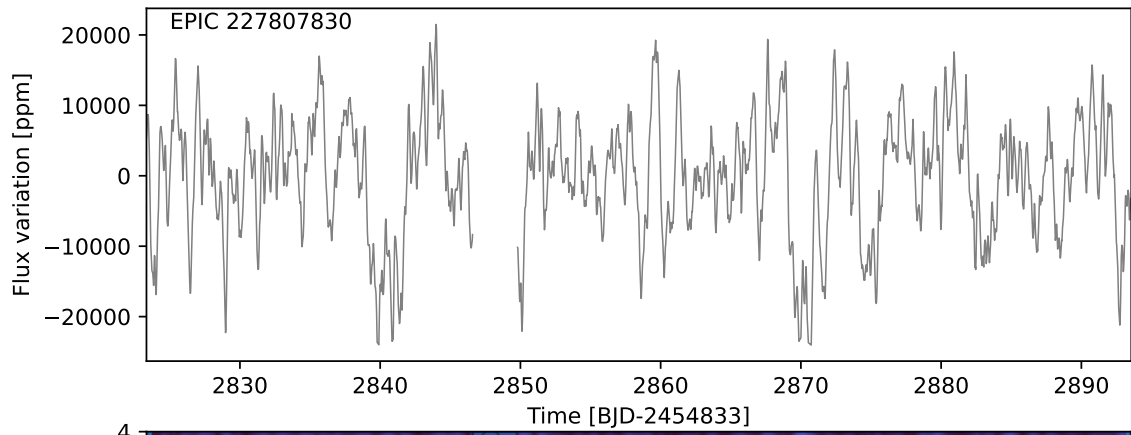
EPIC 227186839



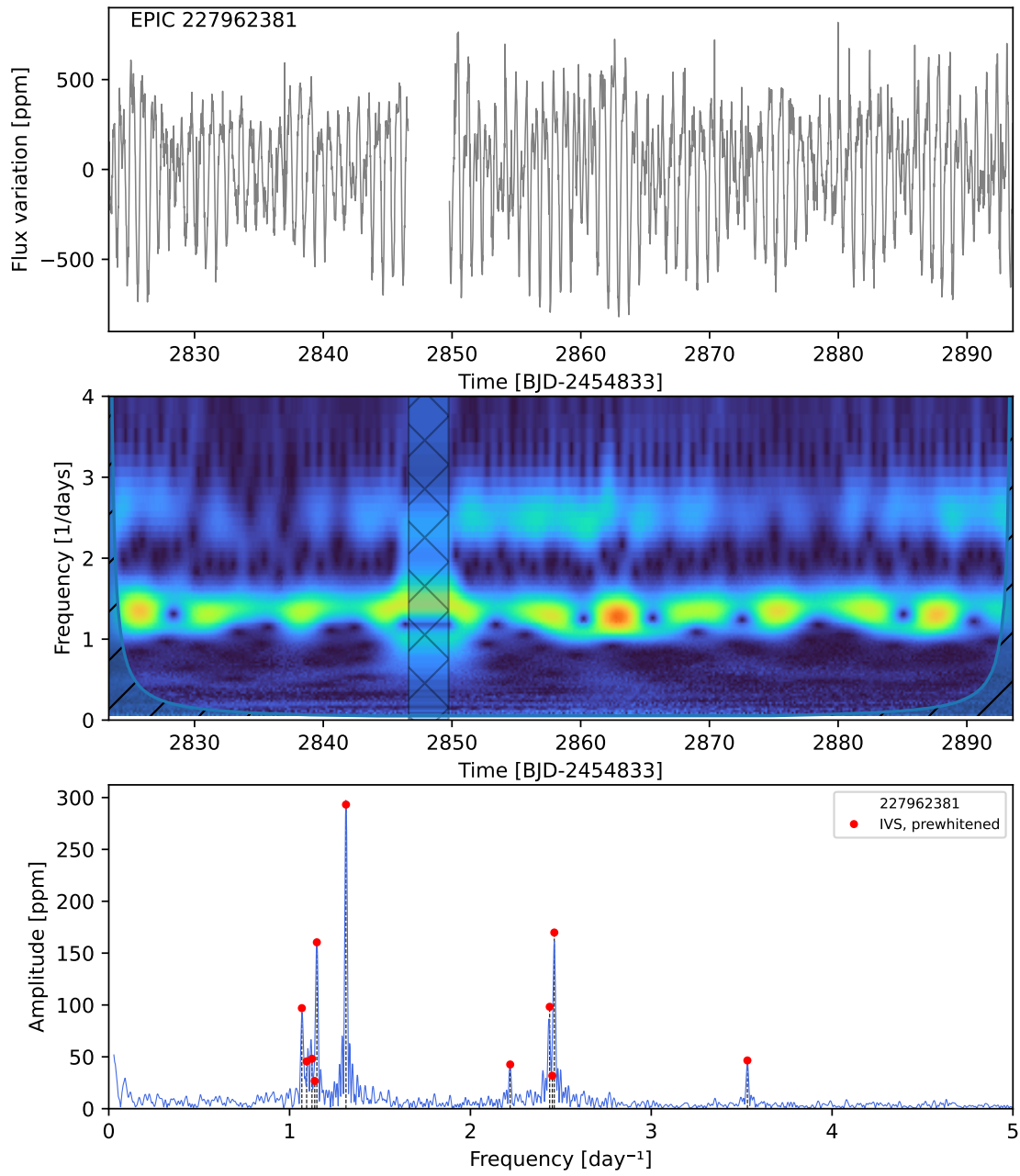
EPIC 227255262



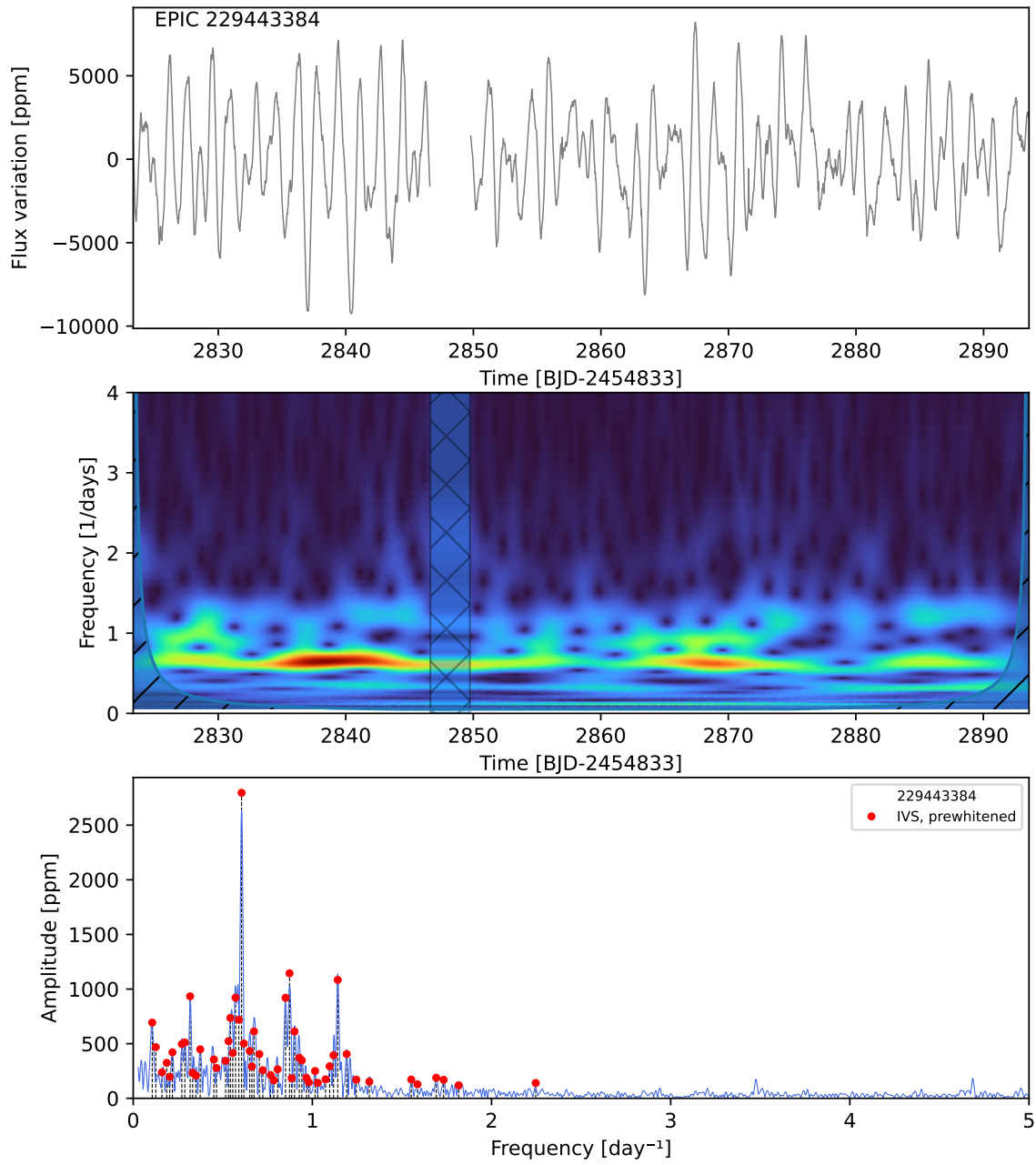
EPIC 227807830



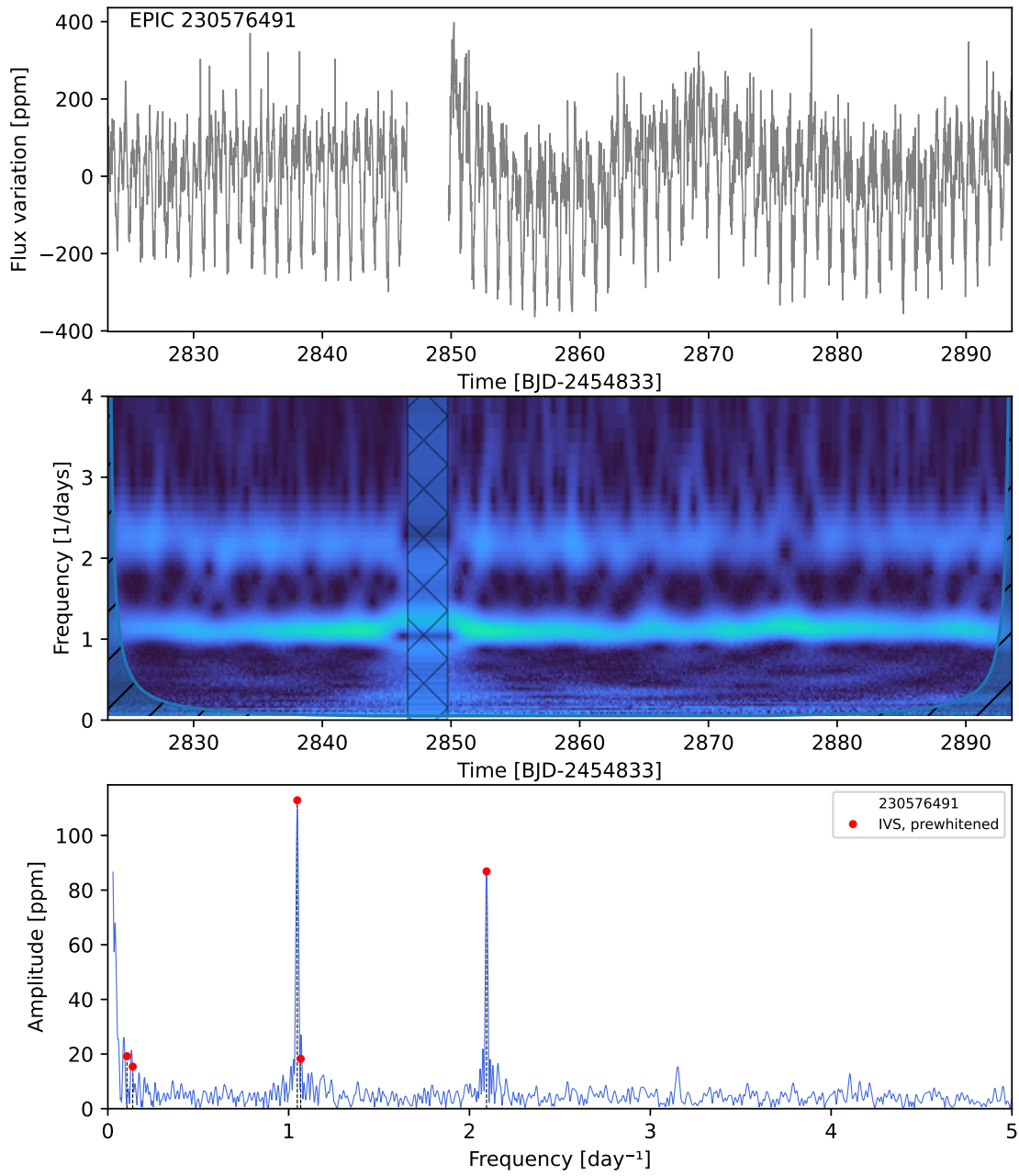
EPIC 227962381



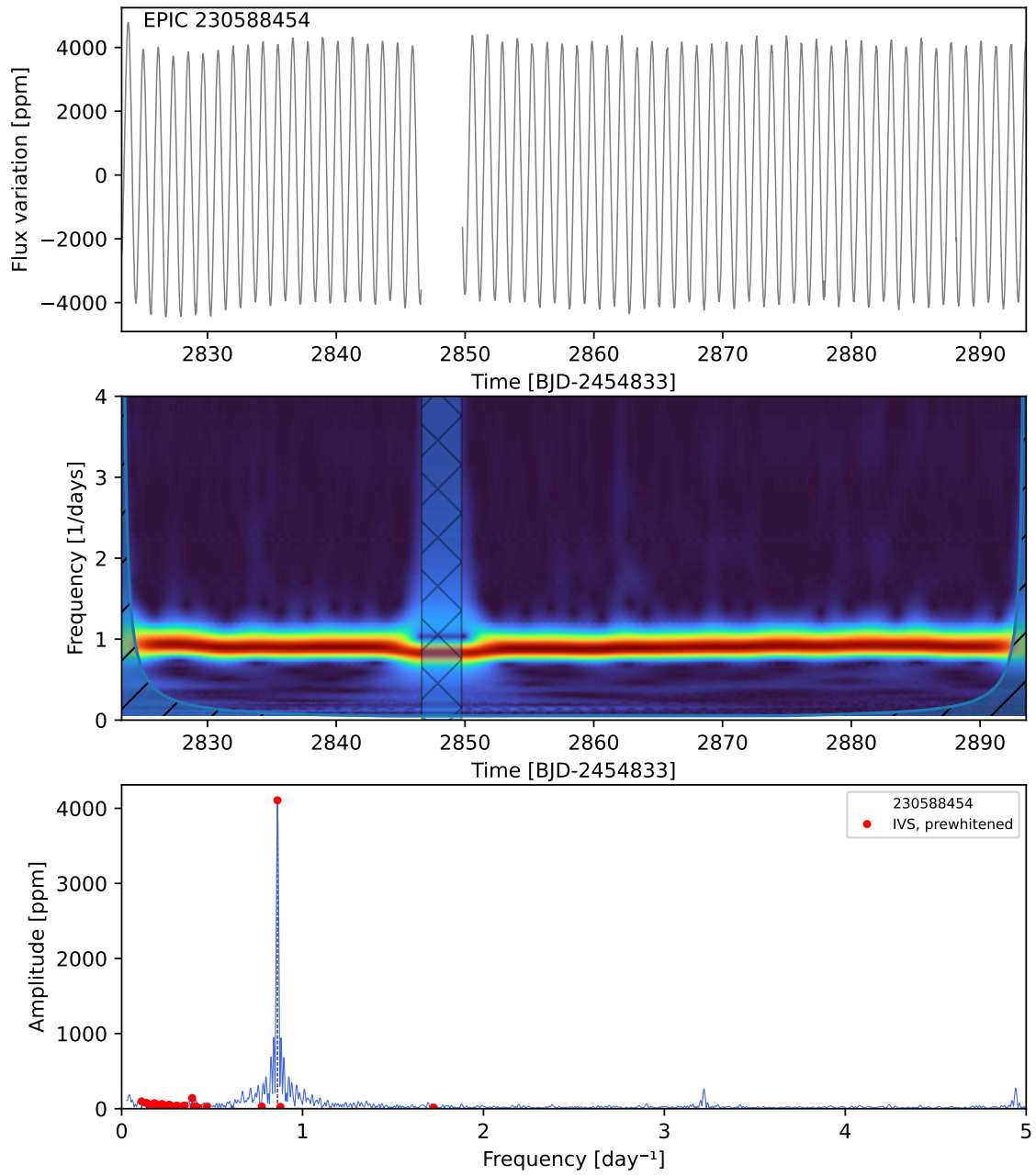
EPIC 229443384



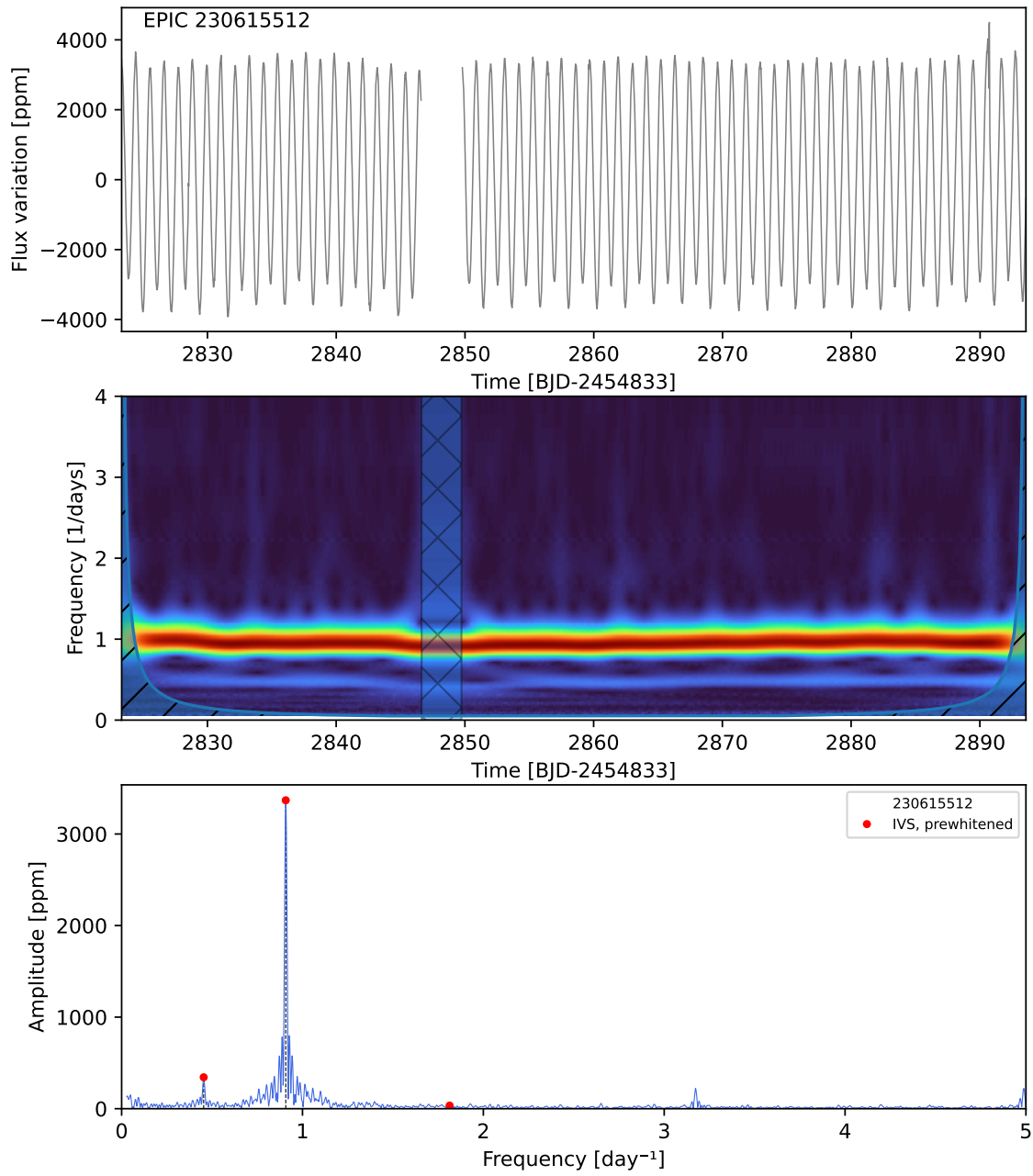
EPIC 230576491



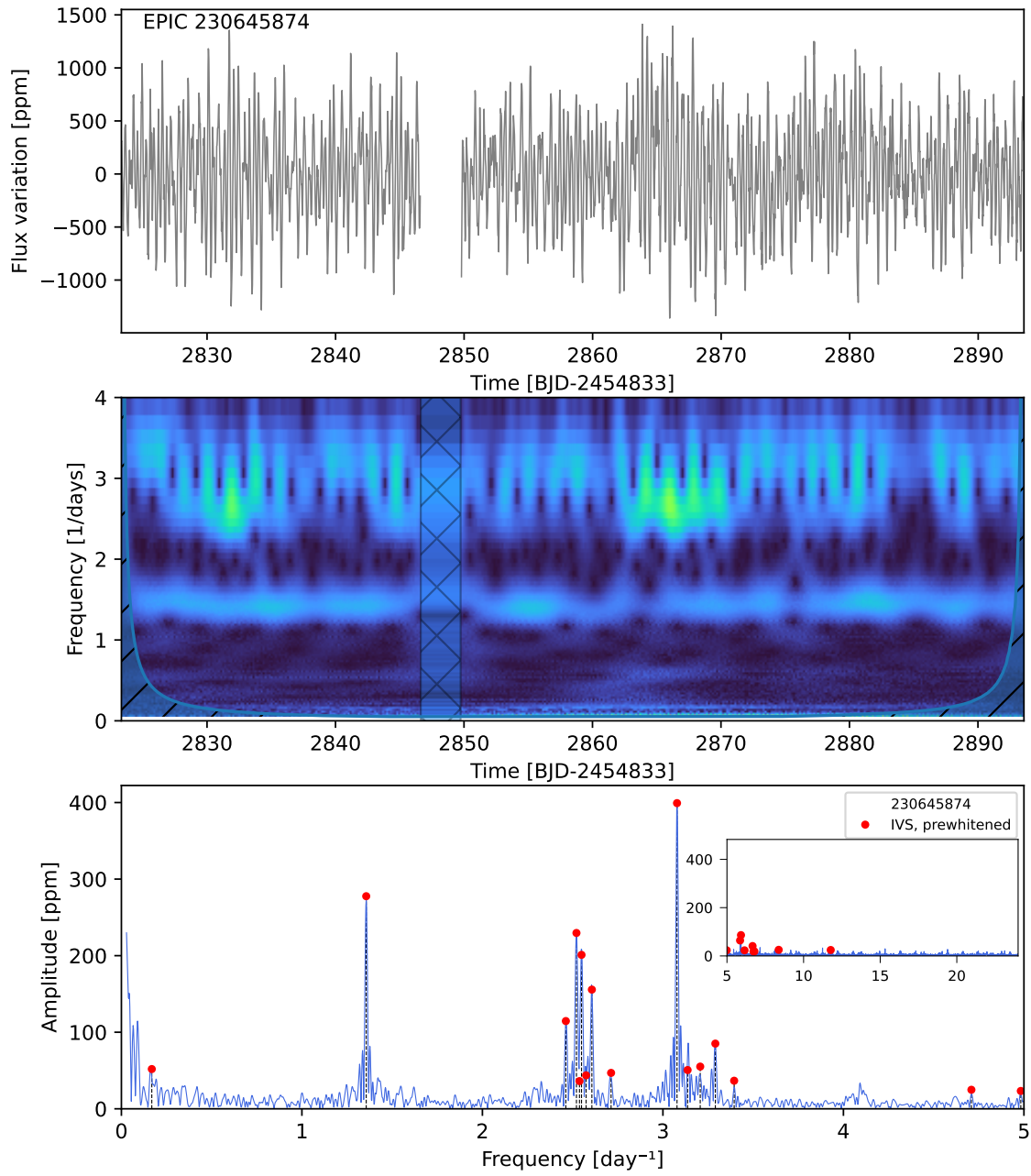
EPIC 230588454



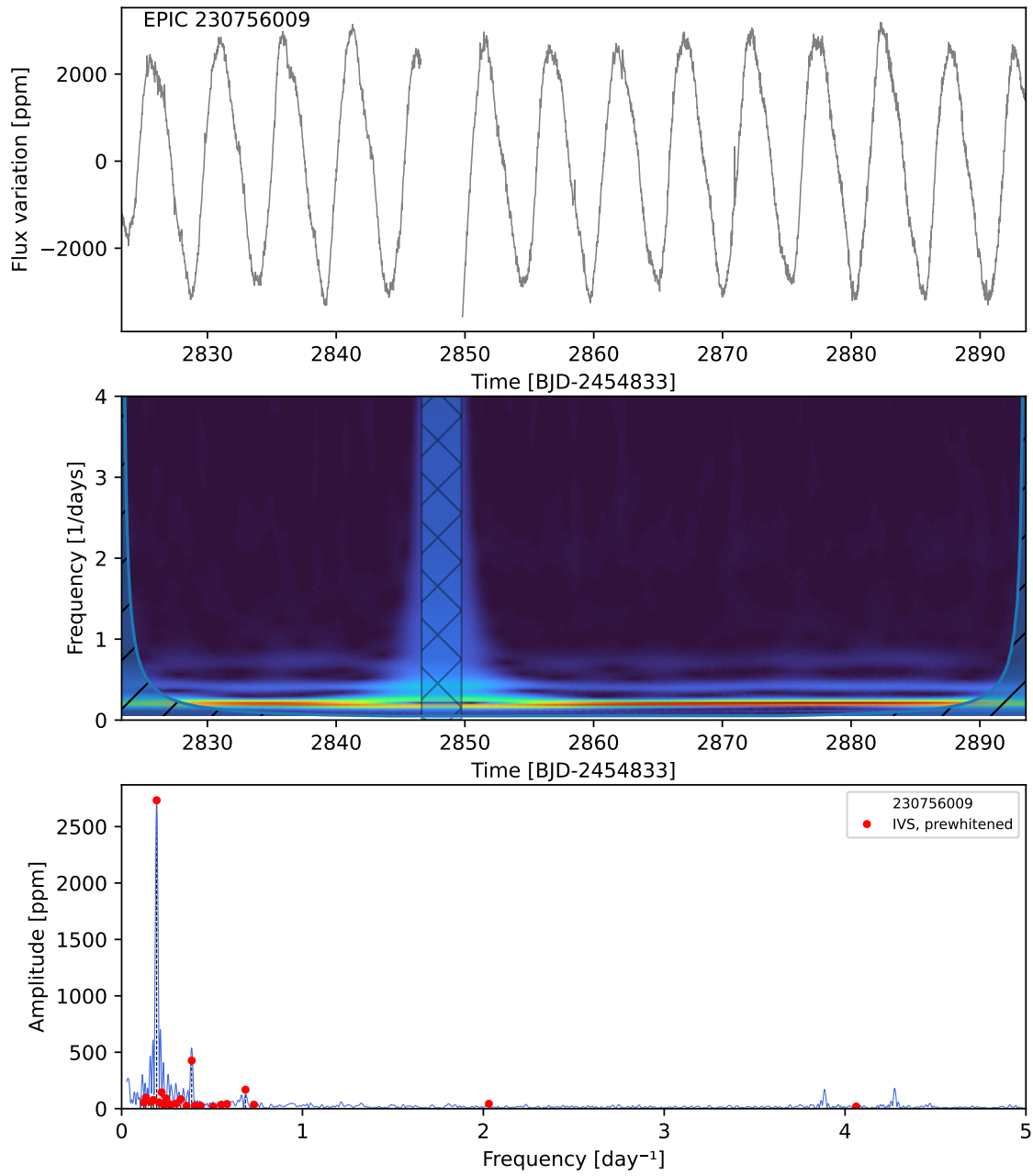
EPIC 230615512



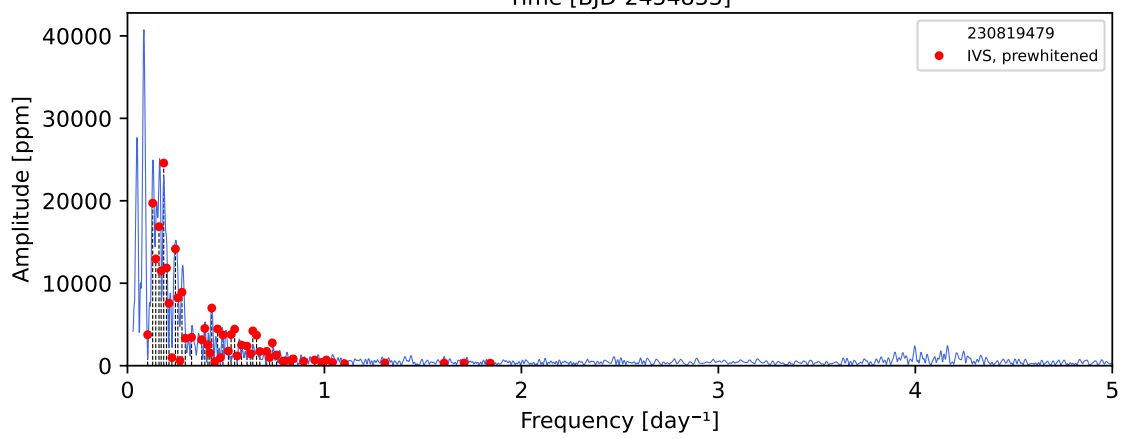
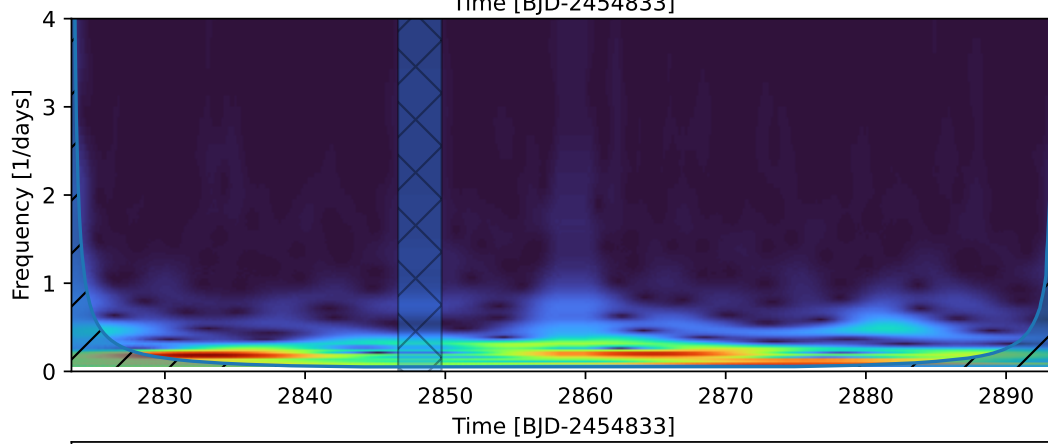
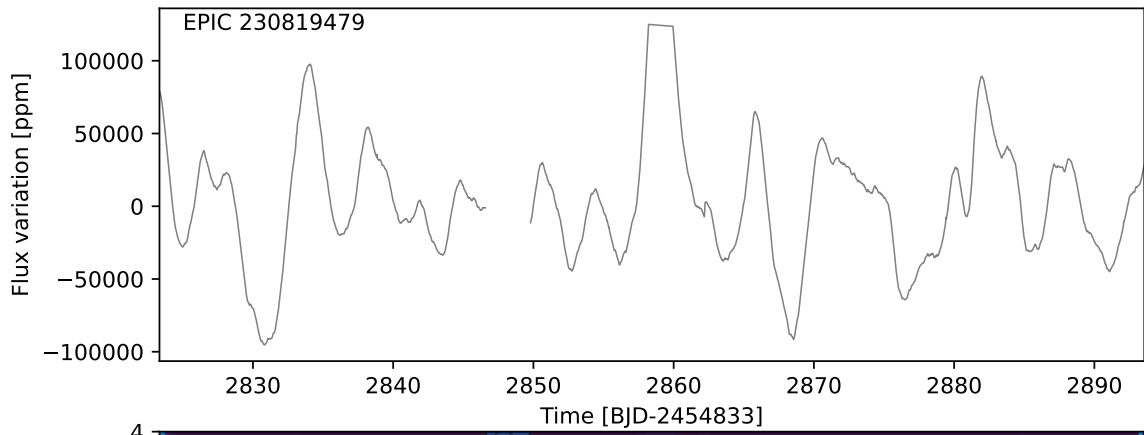
EPIC 230645874



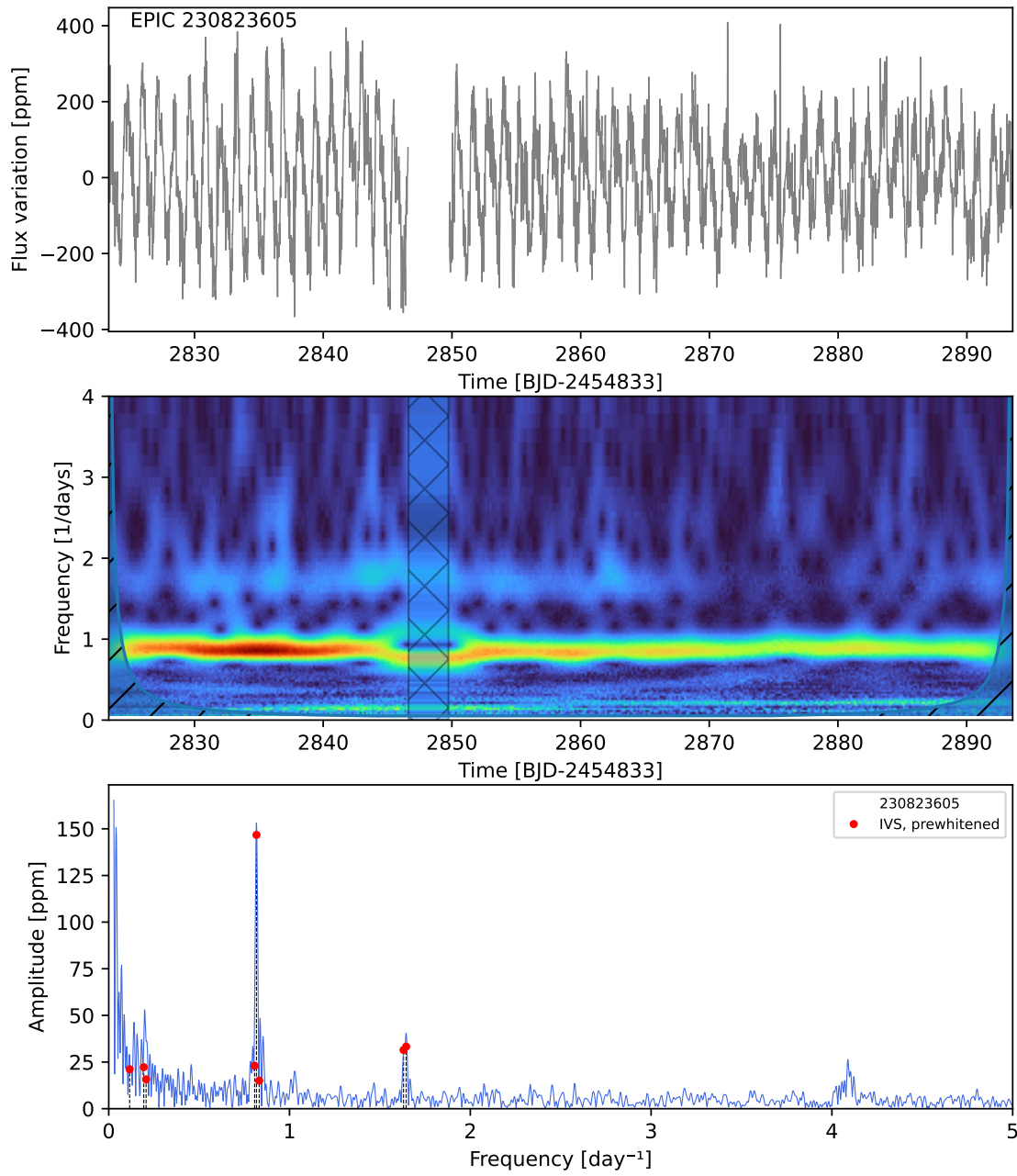
EPIC 230756009



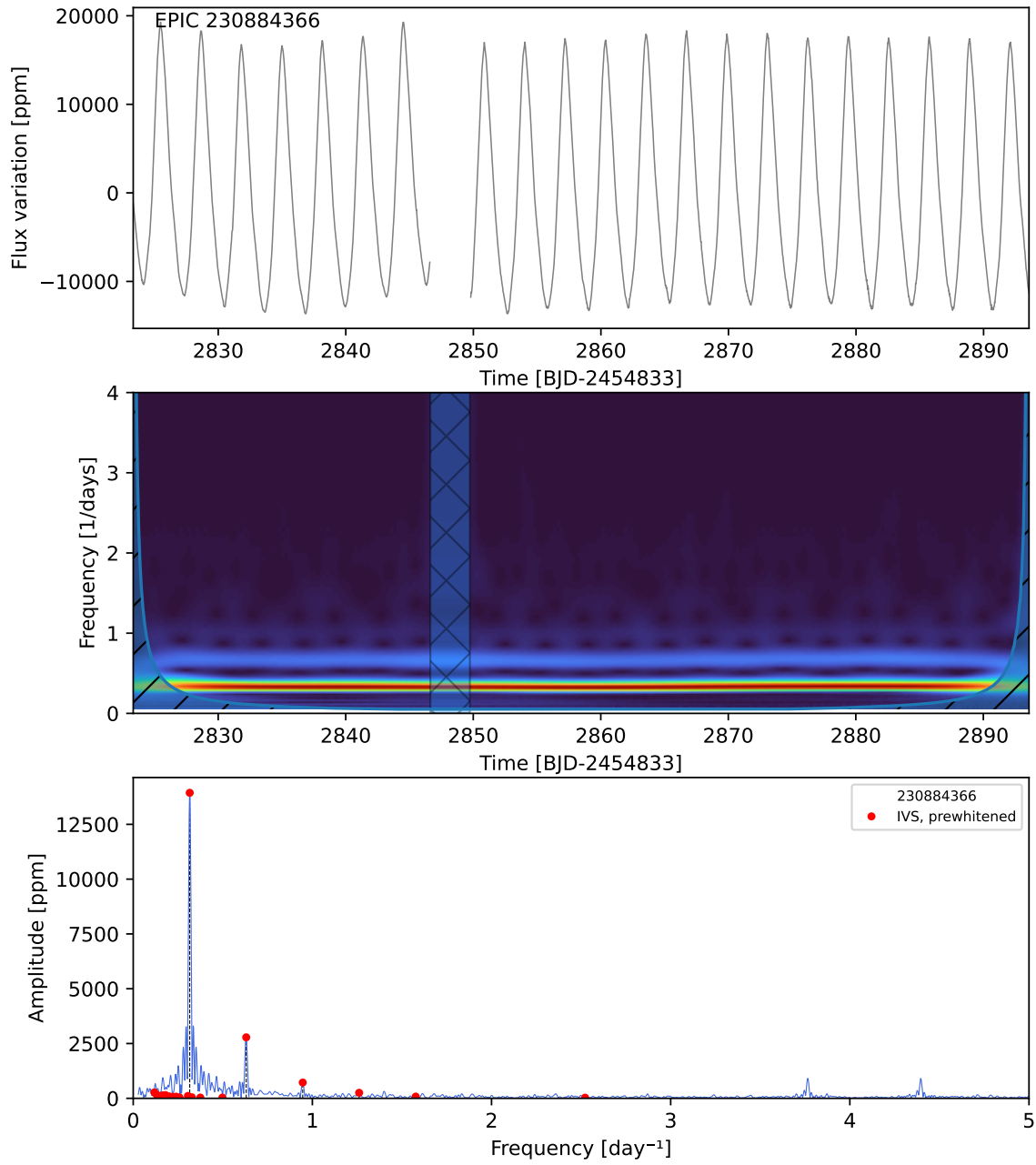
EPIC 230819479



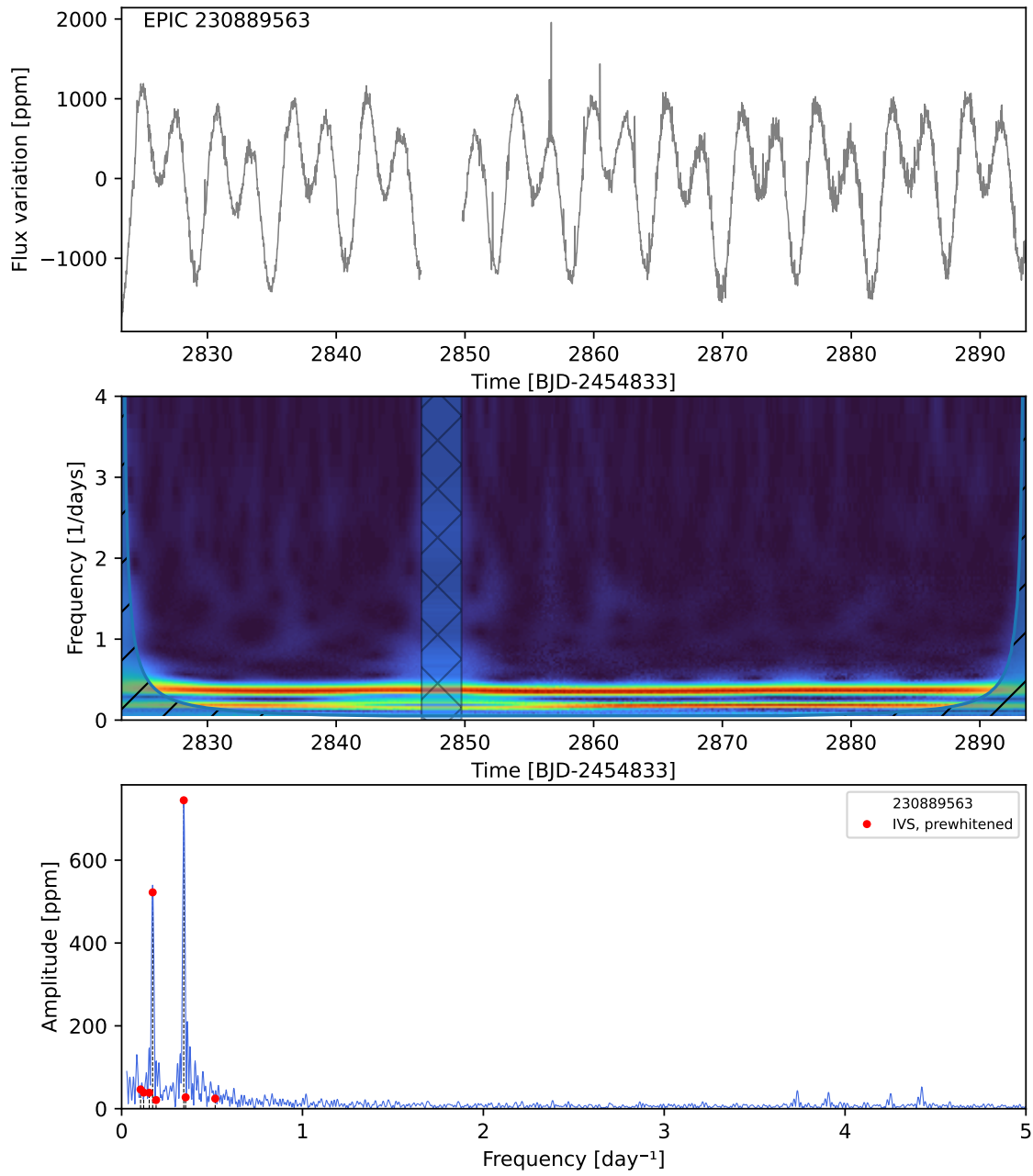
EPIC 230823605



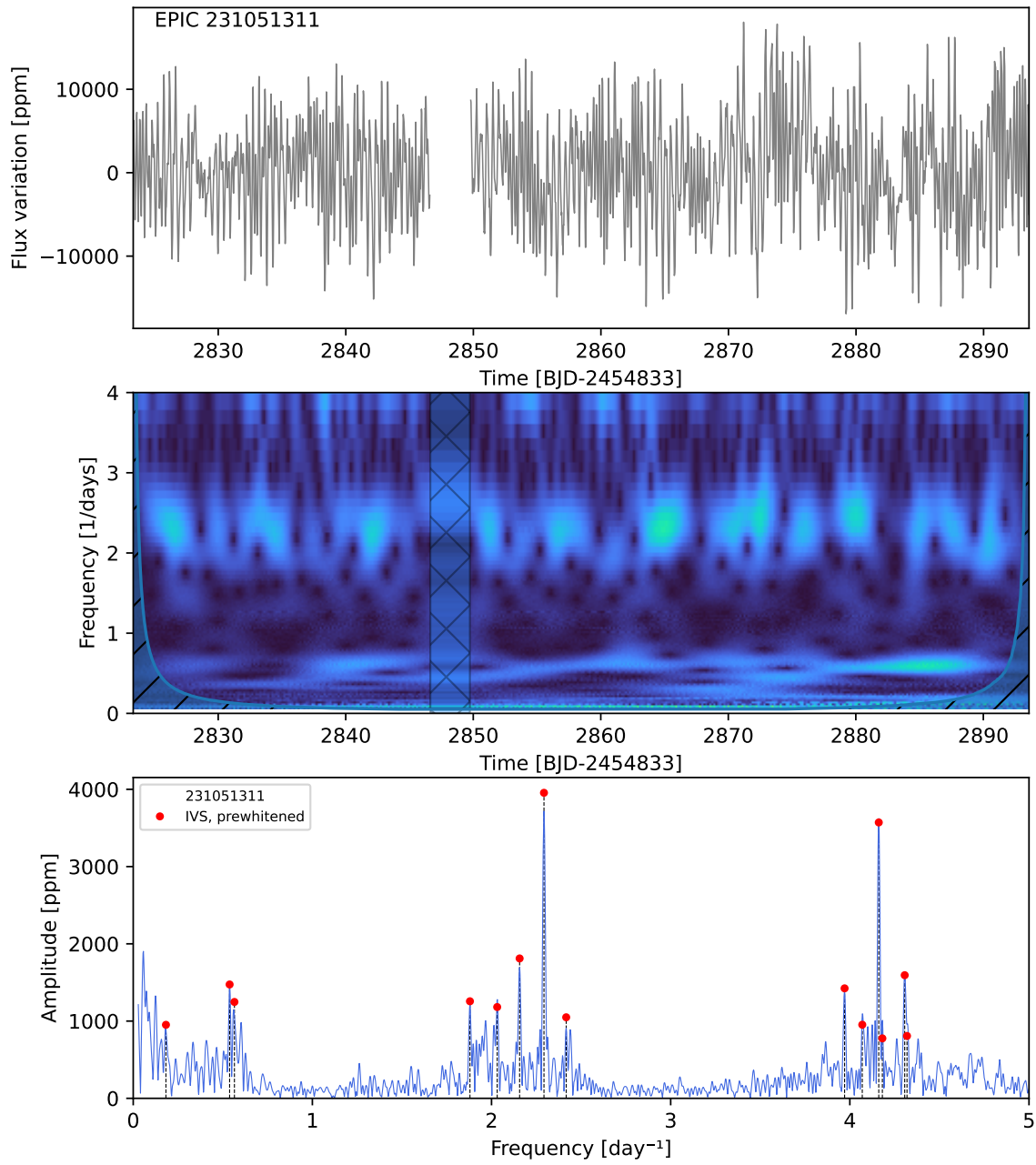
EPIC 230884366



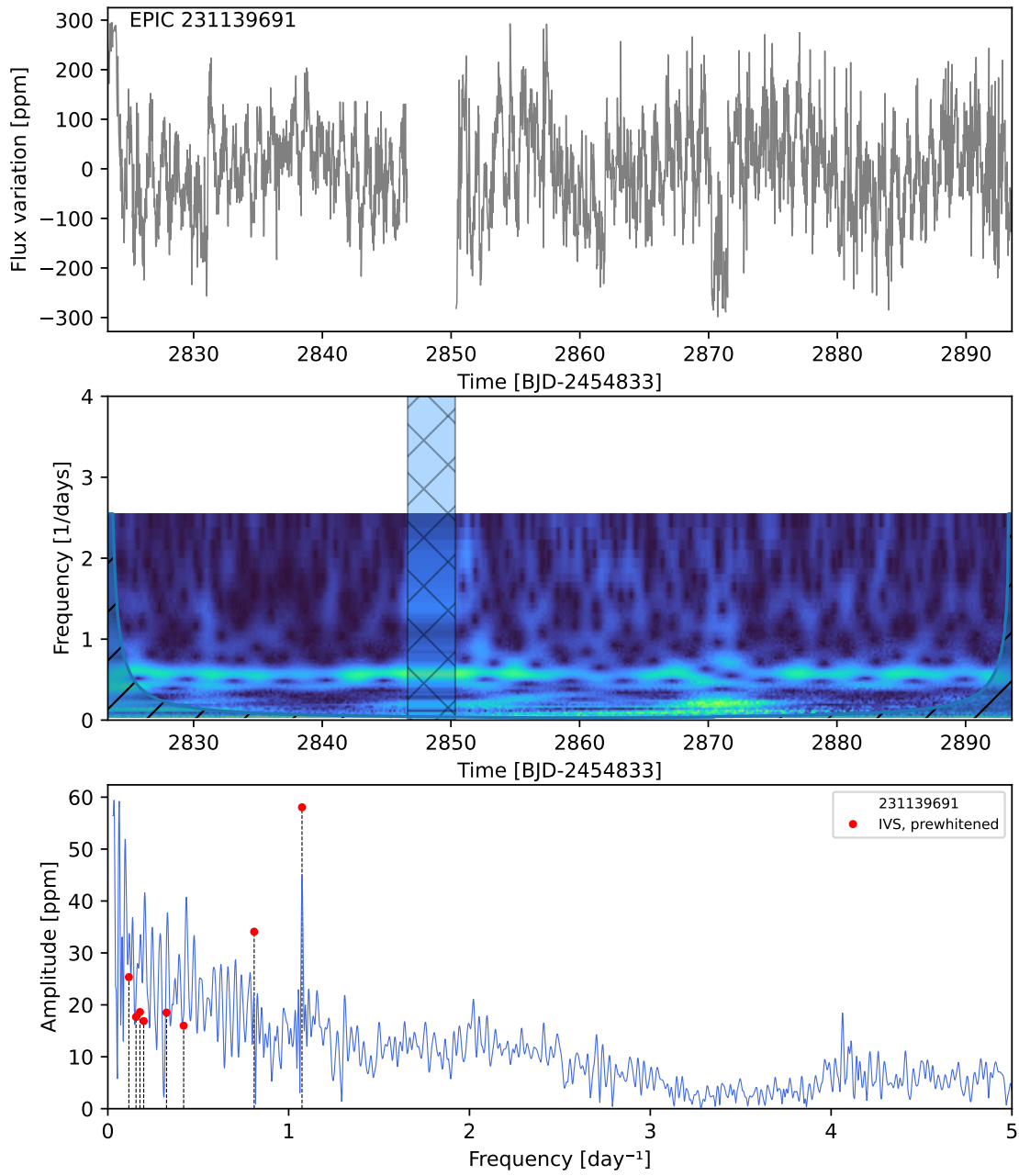
EPIC 230889563



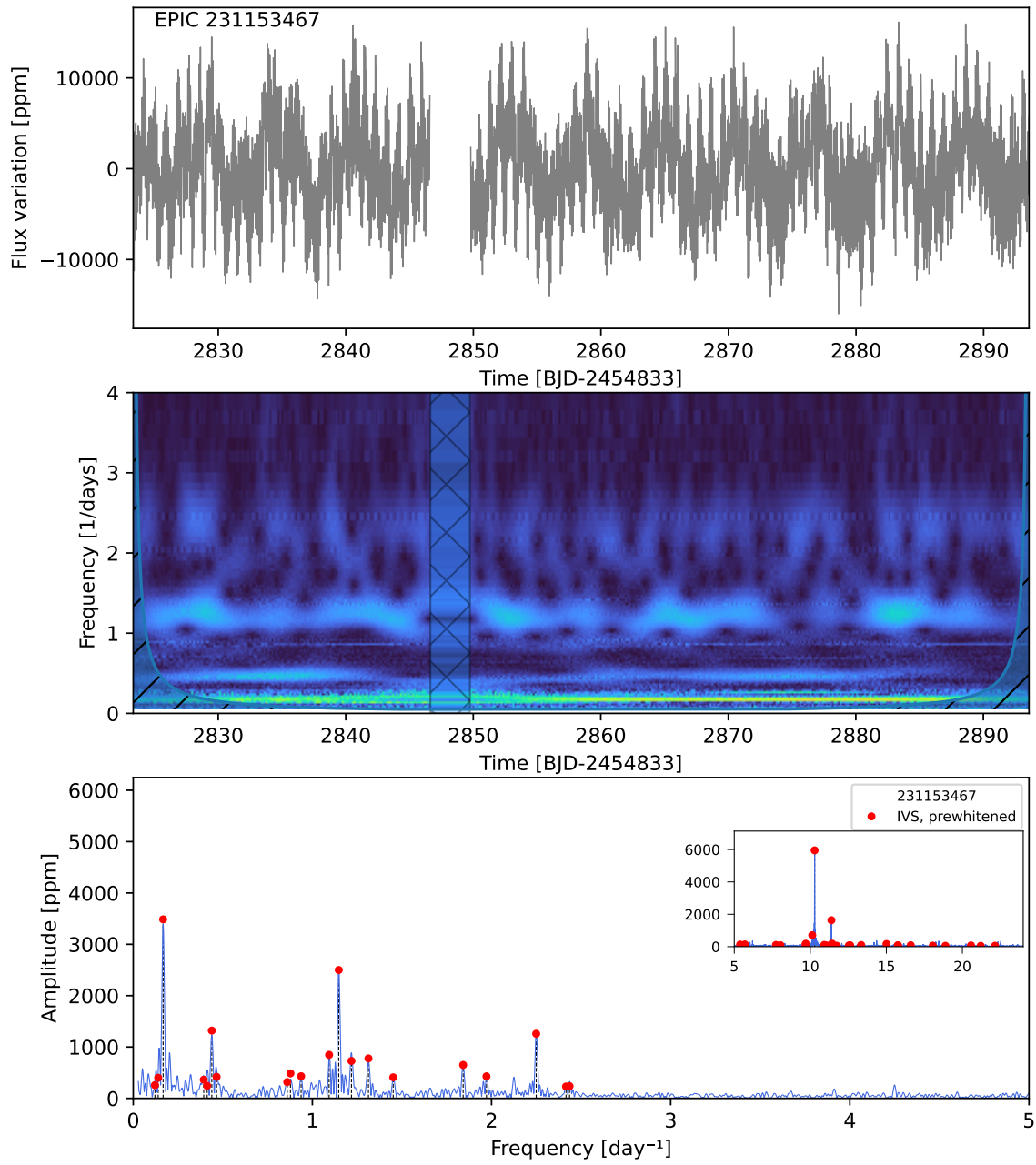
EPIC 231051311



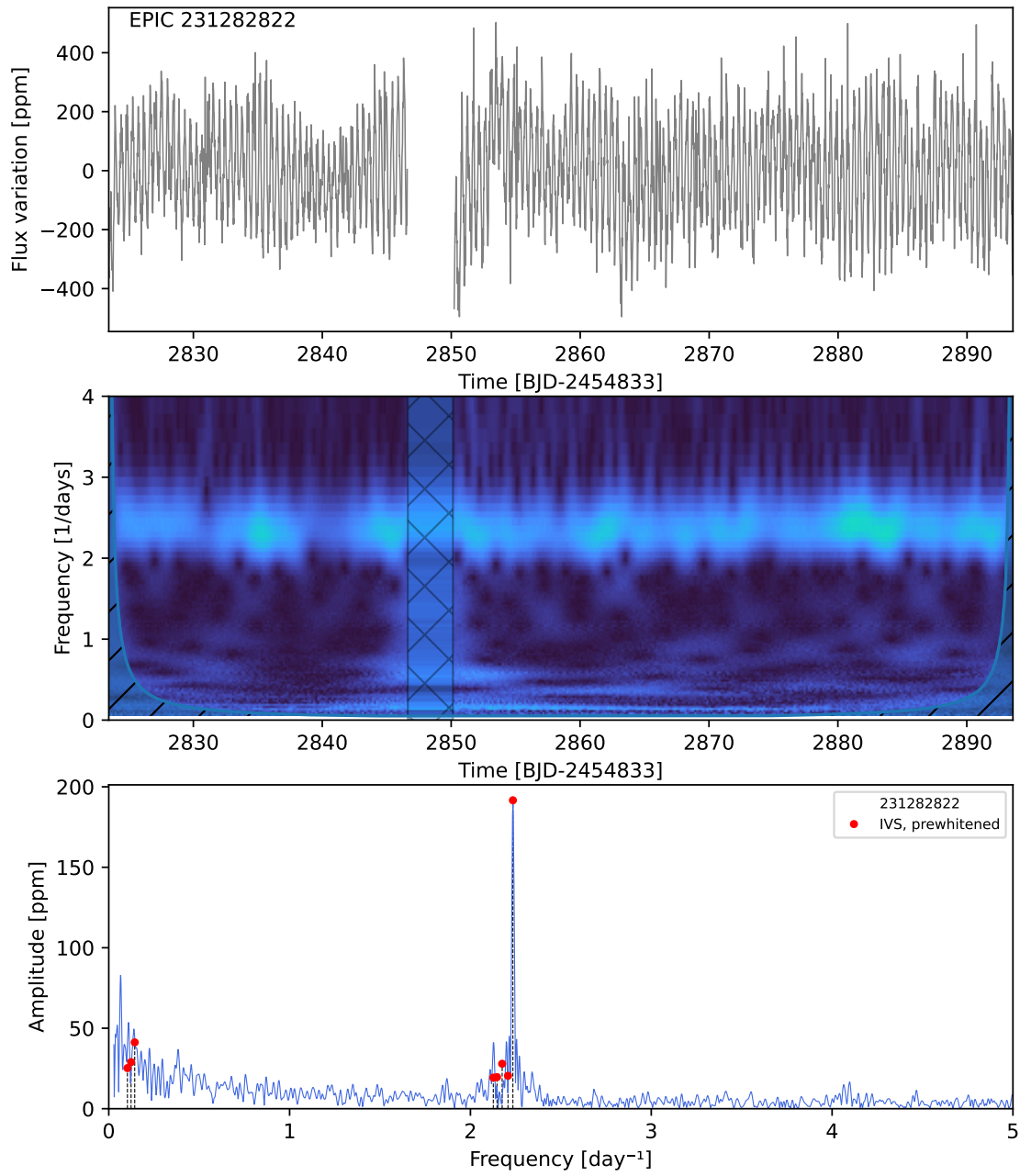
EPIC 231139691



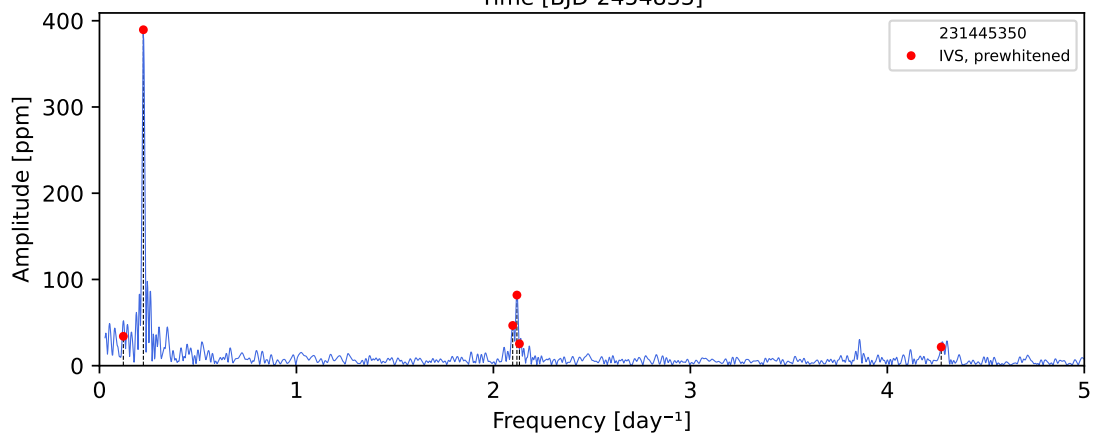
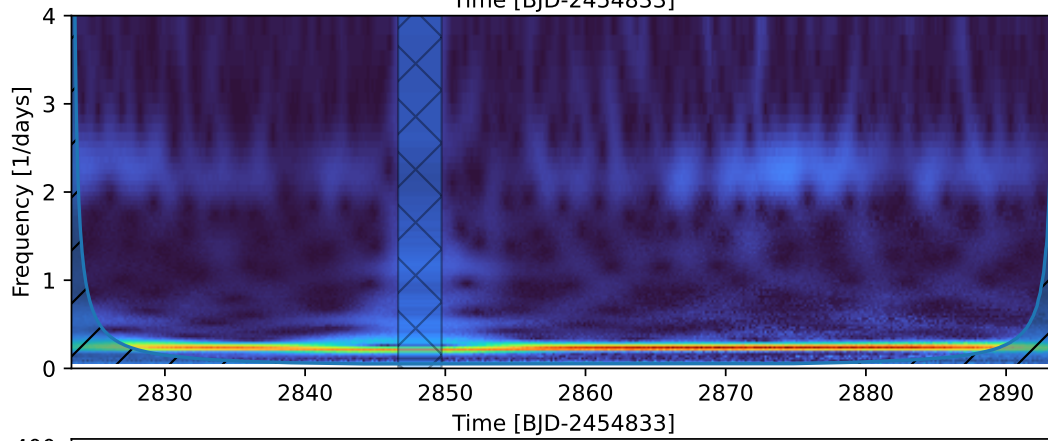
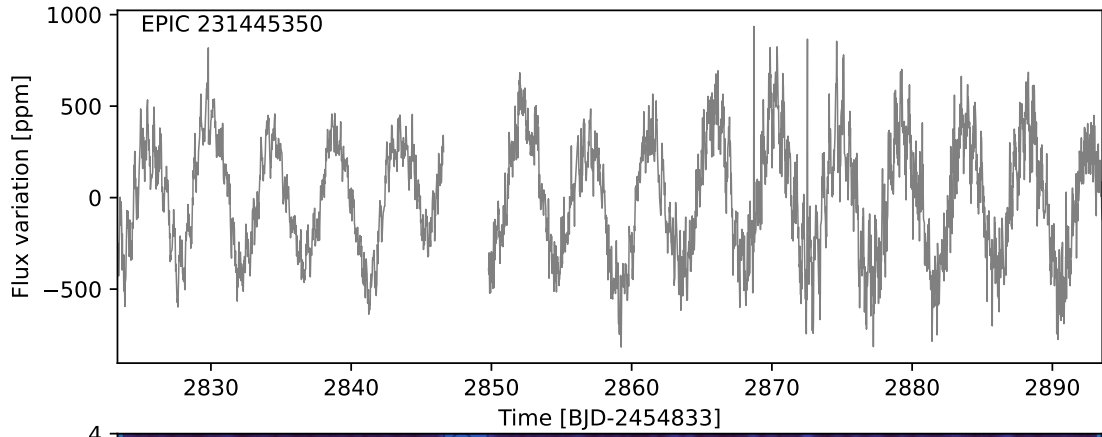
EPIC 231153467



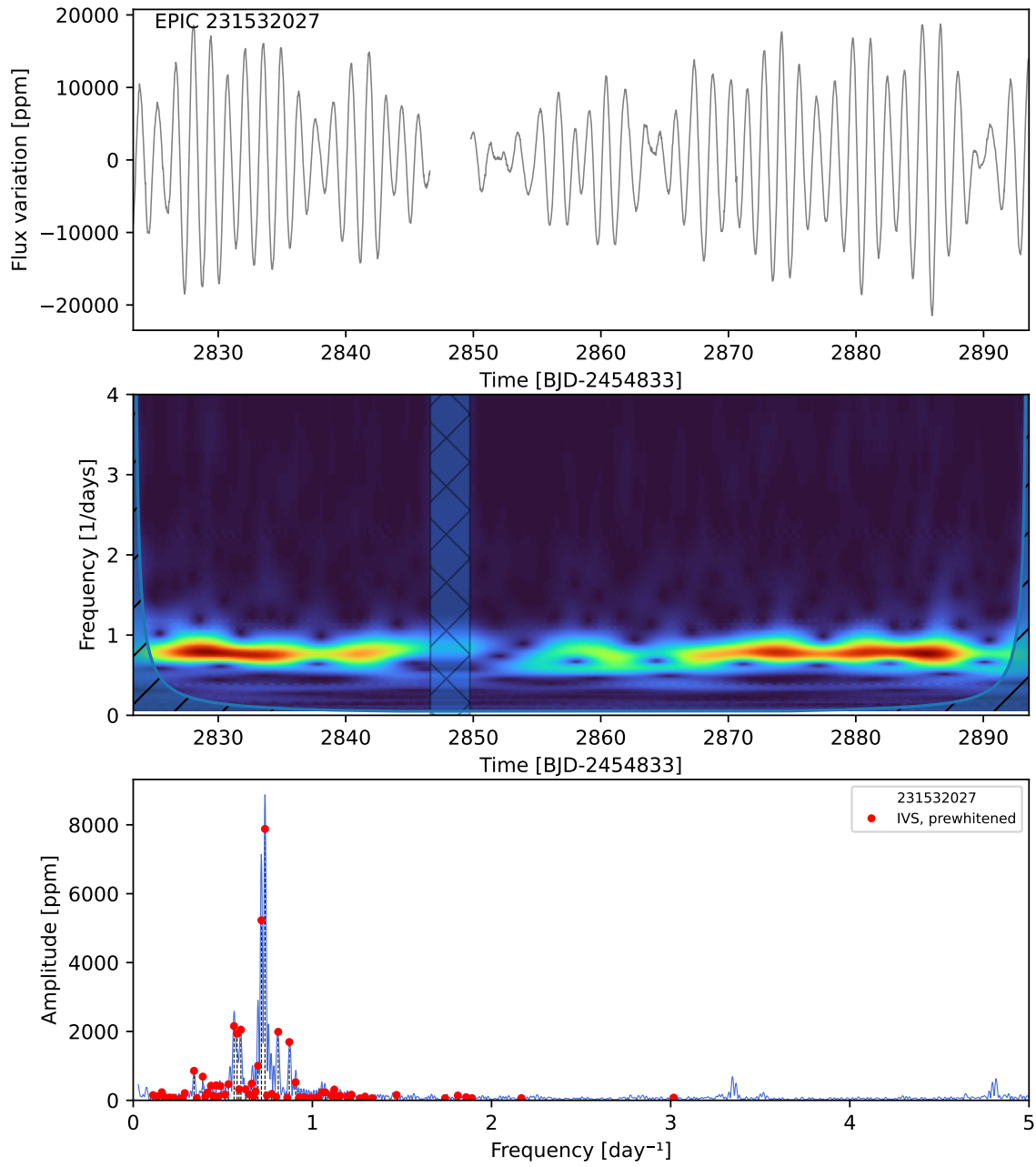
EPIC 231282822



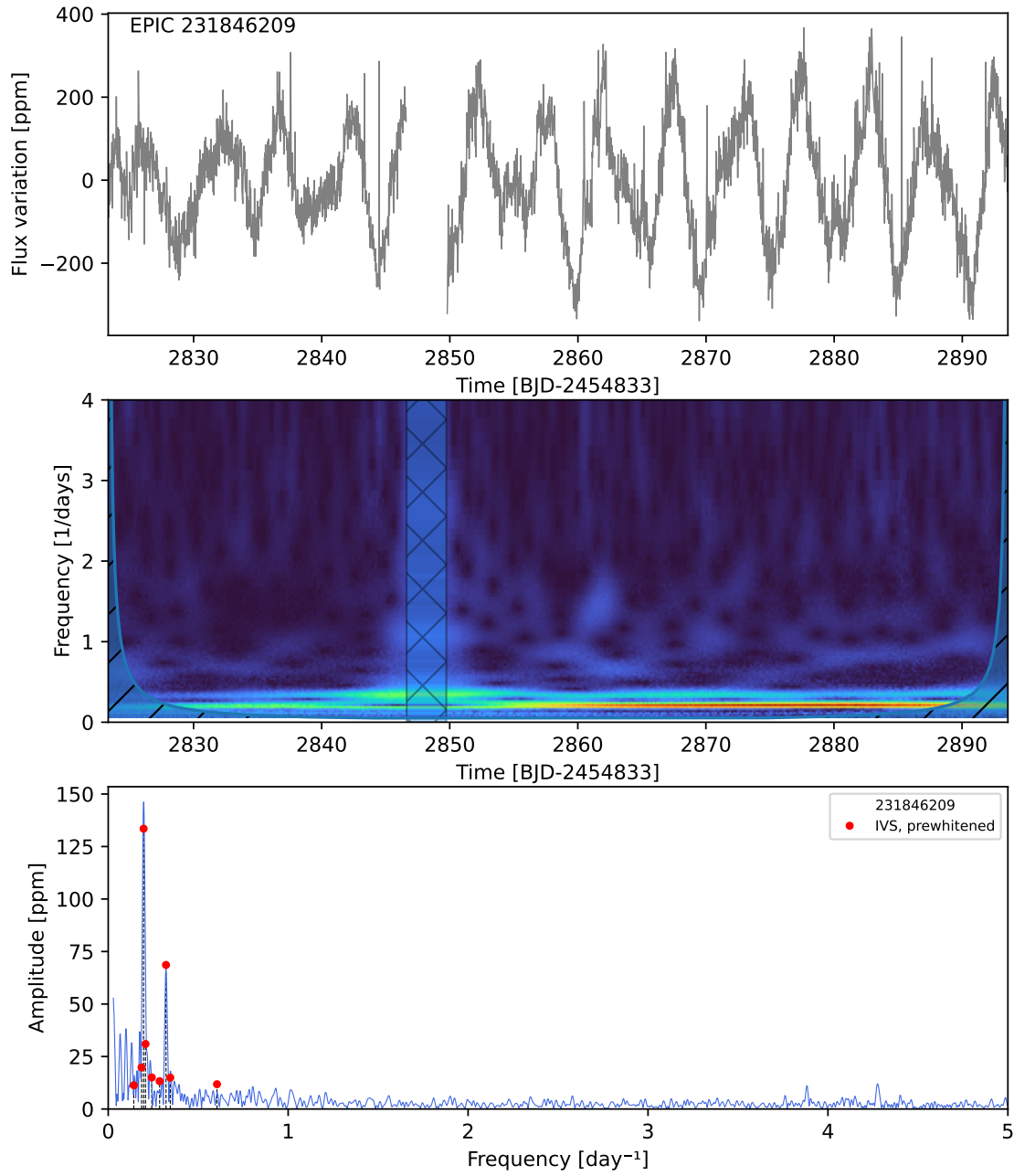
EPIC 231445350



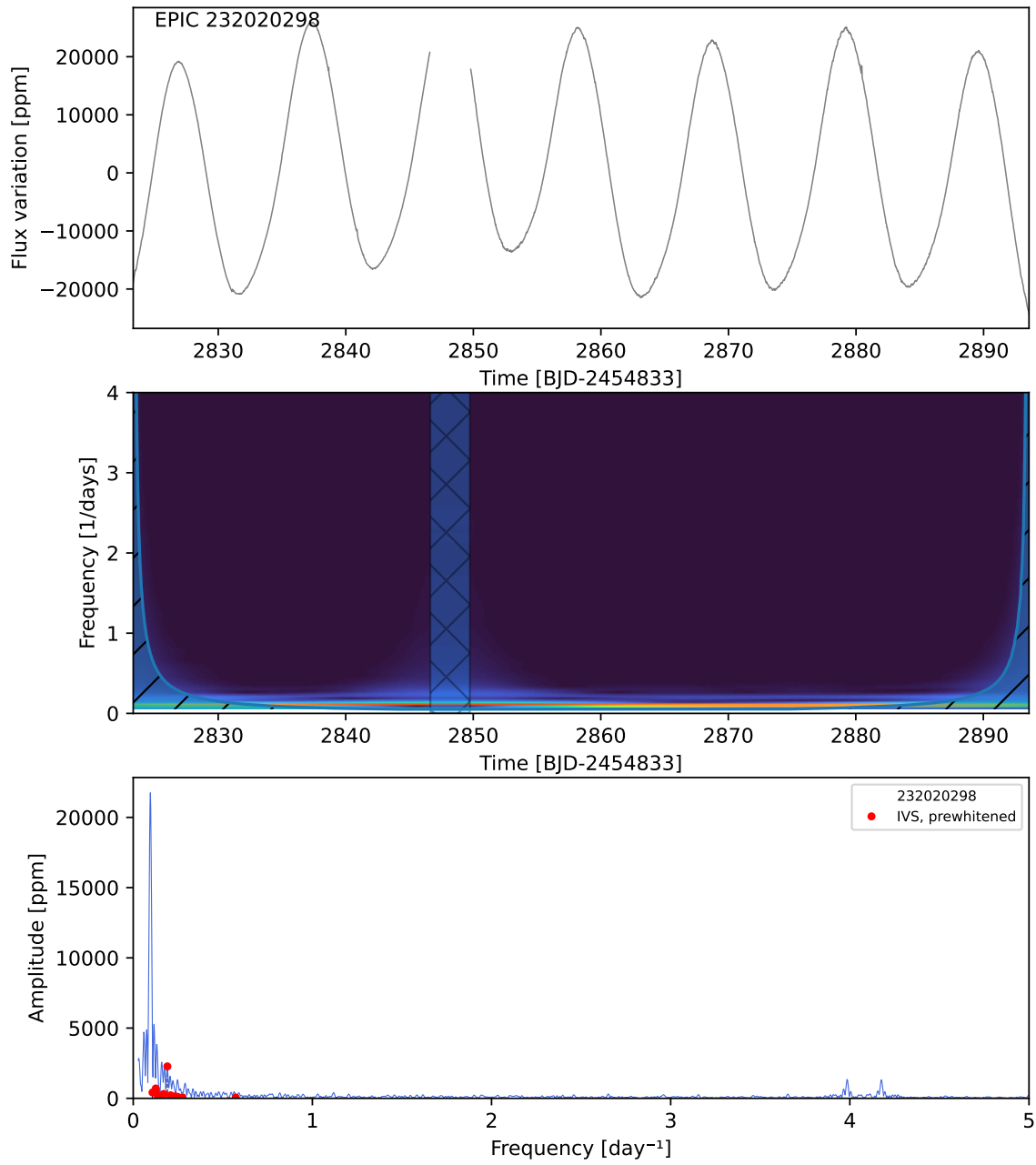
EPIC 231532027



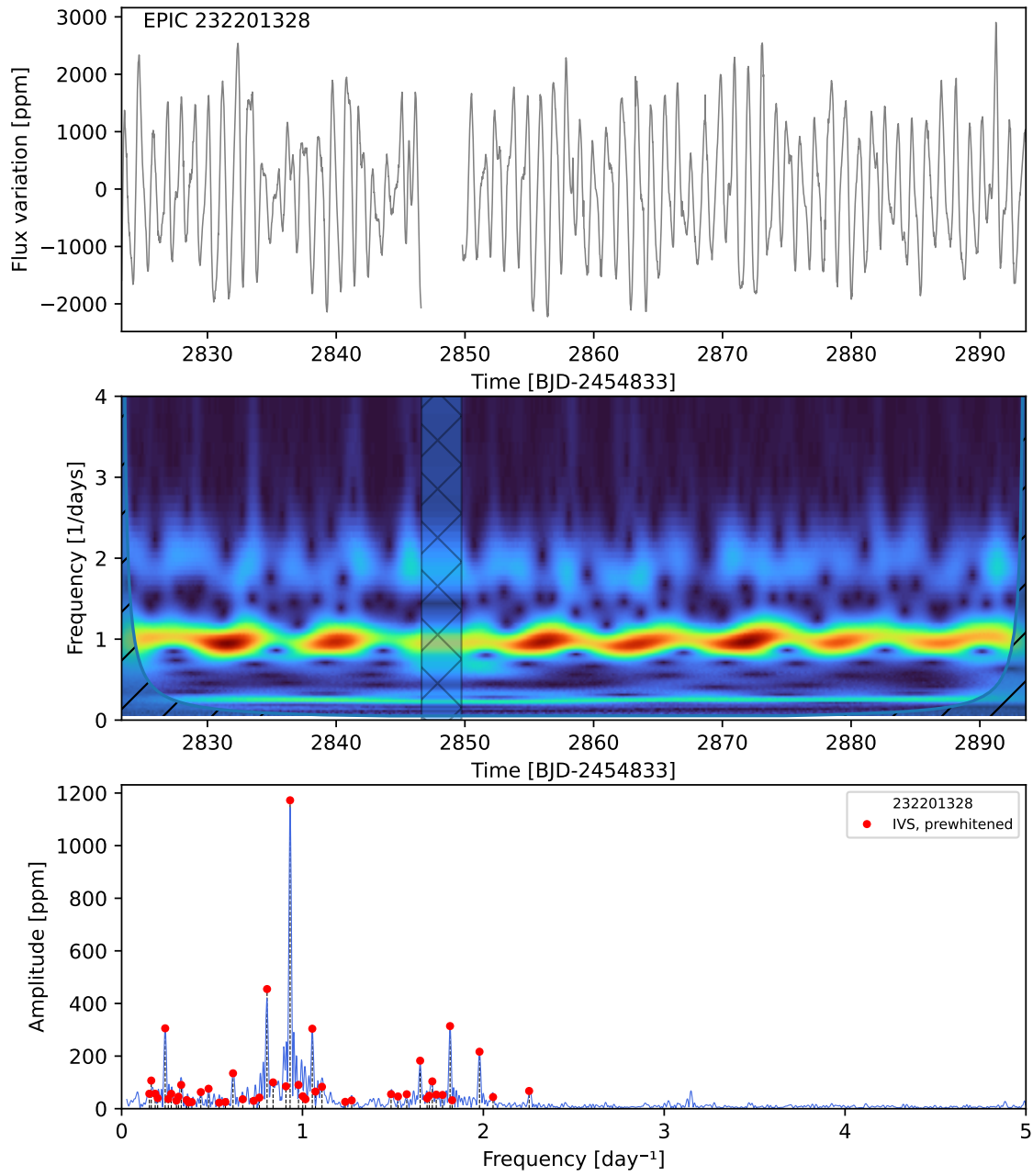
EPIC 231846209



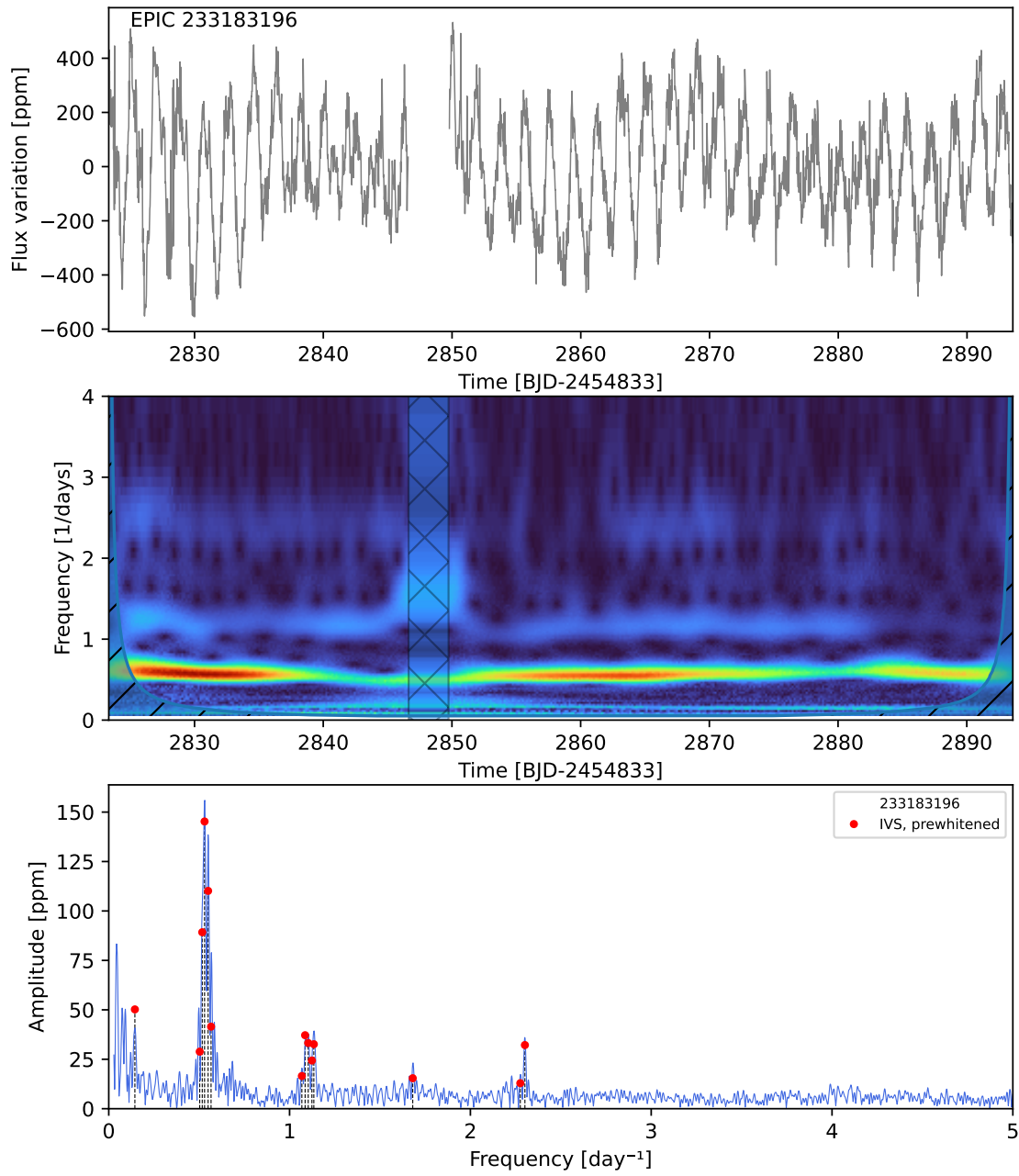
EPIC 232020298



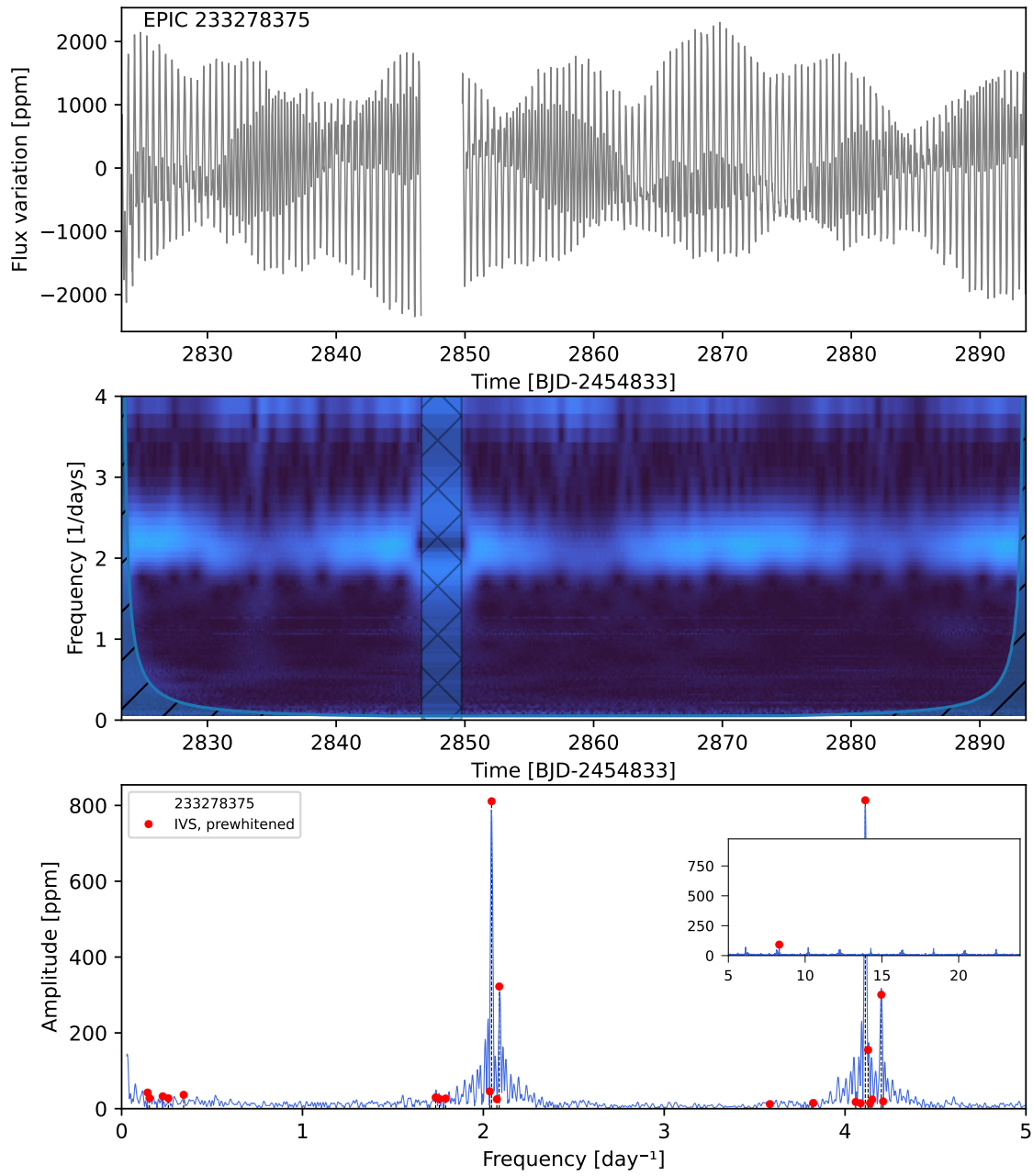
EPIC 232201328



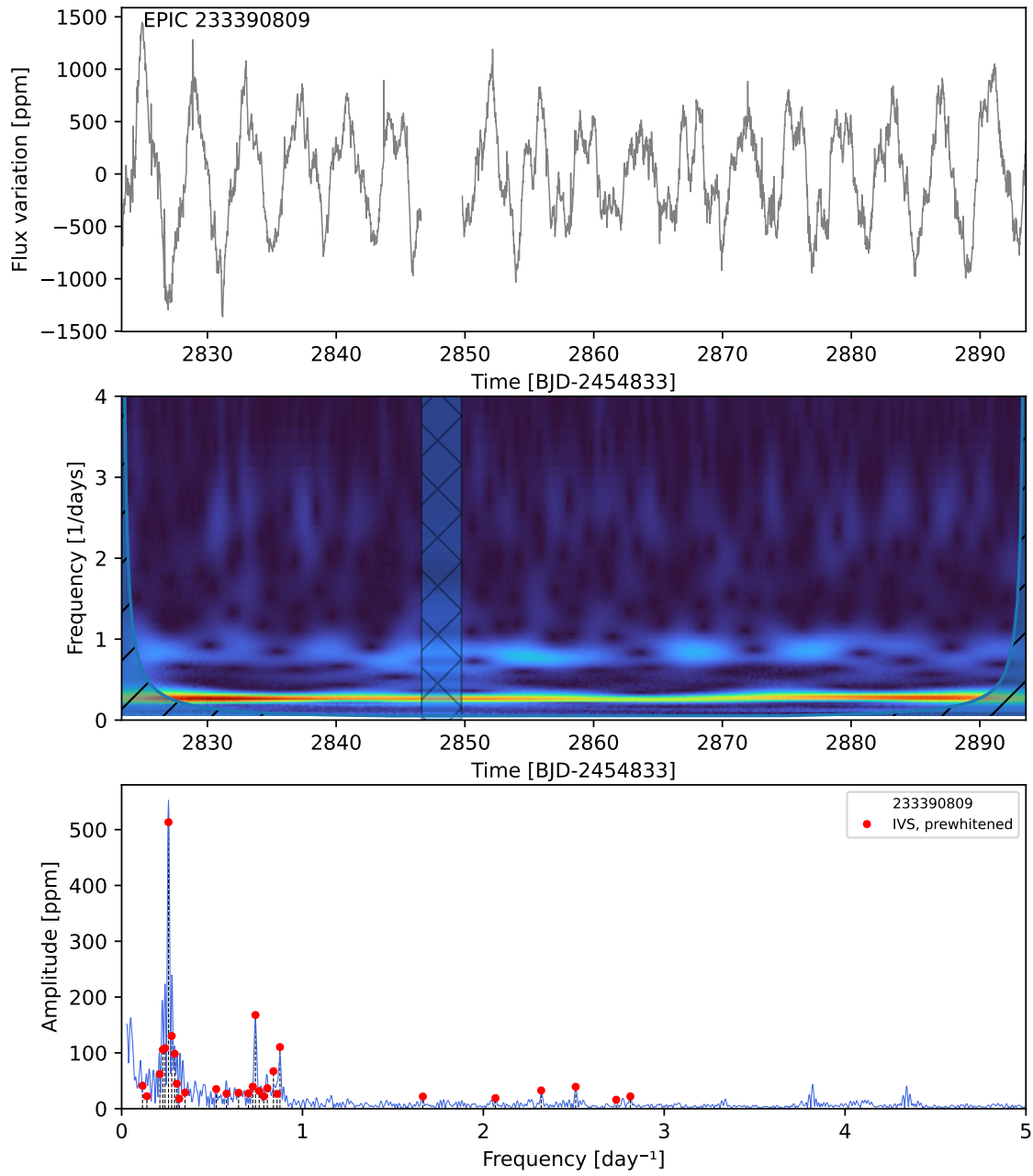
EPIC 233183196



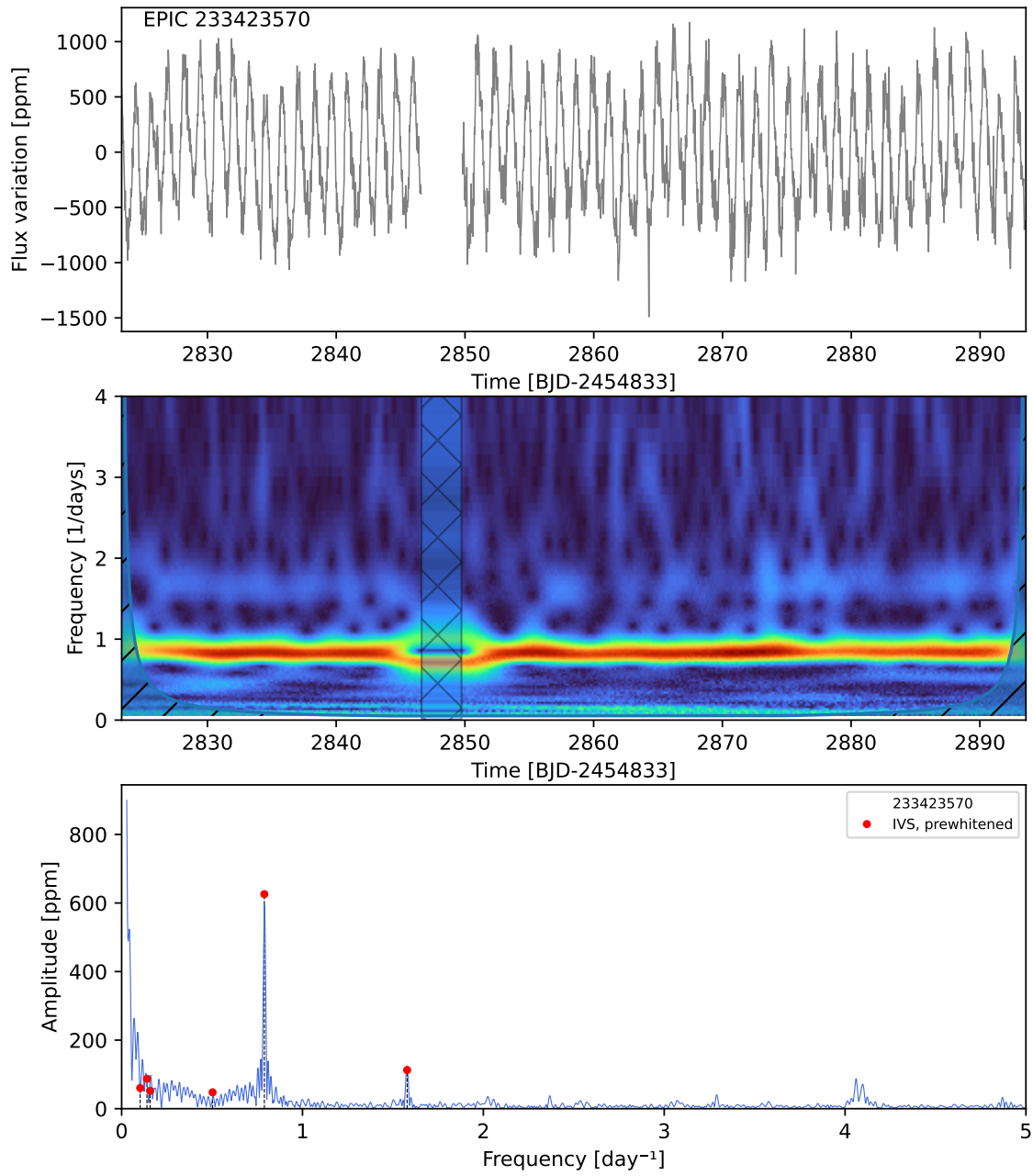
EPIC 233278375



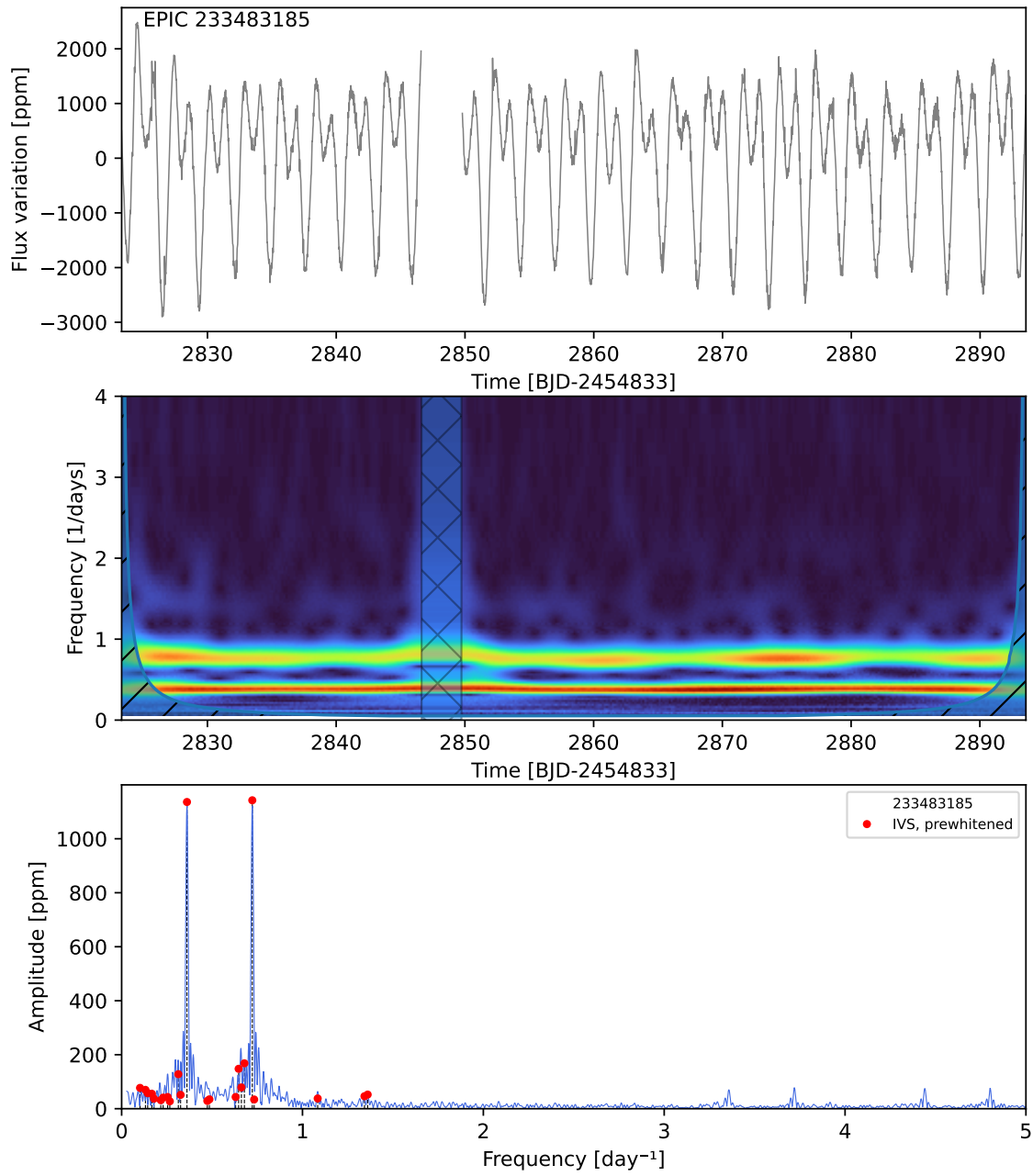
EPIC 233390809



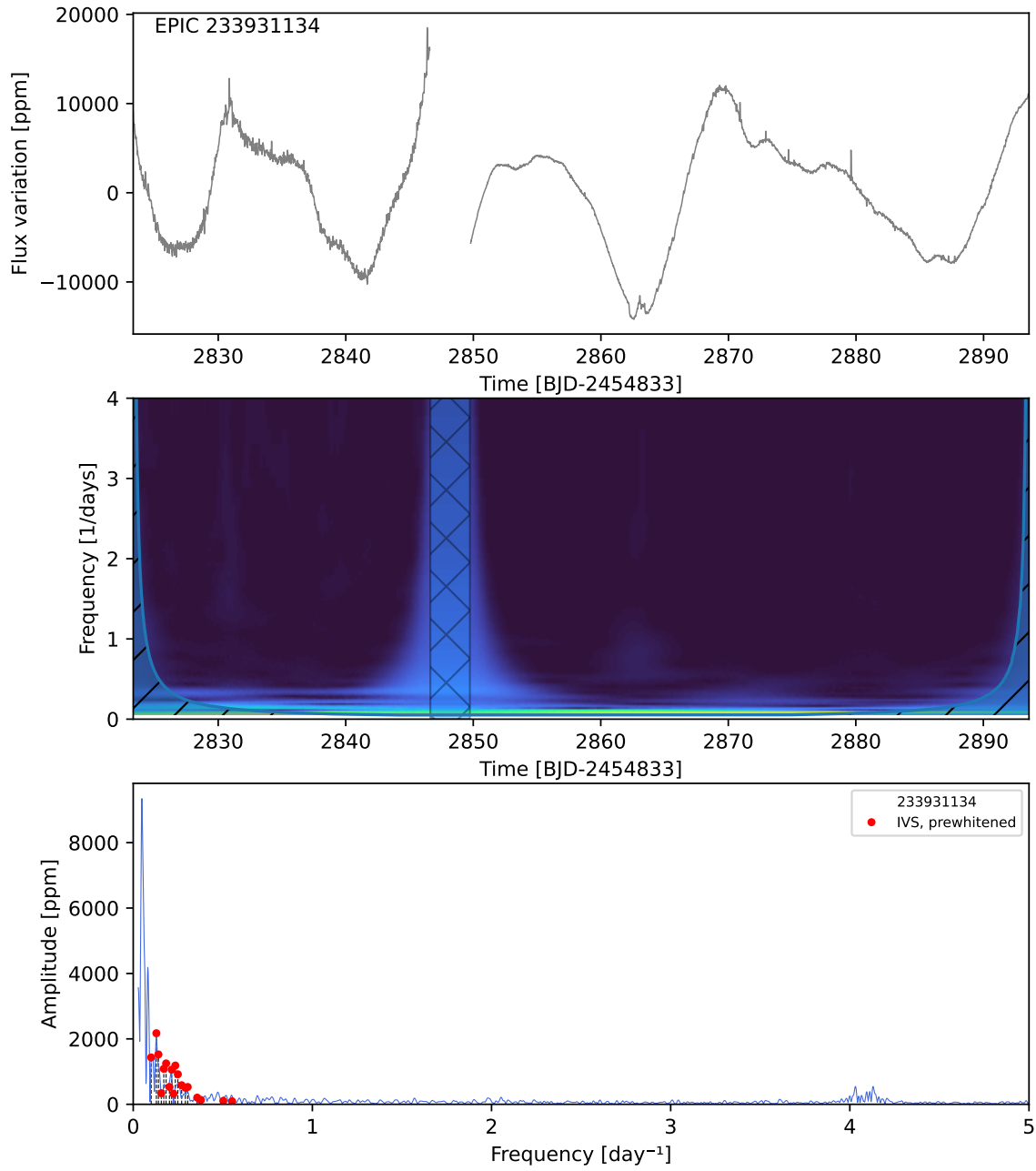
EPIC 233423570



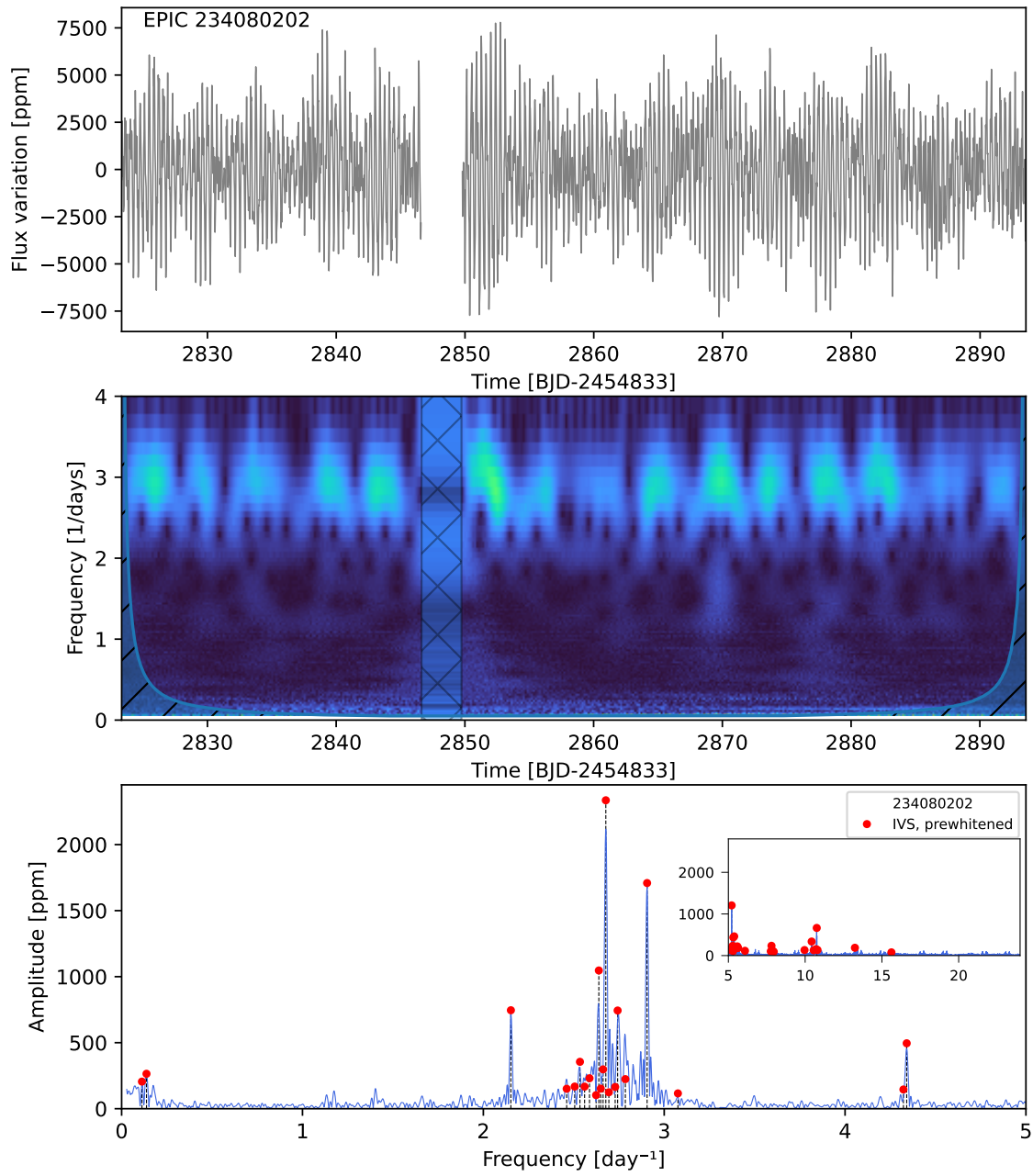
EPIC 233483185



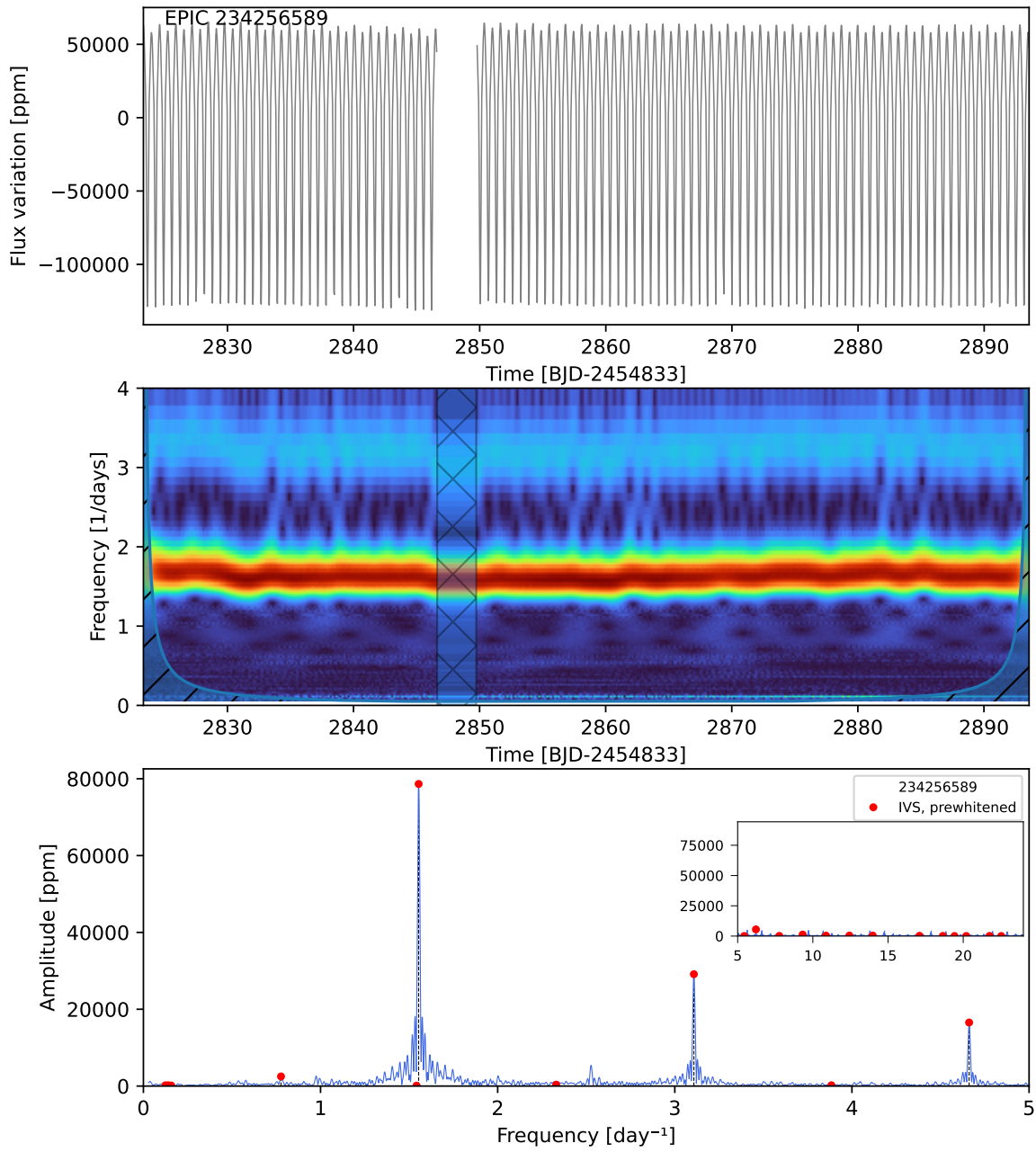
EPIC 233931134



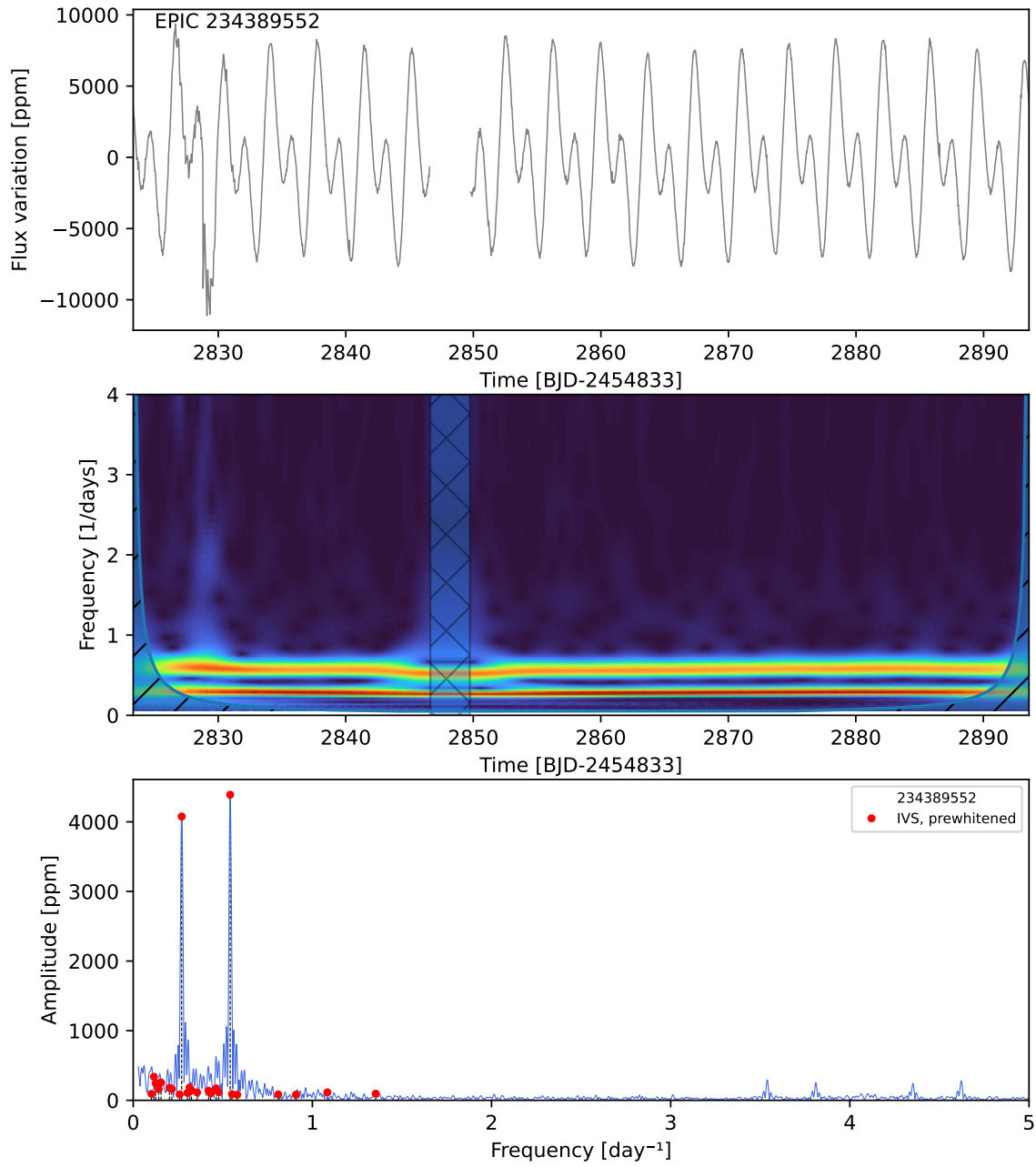
EPIC 234080202



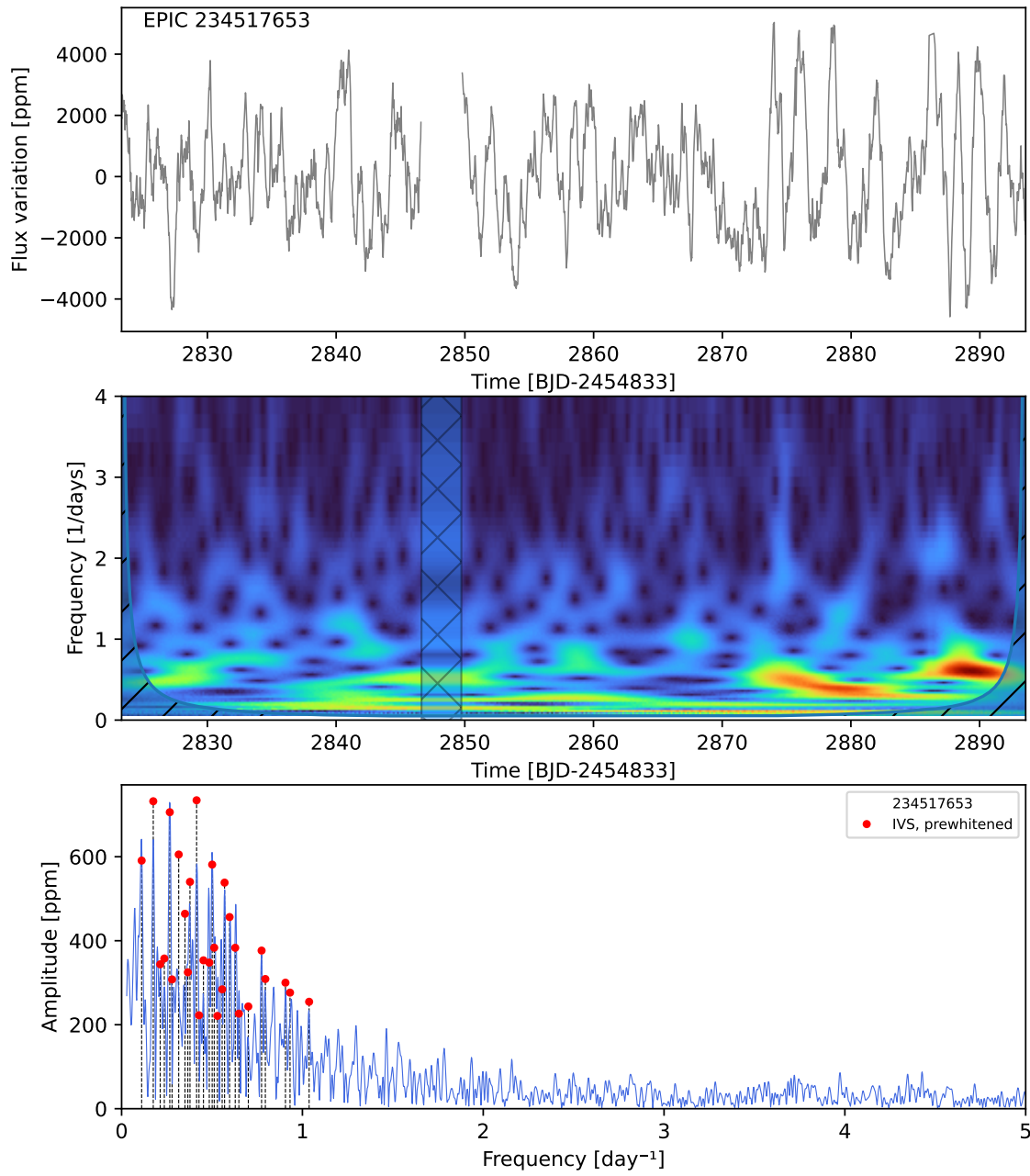
EPIC 234256589



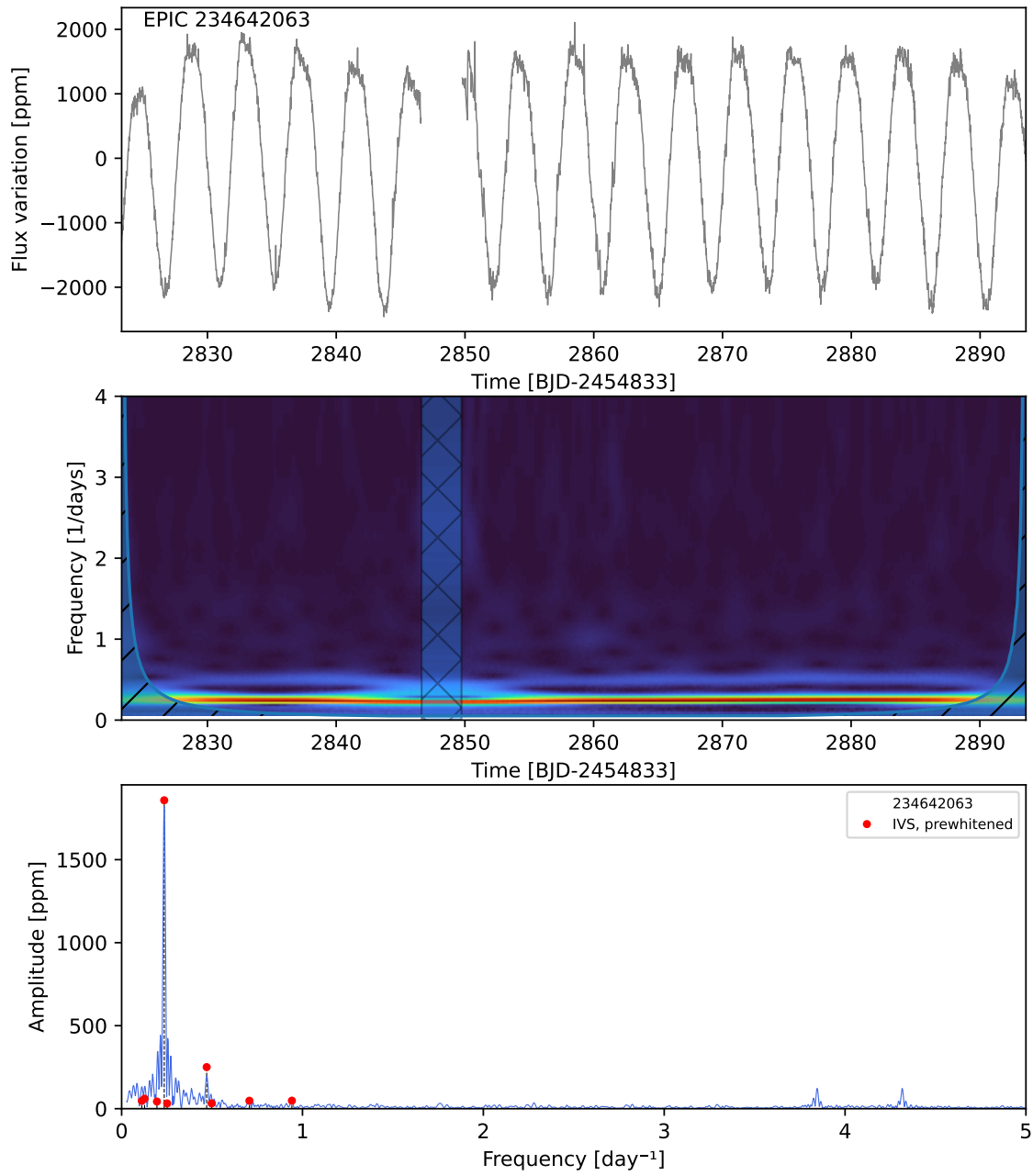
EPIC 234389552



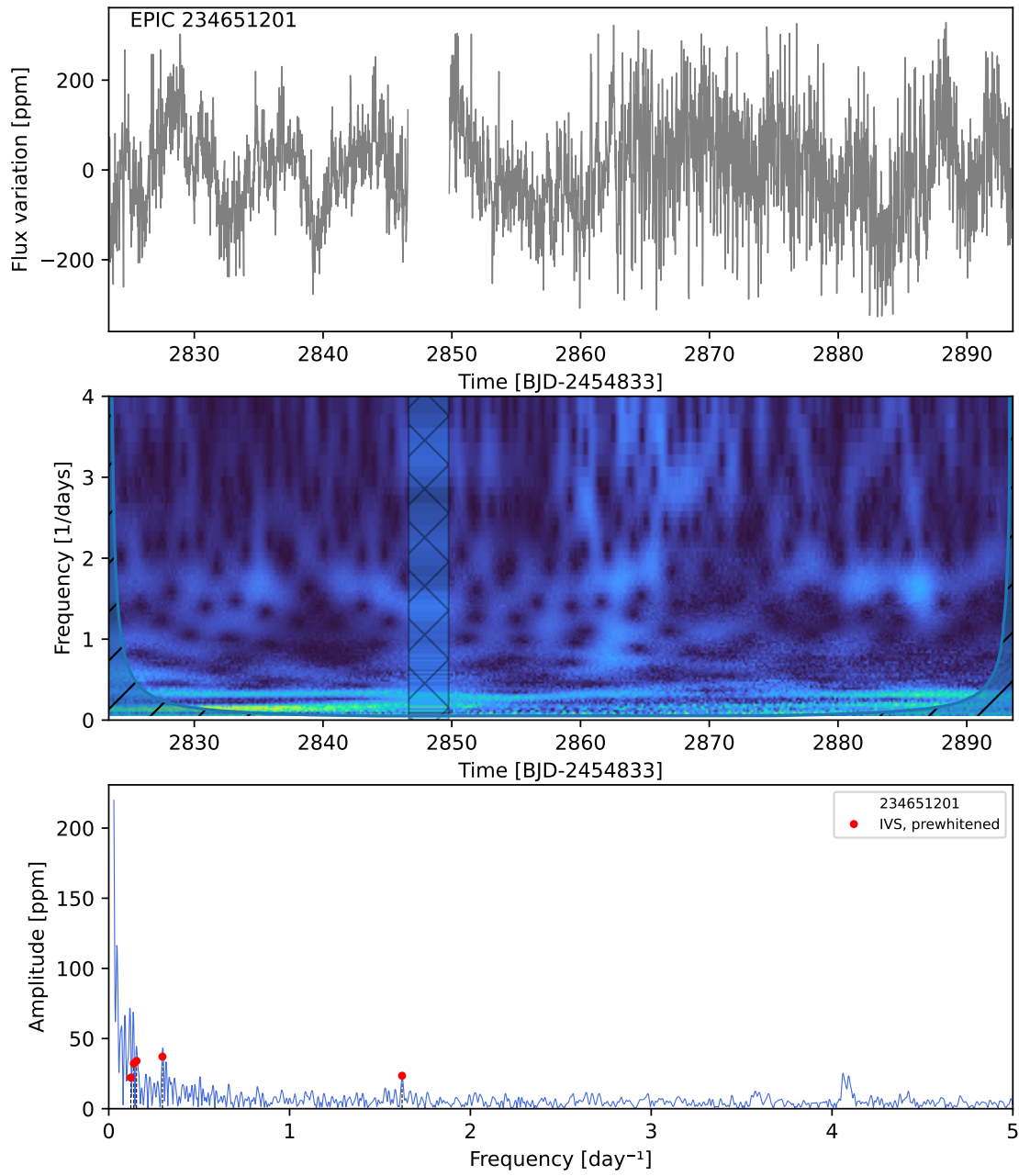
EPIC 234517653



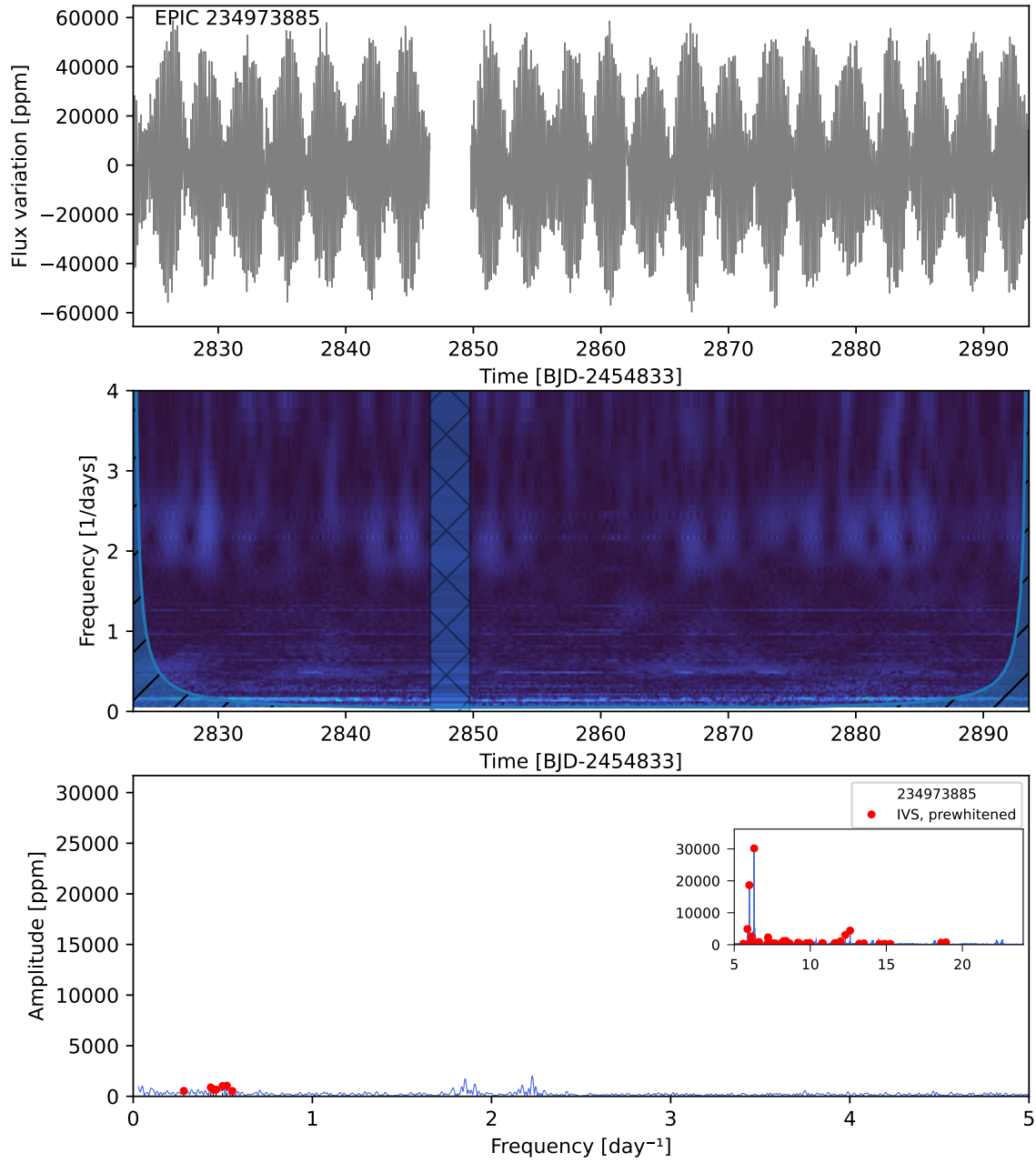
EPIC 234642063



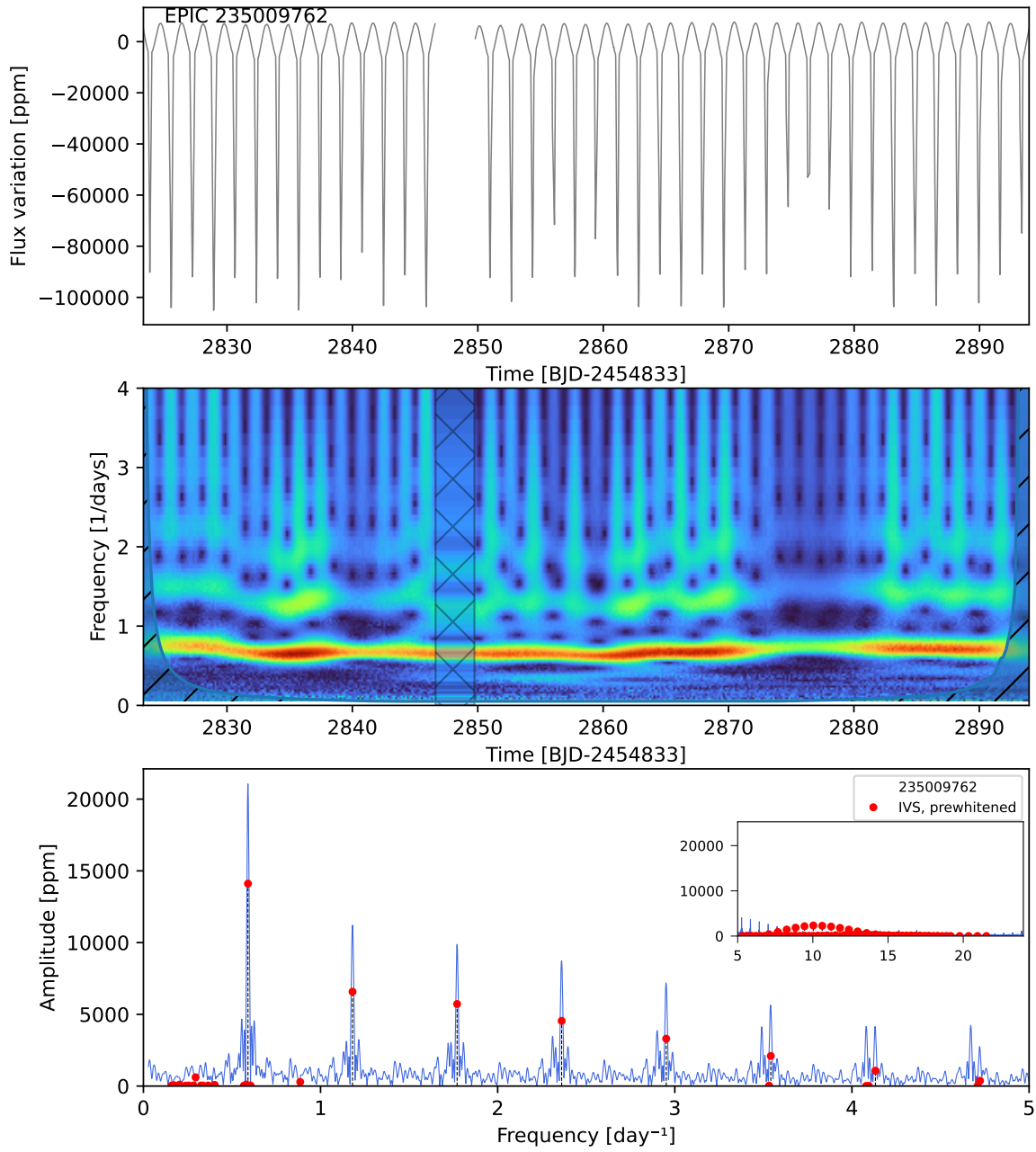
EPIC 234651201



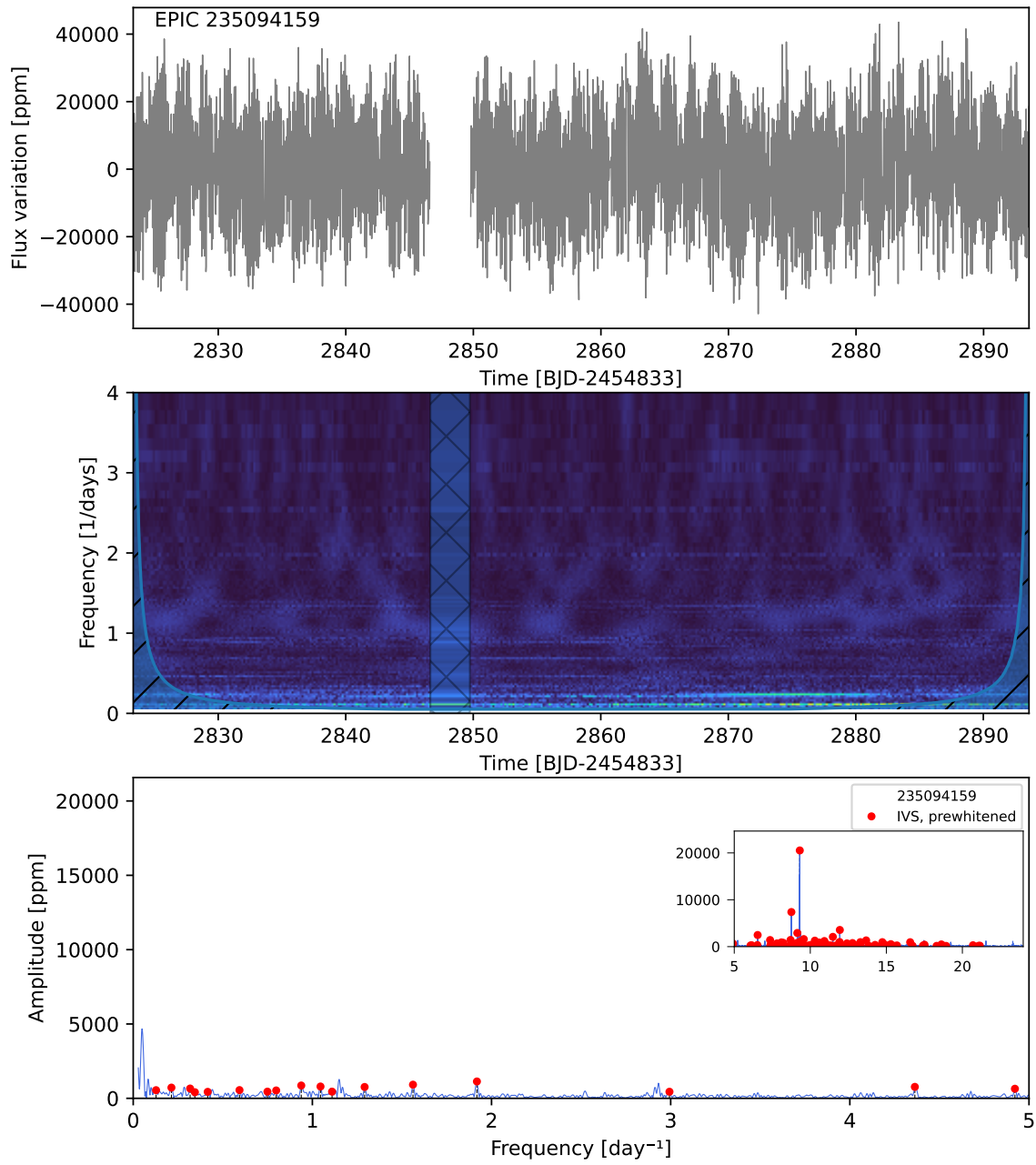
EPIC 234973885



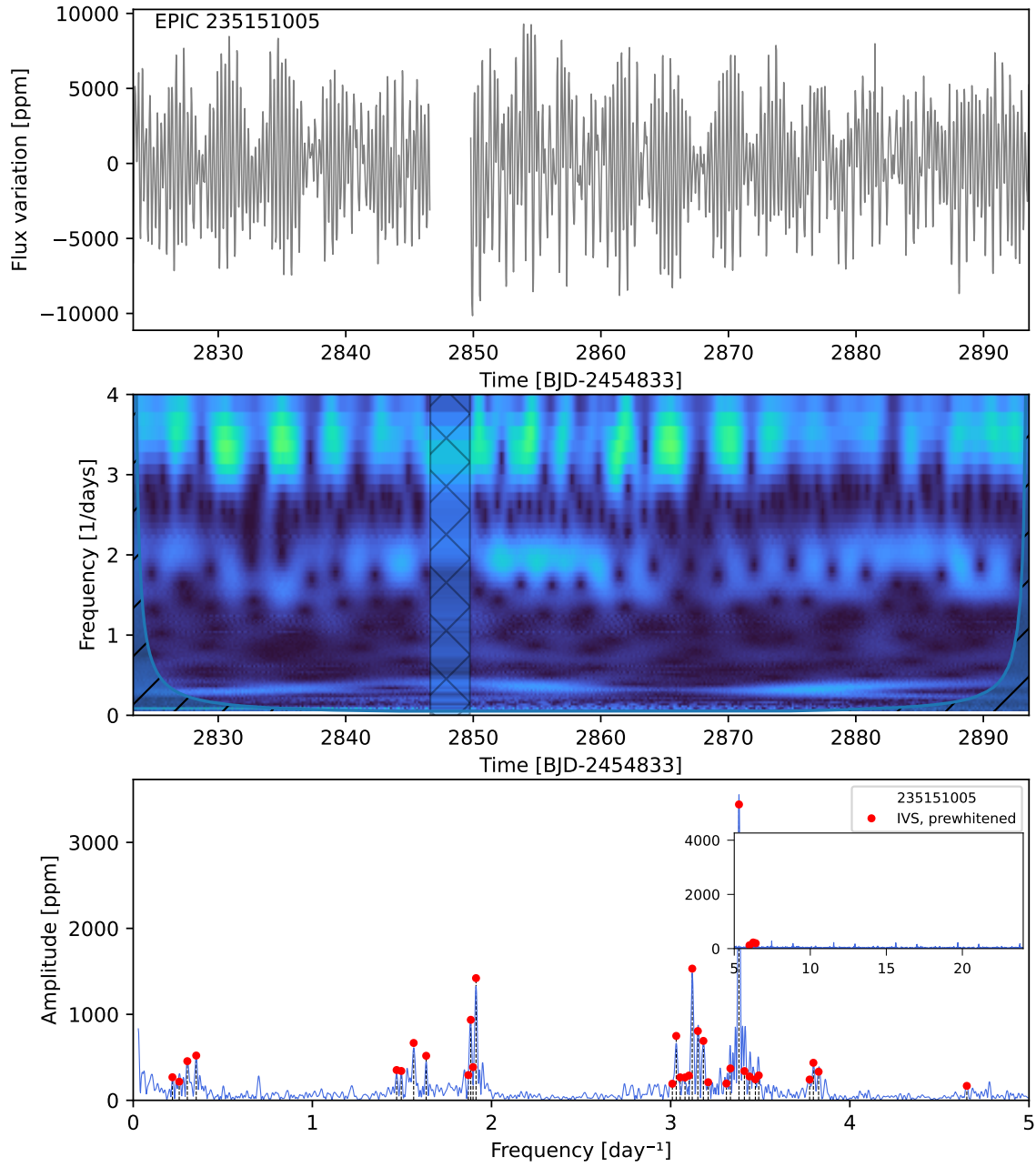
EPIC 235009762



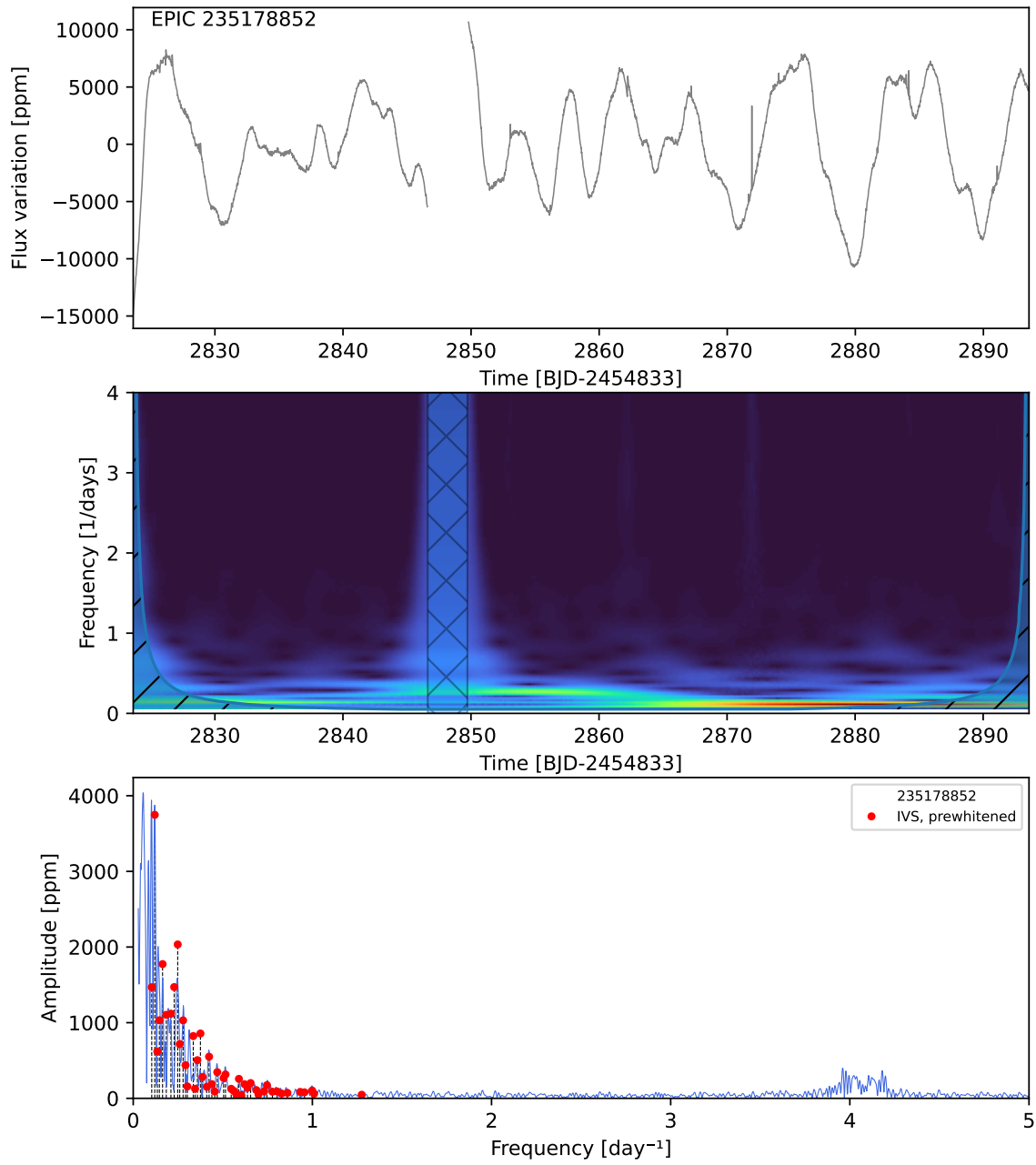
EPIC 235094159



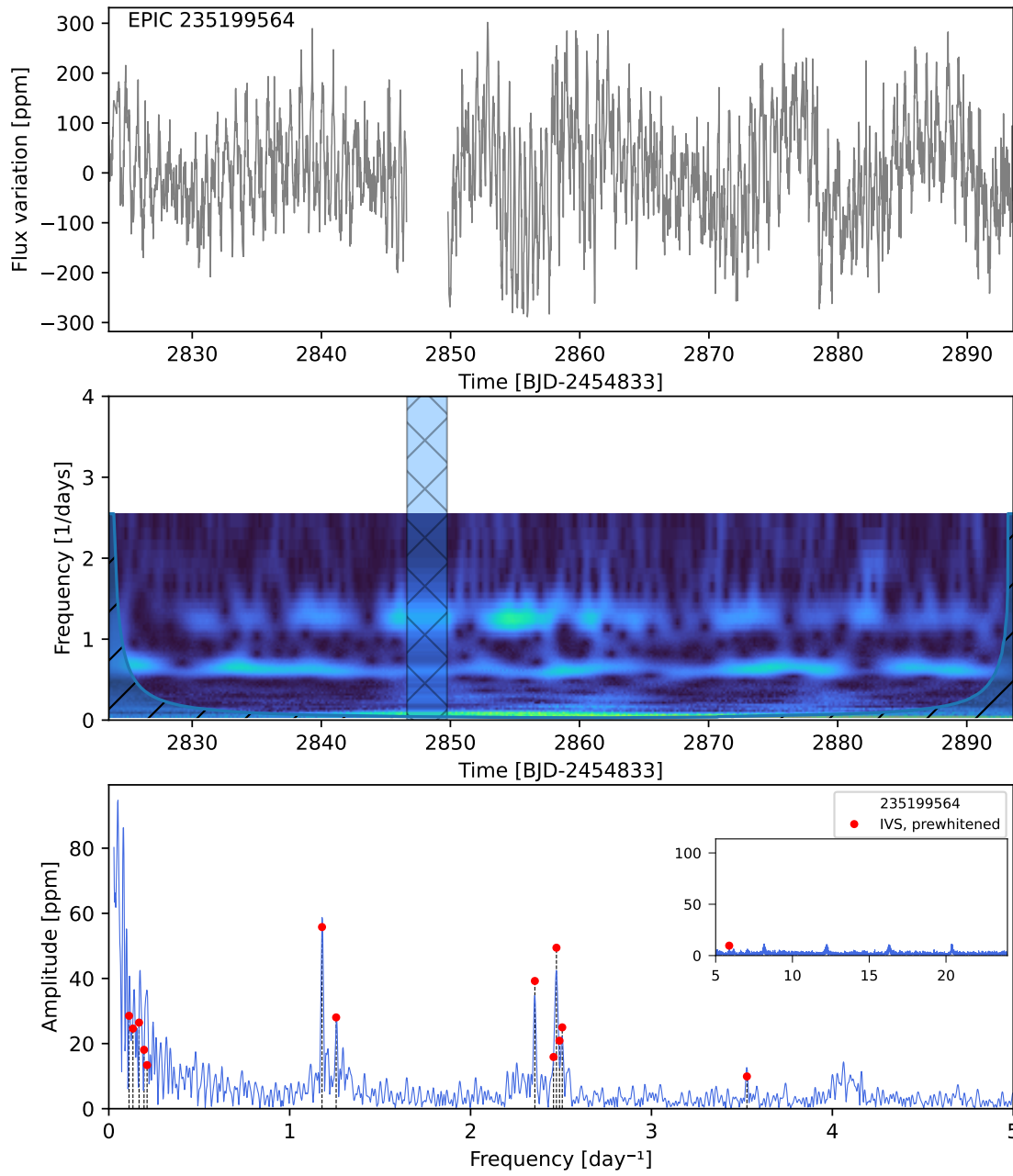
EPIC 235151005



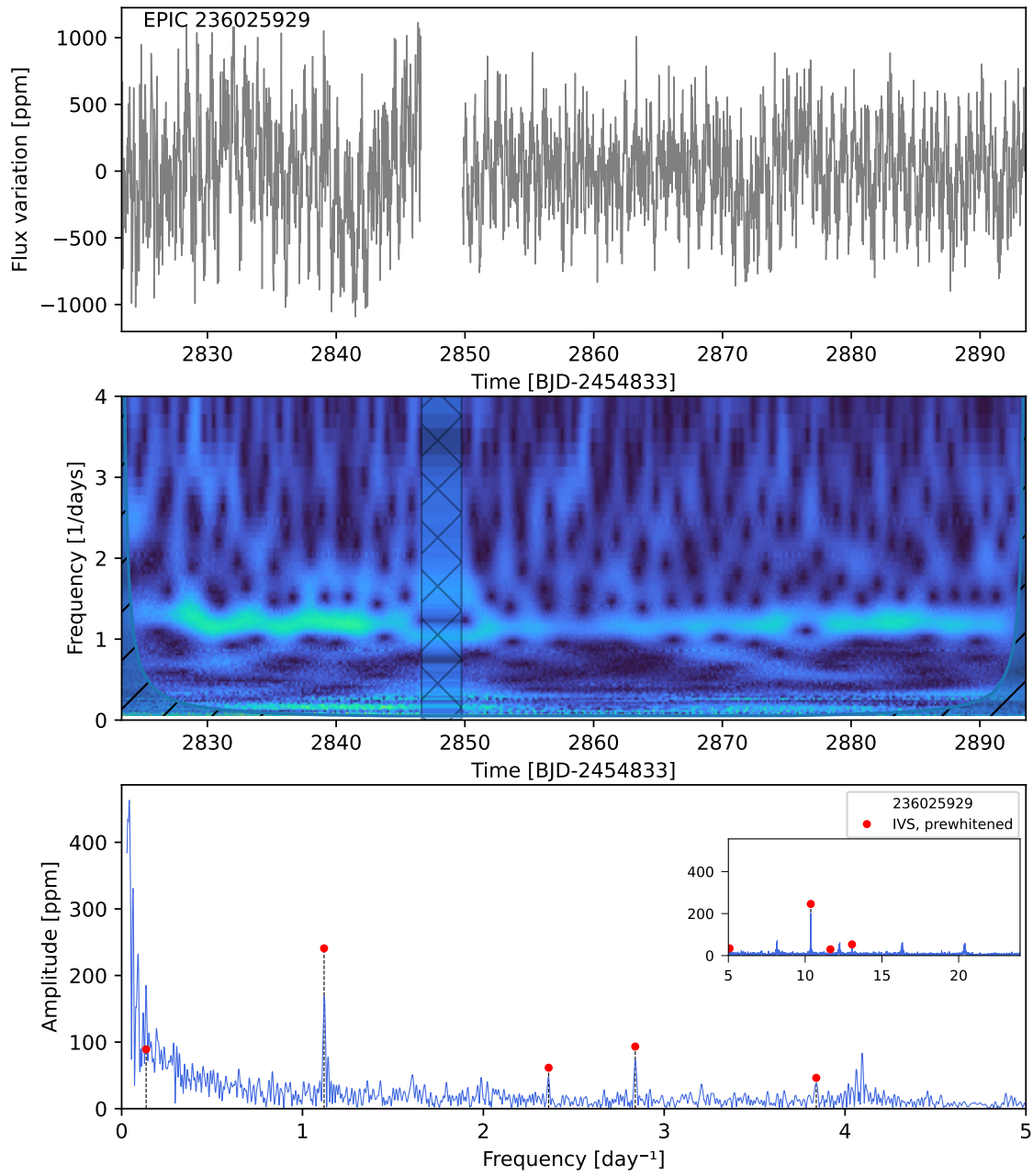
EPIC 235178852



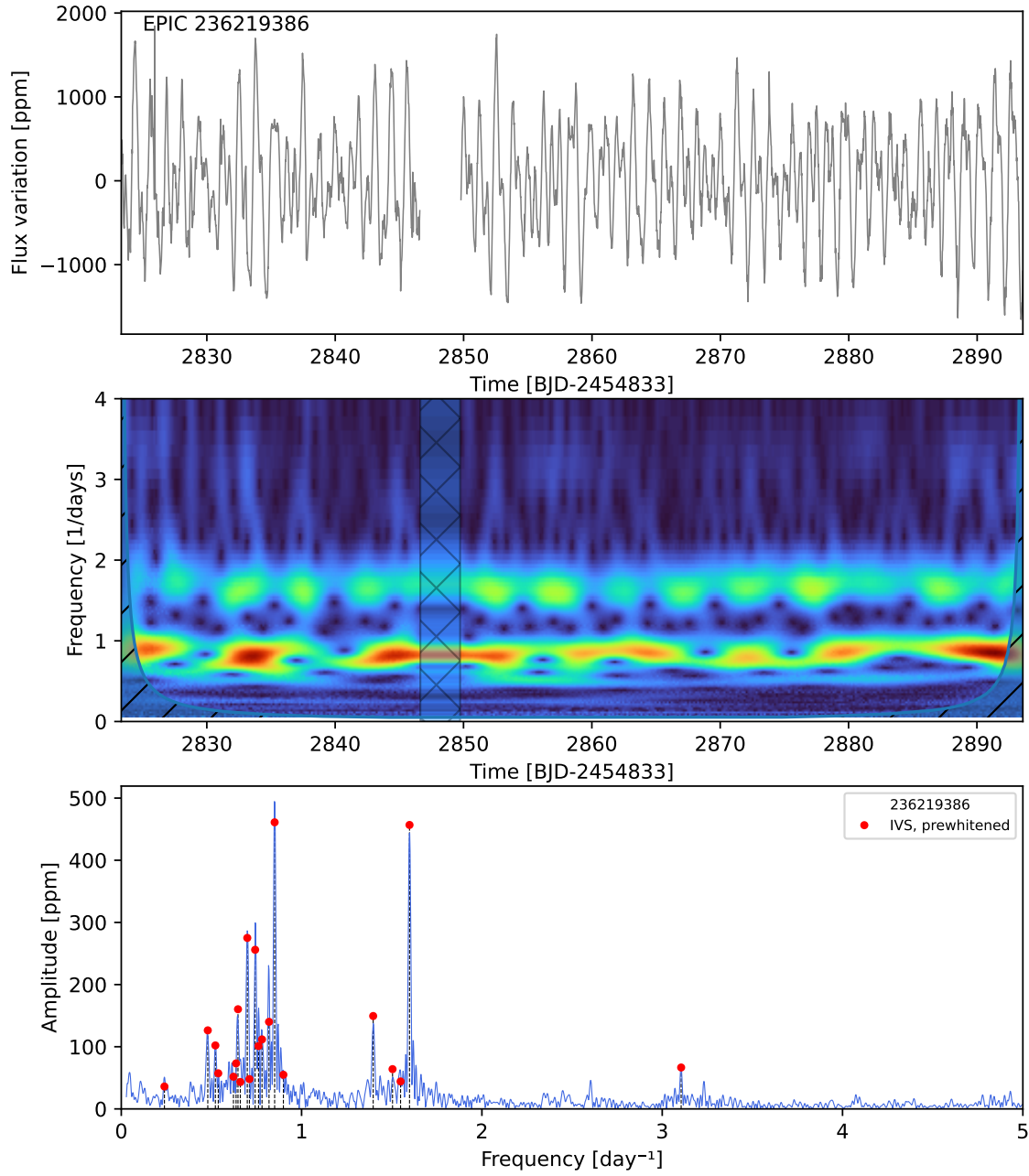
EPIC 235199564



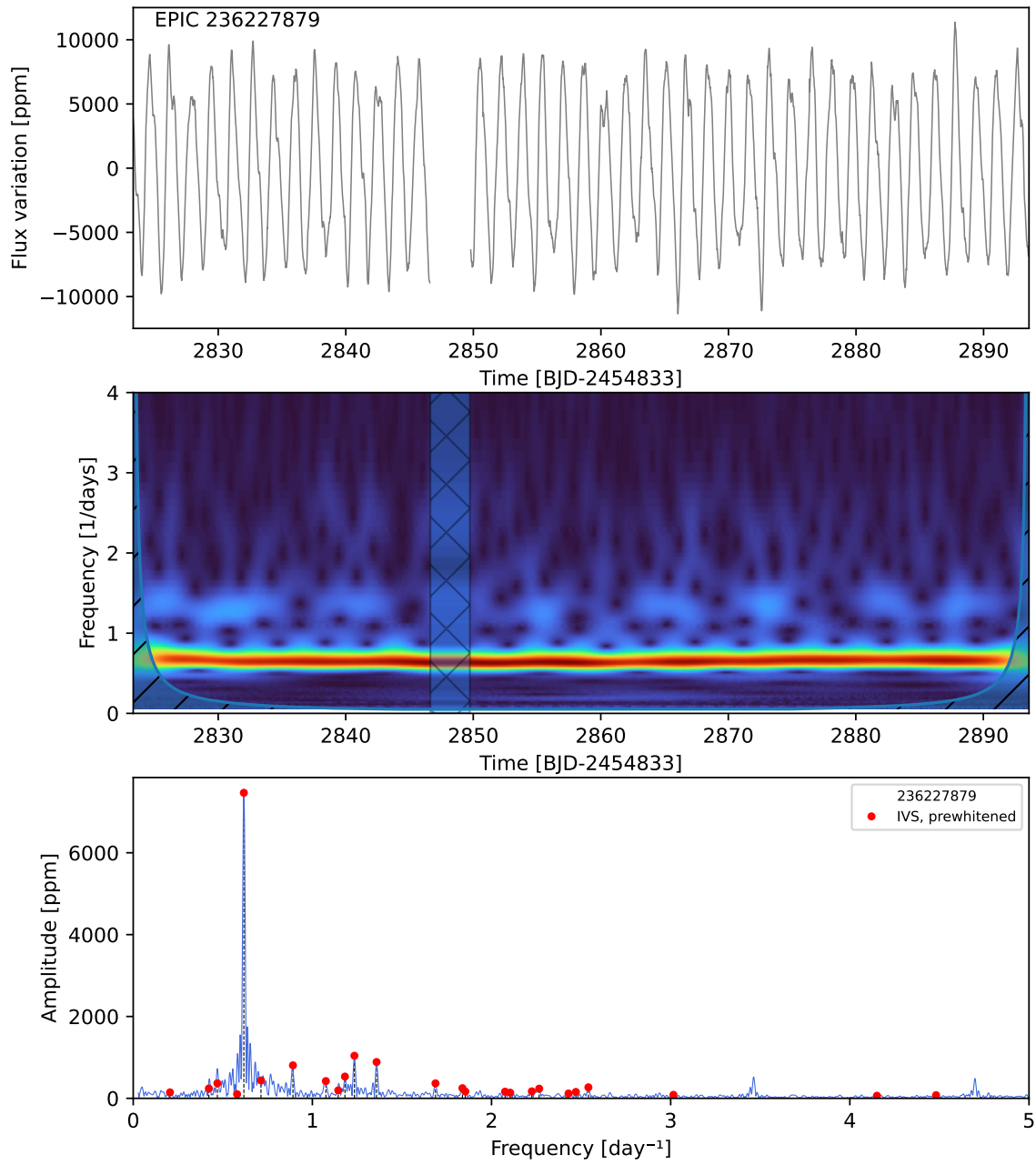
EPIC 236025929



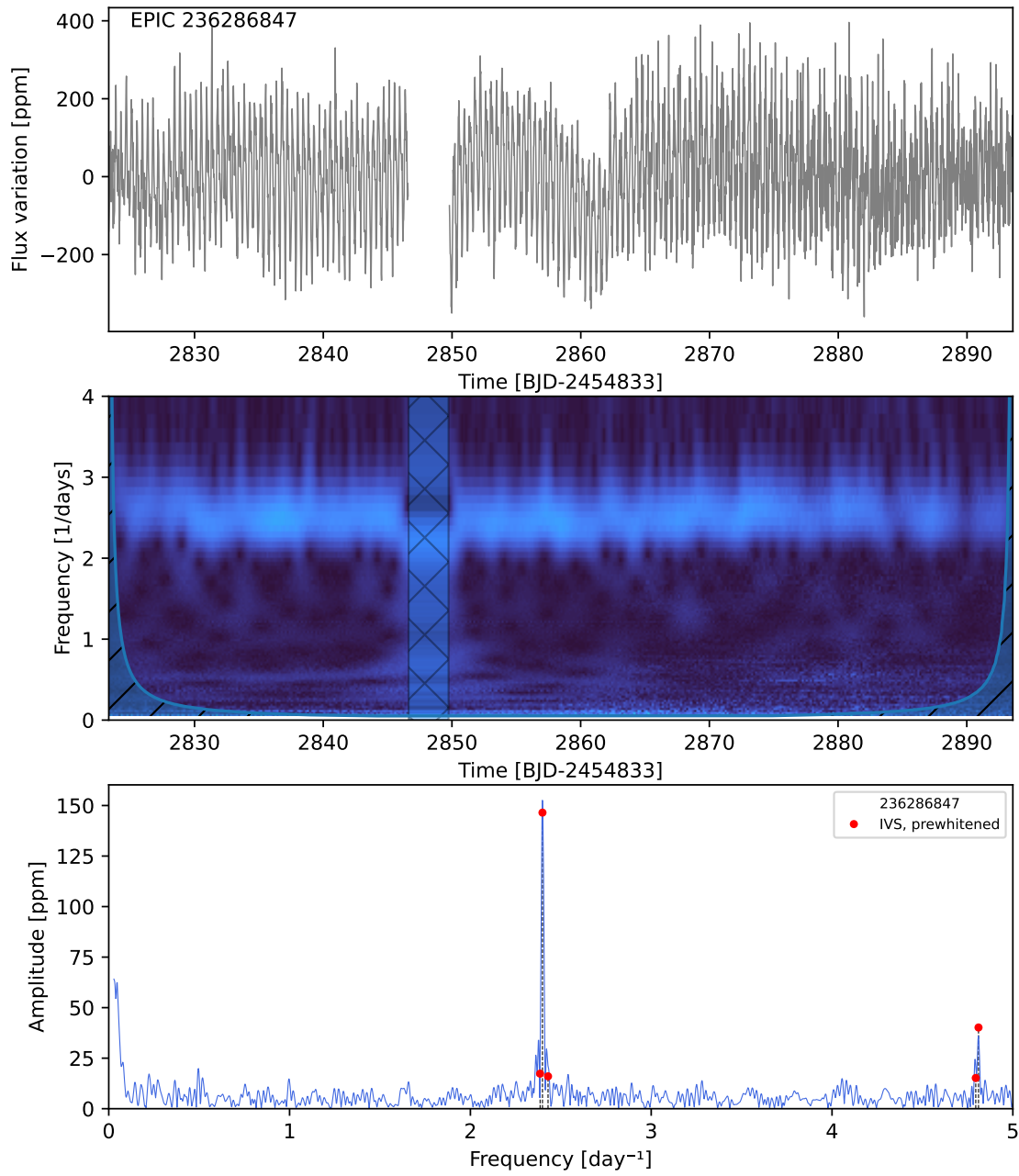
EPIC 236219386



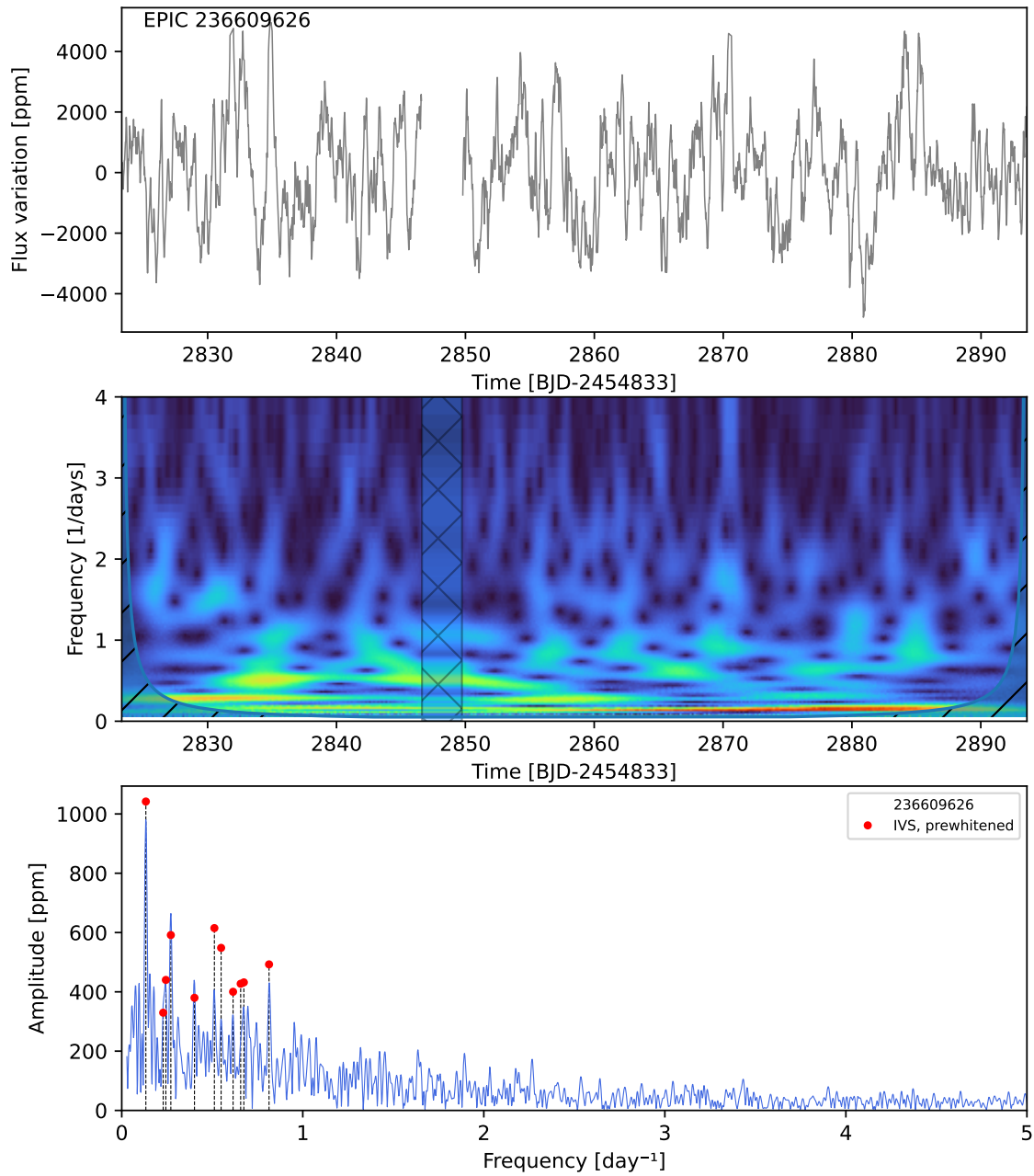
EPIC 236227879



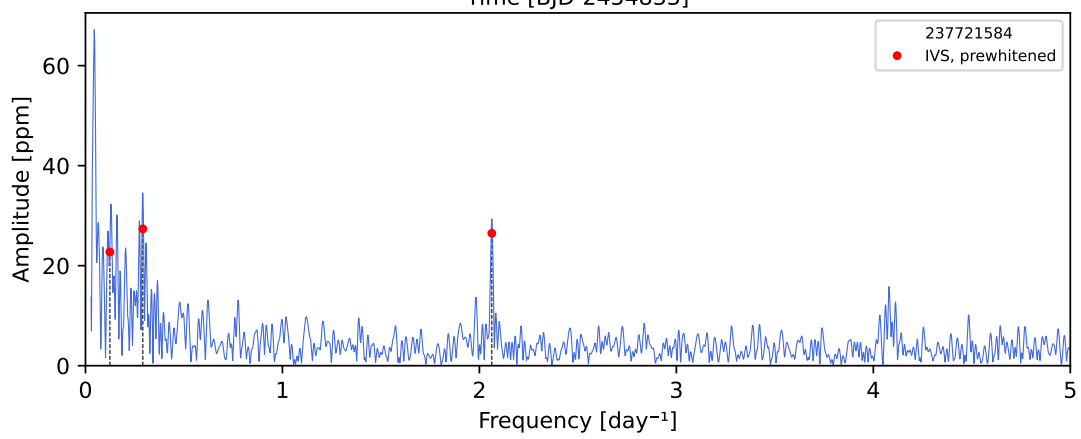
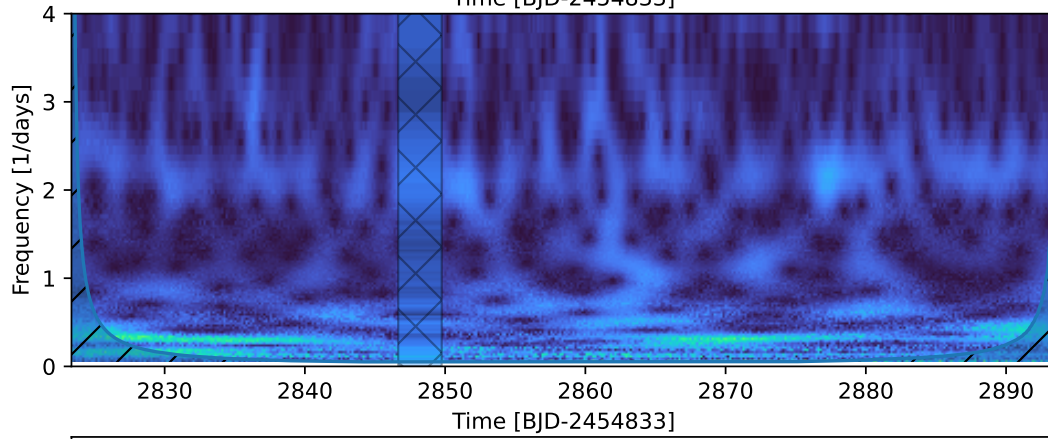
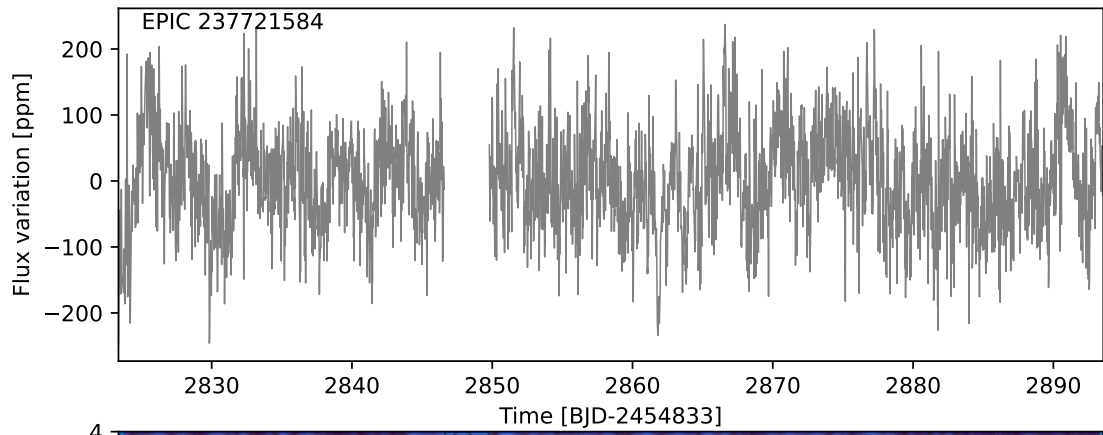
EPIC 236286847



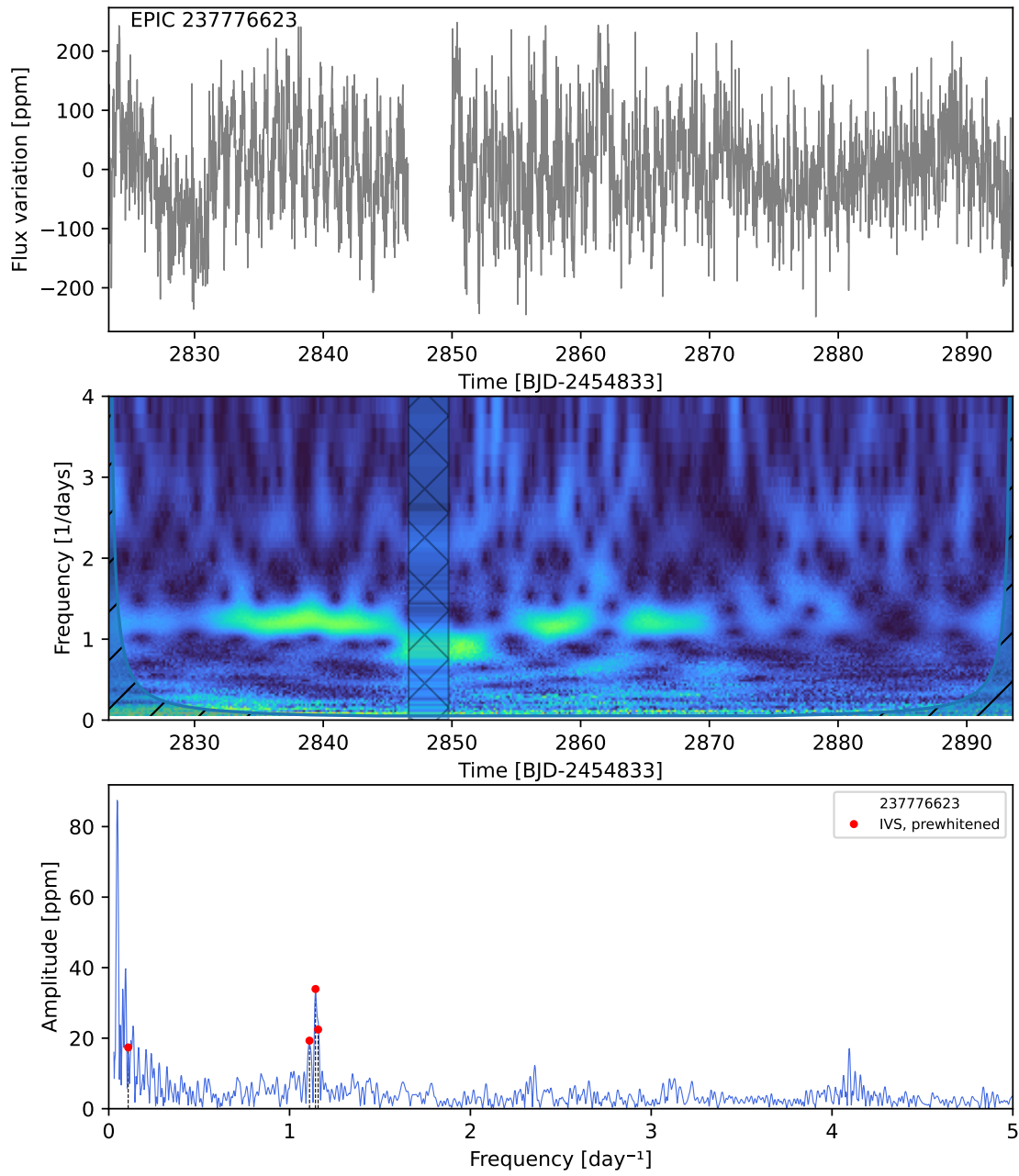
EPIC 236609626



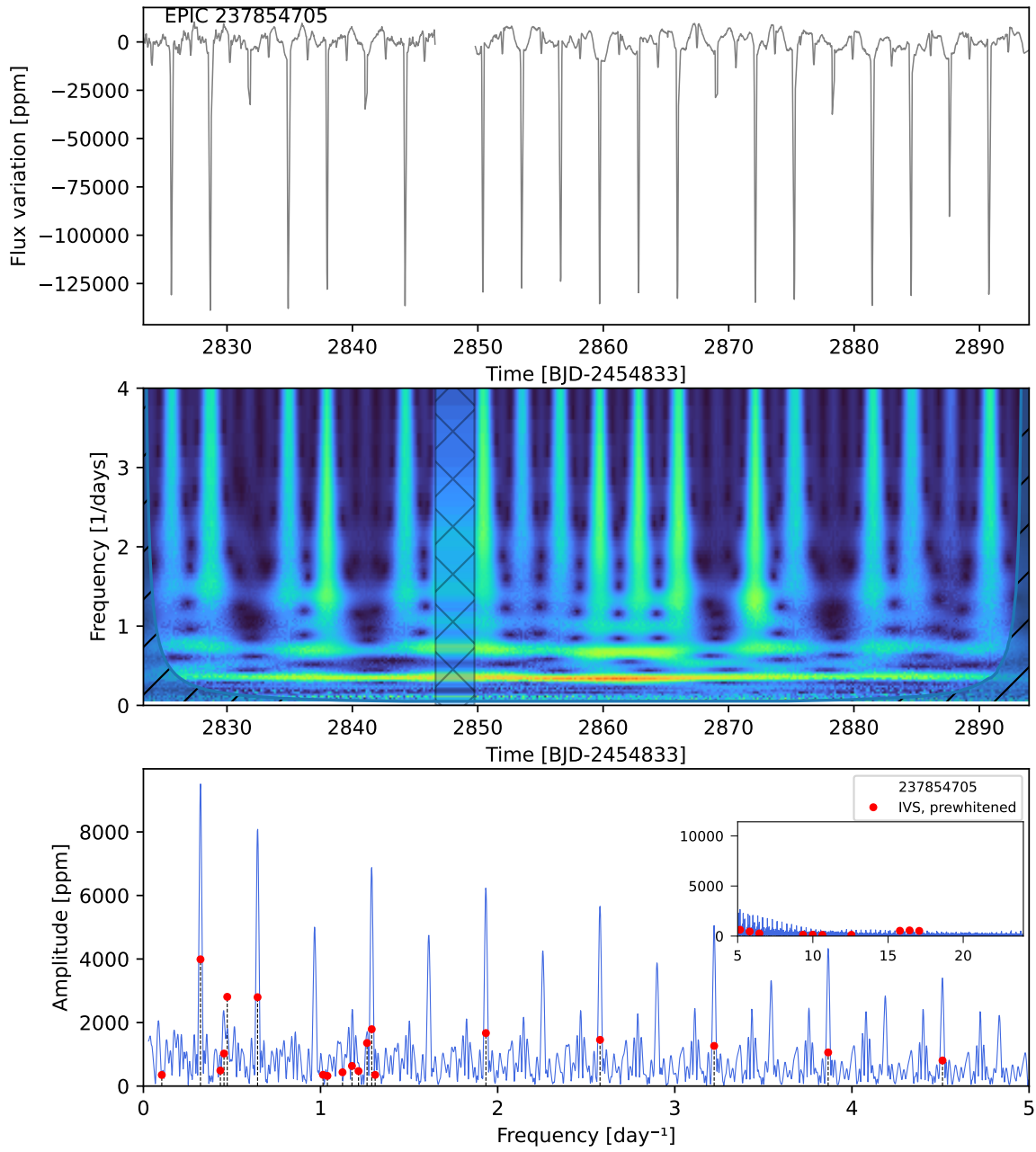
EPIC 237721584



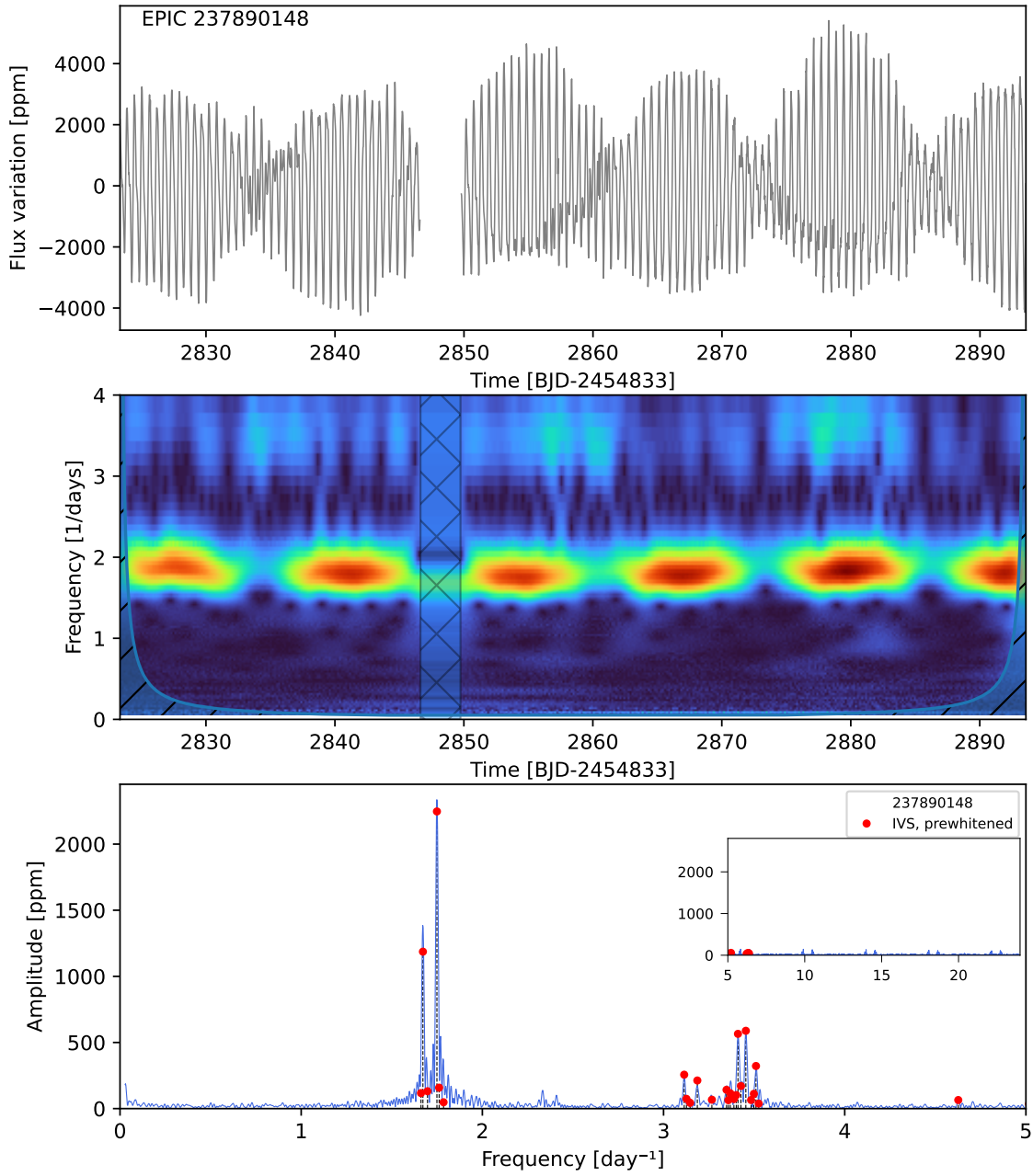
EPIC 237776623



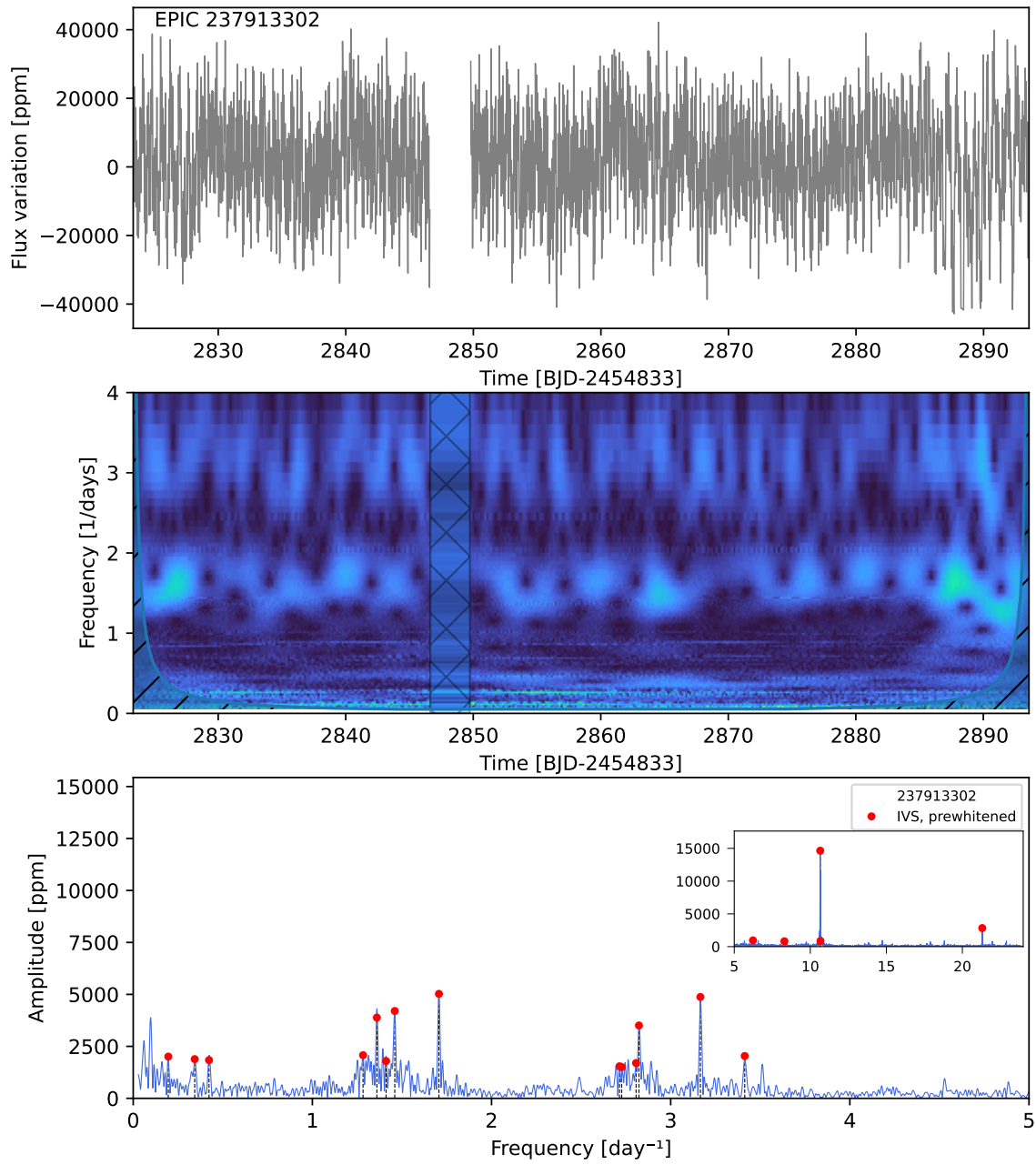
EPIC 237854705



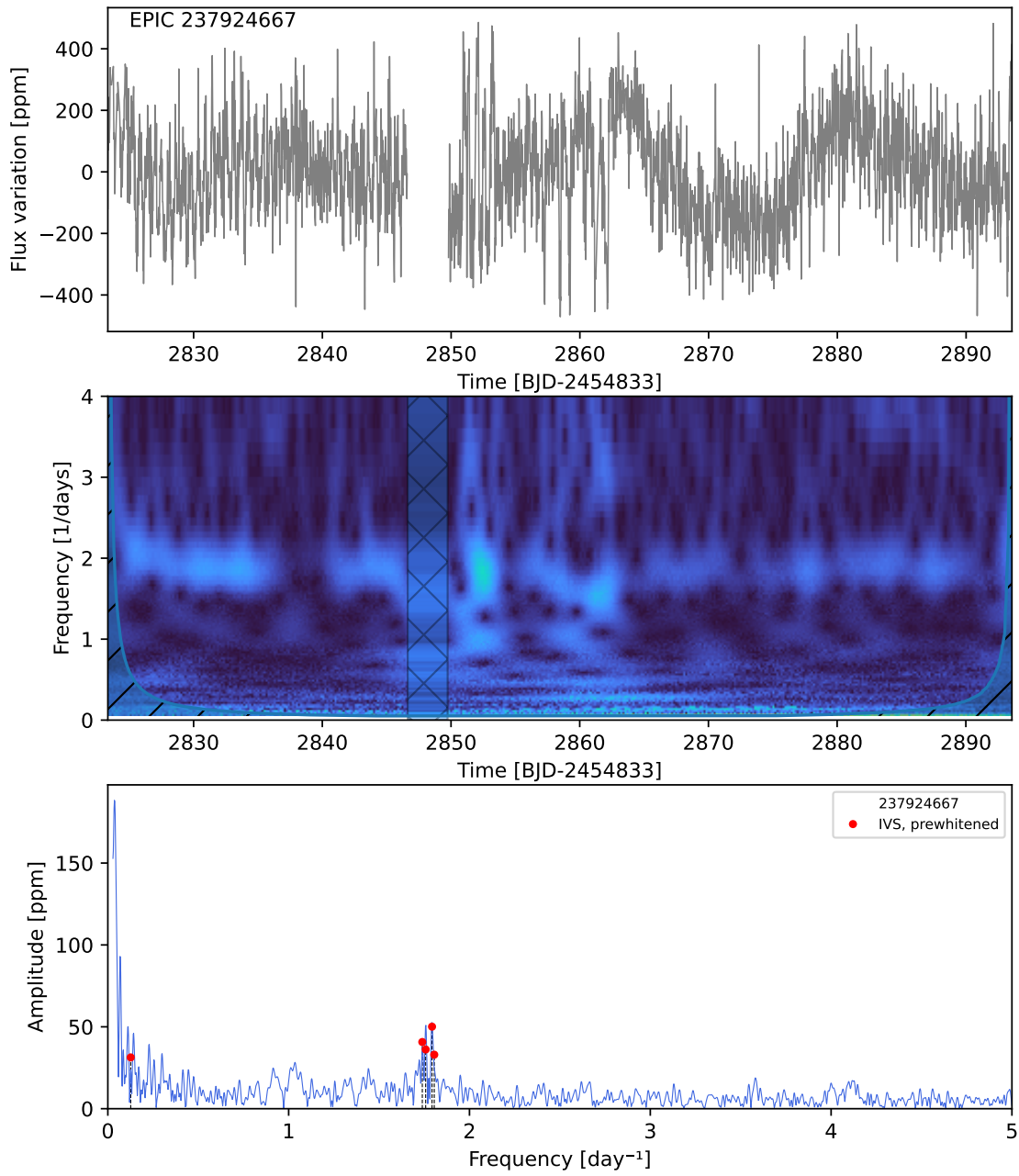
EPIC 237890148



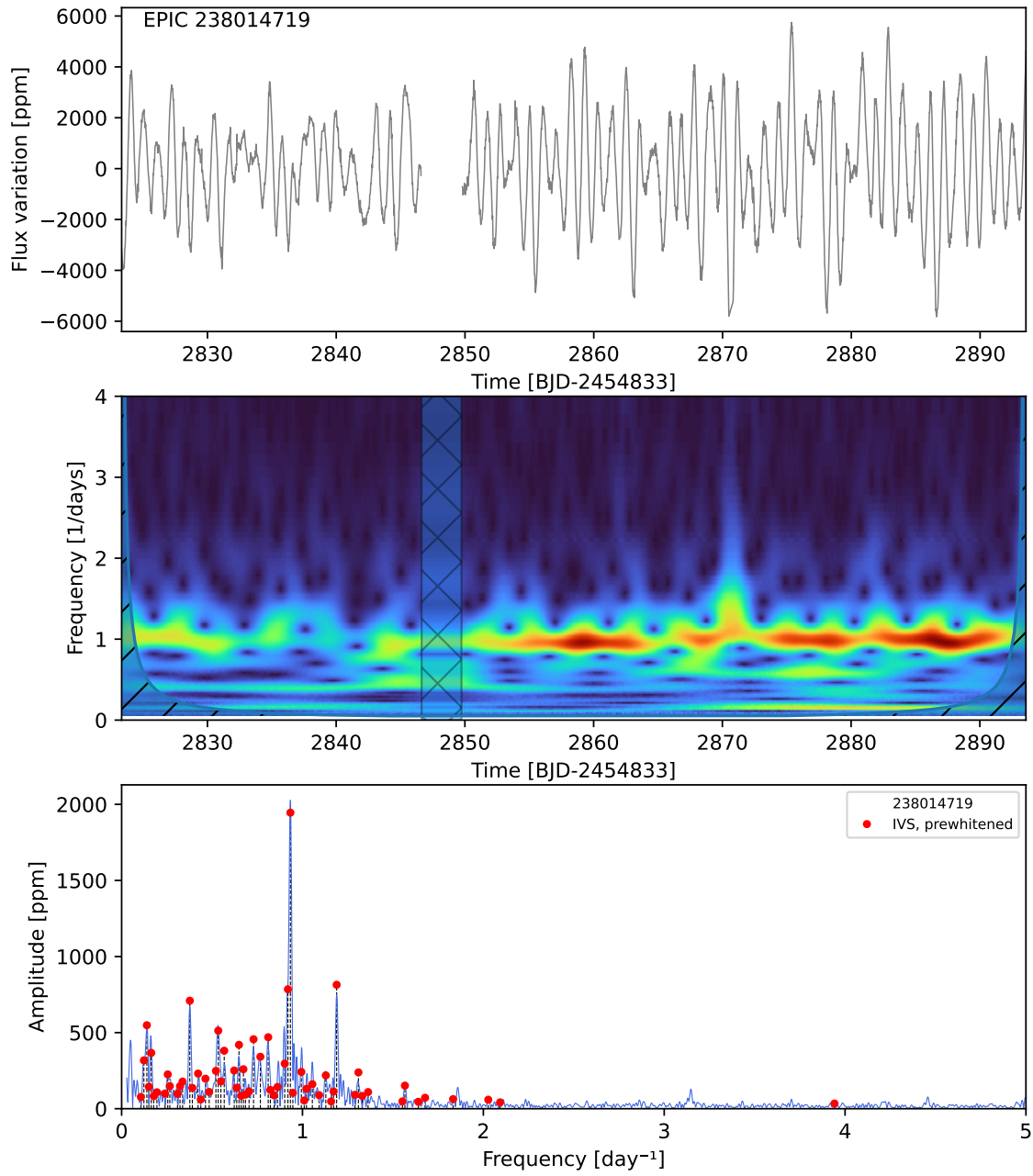
EPIC 237913302



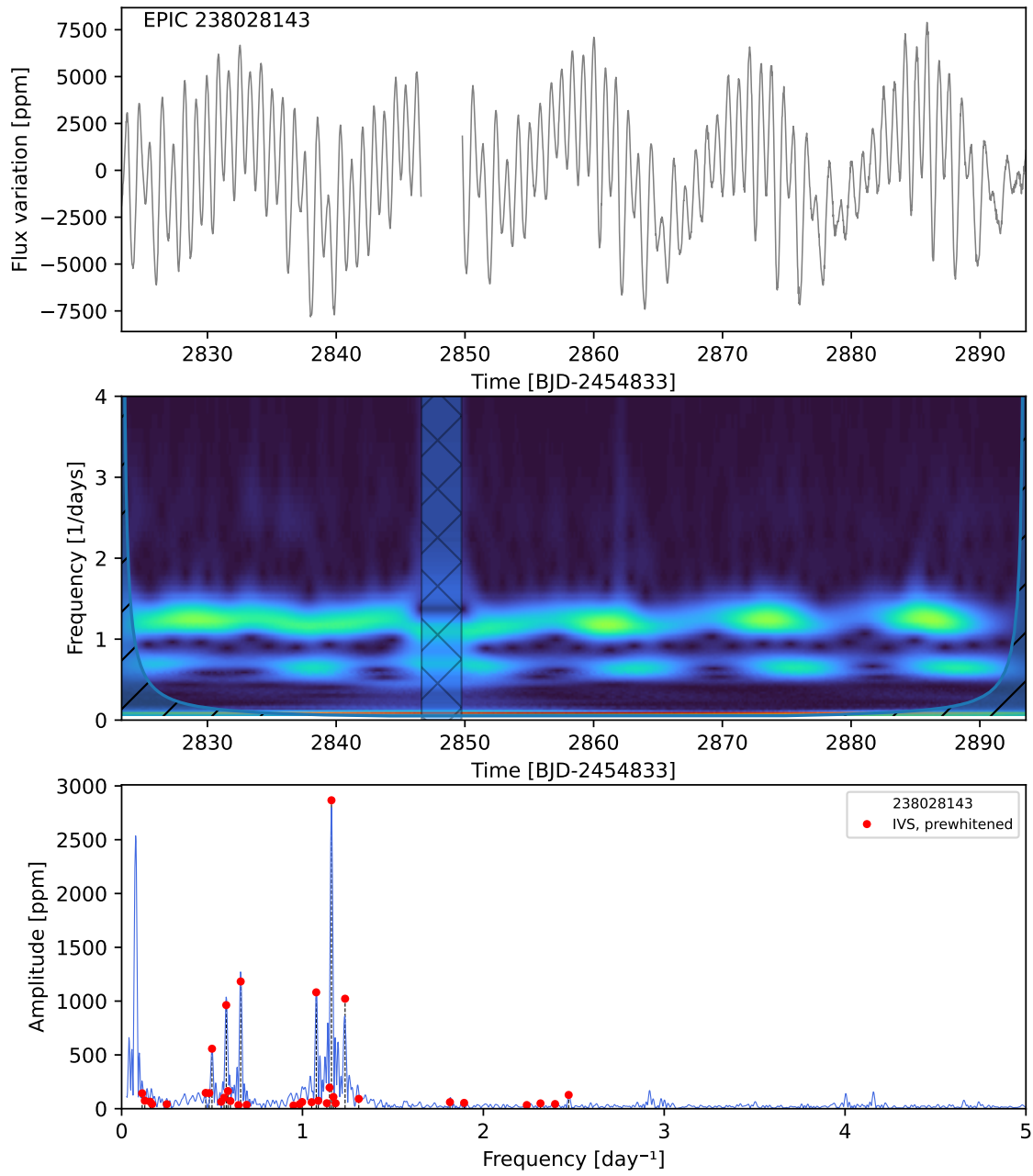
EPIC 237924667



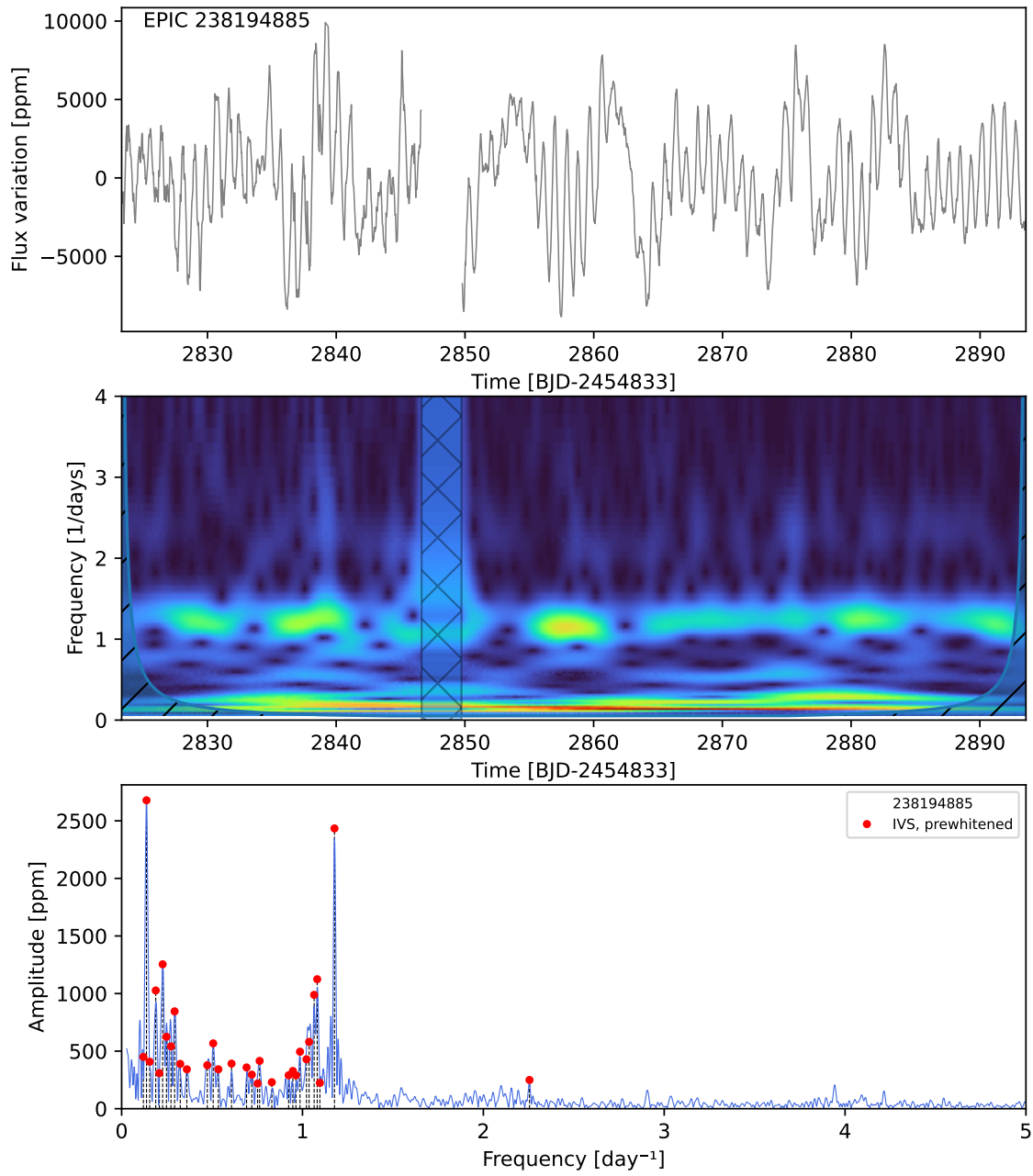
EPIC 238014719



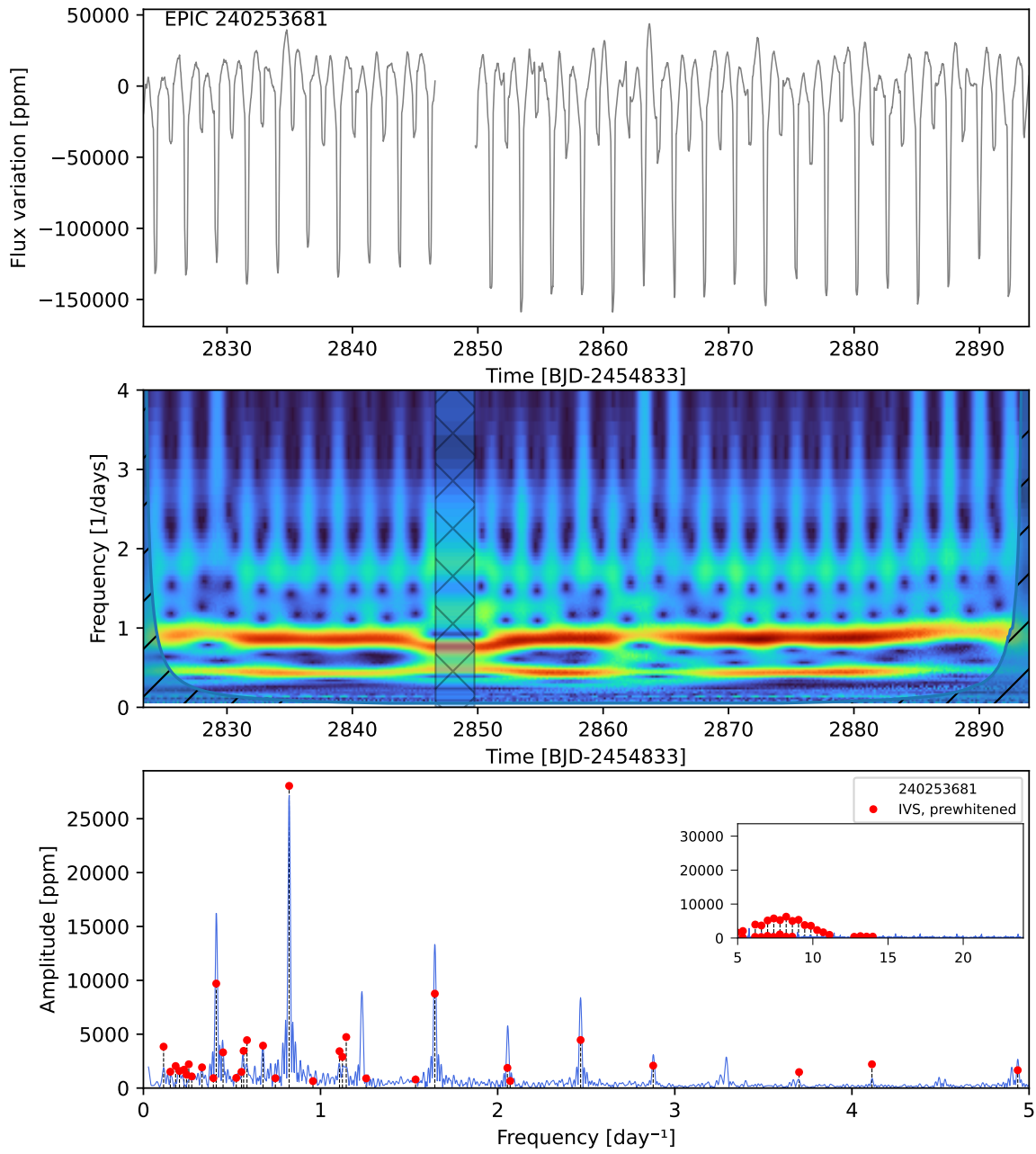
EPIC 238028143



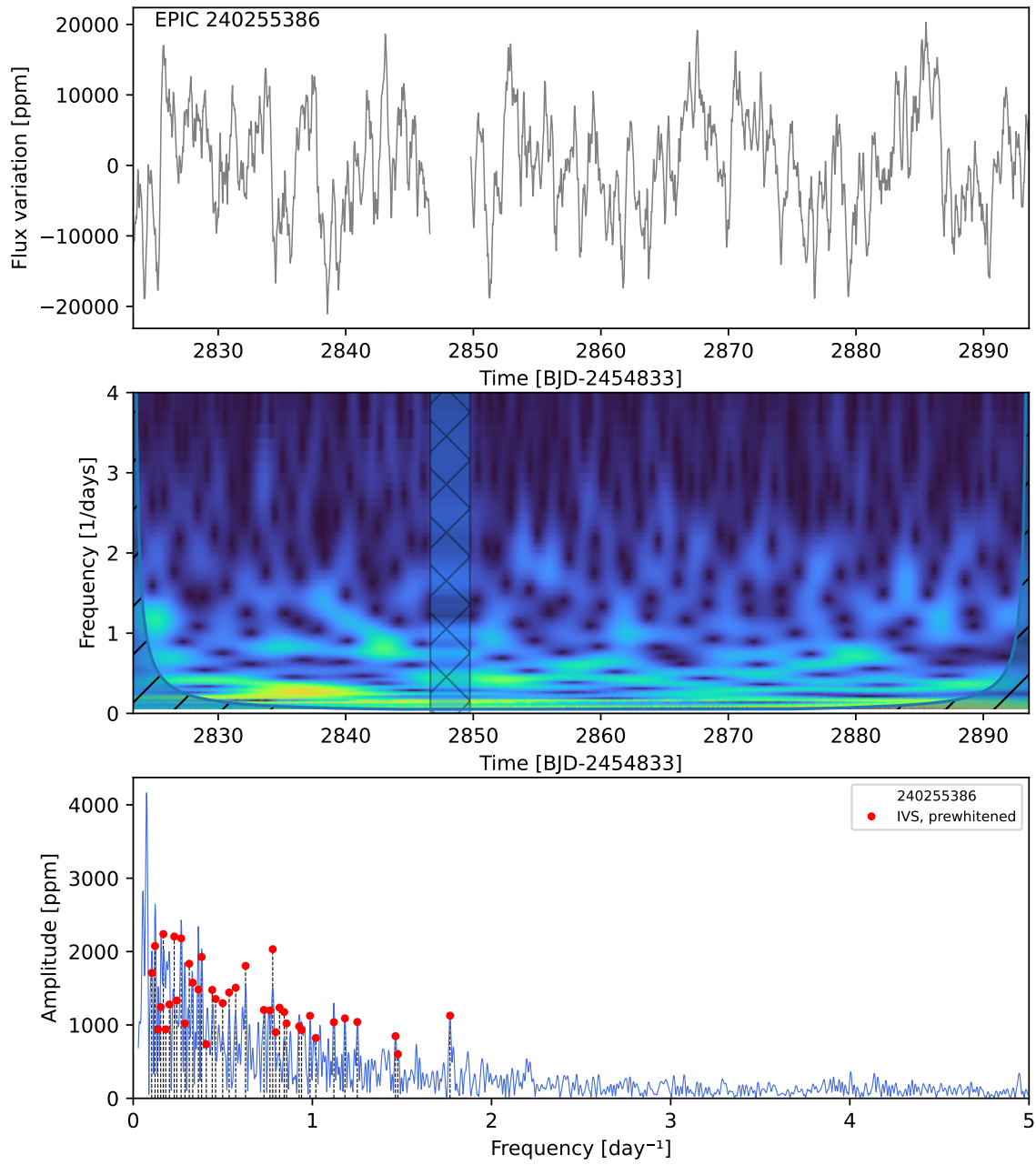
EPIC 238194885



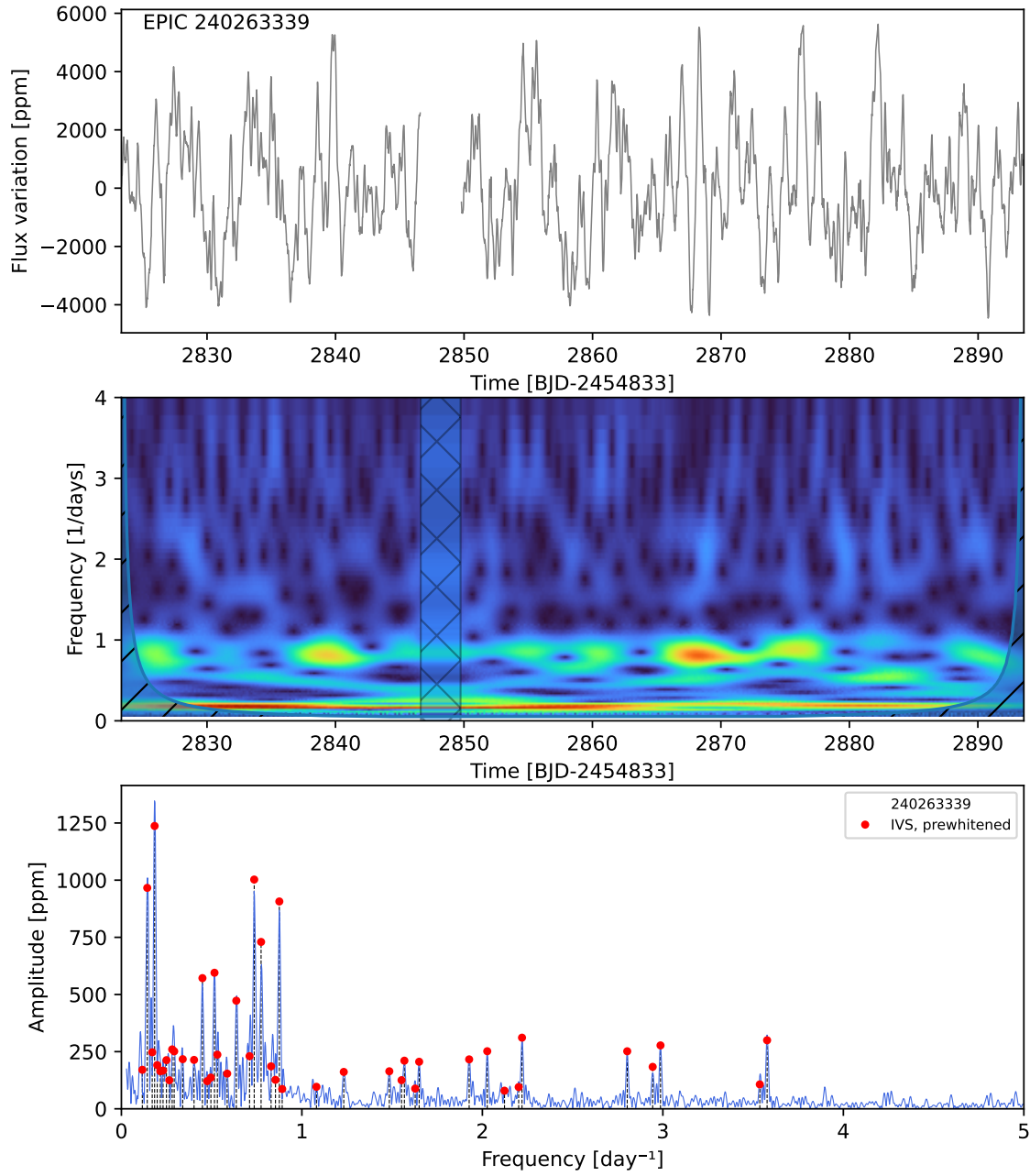
EPIC 240253681



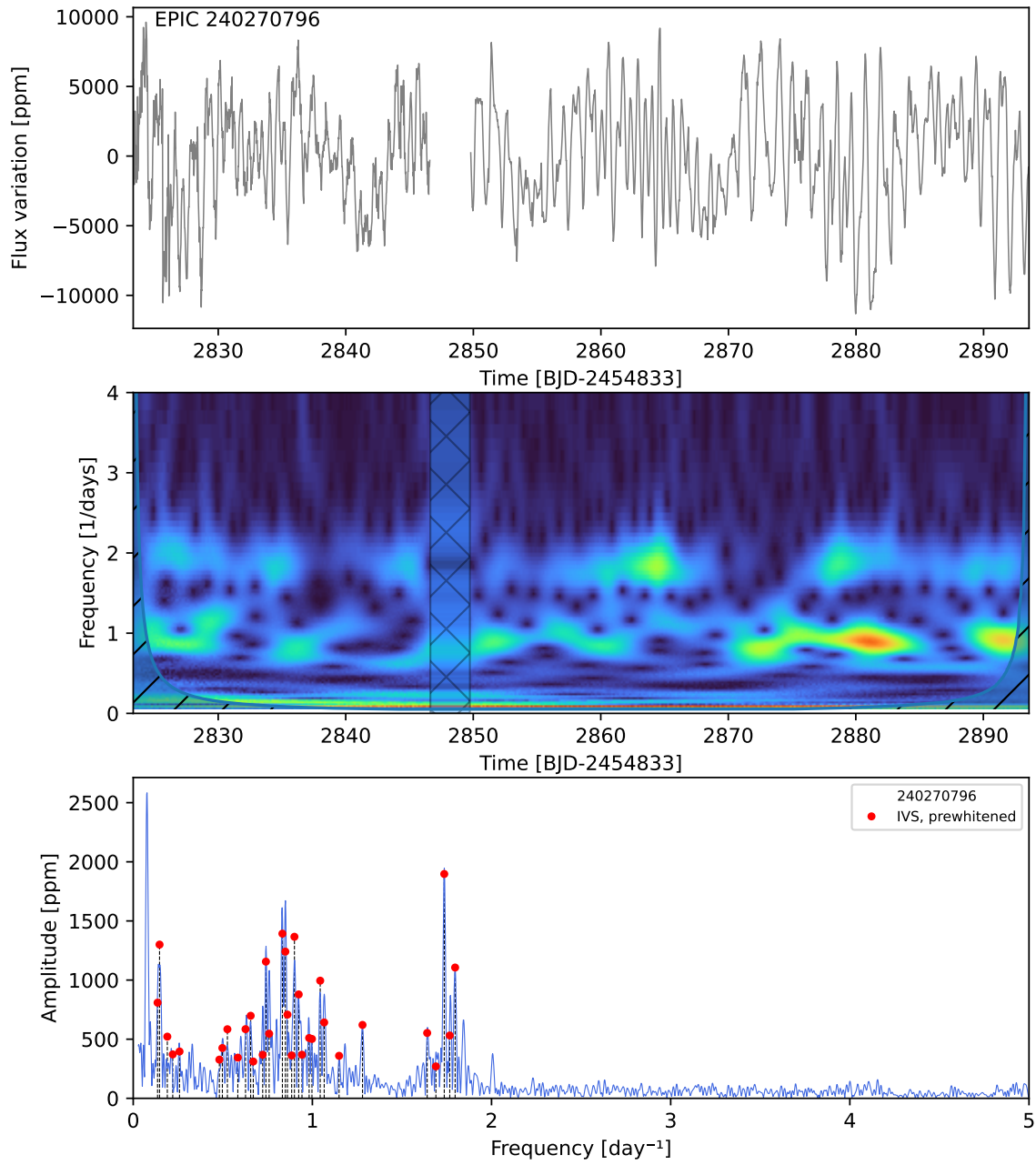
EPIC 240255386



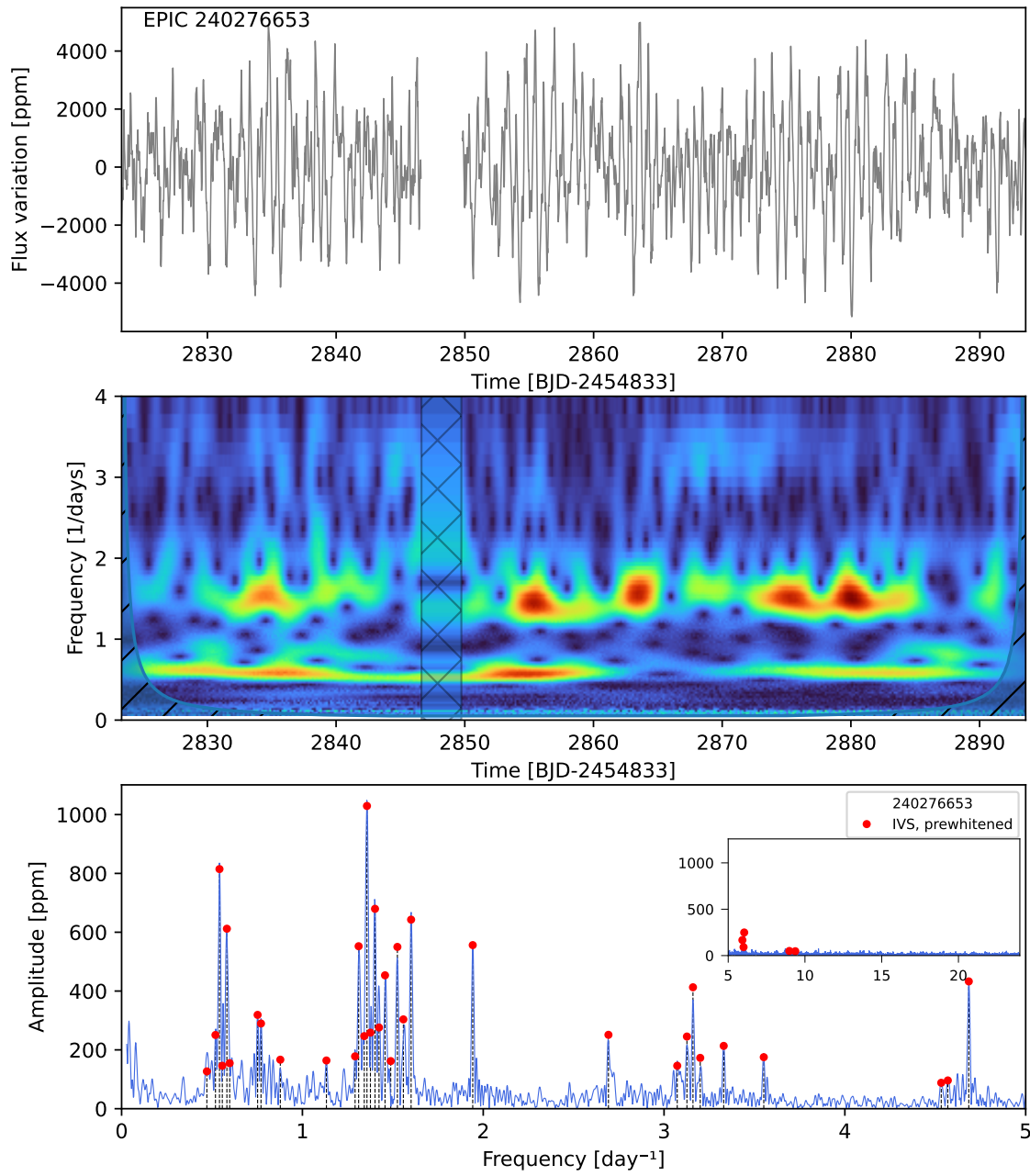
EPIC 240263339



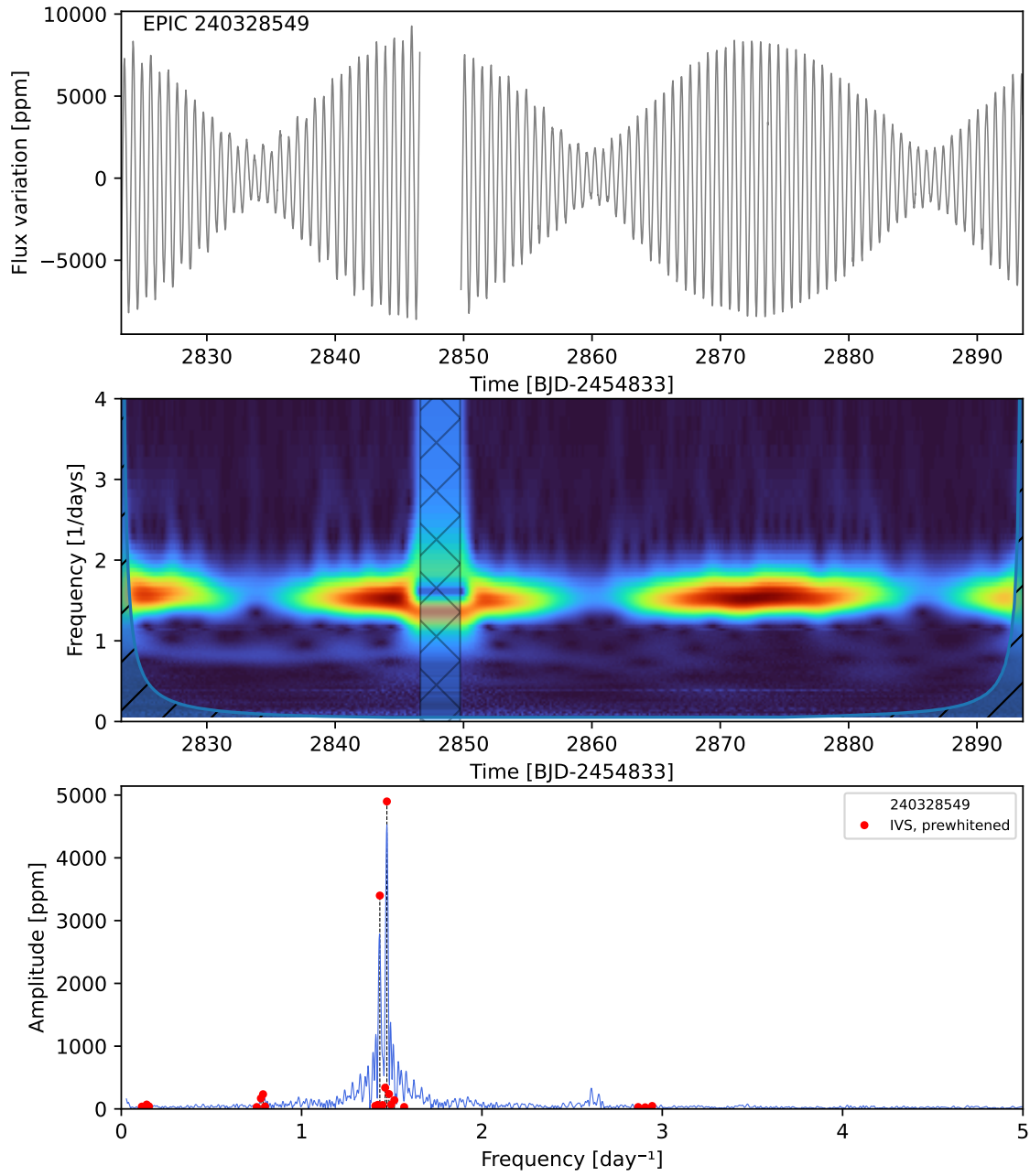
EPIC 240270796



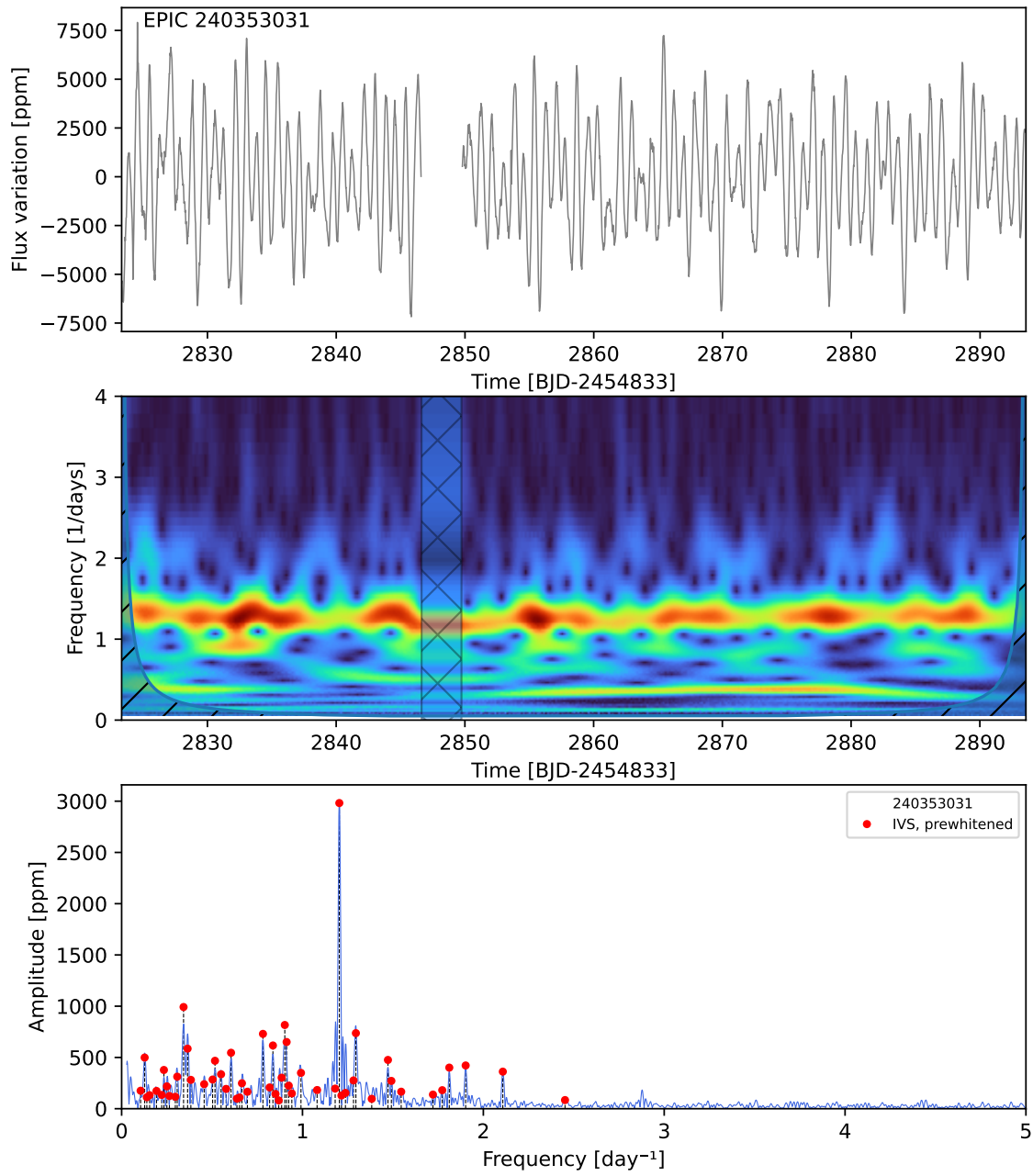
EPIC 240276653



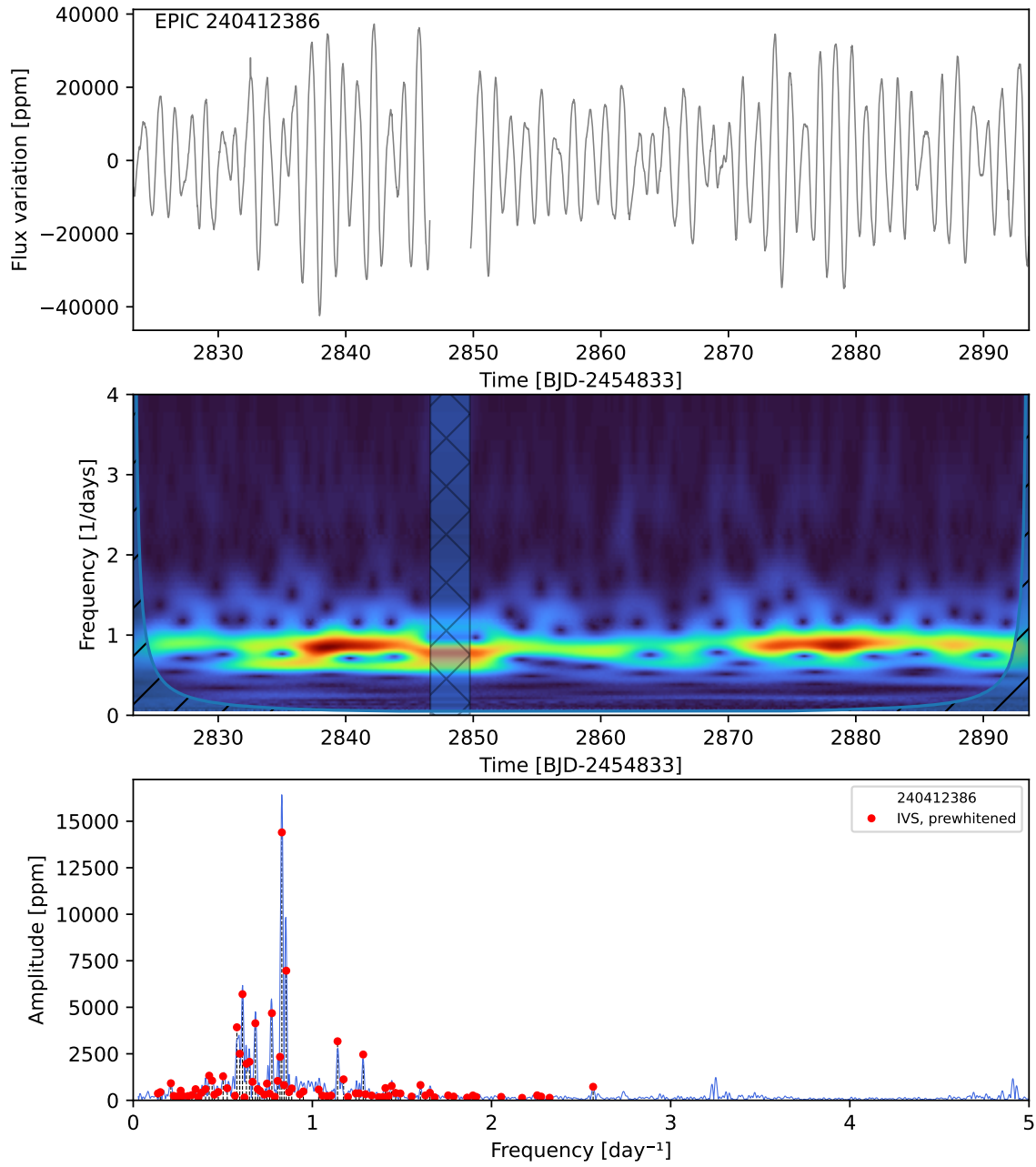
EPIC 240328549



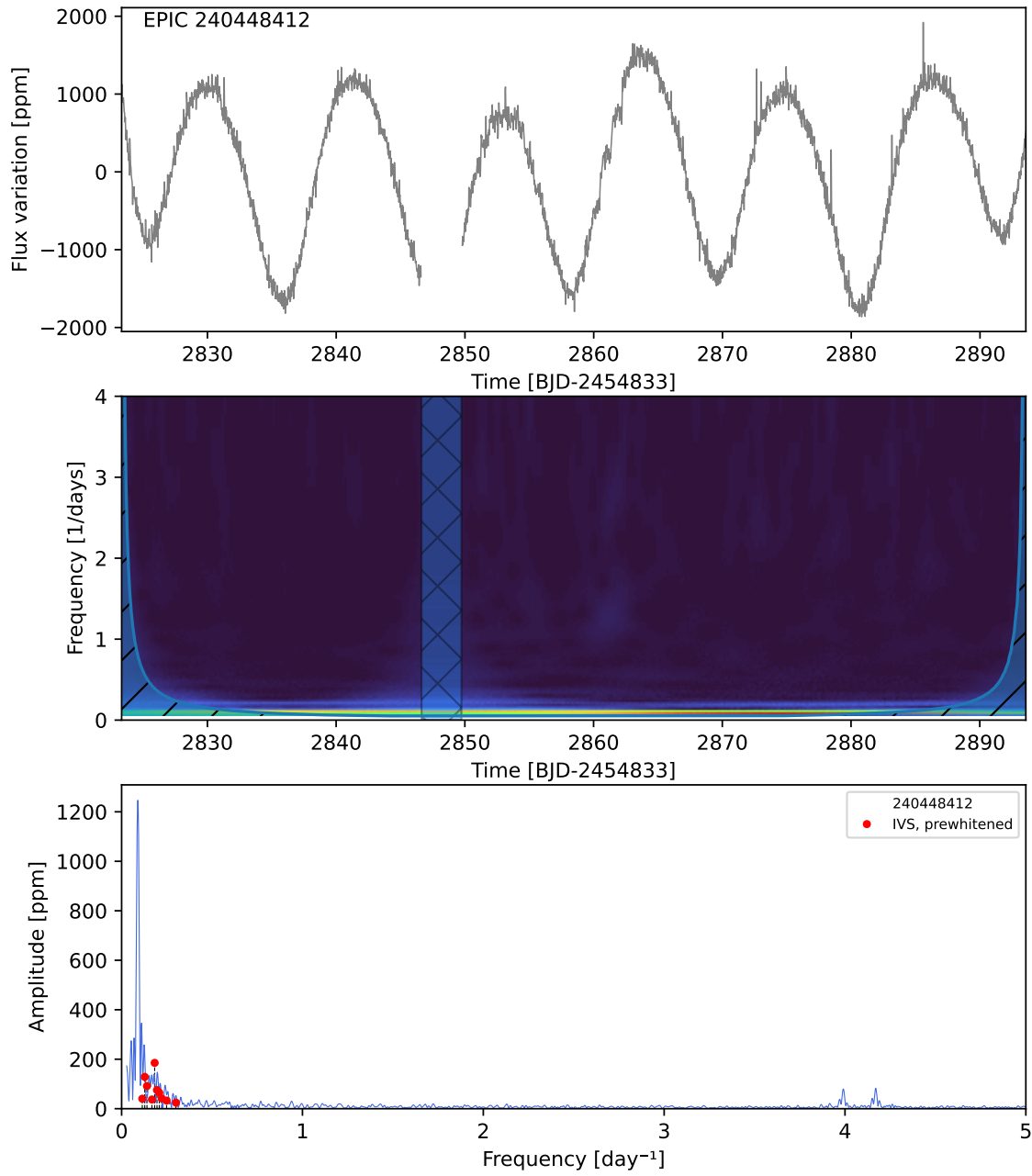
EPIC 240353031



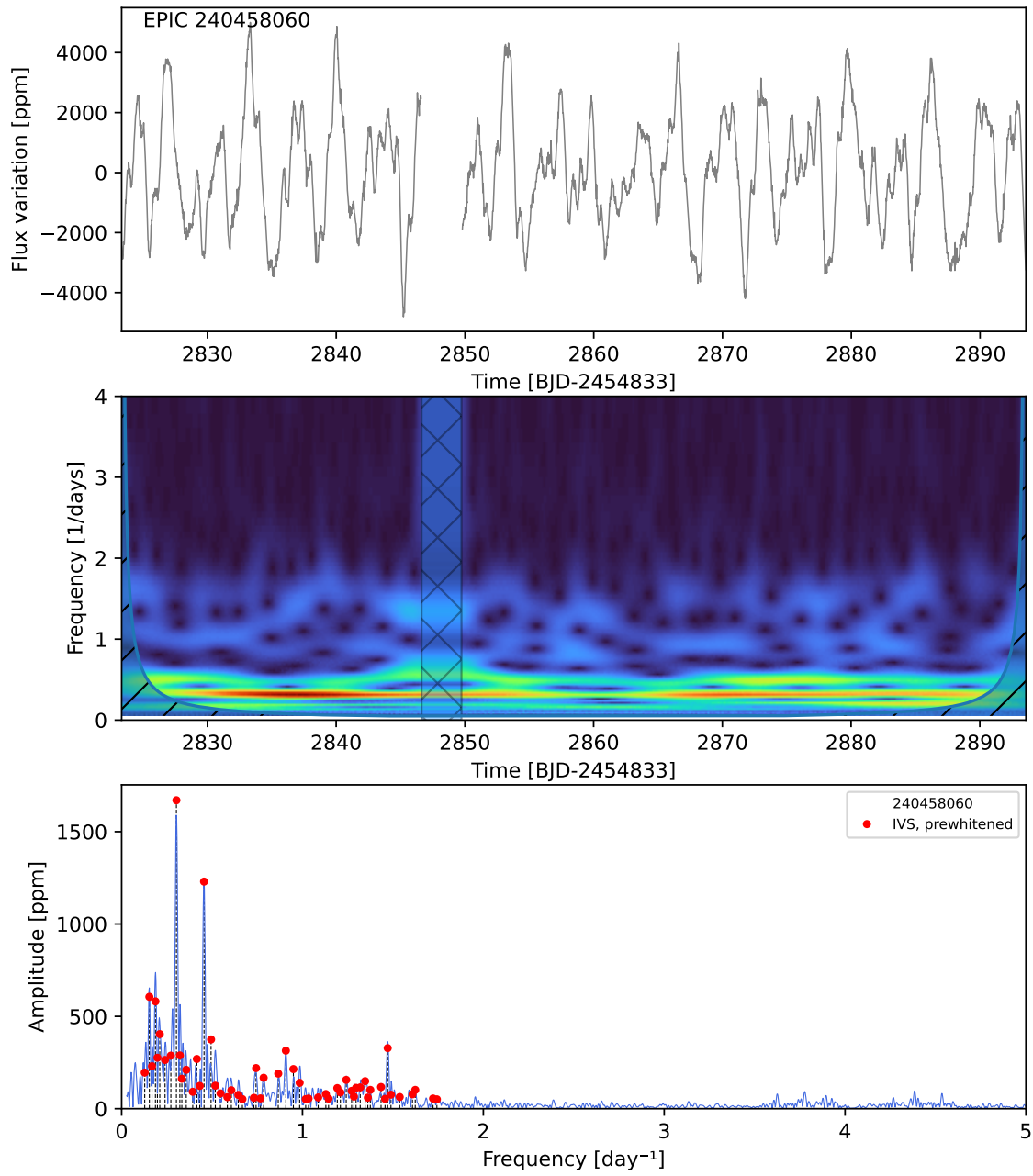
EPIC 240412386



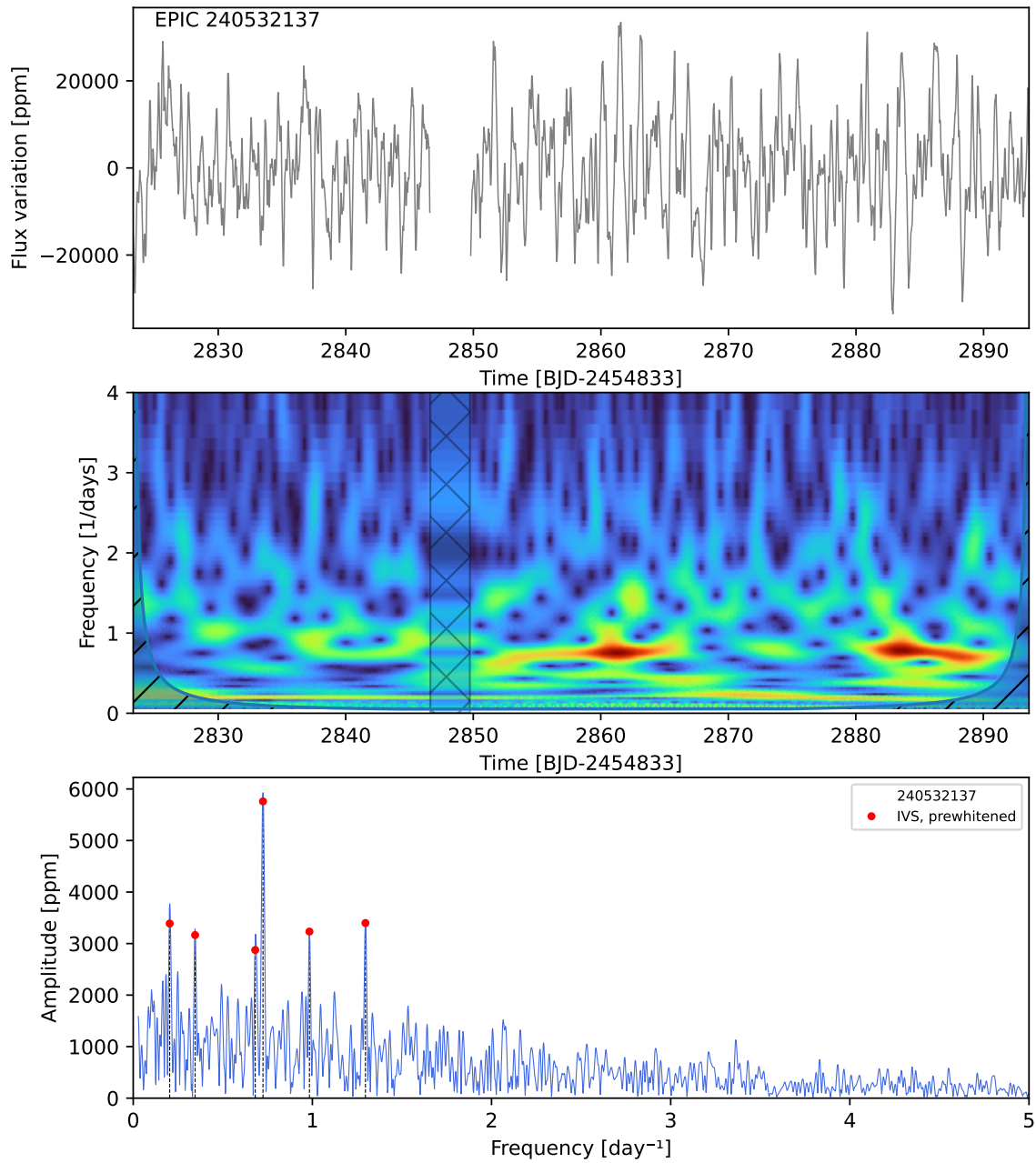
EPIC 240448412



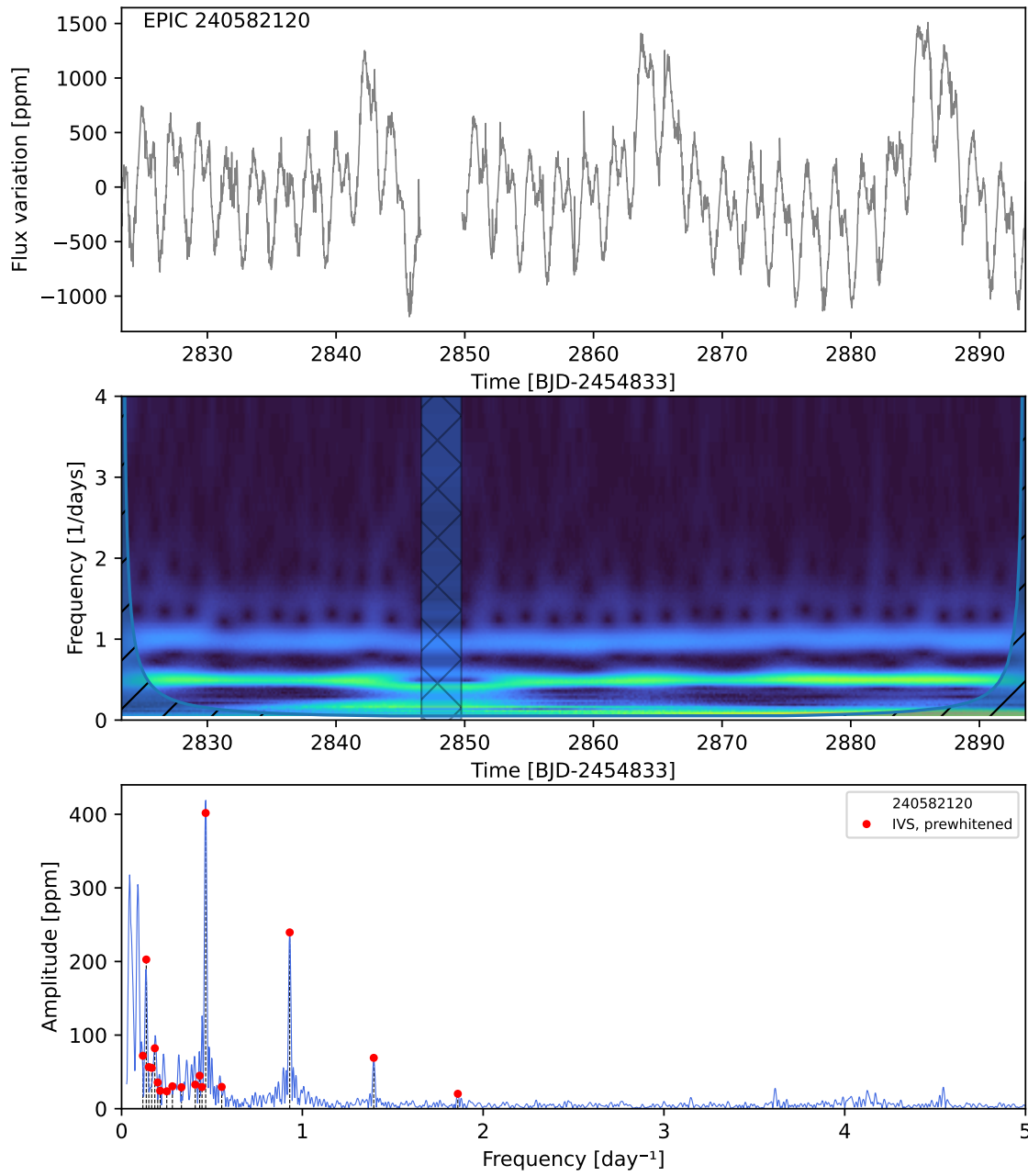
EPIC 240458060



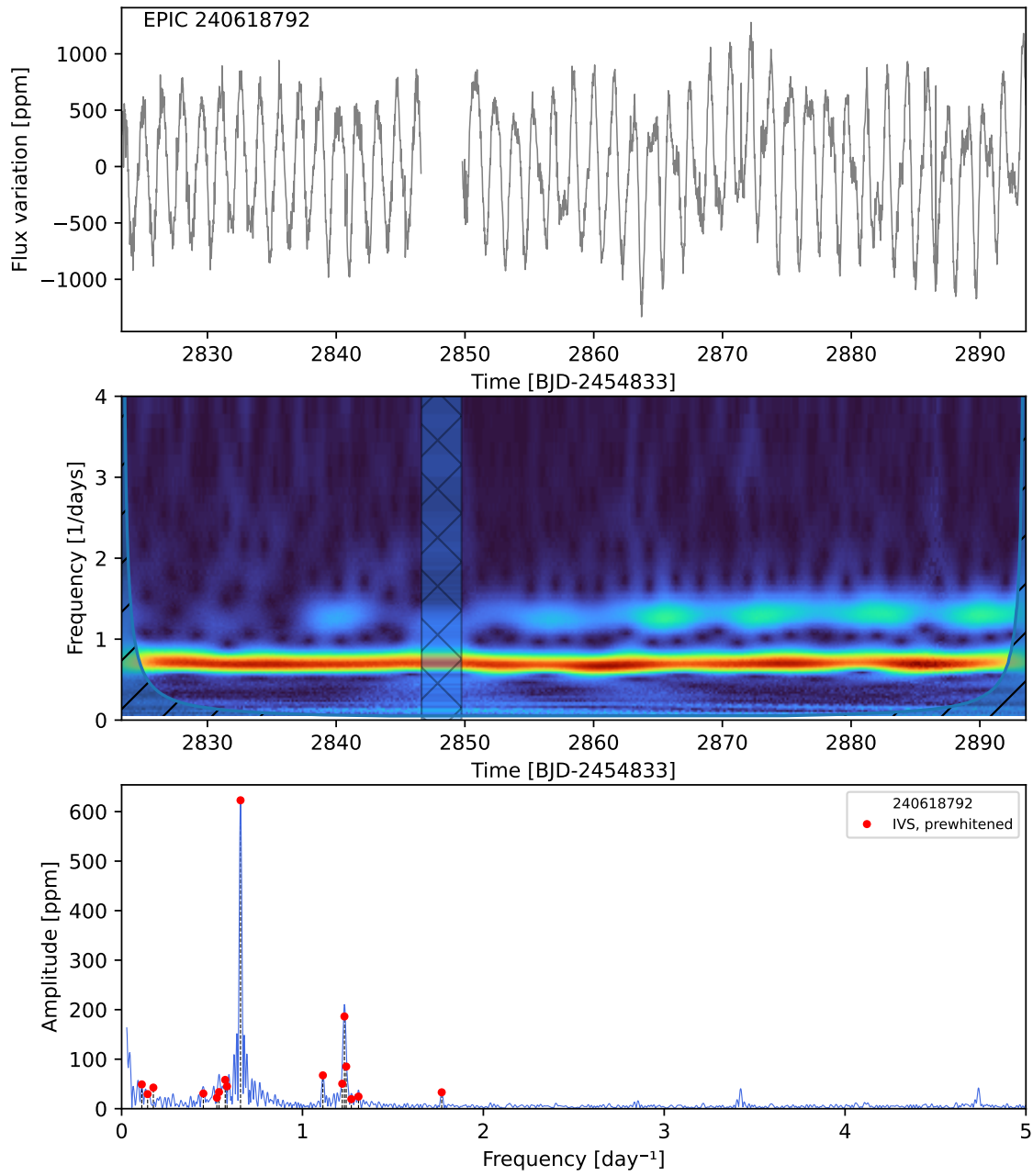
EPIC 240532137



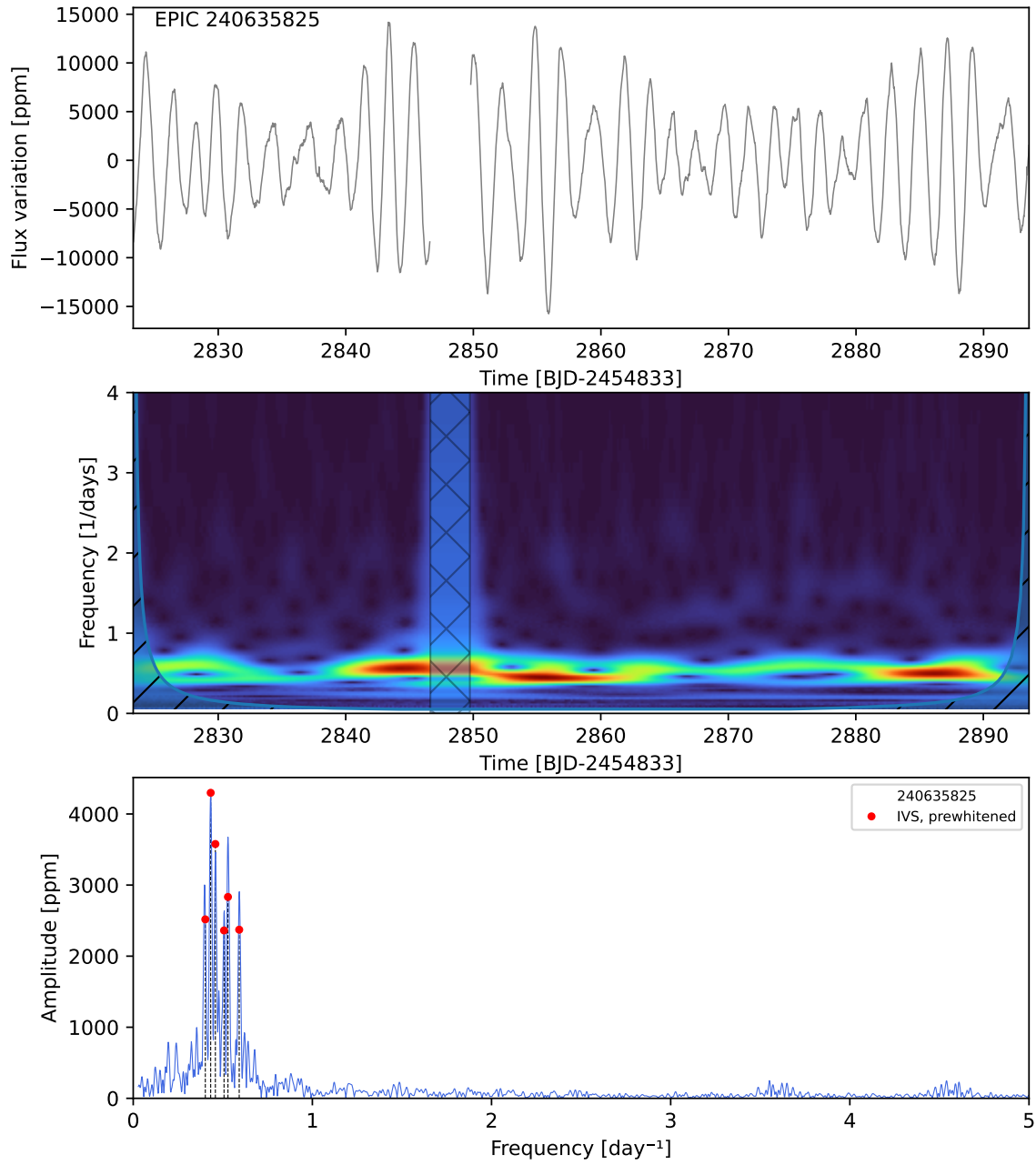
EPIC 240582120



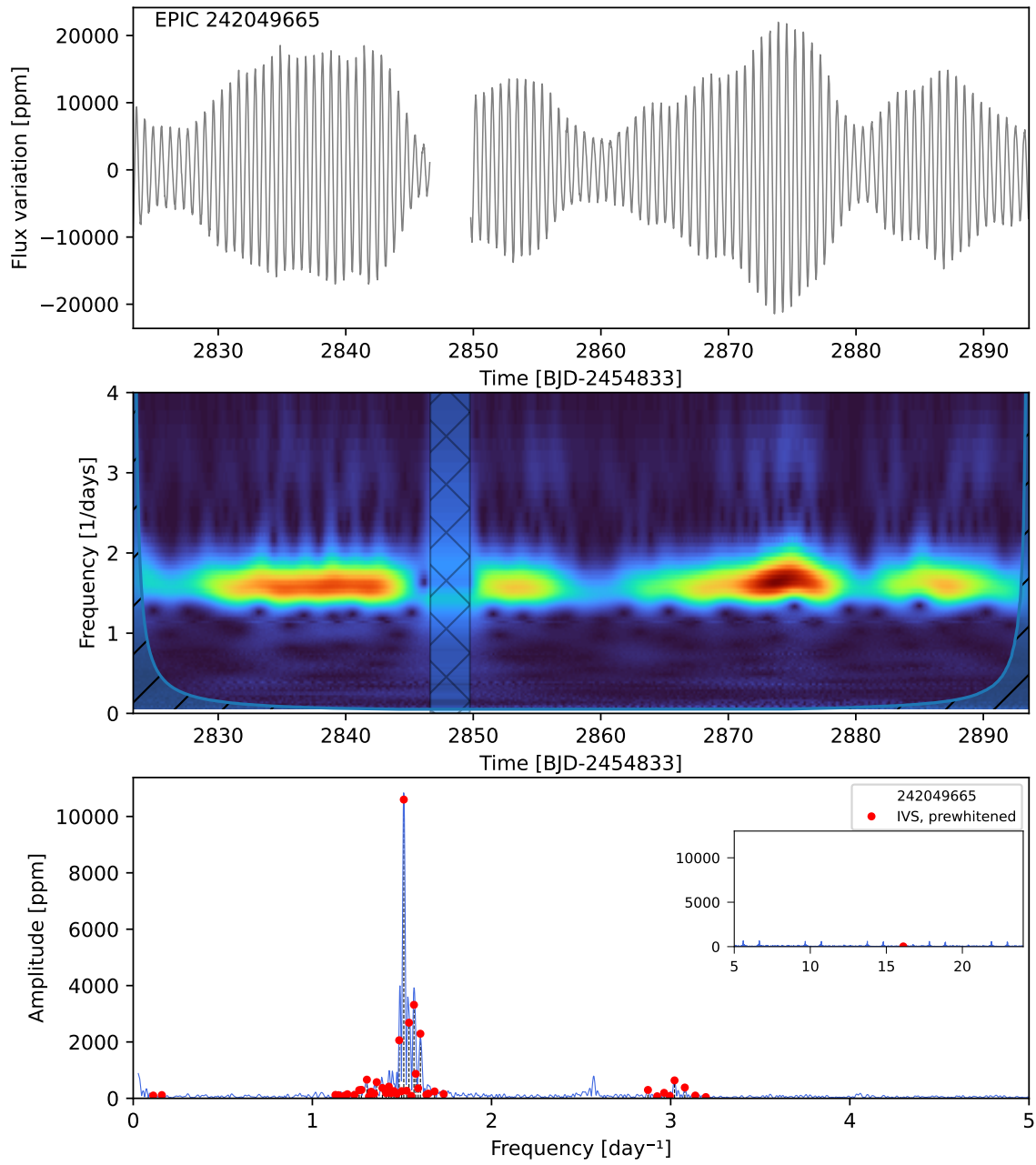
EPIC 240618792



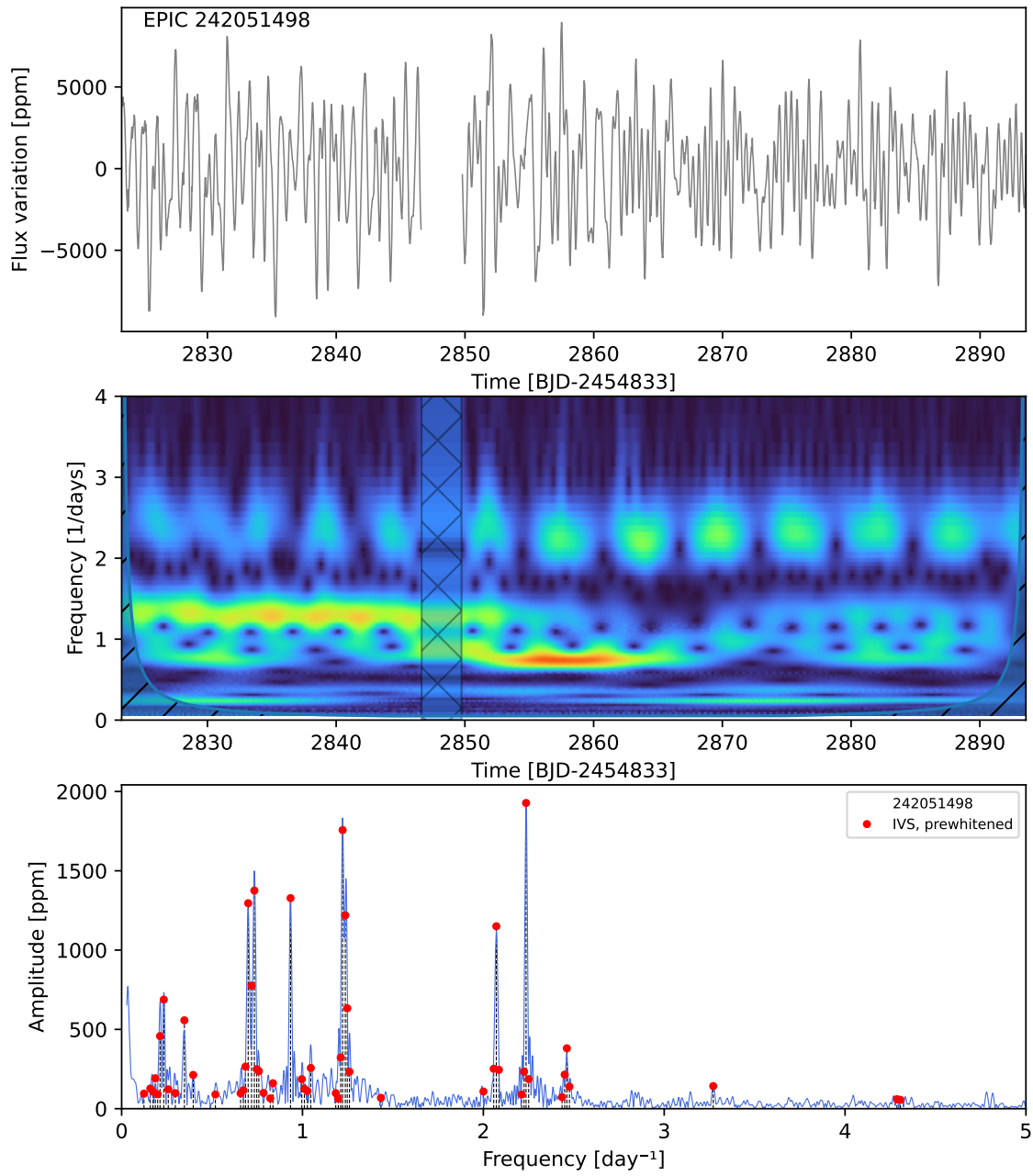
EPIC 240635825



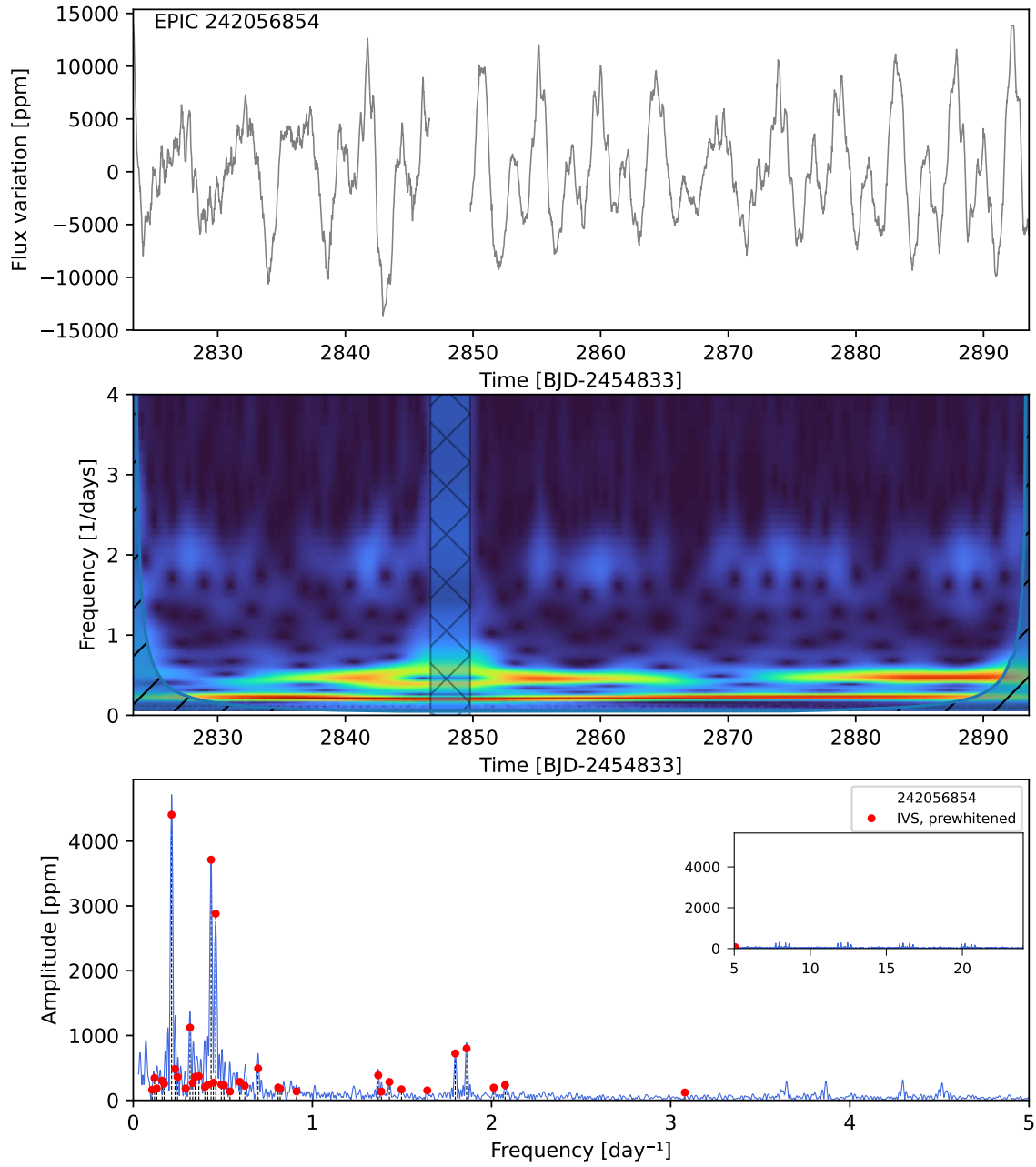
EPIC 242049665



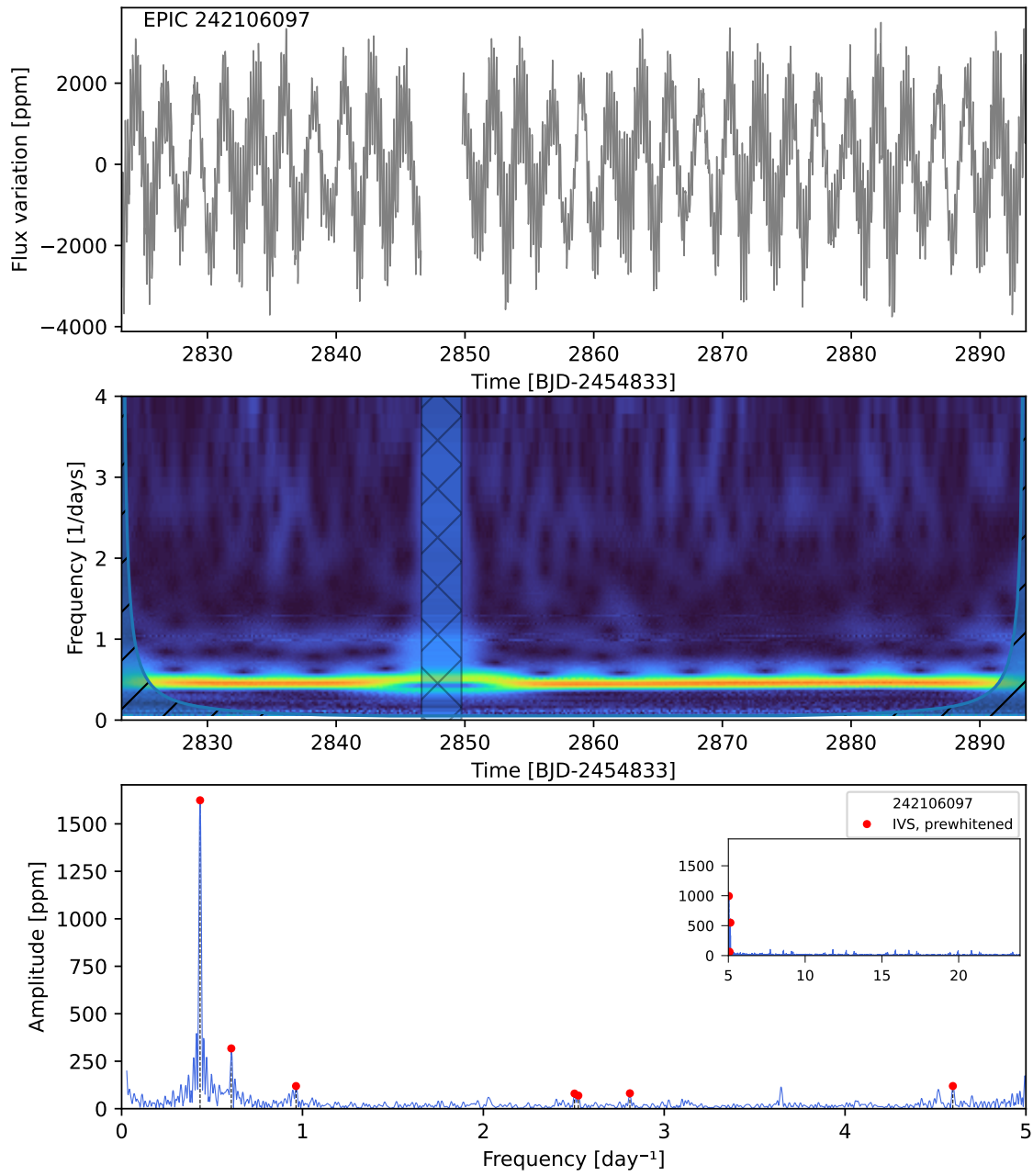
EPIC 242051498



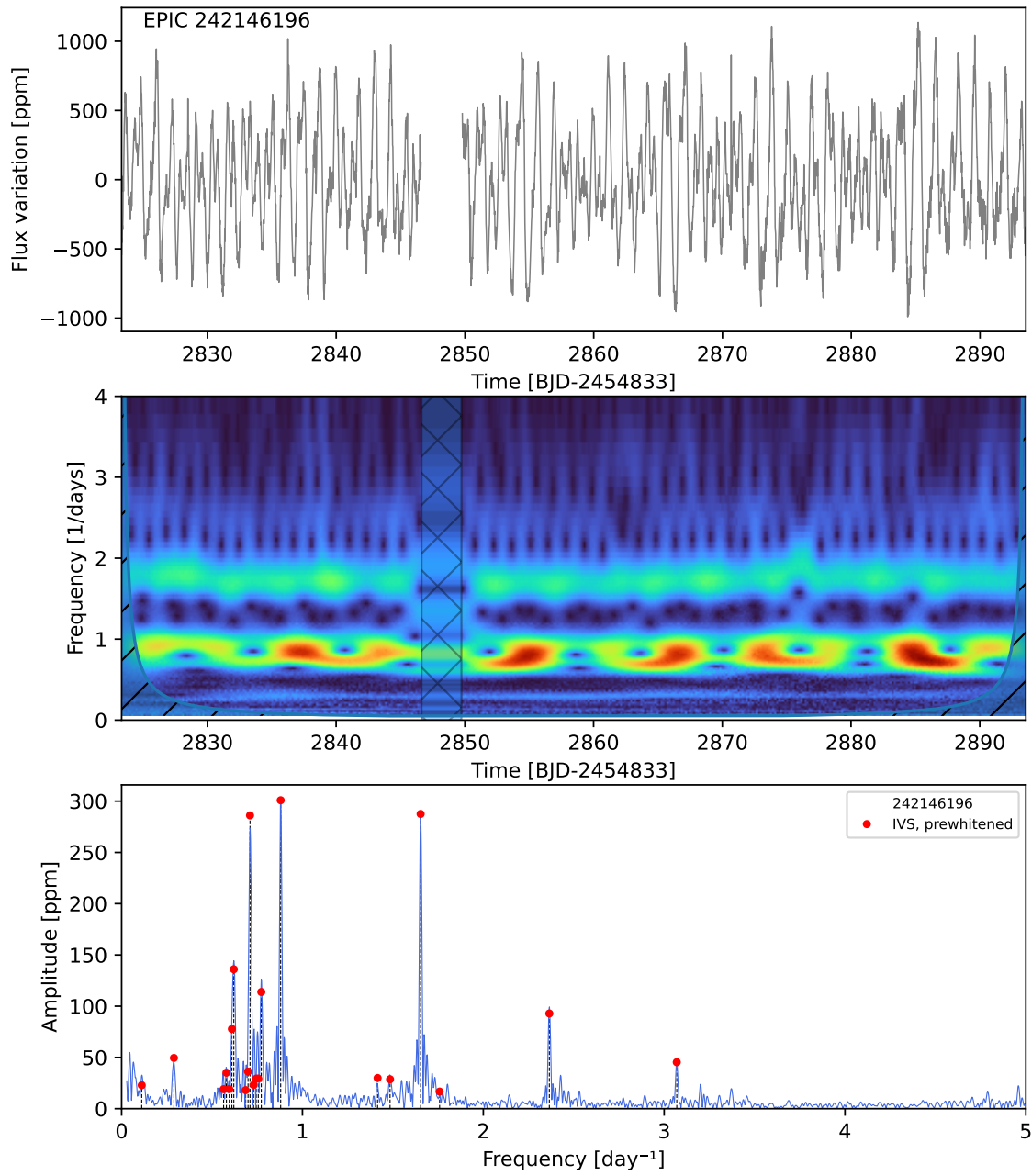
EPIC 242056854



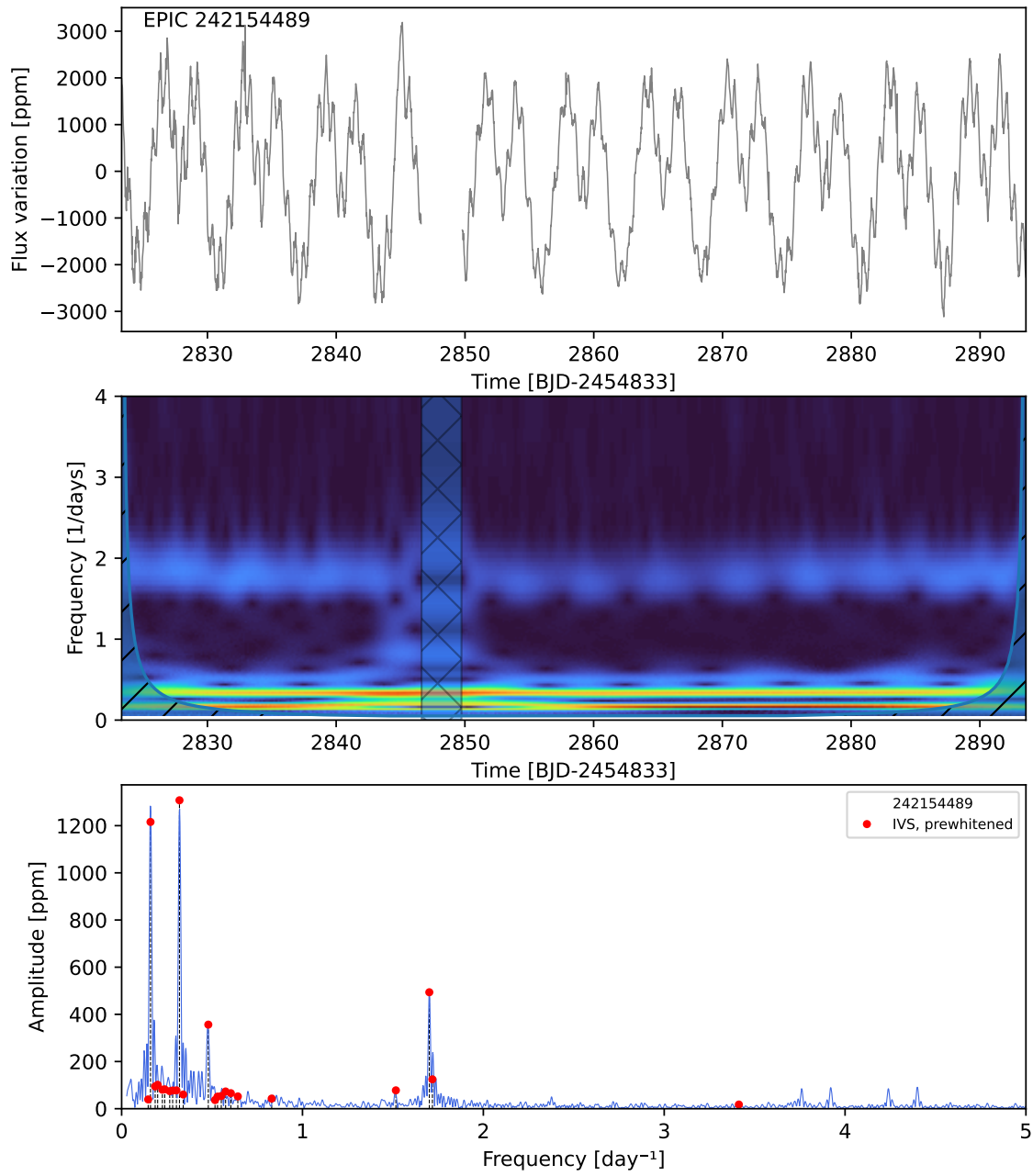
EPIC 242106097



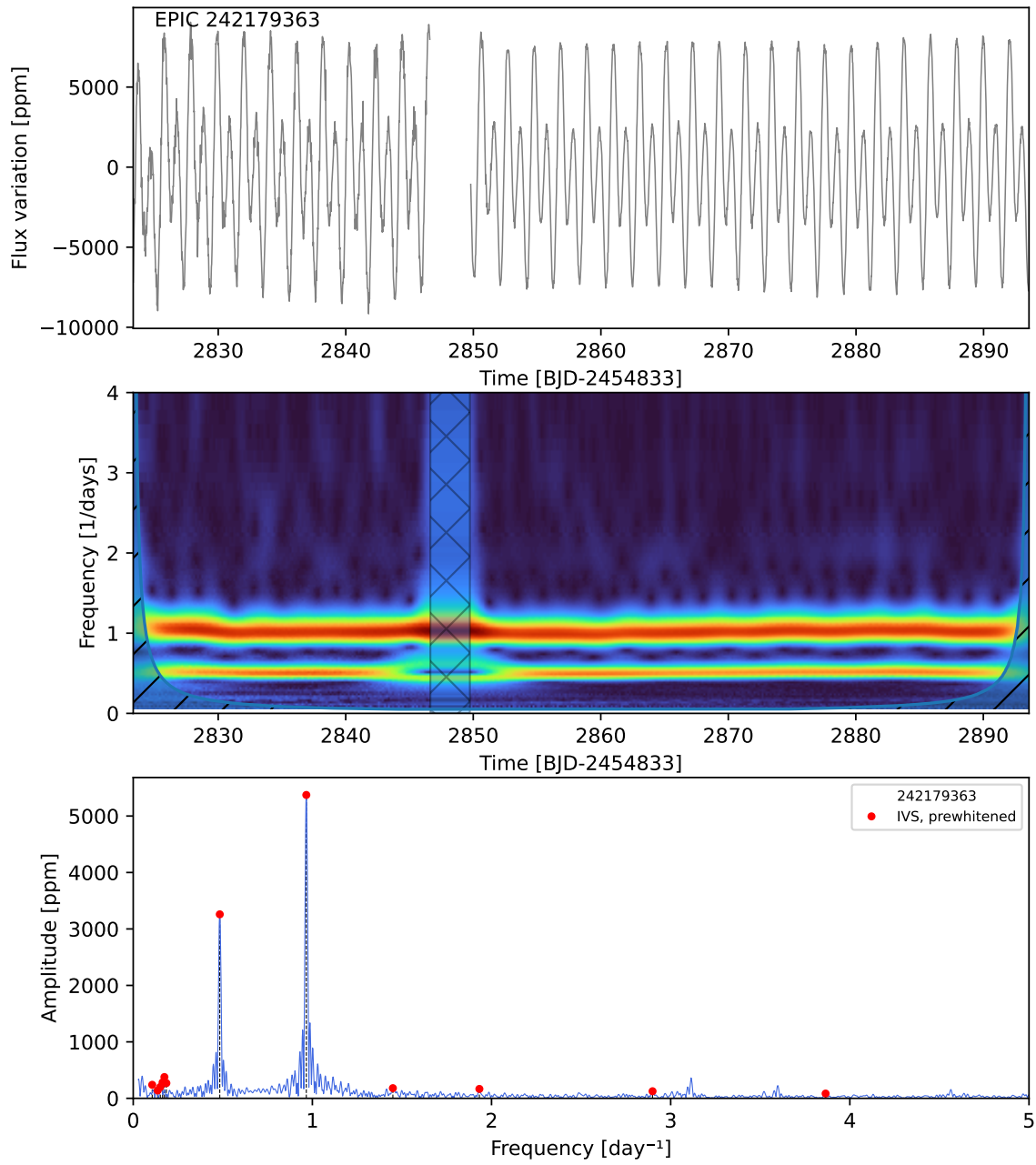
EPIC 242146196



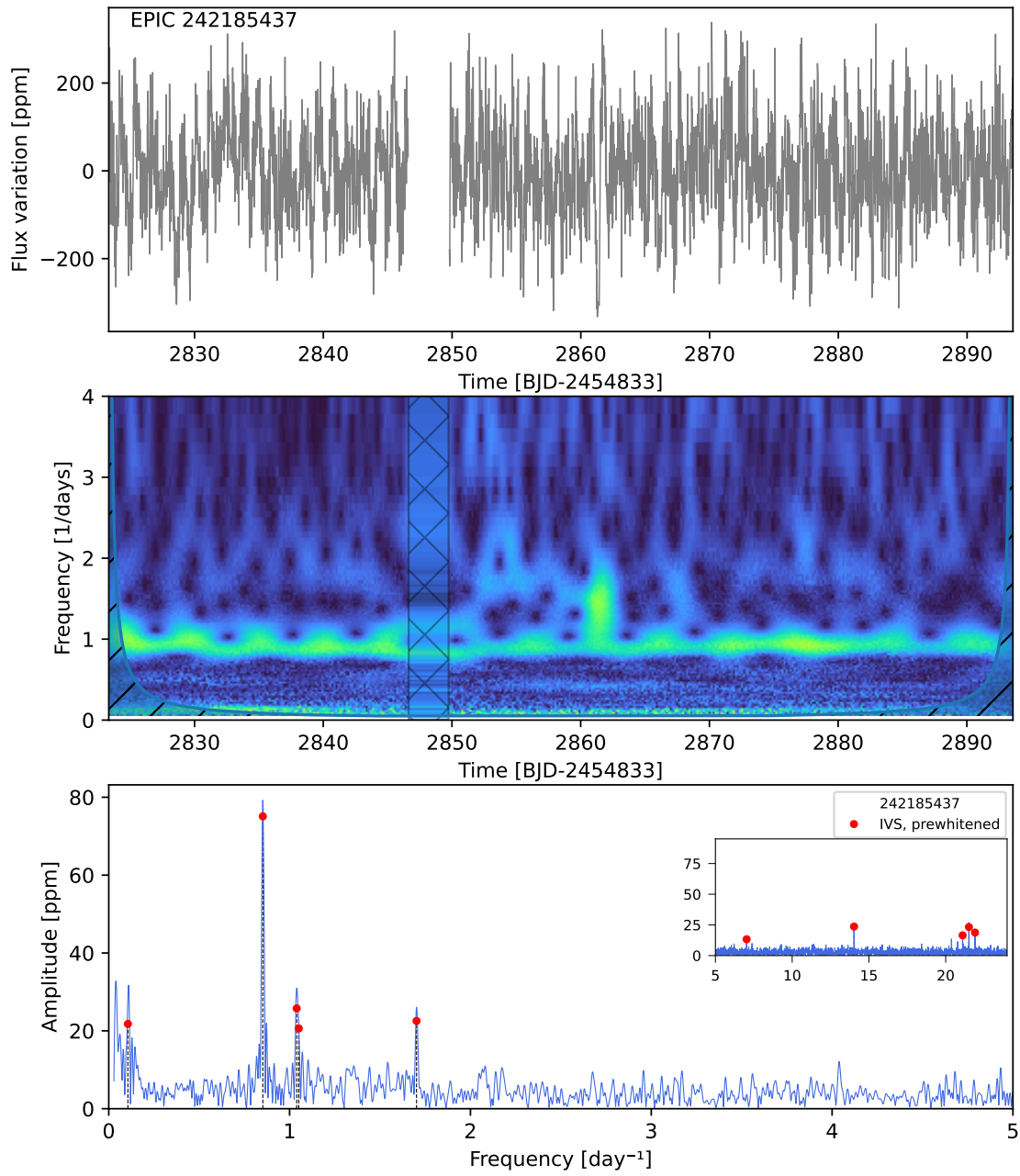
EPIC 242154489



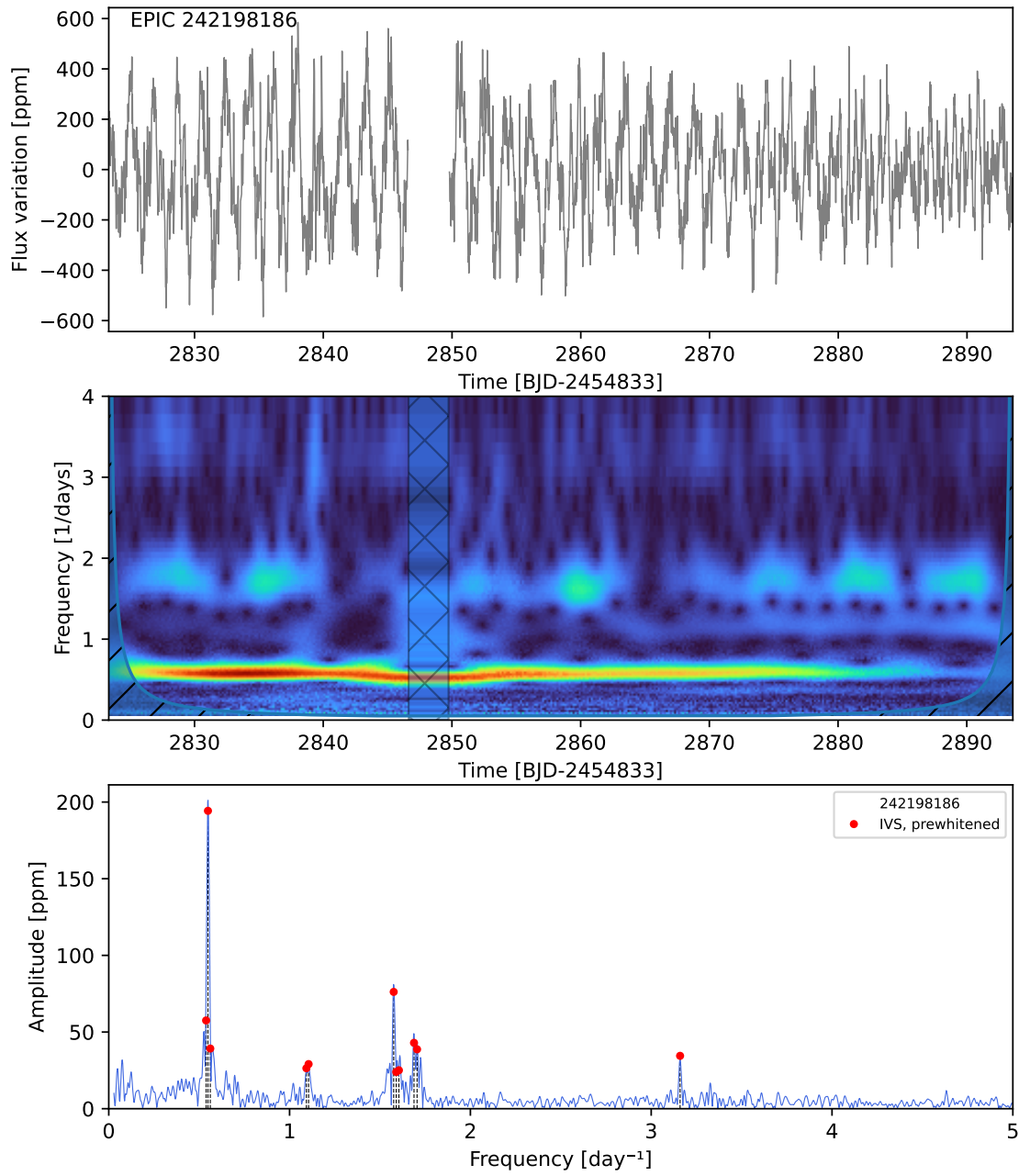
EPIC 242179363



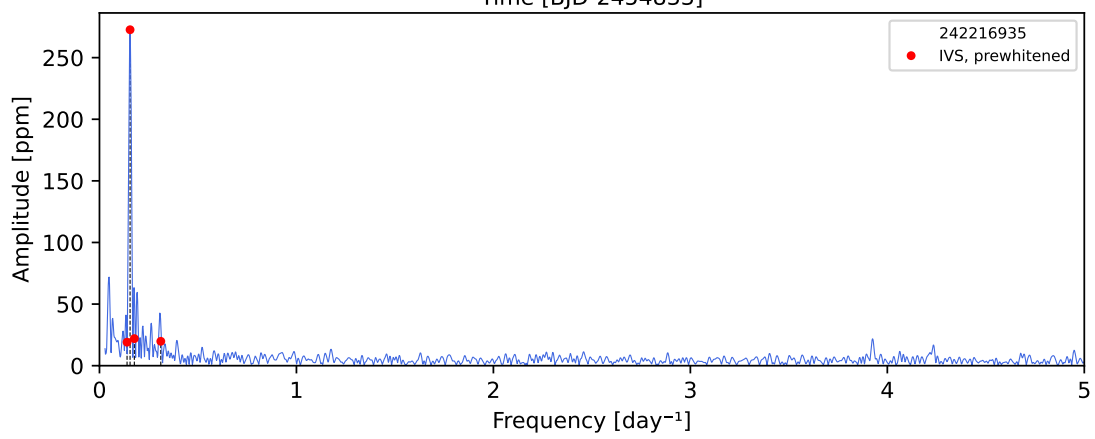
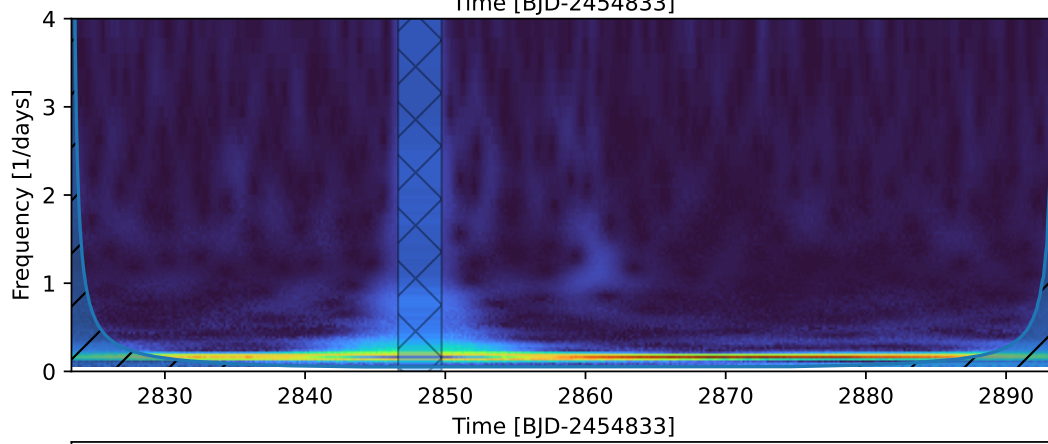
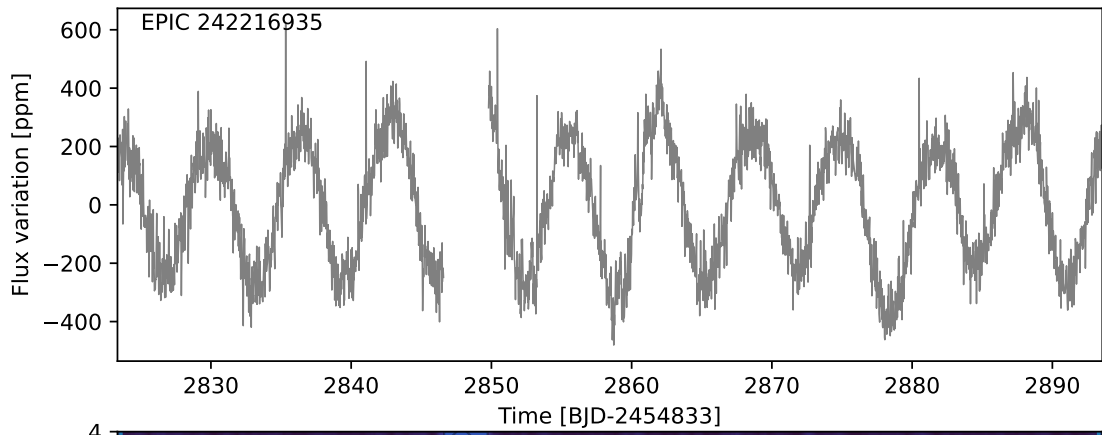
EPIC 242185437



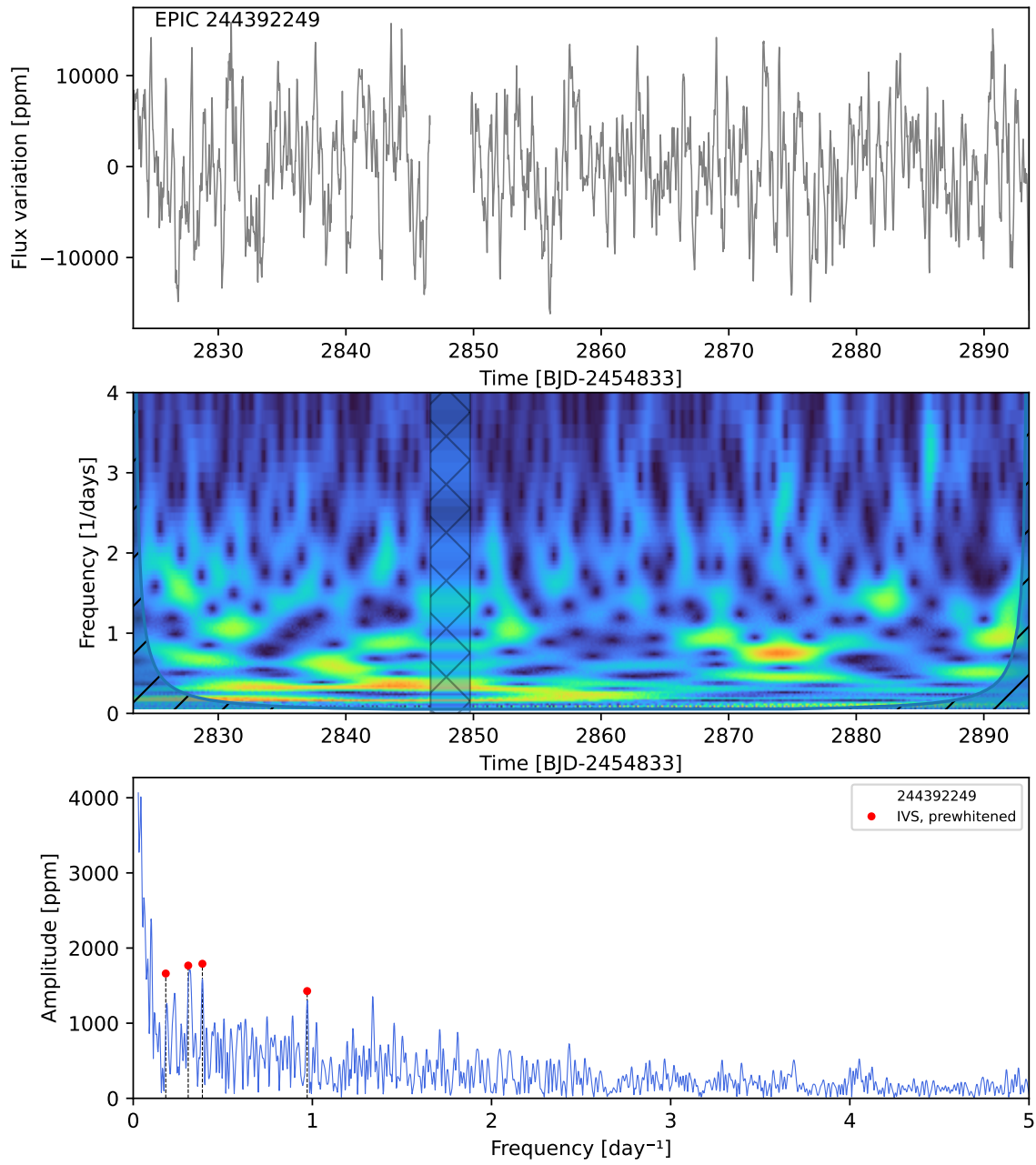
EPIC 242198186



EPIC 242216935



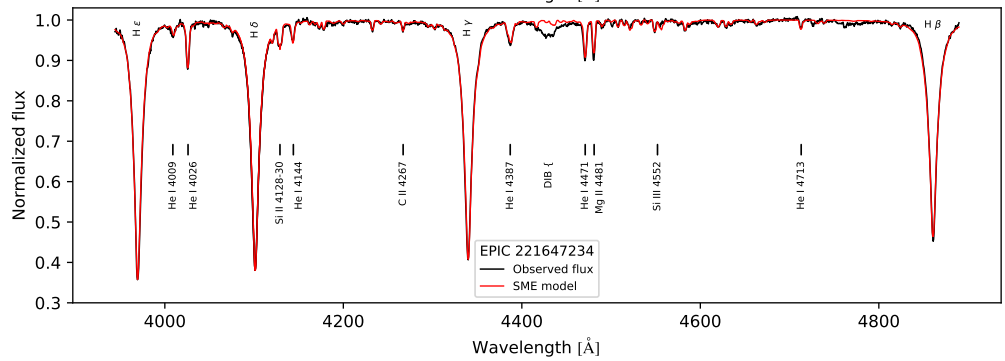
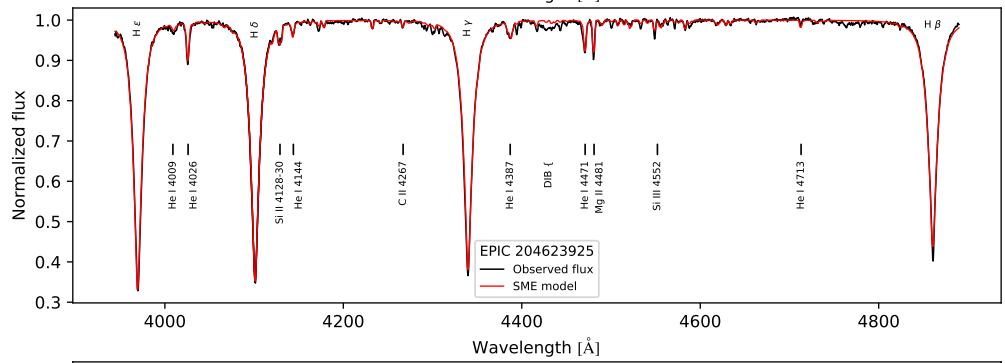
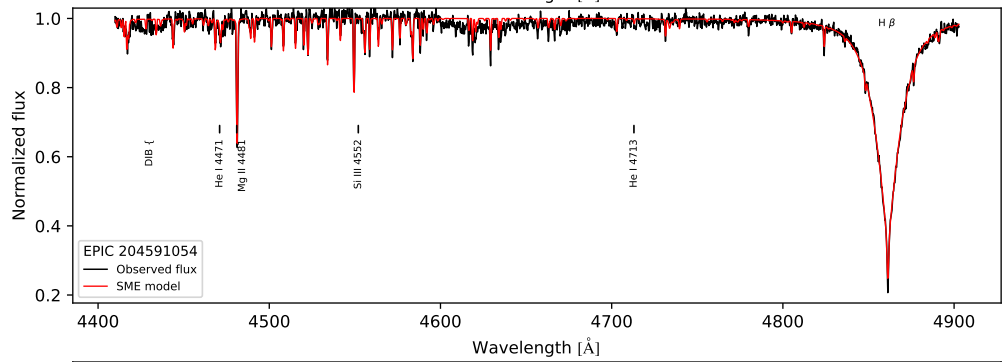
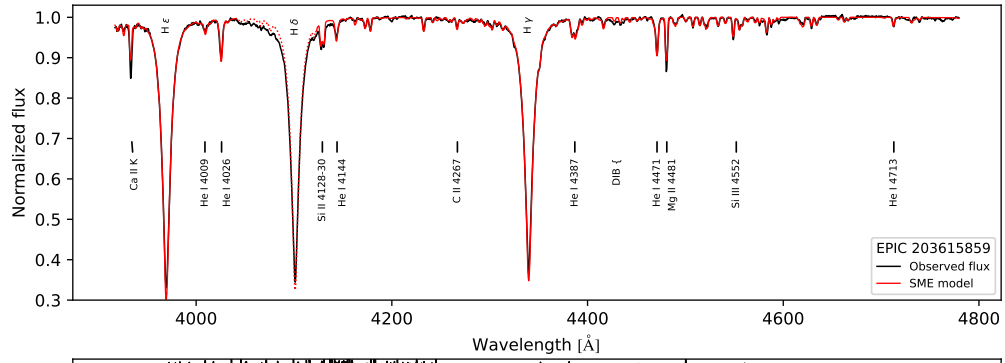
EPIC 244392249

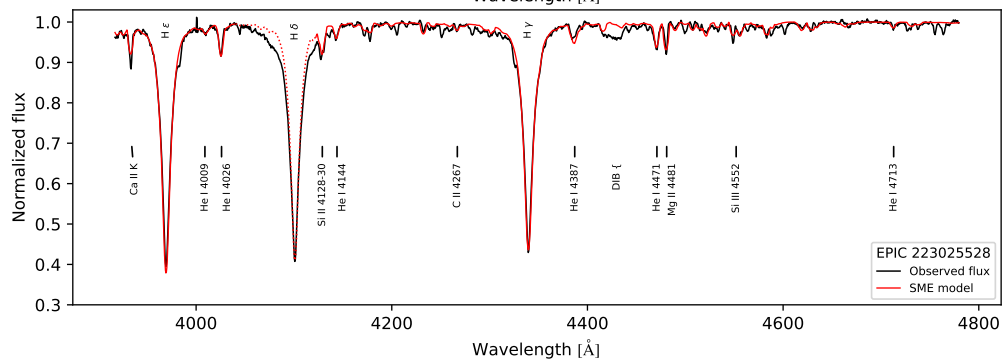
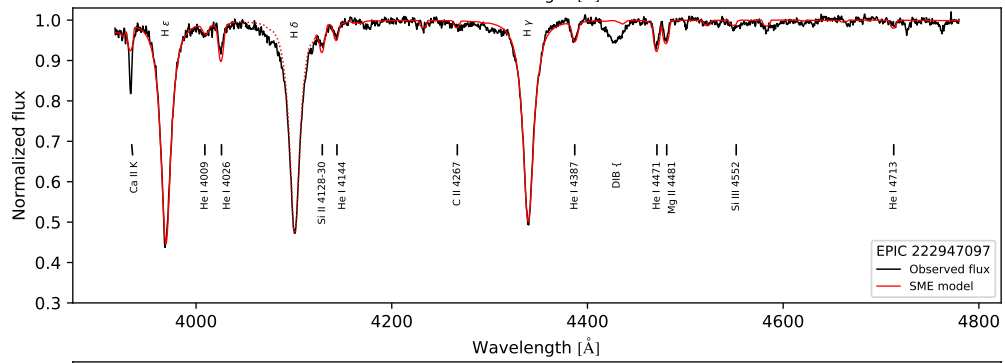
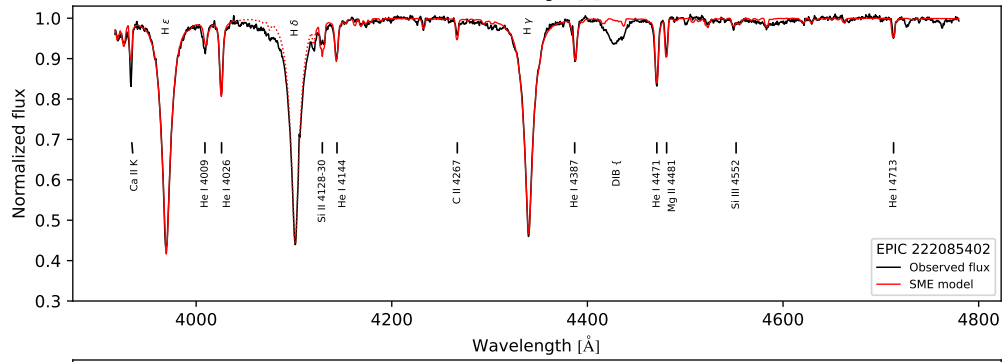
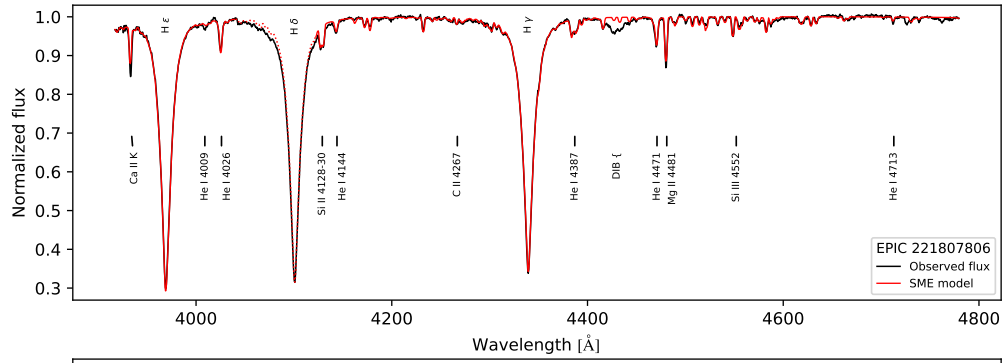


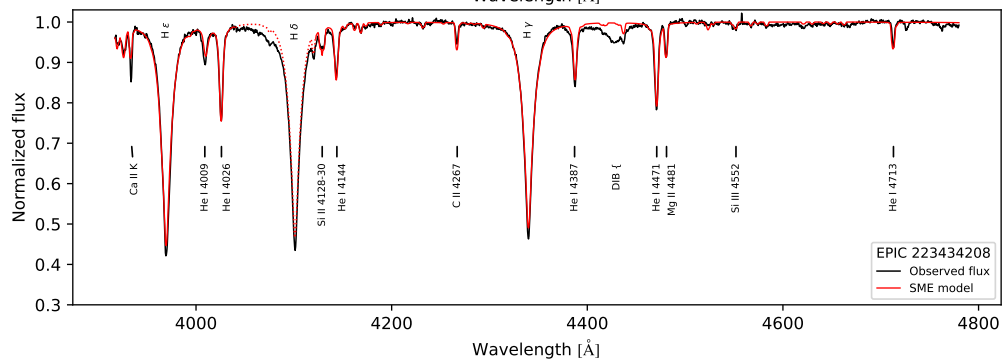
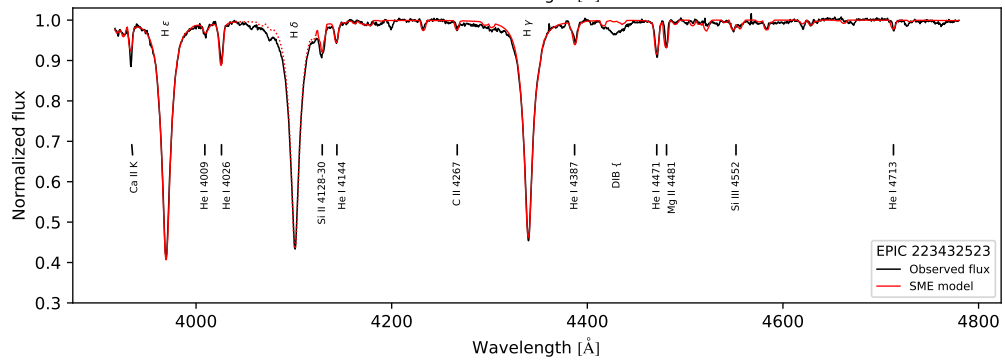
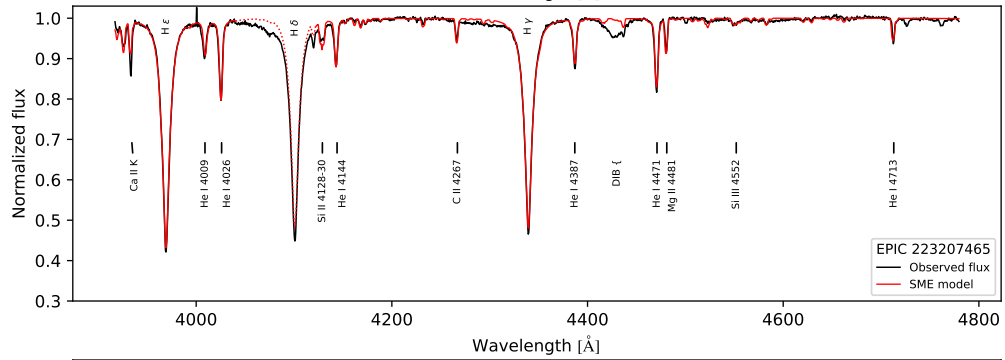
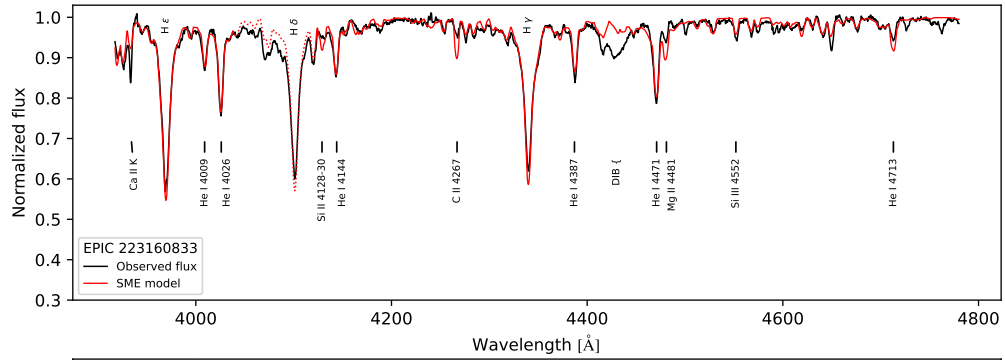
Apêndice C

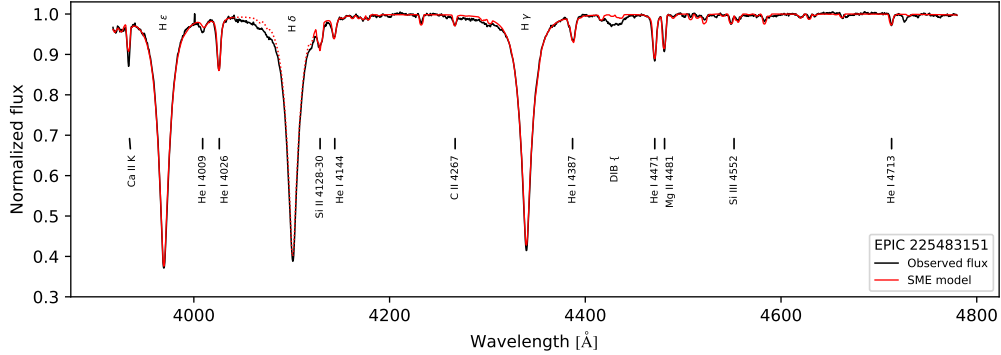
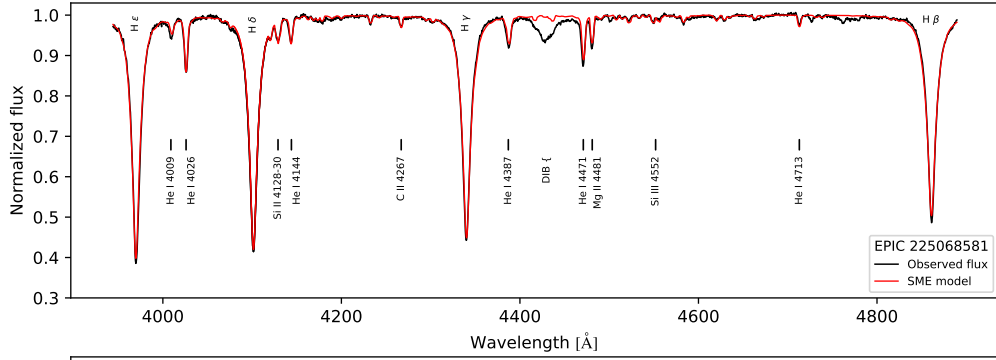
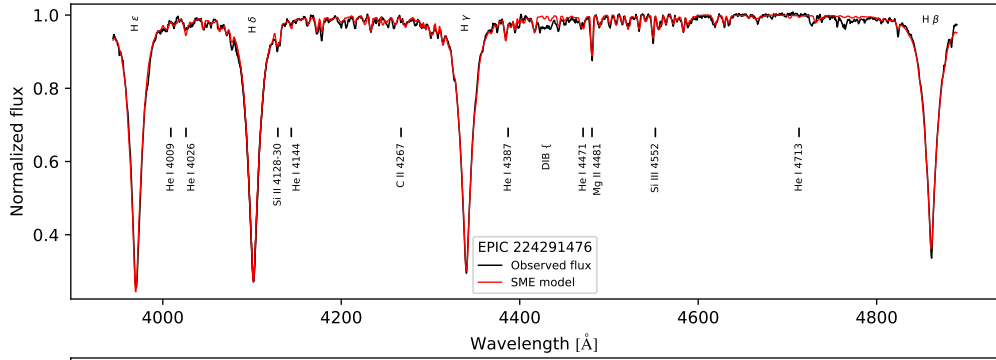
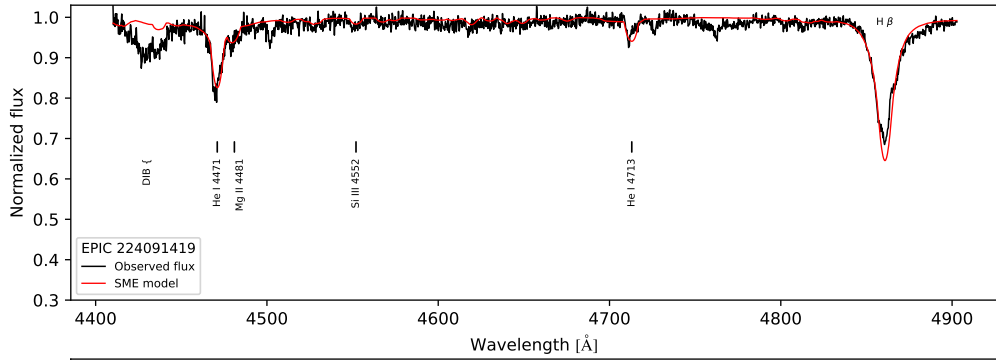
Espectros ópticos obtidos no LNA, Kepler/K2 - C11

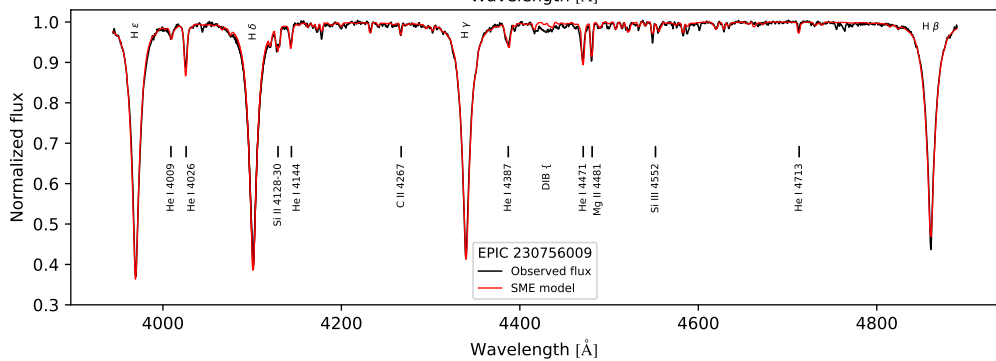
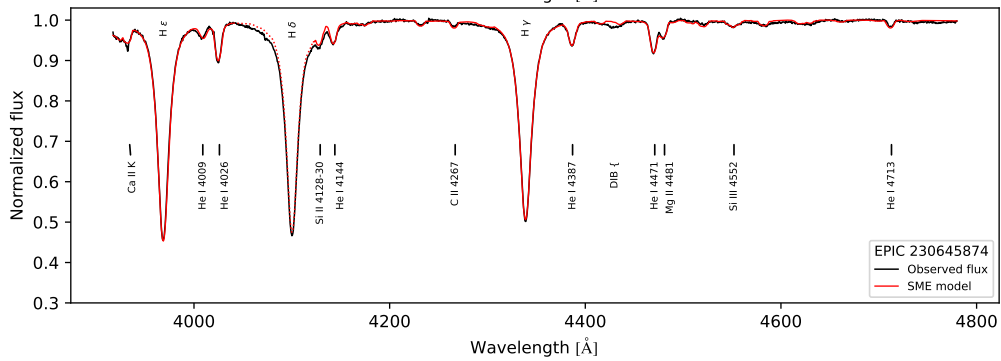
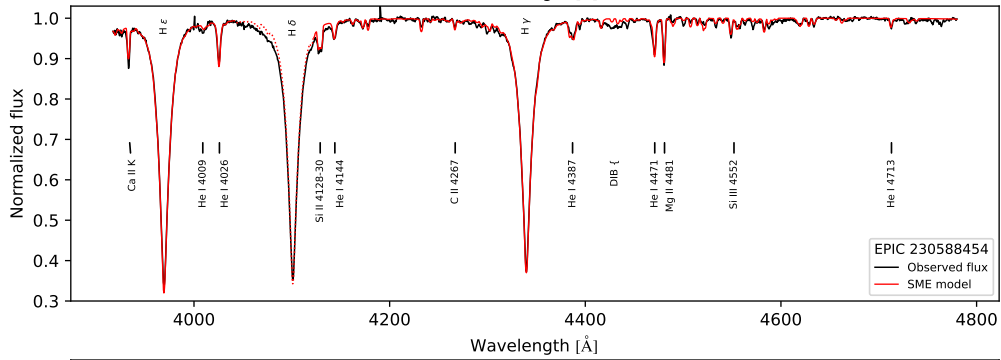
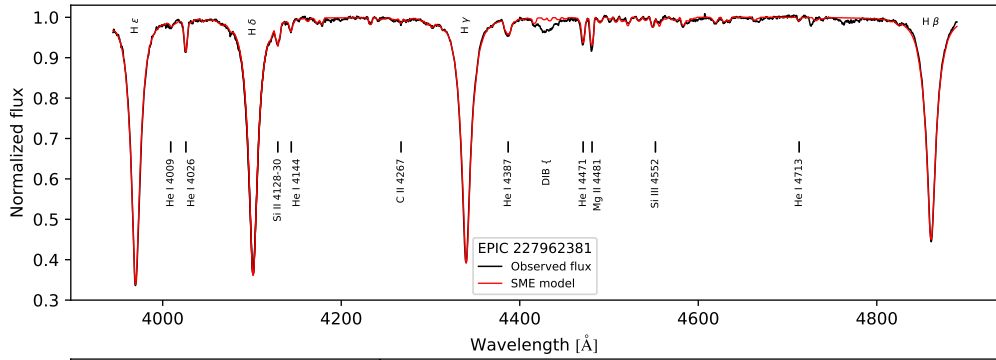
Os espectros ópticos obtidos no OPD/LNA e usados para a caracterização das estrelas B da campanha 11 do Kepler/K2. Estes gráficos contêm os espectros na região azul (aproximadamente de 4000 à 5000 Å) de 45 estrelas, obtidos no Observatório Pico dos Dias (linha preta). As principais linhas estão indicadas. As linhas vermelhas representam o modelo espectral do SME, com os parâmetros mostrados na Tabela 4.2. Em alguns casos, o procedimento de normalização distorceu a região do H δ . Para esses casos, a região foi mascarada do modelo e denotada por uma linha pontilhada. Também disponíveis em: doi.org/10.5281/zenodo.8423625.

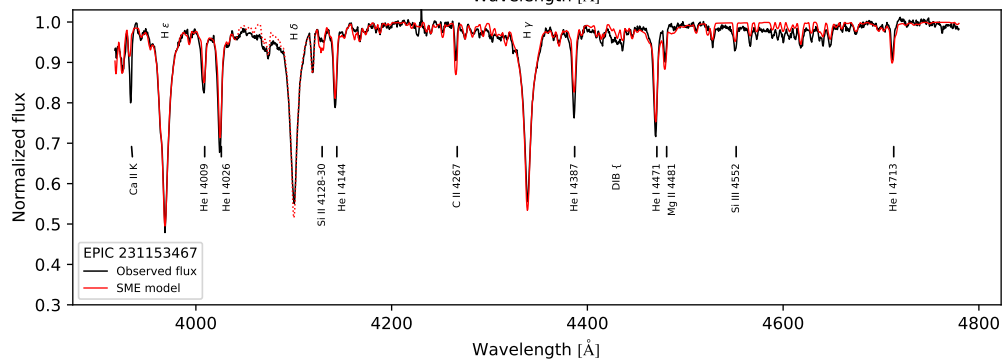
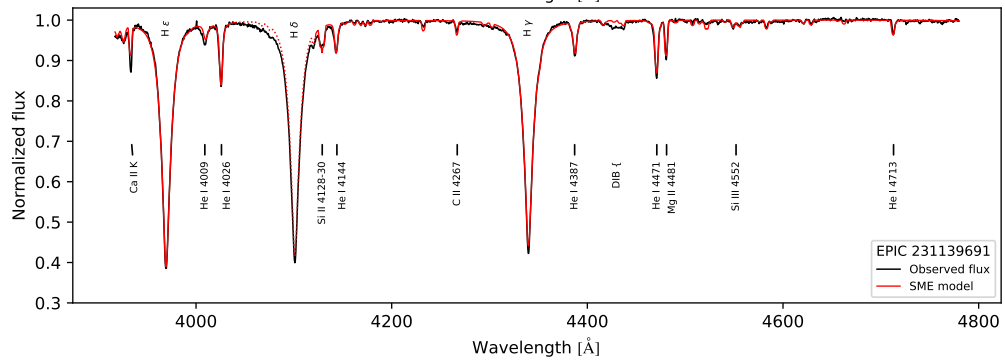
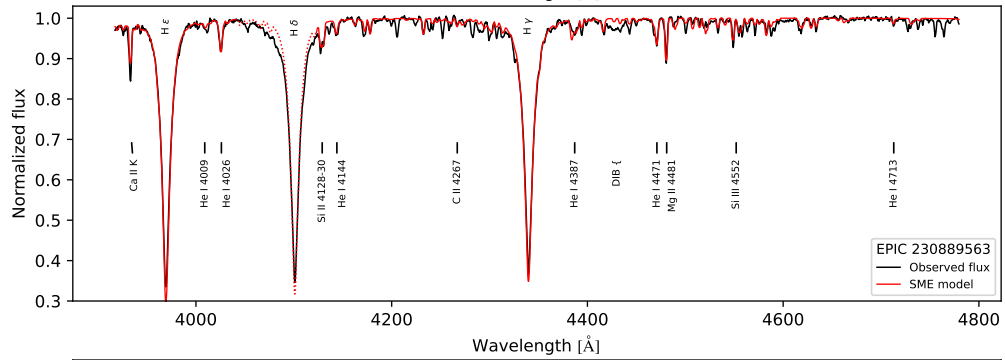
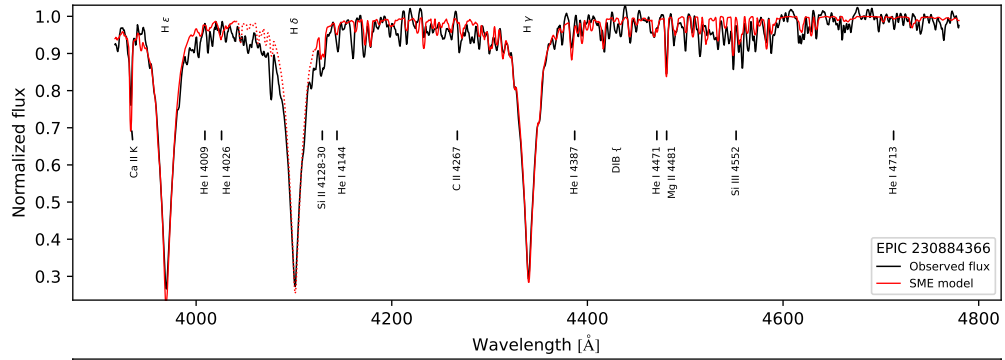


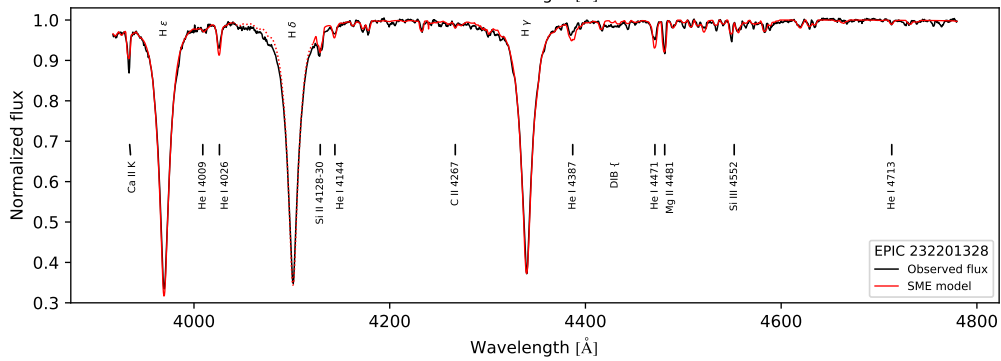
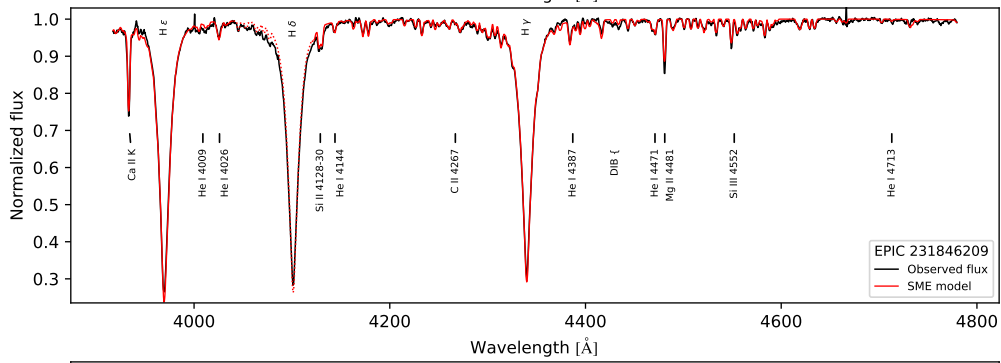
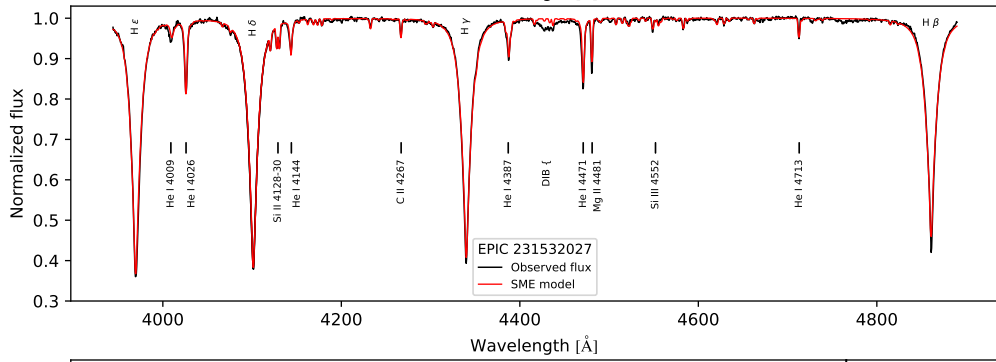
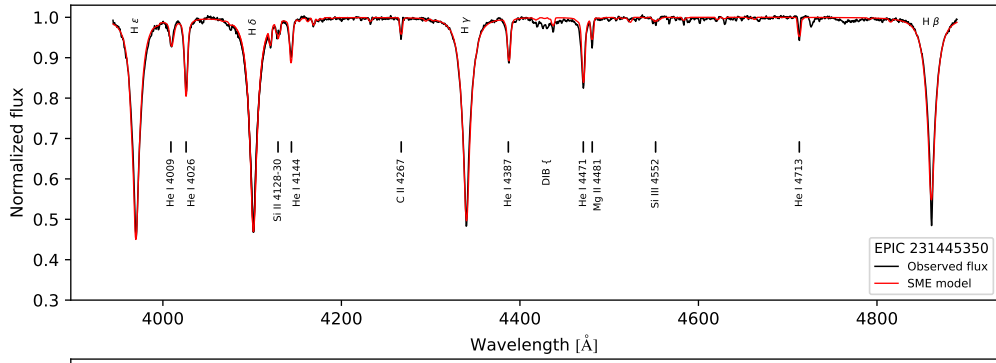


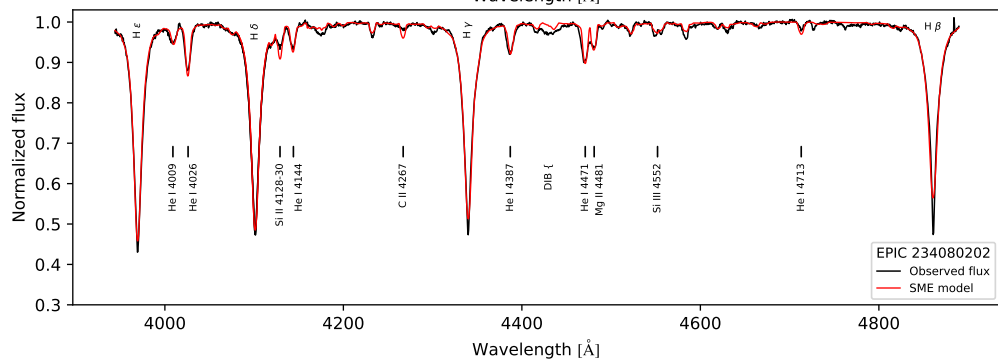
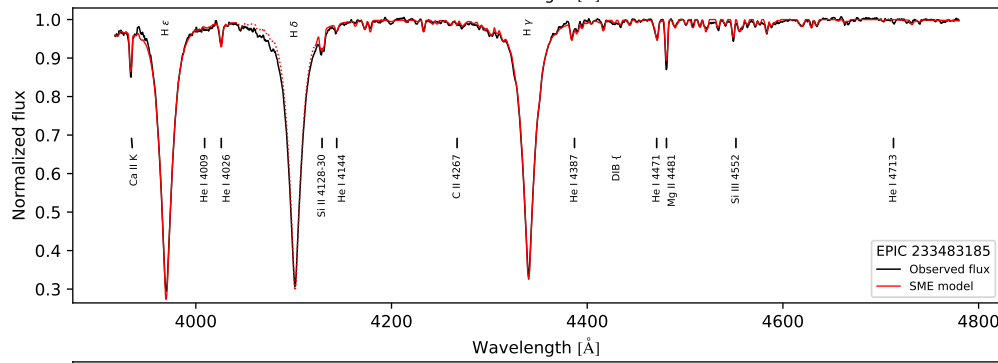
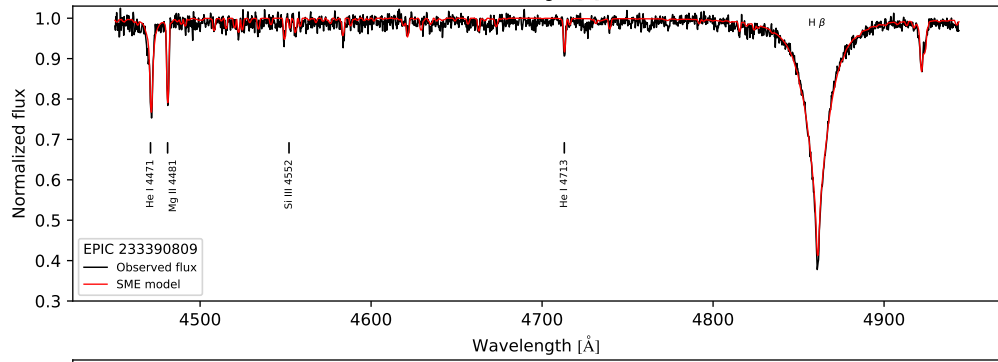
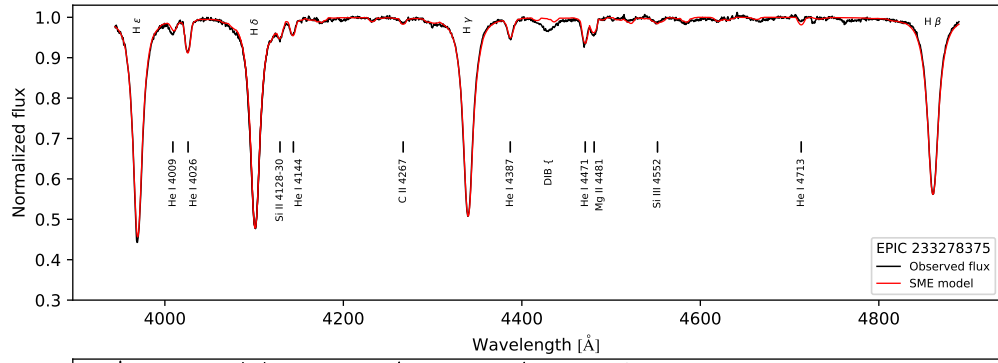


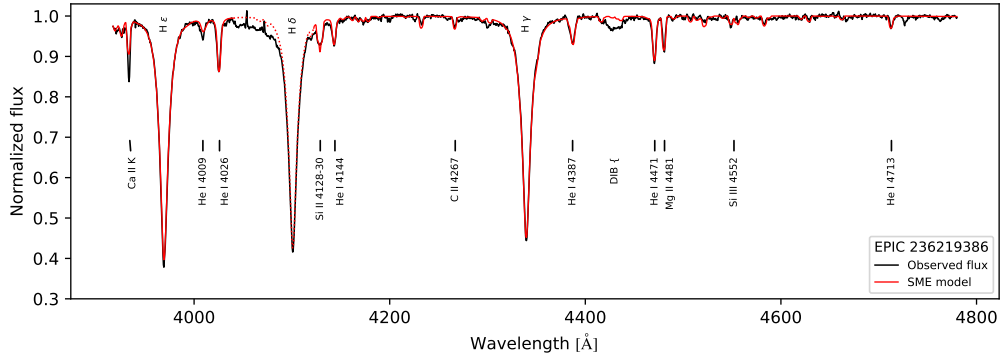
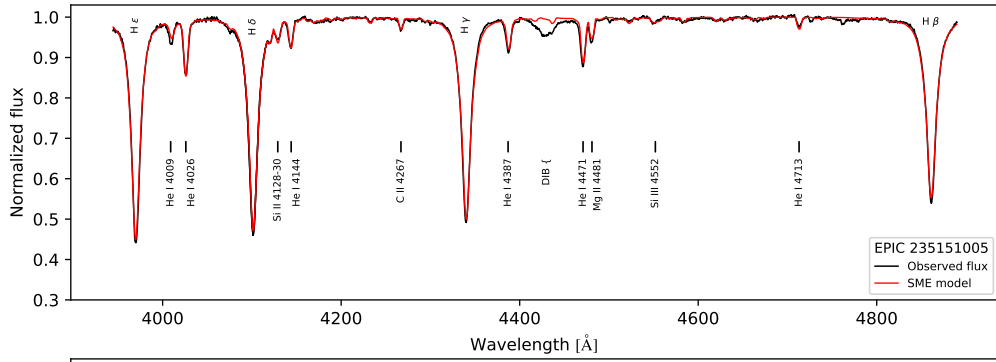
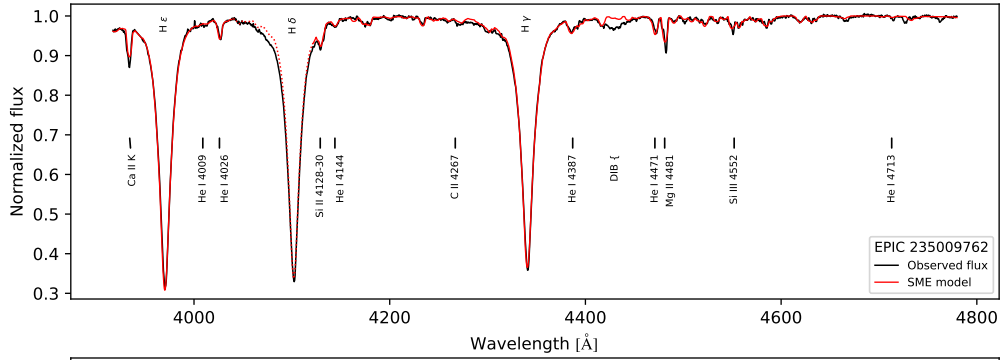
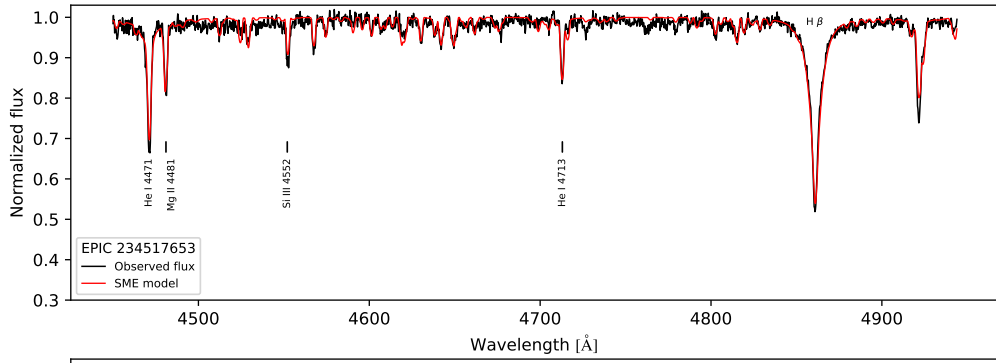


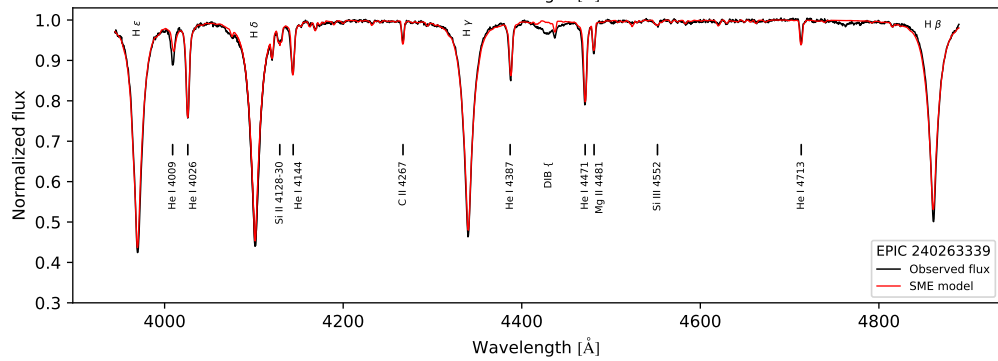
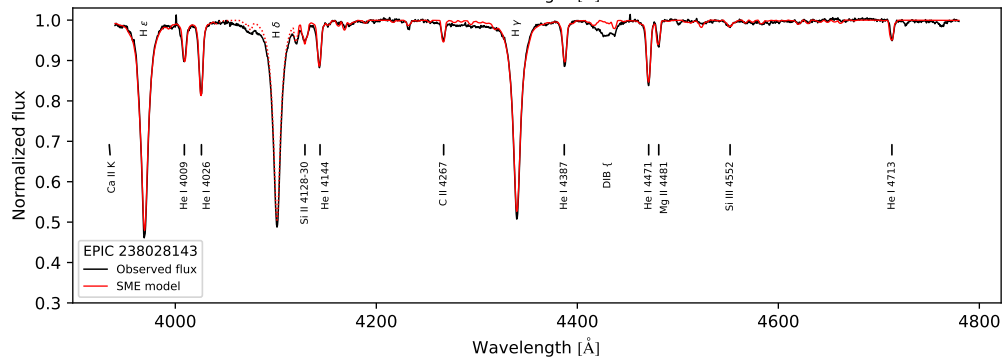
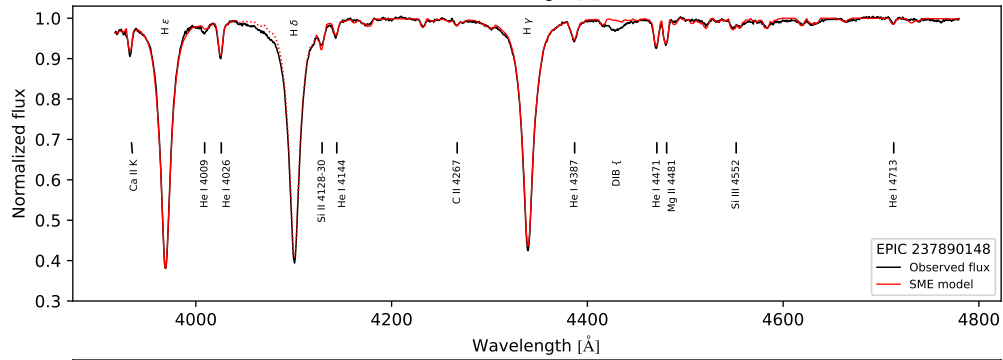
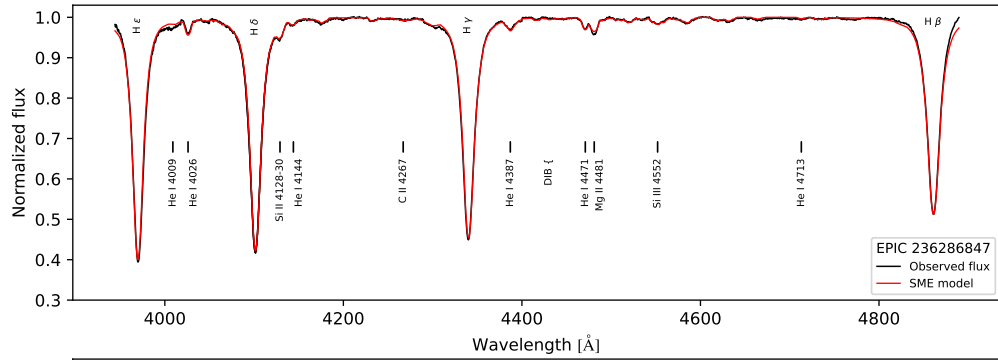


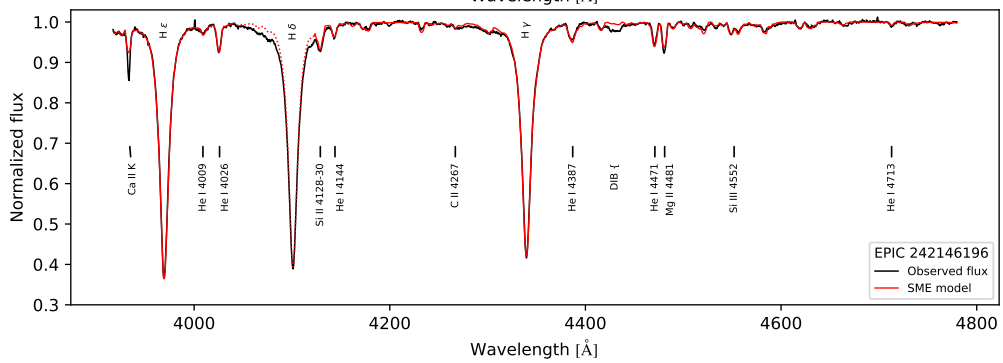
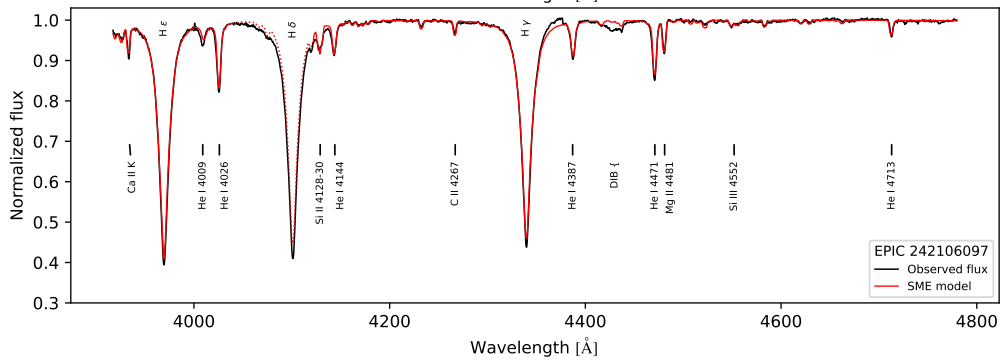
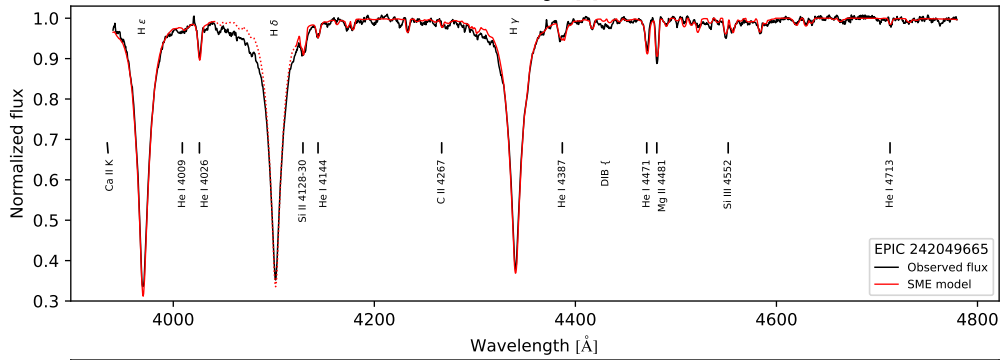
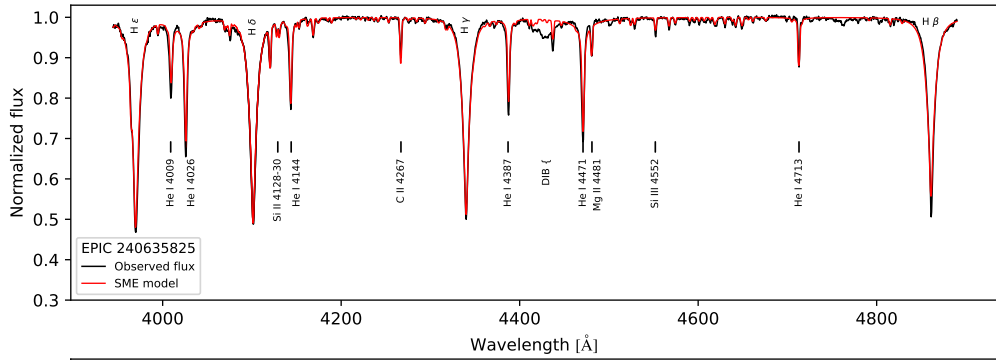


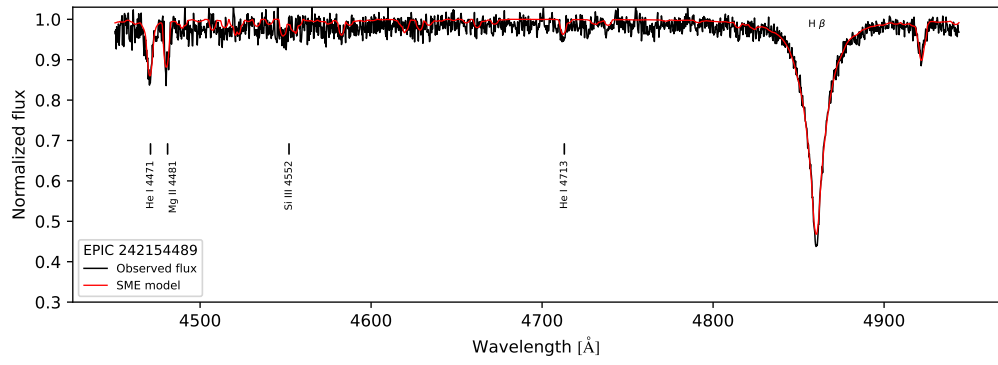












Apêndice D

Publicação: *Characterizing B stars from Kepler/K2 Campaign 11*

A seguir a primeira página do artigo aceito para publicação na revista *Astronomy & Astrophysics*, fruto do trabalho descrito no capítulo 4 e intitulado “*Characterizing B stars from Kepler/K2 Campaign 11. Optical analysis and seismic diagnostics*”, em colaboração com Eduardo Janot-Pacheco, Marcelo Emilio, Laerte Andrade, Jéssica M. Eidam, M. Cristina Rabello-Soares, Bergerson V.H. da Silva e D. James Armstrong. O artigo pode ser acessado em sua totalidade em: doi.org/10.1051/0004-6361/202346439.

Characterizing B stars from *Kepler/K2* Campaign 11

Optical analysis and seismic diagnostics

Alan W. Pereira¹, Eduardo Janot-Pacheco², Marcelo Emilio^{1,3}, Laerte Andrade⁴, James D. Armstrong⁵,
Jéssica M. Eidam¹, M. Cristina Rabello-Soares⁶, and Bergerson V. H. V. da Silva³

¹ Observatório Nacional, MCTI, 20921-400 Rio de Janeiro, RJ, Brazil
e-mail: memilio@uepg.br; alanwpereira@gmail.com

² Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, 05509-090 São Paulo, SP, Brazil

³ Universidade Estadual de Ponta Grossa, 84030-900 Ponta Grossa, PR, Brazil

⁴ Laboratório Nacional de Astrofísica, Rua Estados Unidos 154, 37504-364 Itajubá, MG, Brazil

⁵ Institute for Astronomy, University of Hawaii, Maui, HI 96768, USA

⁶ W. W. Hansen Experimental Physics Laboratory, Stanford University, Stanford, CA 94305, USA

Received 17 March 2023 / Accepted 18 September 2023

ABSTRACT

Aims. In this study, we analyze 122 B-type star candidates observed during Campaign 11 of the *Kepler/K2* mission to investigate their variability and pulsation characteristics. A subset of 45 B star candidates was observed during the *Kepler/K2* mission's Campaign 11 between September and December 2016. Our analyses aim to gain a deeper understanding of the physical characteristics of these massive stars. Our methods involve both spectroscopy and seismology. The spectroscopic analysis was performed through medium-resolution blue spectra, which also allowed us to perform a spectral classification of the objects. Our results will contribute to the ongoing effort to expand our knowledge of variable B stars and the processes that drive their variability.

Methods. We used the iterative prewhitening and wavelet frequency searching algorithms to analyze the light curves to identify the different types of variability in the data. The frequencies were carefully chosen based on the signal-to-noise ratio and the magnitude of errors. We applied spectroscopic analysis techniques to enhance our understanding of the observed stars, including SME and MESA algorithms. A spectral classification was performed based on the observed spectra. The resulting astrophysical parameters were compared to *Gaia* mission data. Additionally, a seismology technique was applied to determine the average internal rotation frequency (ν_{rot}) and buoyancy travel time (P_0) for selected stars in the sample.

Results. We detected several types of variability among the B-type stars, including slowly pulsating B (SPB) stars, hybrid pulsators showing both β Cep and SPB pulsations, stars with stochastic low-frequency (SLF) variability, Maia variables, and SPB/Maia hybrids. Their positions in our *Gaia* and classical HR diagrams are compatible with the theoretical expectations. We also found stars exhibiting variability attributed to binarity and rotation. We determined the physical characteristics for 45 of our targets and conducted a seismic analysis for 14 objects. Two SPB/Maia stars show internal velocities comparable to those of fast SPB stars. The derived average rotation frequencies, ν_{rot} , for these 14 stars lie between the critical $\nu_{\text{crit}}^{\text{Roche}}$ and the minimal frequency values of $\nu_{\text{lim}}^{\text{rot}}$ implied by the $v \sin i$ measured from the spectra.

Conclusions. Our analysis classified 41 stars as SPB stars and attributed the primary variability of 53 objects to binarity, rotation, or both. We identified five stars as Maia/fast-rotating SPB variables. Two stars were classified as hybrid SPB/ β Cep pulsators, and one as a β Cep binary. Thirteen stars exhibited prominent, low-frequency power excess, indicating SLF variability. Additionally, we found a positive correlation between the dominant f_g frequency and the internal average rotation frequency.

Key words. techniques: spectroscopic – stars: fundamental parameters – stars: massive – stars: oscillations (including pulsations)

1. Introduction

Stars are undoubtedly the main players in our Universe. As described in Aerts et al. (2010), the chemical enrichment of galaxies, with all elements heavier than lithium, began in the interior of stars through nuclear fusion and has continued ever since. Stars bathe the interstellar medium with photon energy, playing an essential role in forming new stars and contributing to creating molecules essential for life. Lastly, stars serve as sources of the Universe's dynamics and trace its gravitational behavior to an enormous extent. Therefore, understanding stars is essential in the field of astrophysics.

Variable stars serve as privileged laboratories for studying stellar physics and evolution. They offer additional

parameters not available from non-variable stars, such as amplitudes and timescales. These parameters provide unique information that can be compared with theoretical models, leading to their improvement. For an extensive text on variable stars, we refer to Percy (2007). For more recent texts on the subject, including space data analysis, we refer to works such as Alexeev (2017) and Deboscher et al. (2007, 2009, 2011). This paper is focused on the various types of variable stars under investigation, elaborated upon in Sect. 4.

Recent advancements in space-based photometry using long time-series data have significantly improved our understanding of stellar interiors. Missions such as MOST (Walker et al. 2003), CoRoT (Viard et al. 2006), BRITE (Weiss et al. 2014), *Kepler* (Borucki et al. 2009), *Kepler/K2* (Howell et al. 2014),

Apêndice E

Conjunto de estrelas Be observadas pelo TESS

A tabela a seguir identifica os 139 alvos que fazem parte do nosso projeto de acompanhamento de estrelas Be e foram observados pelo TESS nos seus 4 primeiros anos. As primeiras colunas contêm a identificação TESS e a identificação adotada pelo SIMBAD, seguida do tipo espectral encontrado no SIMBAD assim como o tipo adicional atribuído ao objeto e sua magnitude V. A sexta coluna mostra o número de espectros encontrados no BeSS para a estrela na região do H α . A última coluna indica os objetos que apresentam atividade em suas curvas de luz, que, a partir da inspeção visual, podem ser resultado de eventos de ejeção de matéria. Esses casos são identificados por variações no brilho total da estrela, alterações nas características oscilatórias da estrela ou mudanças no comportamento geral. Para os objetos nos quais a origem da variabilidade observada (se estelar ou instrumental) não é claramente discernível, utilizamos a designação ‘comportamento ambíguo’.

Tabela E.1: Objetos aprovados para observação nos quatro primeiros ciclos do TESS.

TIC	SIMBAD ID	Tipo espectral	Tipo adic.	Mag V	n° esp. BeSS	Atividade na curva de luz
2105589	HD 34257	B8	Em*	8.1	12	-
14200511	HD 194335	B2IIIe	Be*	5.9	48	Comp. ambíguo
14498757	HD 58050	B2Ve	Be*	6.4	258	Var. de brilho
16187387	HD 195407	B1Ve	Be*	7.8	18	-
17336471	HD 27742	B8IV-V	**	6.0	-	-
18442894	HD 30123	B8III	Em*	8.6	14	Comp. ambíguo
19701113	HD 245546	B5ne	Be*	9.0	7	-
26432264	HD 23478	B3IV	Be*	6.7	-	-
26987416	HD 87015	B2V	Pu*	5.7	-	-
27043894	HD 32811	B8/9V	Be*	7.1	-	-

27141005	* 105 Tau	B2Ve	Be*	5.9	46	-
29114202	HD 38063	B8	Em*	8.7	-	-
29277573	HD 38191	B1V	Be*	8.6	7	-
42360166	* b02 Cyg	B2.5Ve	Be*	4.9	440	Comp. ambíguo
45701968	HD 252904	B9V	Be*	8.9	-	-
45717172	HD 42379	B1III	Em*	7.4	-	-
46028220	* f Car	B3V(n)	Be*	4.5	4	-
46226875	HD 75661	B2Vne	Be*	9.5	5	Var. de brilho
46247269	V* LR Gem	B0IV	bC*	8.8	-	-
46943830	* nu. Gem	B6IVe	Be*	4.1	125	-
48022676	HD 174237	B3+F5III	Be*	5.9	279	-
49531426	* psi02 Aqr	B5V	Be*	4.4	-	-
54855073	HD 46658	B8	Em*	8.0	-	-
55295028	HD 33599	B2Vpe	Be*	9.4	10	Var. na oscilação
58847028	HD 51354	B3ne	Be*	7.2	54	-
59468405	V* V917 Ori	B3Vn	bC*	8.9	-	-
61139113	* 23 Tau	B6IV(e)	Be*	4.2	105	-
69597846	* 103 Tau	B2V	SB*	5.5	-	-
74386000	HD 36665	B1	Be*	8.2	19	-
75170940	HD 37318	B1Vne	Be*	8.4	10	-
75509134	HD 246338	B3e	Be*	8.9	-	Var. de brilho
75852151	HD 38010	B1Vep	Be*	6.8	37	-
76032944	HD 38116	B5	*	8.1	-	Var. de brilho
77640661	HD 248411	B	Em*	9.0	-	-
77887071	HD 39340	B3V	Be*	8.1	11	Var. na oscilação
77966679	HD 248753	B1Vnne	Be*	8.5	7	Var. na oscilação
78071839	HD 39478	B2Vn	Be*	8.3	7	-
78881803	HD 40132	Be	Be*	7.9	-	-
81181356	HD 41600	B9IV	Be*	7.1	-	-
81259541	HD 41639	B9	Be*	8.5	-	-
81682067	HD 19243	B1V:e	Be*	6.5	56	-
81896446	HD 42314	B7V	Pu*	7.8	-	-
82167432	HD 20134	B2.5IV-V	Be*	7.5	52	-
82932027	HD 43059	B9	Em*	8.3	-	-
84320958	HD 44674	B1Vne	Be*	8.5	9	-
85110105	HD 284012	B8	Em*	8.3	-	-
91605930	HD 39508	B5	Pu*	8.4	-	Comp. ambíguo
100165164	HD 197419	B2IV-Ve	Be*	6.7	40	Comp. ambíguo

114082976	* 13 Tau	B7Ve	Be*	5.7	52	-
115893722	HD 245493	B2III:e	Be*	8.4	10	Comp. ambíguo
116997540	HD 246901	B1I+K	Em*	8.1	-	-
123036723	HD 60794	B3/5III	Be*	8.7	3	Var. na oscilação
127235058	HD 37541	B9	Em*	8.6	6	-
127764224	HD 35345	B1Vpe	Be*	8.4	32	Var. na oscilação
140031673	HD 71510	B3IV	Be*	5.2	4	-
151104532	HD 251050	B8	Em*	8.7	2	-
173066803	* 25 Cyg	B3IVe	Be*	5.2	-	Var. de comp.
185226837	HD 190944	B1.5Vne	Be*	8.3	251	-
202752748	HD 193009	B1V:mnpe	Be*	7.2	11	Var. de brilho
231942365	HD 43789	B6/B7Ve	Be*	8.6	45	-
233613741	HD 175863	B4Ve	Be*	7.0	3	-
236785664	HD 175511	B9	Be*	6.9	45	-
239880242	HD 42529	B9V	Be*	8.2	35	-
240258004	HD 204722	B1.5IV	Be*	7.6	8	-
252670277	HD 218393	B3pe	Be*	6.9	42	Var. de brilho
260286423	HD 206773	B0V:pe	Be*	6.9	70	Comp. ambíguo
267767305	HD 198512	B1Vnnpe	Be*	8.1	172	Var. na oscilação
268105488	HD 239510	B5	Be*	9.3	10	Var. na oscilação
268109716	HD 198895	B1Ve	Be*	8.3	-	-
275415829	HD 203374	B0IVpe	Be*	6.7	8	-
275420565	* 6 Cep	B3IVe	Be*	5.2	27	-
277103567	* 29 Dor	B9.5V	Be*	6.3	70	-
277770282	* 23 Sex	B2IV/V	Pu*	6.6	4	-
279430029	HD 53048	B5/7Vn(e)	Be*	7.9	-	-
285916305	HD 65930	B2III/IV	Be*	6.9	5	-
293891519	HD 33402	B8	Pu*	7.9	-	-
294355648	* f01 Ori	B5Vn	Be*	4.9	130	Comp. ambíguo
302962039	* E Car	B3III	Be*	4.7	4	Comp. ambíguo
304114338	* 60 Cyg	B1Ve	Be*	5.4	71	-
307015842	HD 46264	Be	Be*	7.9	26	Comp. ambíguo
308748912	HD 68423	B6V	Be*	6.3	2	-
310645192	HD 73834	B5ne	Be*	8.1	5	Var. na oscilação
310852121	* bet Psc	B6Ve	Be*	4.5	122	-
312227894	HD 192445	B0.5III	Be*	7.2	50	Var. de brilho
312232757	HD 228438	B0.5III	Be*	8.4	6	-
313146031	HD 195907	B1.5V	Be*	7.8	15	Var. de brilho

313986452	HD 239618	B2Ve	Be*	8.7	19	Var. de brilho
314576961	HD 203025	B2IIIe	Be*	6.4	50	Comp. ambíguo
317958778	* omi Aqr	B5V	Be*	4.7	83	-
322060937	HD 206135	B3V	Be*	8.3	-	Comp. ambíguo
329947655	* f01 Cyg	B1.5Vnne	Be*	4.8	254	Var. de comp.
340633517	HD 63453	B9Vn	Be*	9.2	5	-
341040849	HD 64831	B8Vn	Be*	7.8	4	-
342201547	HD 69026	B1/2V	Be*	8.4	2	Comp. ambíguo
345924714	HD 20336	B2.5Vn(e)	Be*	4.9	79	-
346626171	* 28 Tau	B8Vne	Be*	5.1	683	-
349070699	HD 32190	B1Ve	Be*	8.4	15	-
352556540	HD 194883	B2Ve	Be*	7.4	19	Var. na oscilação
354696715	HD 15472	B2.5III-IVe	Be*	7.9	-	Comp. ambíguo
355821272	HD 22298	B2Vne	Be*	7.7	81	Comp. ambíguo
356521959	HD 77147	B8V	Be*	8.5	1	-
358467471	HD 65663	B8V	Be*	6.7	3	-
358499972	HD 39018	B9	Be*	7.7	13	-
358818468	HD 80459	B6Vne	Be*	7.4	2	Comp. ambíguo
364398342	HD 66194	B3Vn	Be*	5.8	5	Comp. ambíguo
367154404	HD 35347	B1Ve	Be*	8.9	10	-
370494046	HD 83312	B3/5	Be*	7.5	2	Var. na oscilação
370881475	HD 84375	B3(III)	Be*	7.1	1	-
371102580	HD 55200	Be_sh	Be*	8.3	-	-
372913367	CD-60 1953	B9	Be*	9.0	5	-
373819241	HD 203731	B1Vne	Be*	7.5	31	Var. na oscilação
383285551	HD 77032	B5Vne	Be*	8.7	3	Var. na oscilação
383287960	HD 76985	B5Vn(e)	Be*	9.1	3	-
384471407	HD 78328	B9.5III	Be*	9.2	2	-
385817678	HD 44351	B3e_sh	Em*	8.3	-	Var. na oscilação
386024312	HD 80284	B(5)Vnne	Be*	8.9	2	-
389053989	HD 26398	B7III	Be*	7.0	32	-
390441711	HD 92938	B3V	Be*	4.8	4	Comp. ambíguo
390896668	V* CR Cam	B1.5IV	Be*	8.1	21	Comp. ambíguo
394728064	HD 93237	B5III	Be*	6.0	1	-
397135218	HD 75485	B9II	Be*	8.0	5	-
407933440	V* RW Tau	B8Ve	Be*	8.1	24	-
411577031	HD 208682	B2Ve	Be*	5.9	48	Comp. ambíguo
412638243	HD 209145	B1V	Be*	7.7	27	-

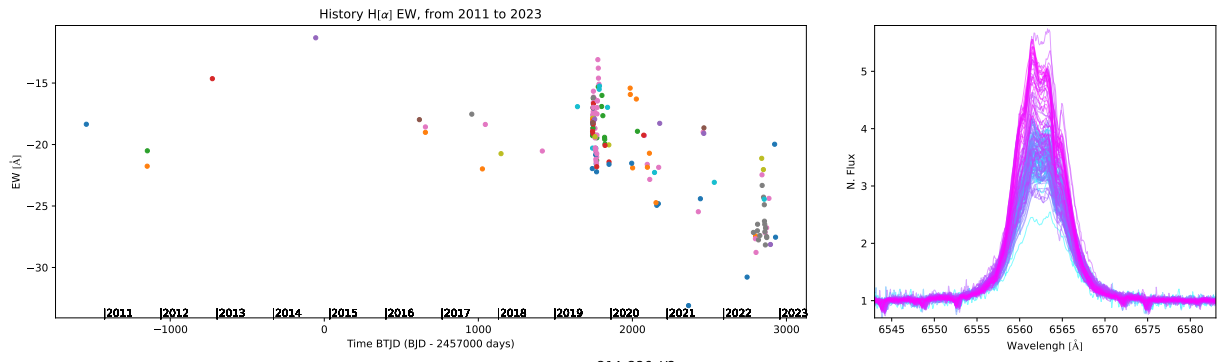
416544045	HD 224424	B0e	Be*	8.1	-	-
420470654	HD 2789	B3Vne	Be*	8.4	21	-
425704973	HD 174179	B3IVp	Be*	6.1	34	-
429433216	HD 250289	B2III:e	Be*	8.2	9	-
429501634	* 141 Tau	B8V	Be*	6.4	-	-
429602037	HD 40897	Be	Be*	8.0	-	-
429863539	HD 43703	B1IVp(e)	Be*	8.7	7	-
429866700	HD 254842	Be	Be*	8.9	-	-
429944492	HD 43837	B2Ibp	Pu*	8.5	7	-
429950993	* 11 Gem	B0II	bC*	6.9	-	-
431116093	HD 212044	B2ek	Be*	7.0	195	Var. de brilho
434893323	HD 218066	B1.5Vn	Be*	7.6	28	-
437790952	* 120 Tau	B2IV-Ve	Be*	5.7	52	Var. na oscilação
445988959	HD 53416	B8	Be*	7.1	16	-
453679121	HD 91180	B(5)e	Be*	9.2	1	-

Apêndice F

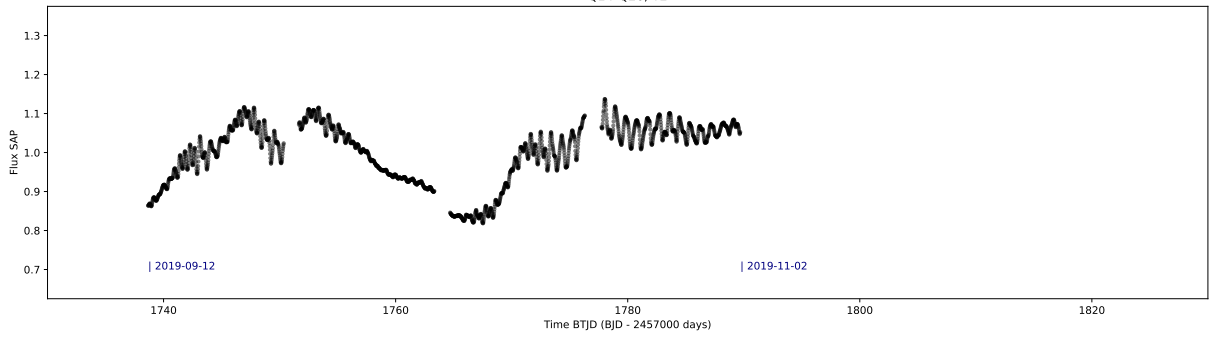
Levantamento de estrelas Be, TESS e BeSS

Conjunto de gráficos utilizados para selecionar estrelas de interesse observadas pelo TESS e com dados disponíveis no BeSS. Paineis estão na mesma disposição que na figura [5.1](#), mas com dois painéis adicionais, mostrando outra época de observação do TESS, ou escala diferente quando o TESS observou só uma época.

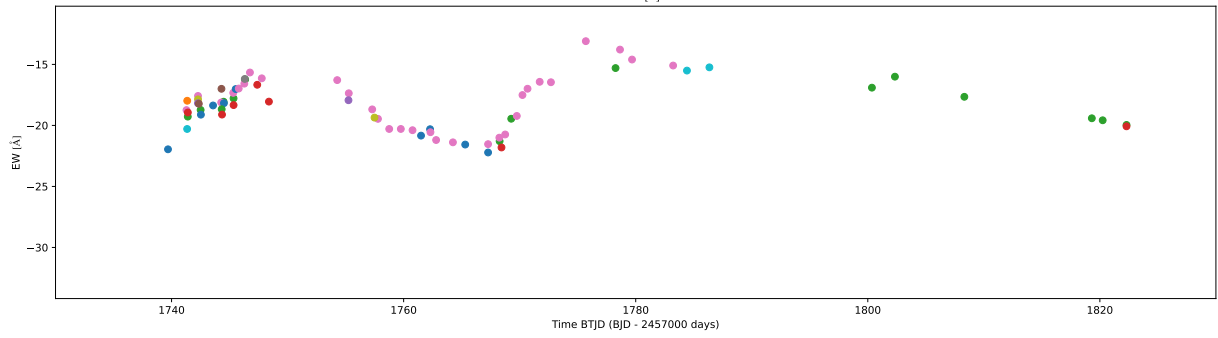
431116093 HD212044



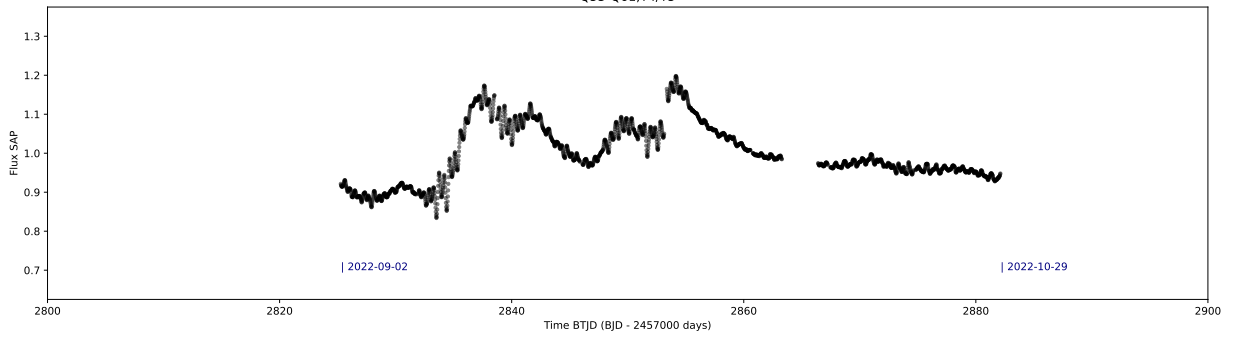
Q14-Q26, Y2



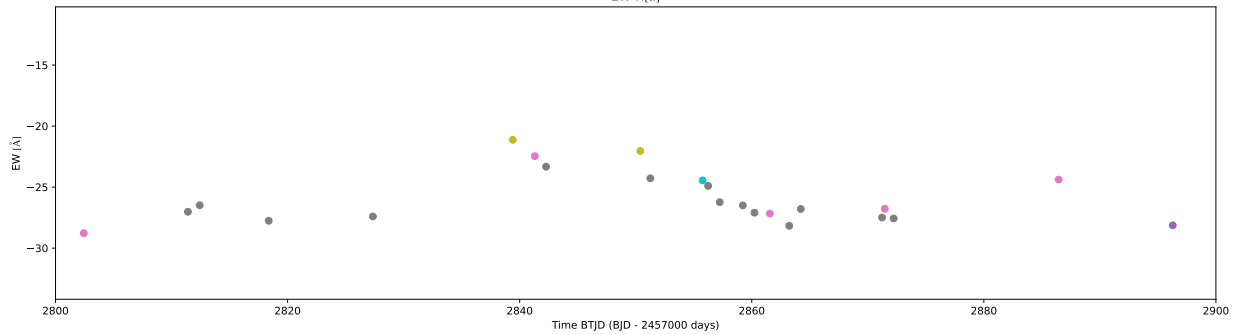
EW H α



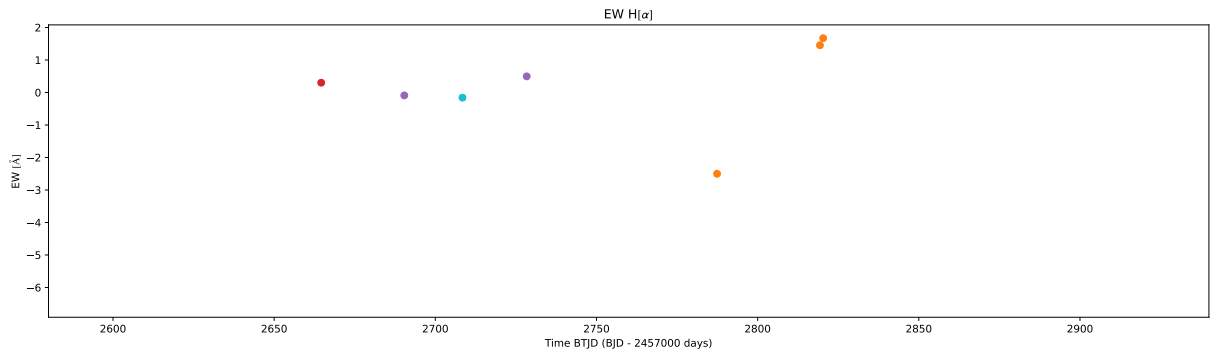
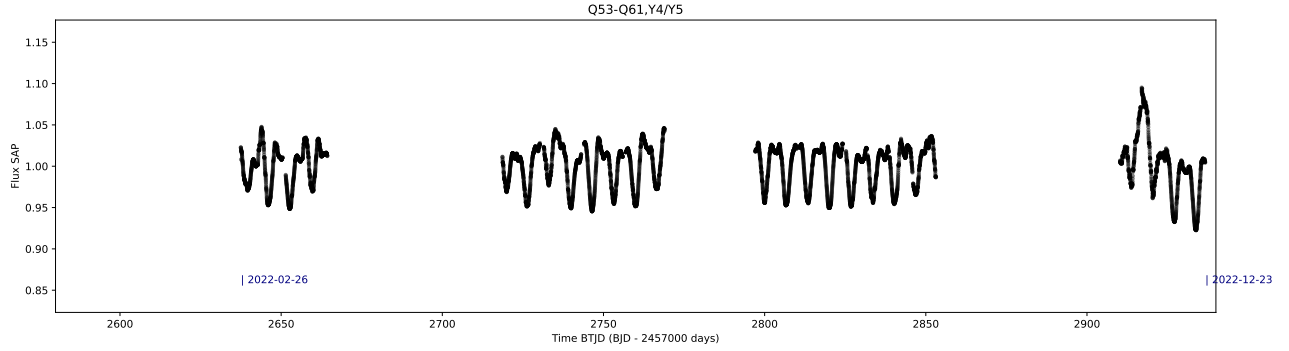
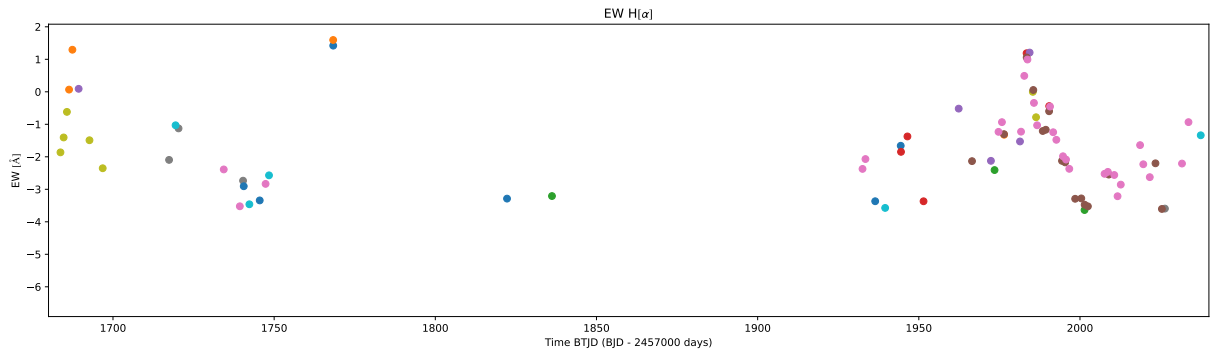
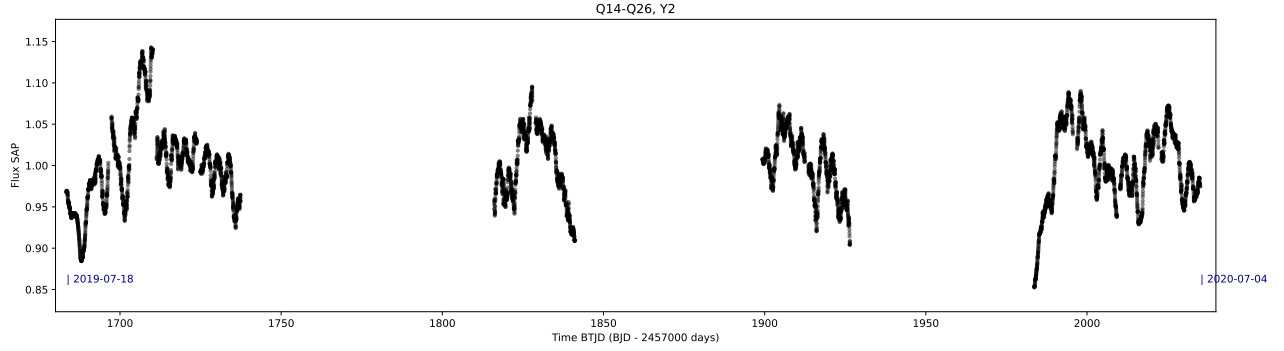
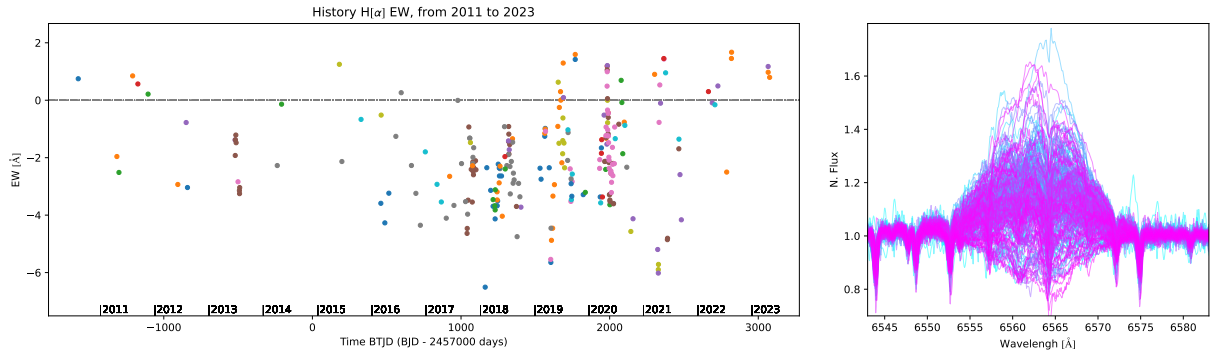
Q53-Q61, Y4/Y5



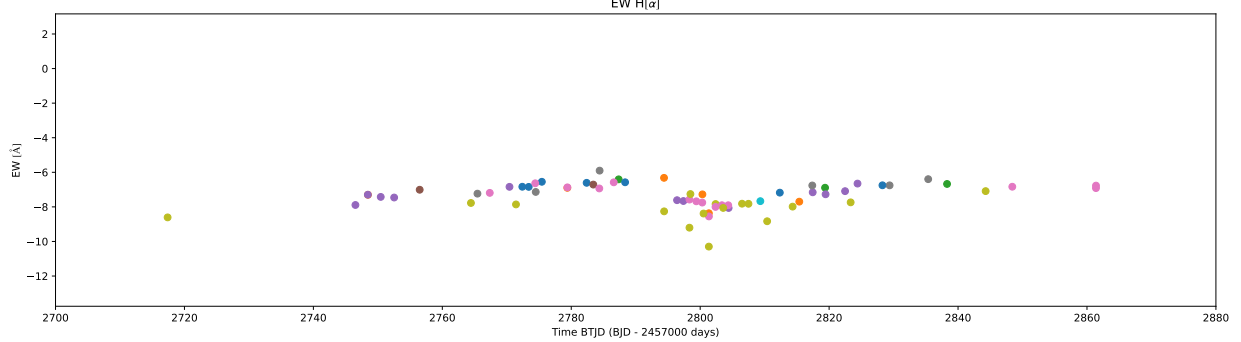
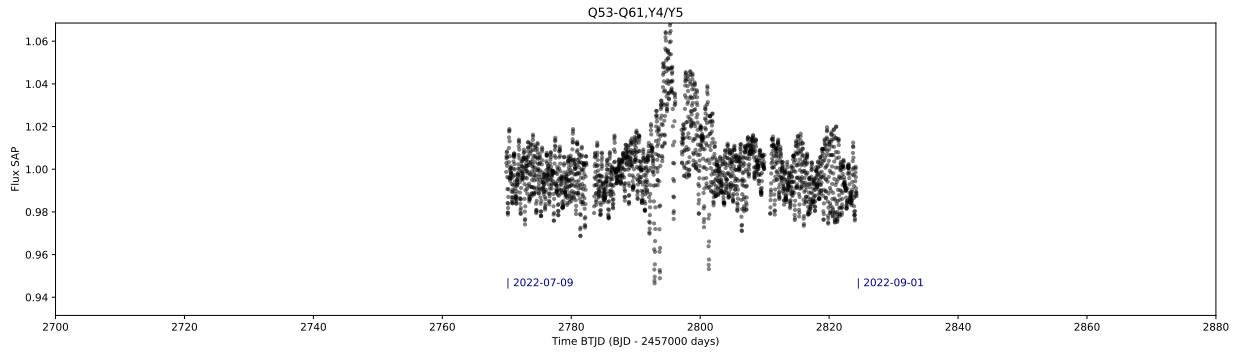
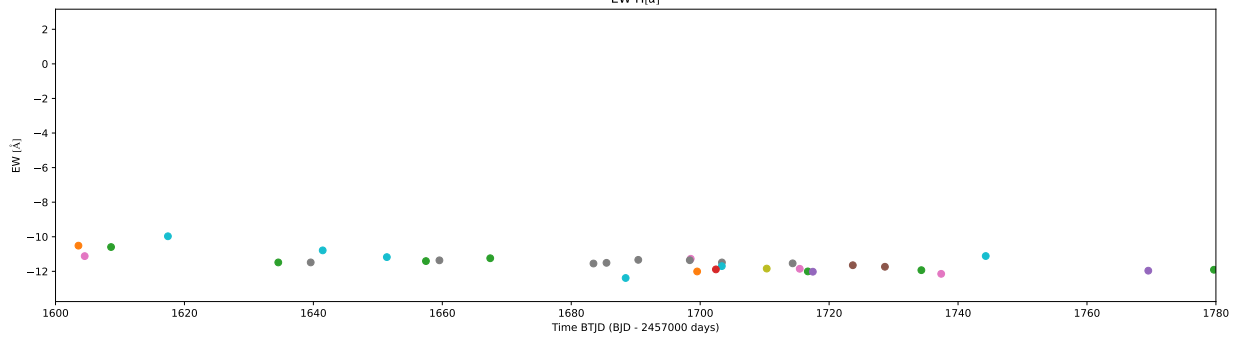
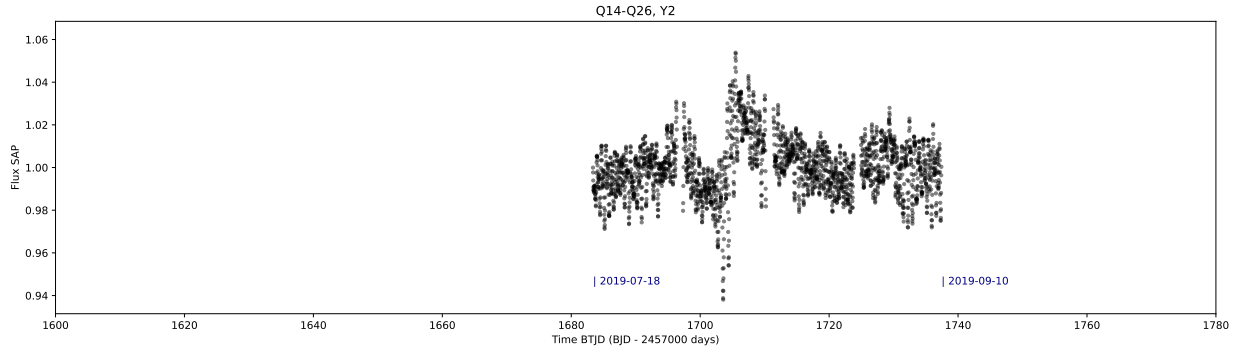
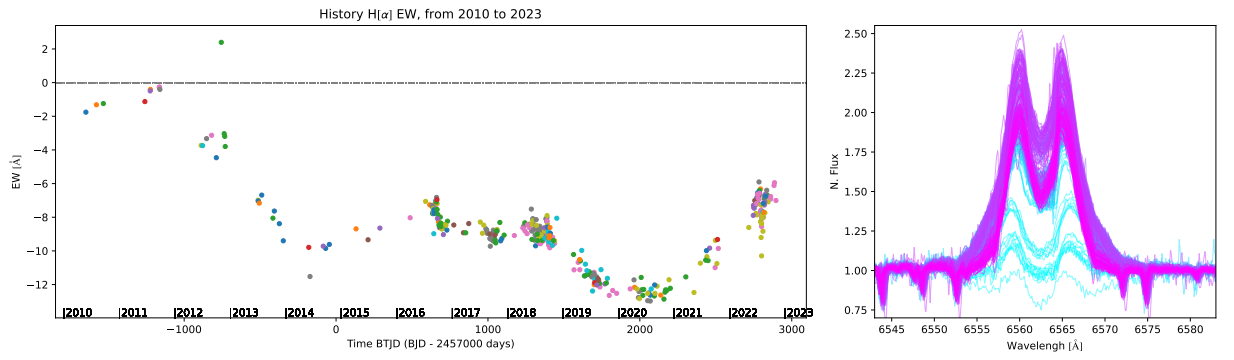
EW H α



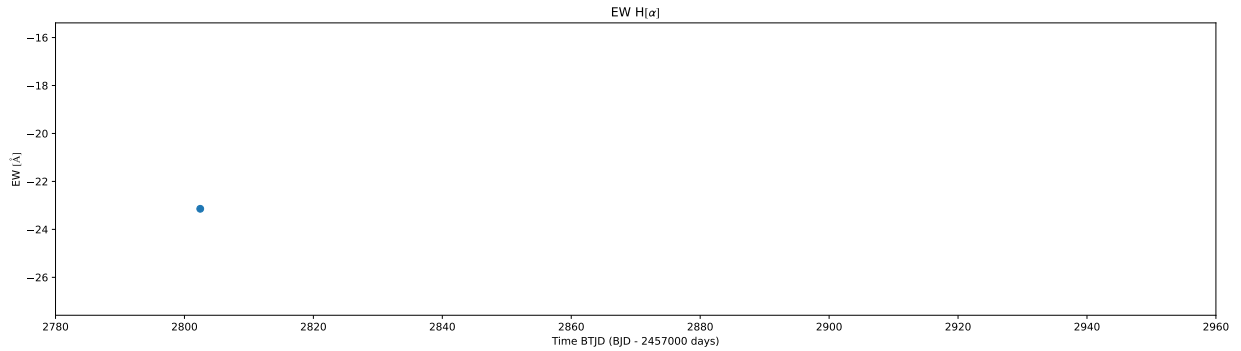
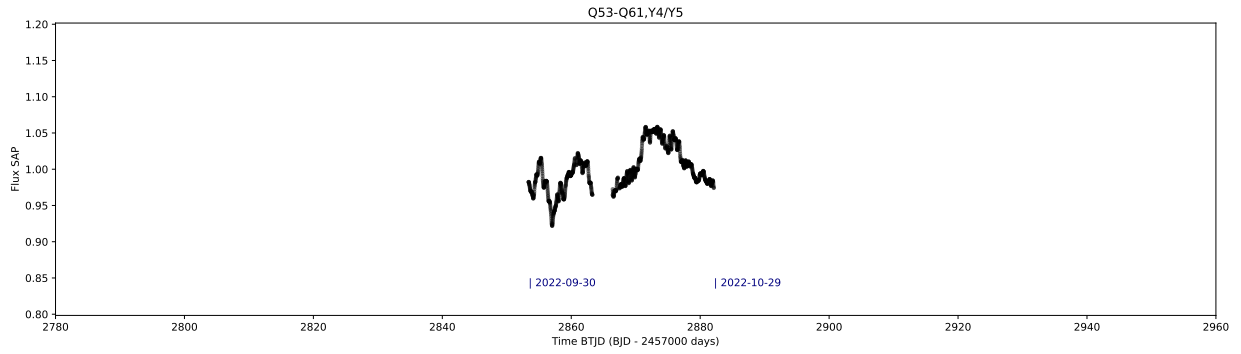
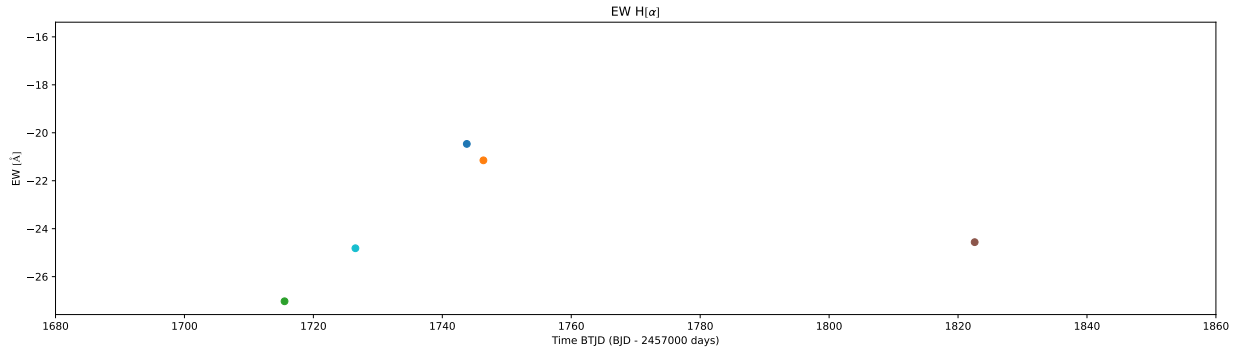
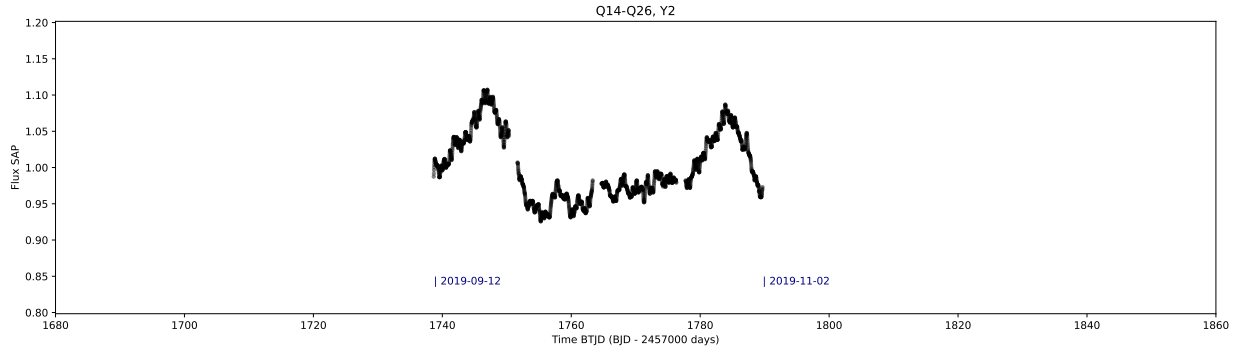
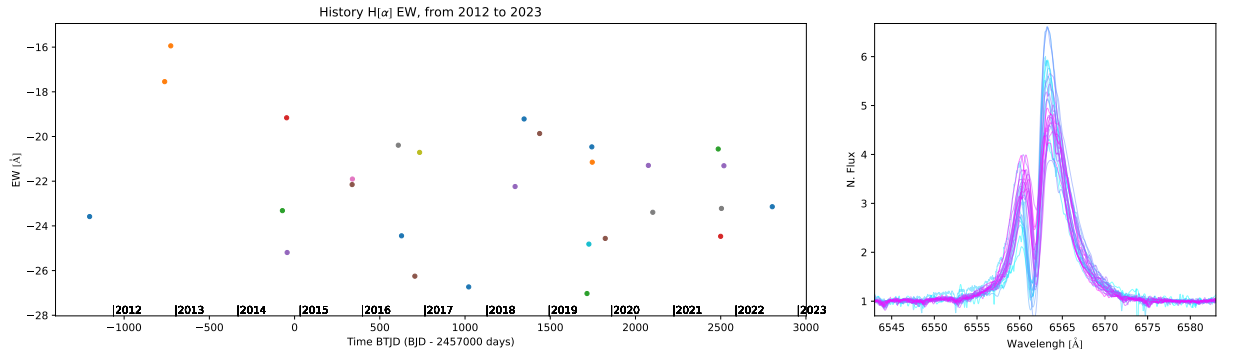
48022676 HD174237



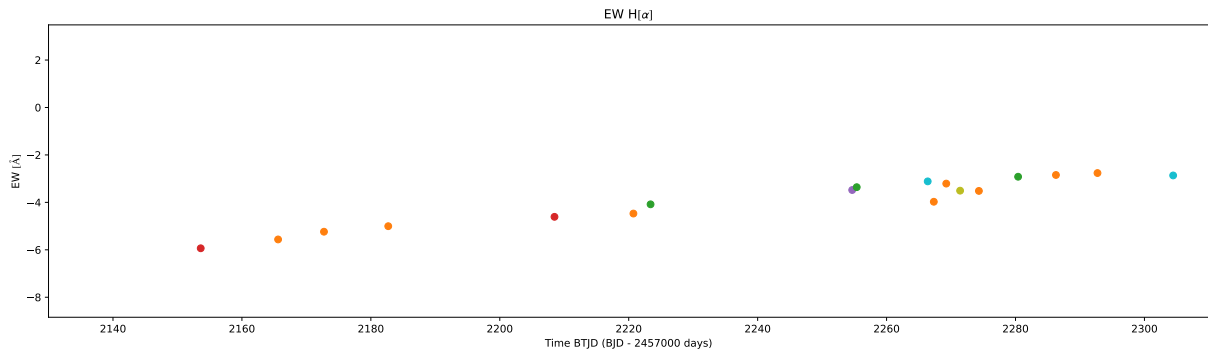
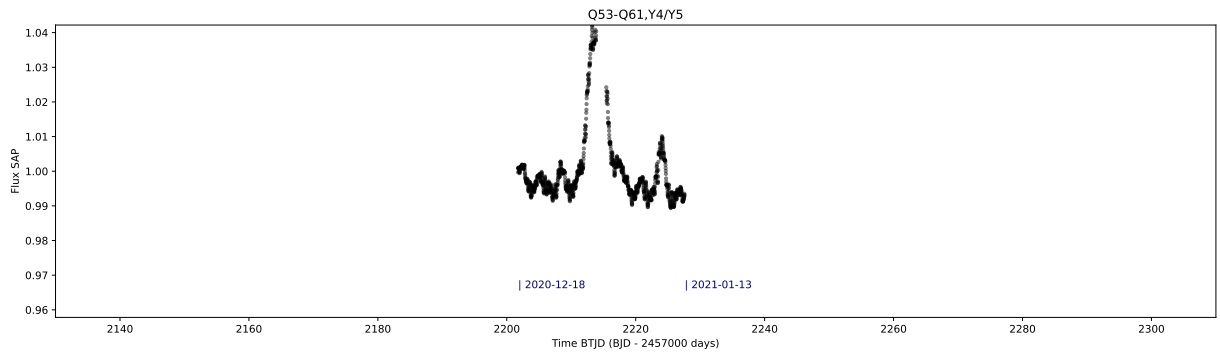
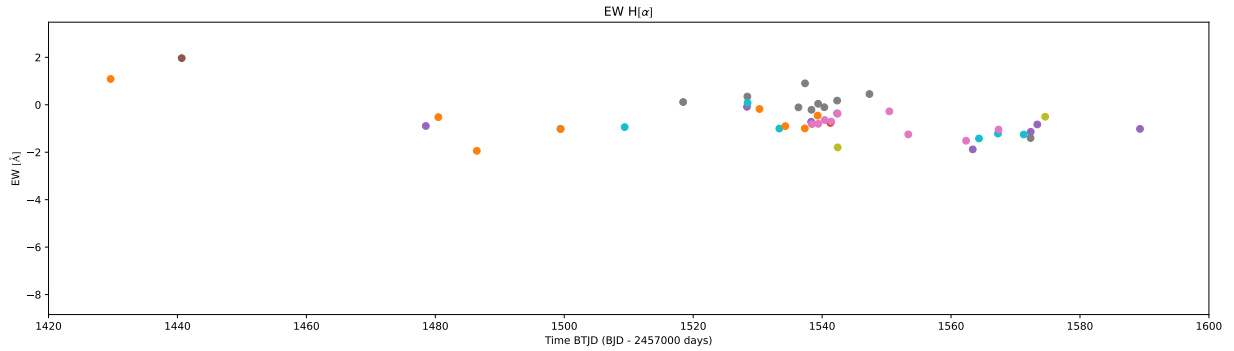
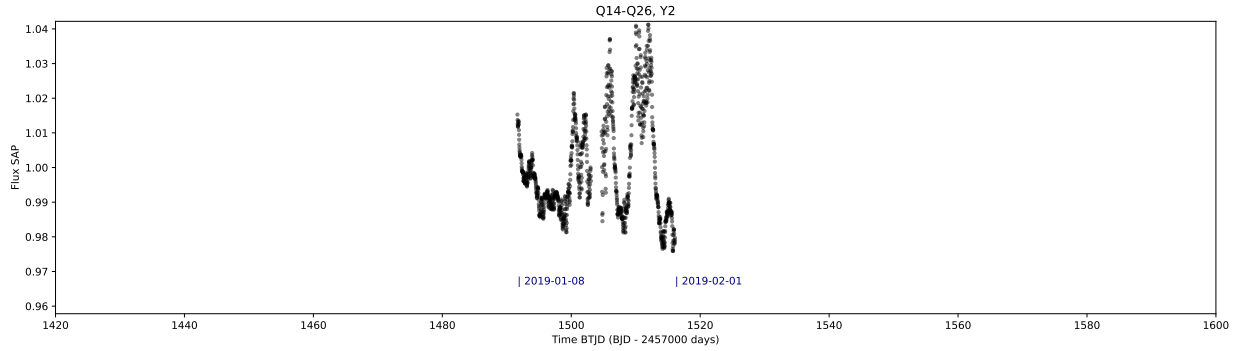
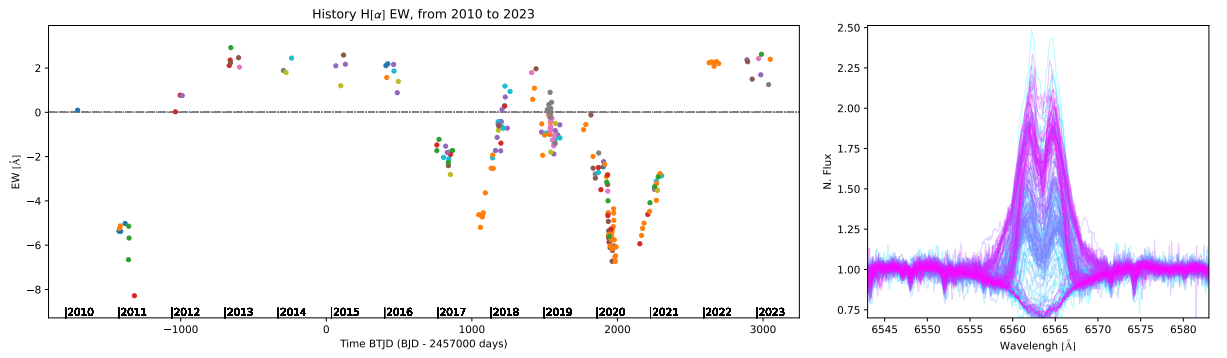
42360166 28Cyg



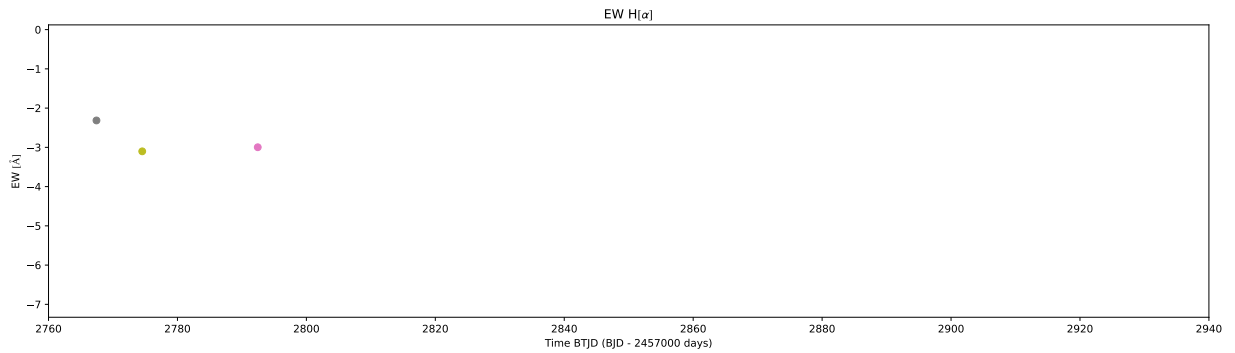
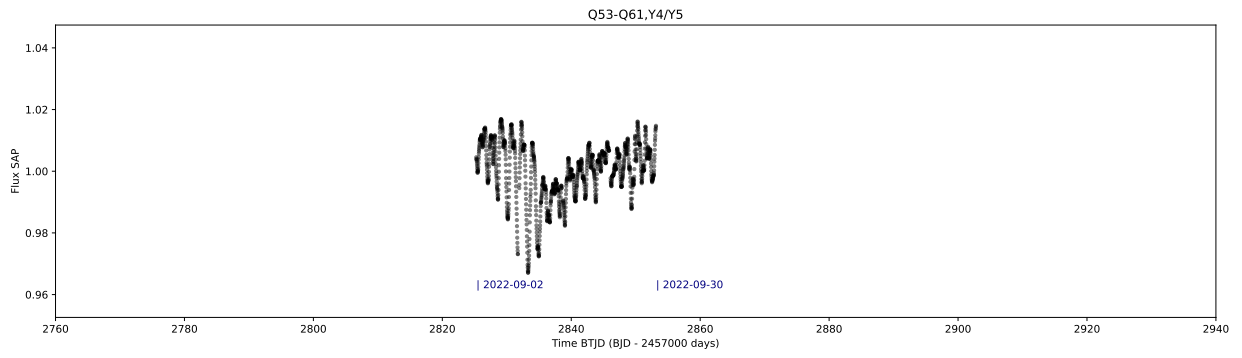
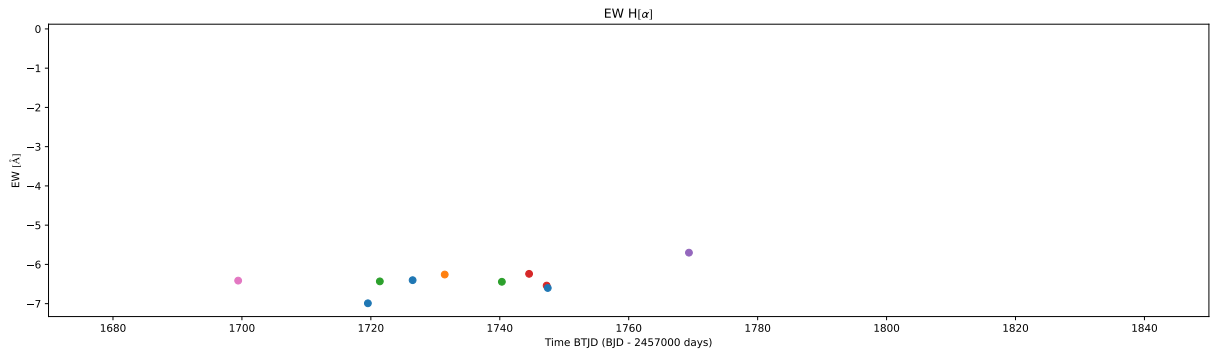
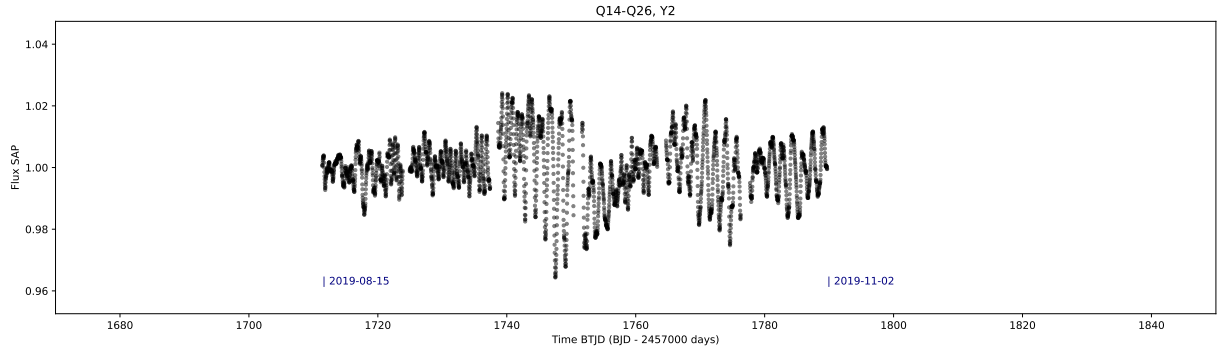
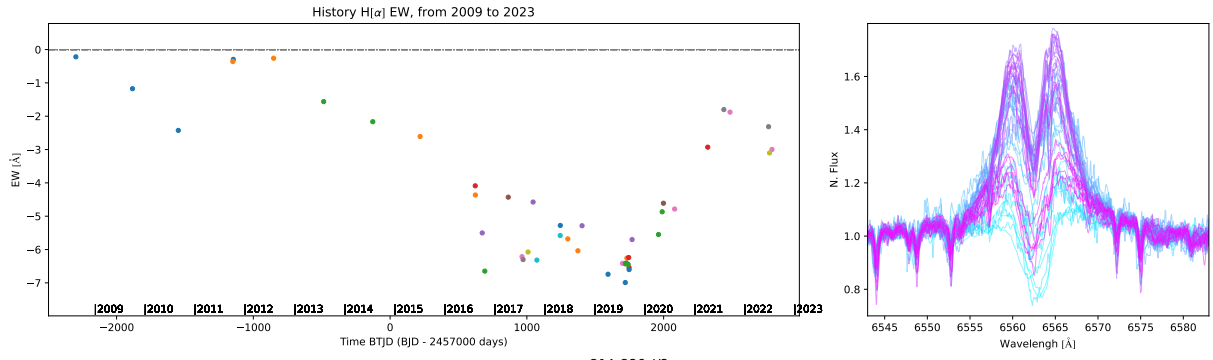
252670277 HD218393



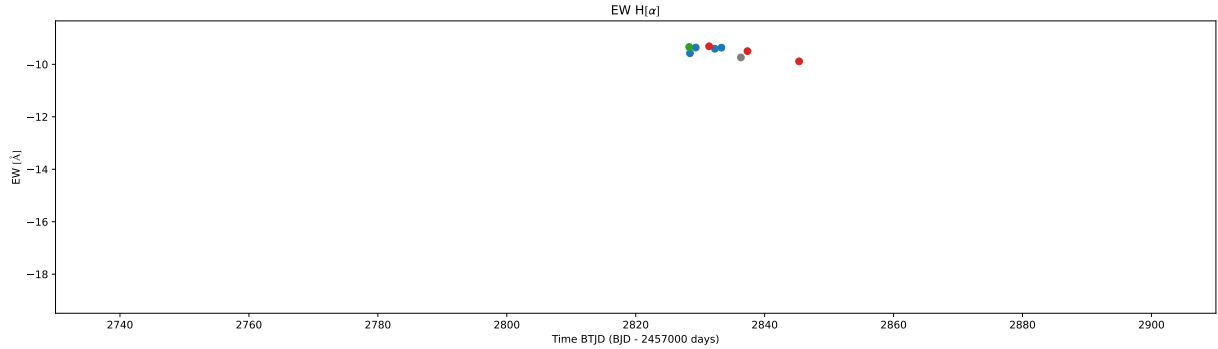
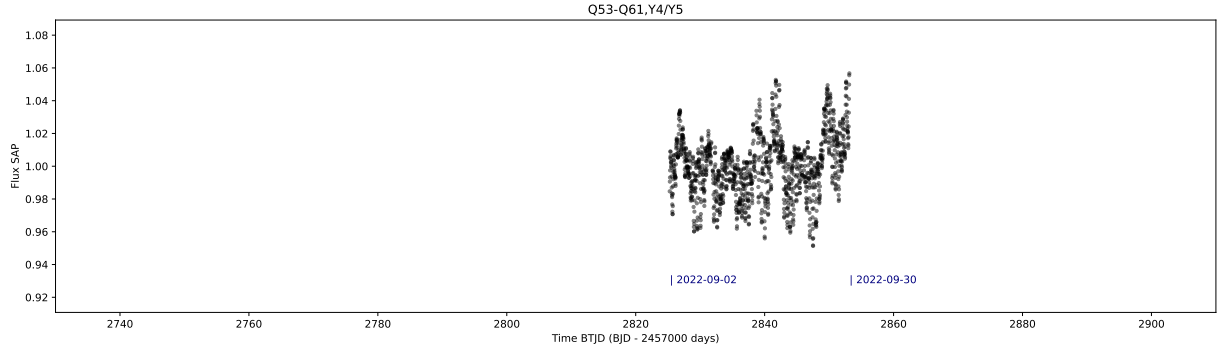
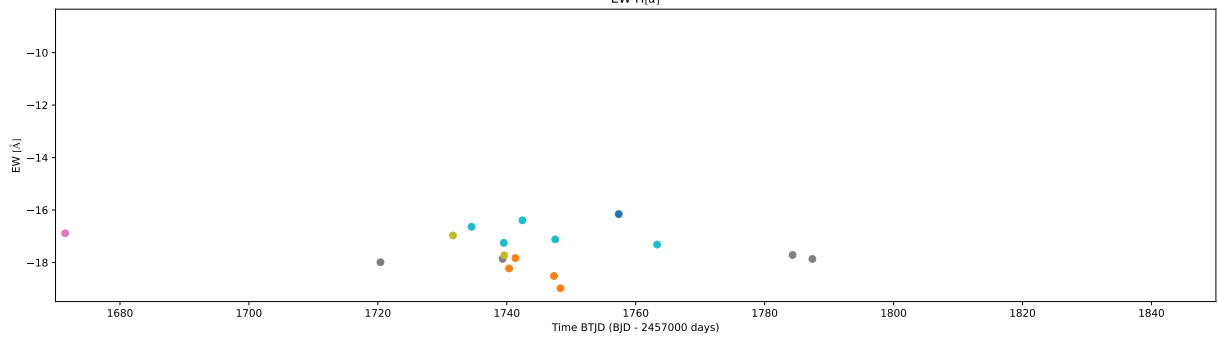
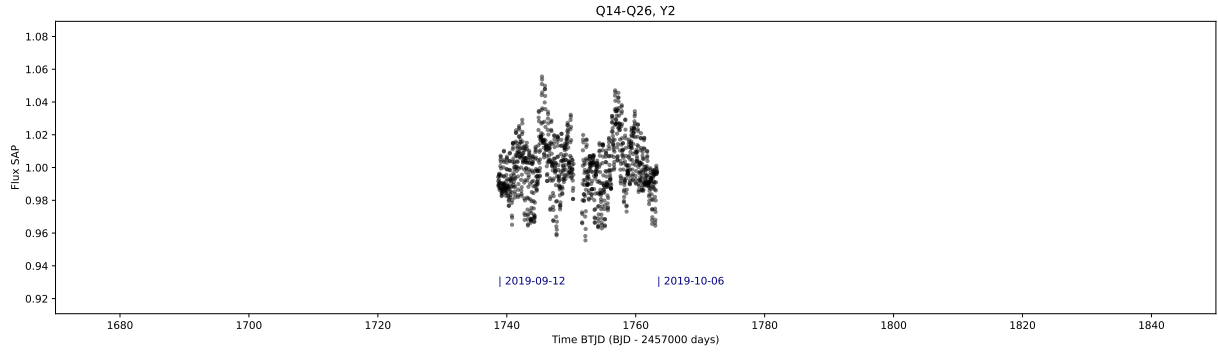
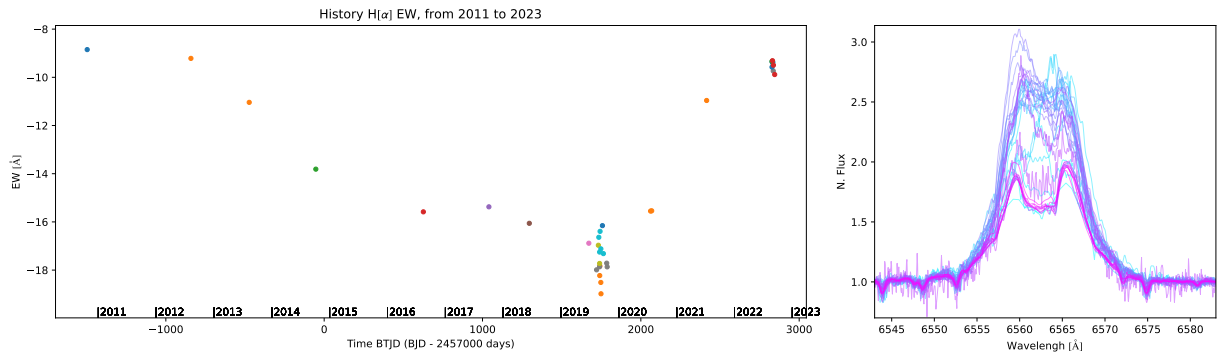
14498757 HD58050



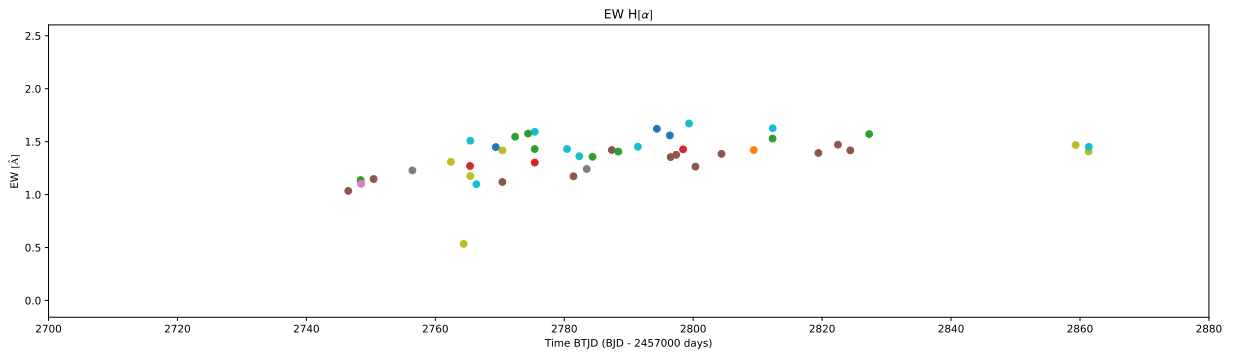
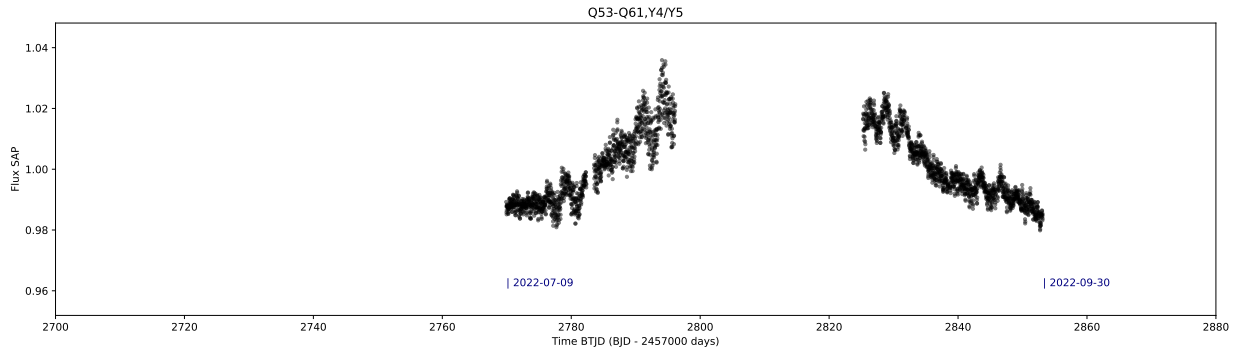
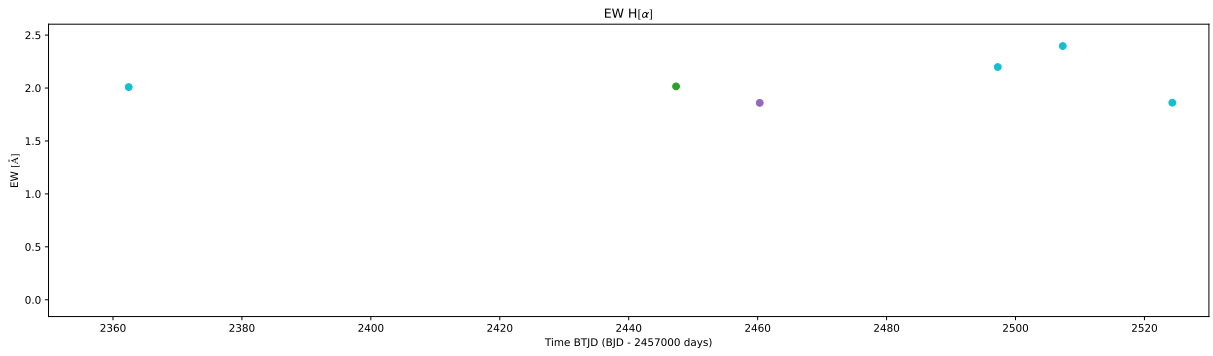
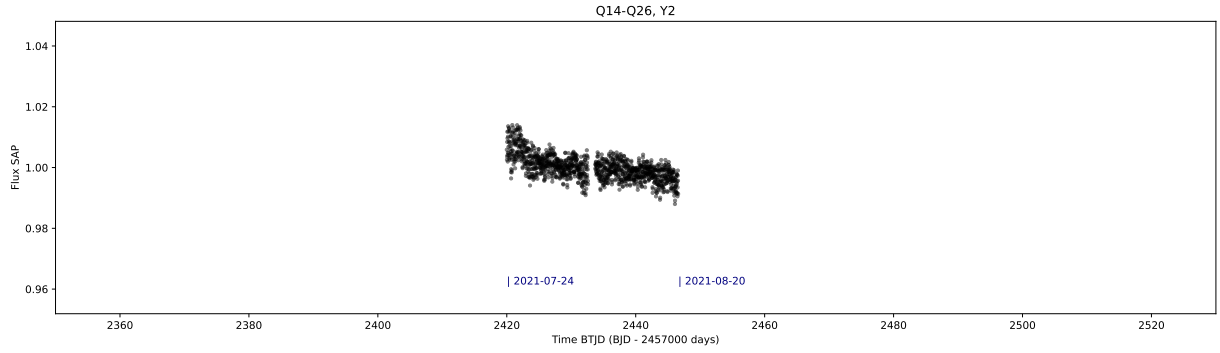
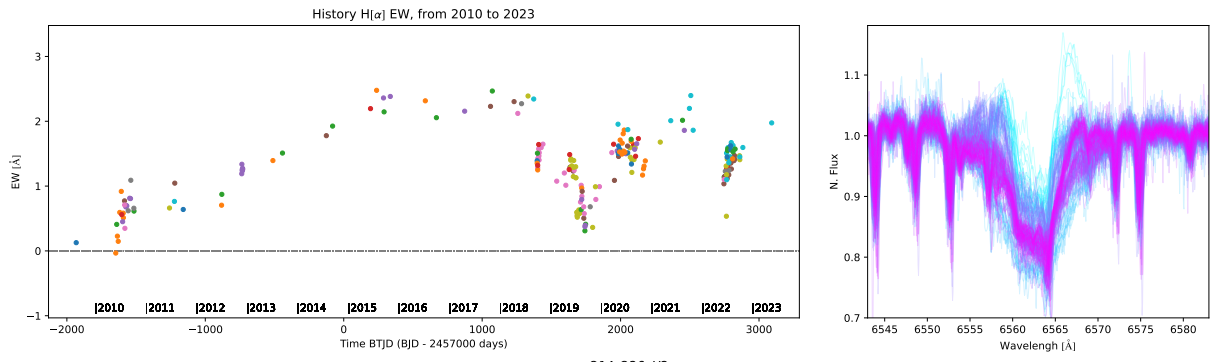
314576961 HD203025



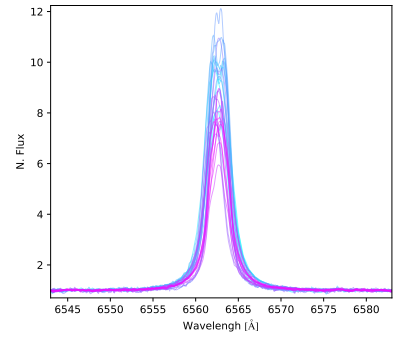
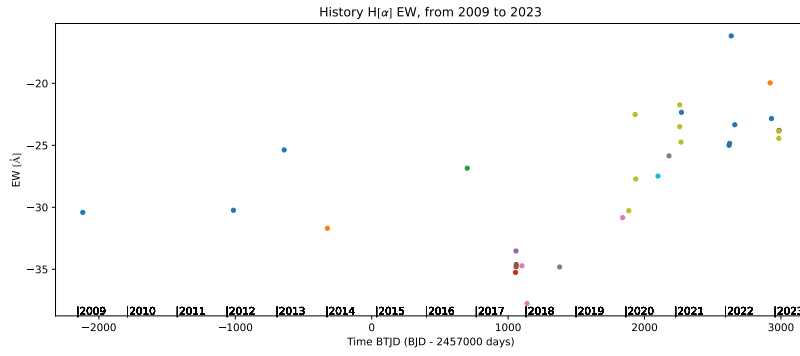
240258004 HD204722



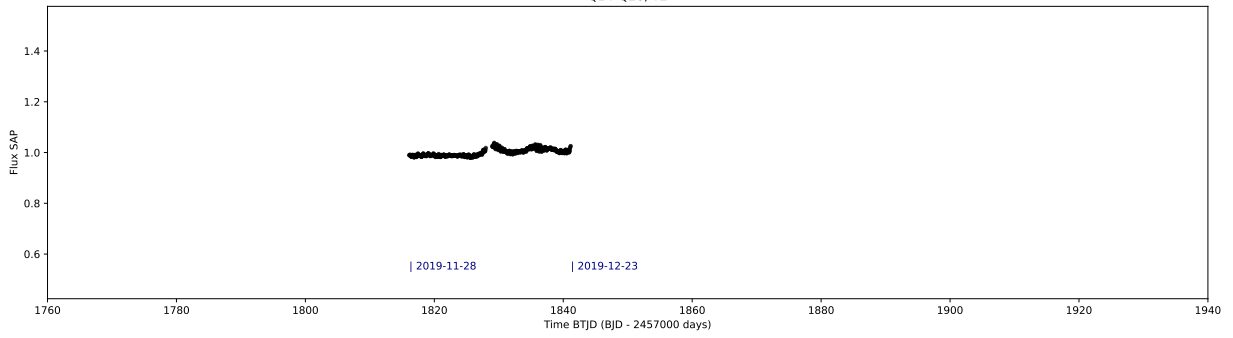
185226837 25Cyg



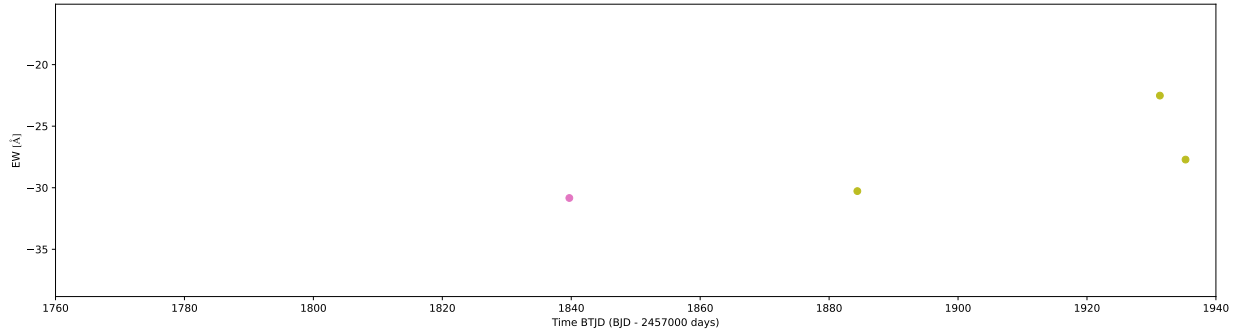
127764224 HD35345



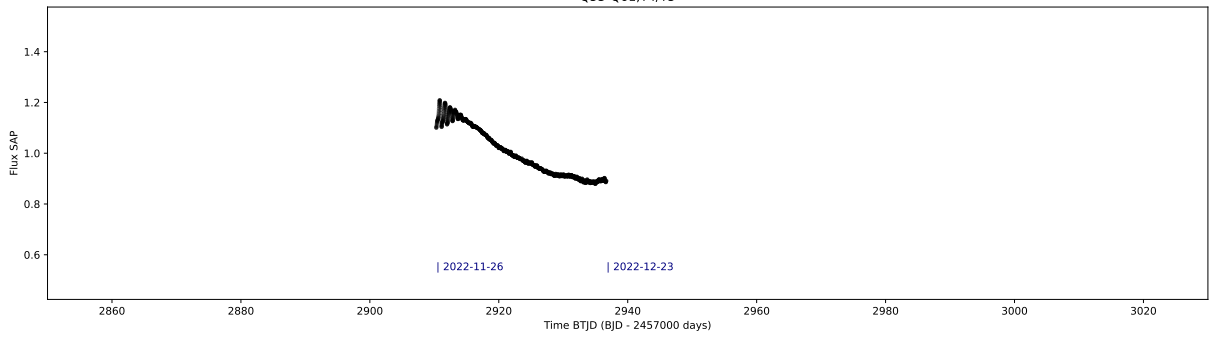
Q14-Q26, Y2



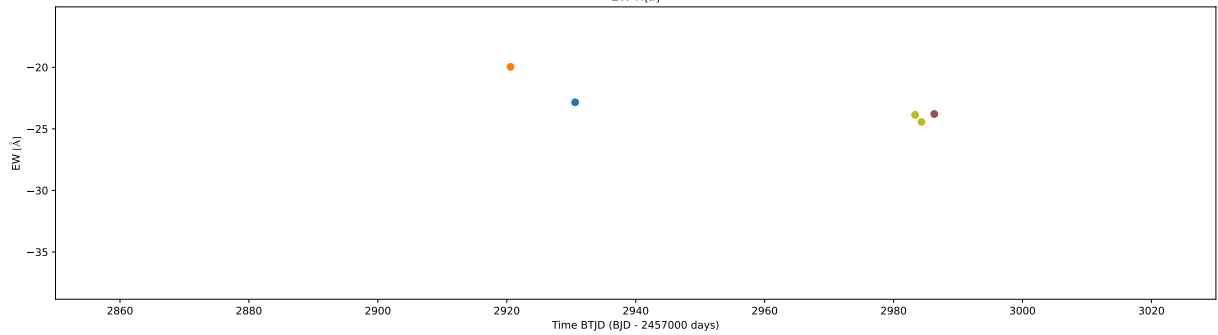
EW H α



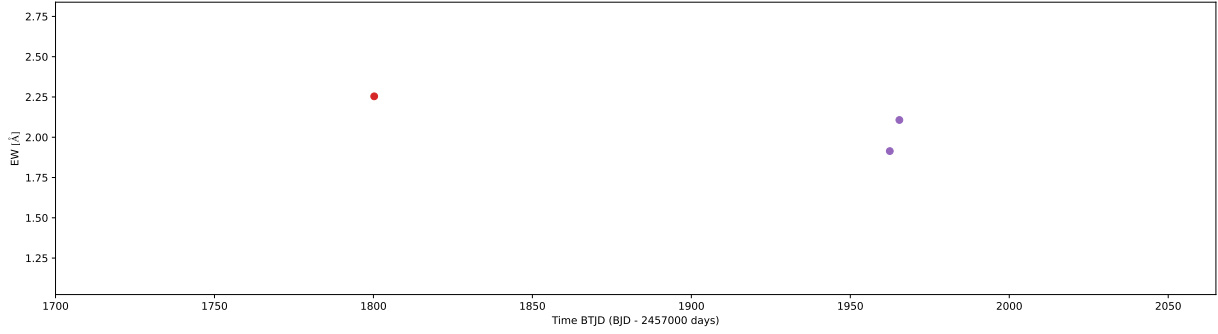
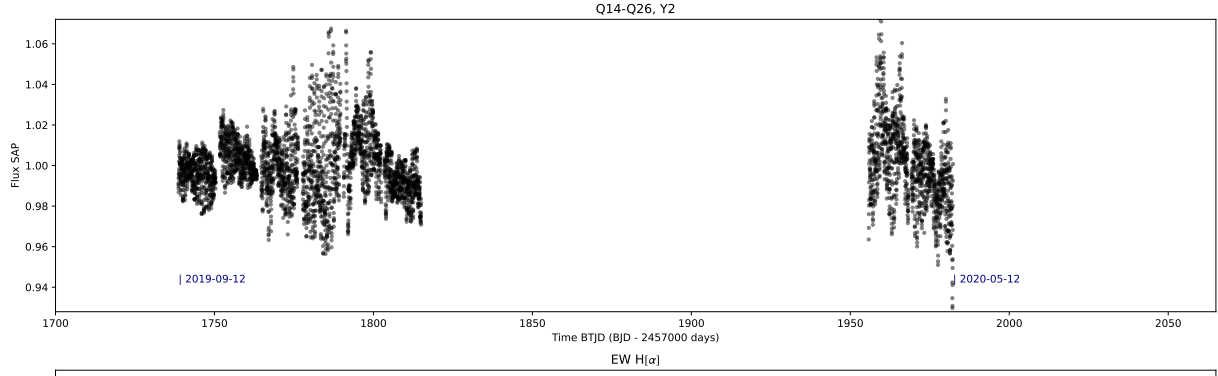
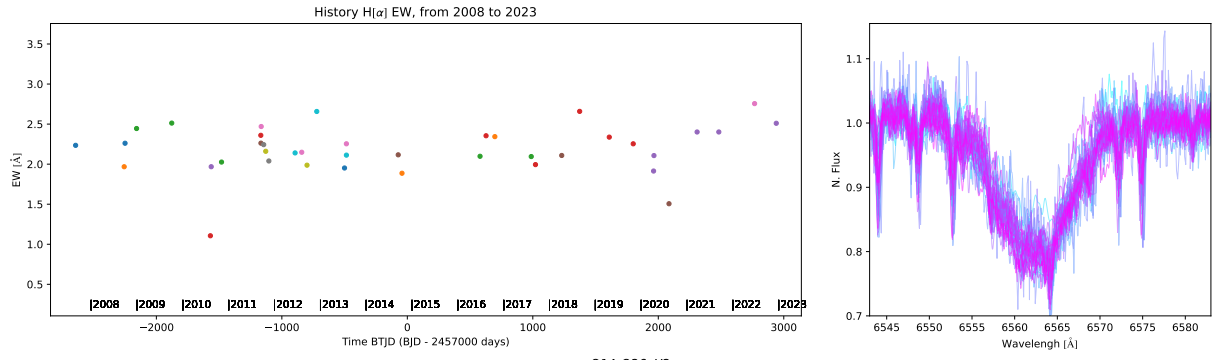
Q53-Q61, Y4/Y5



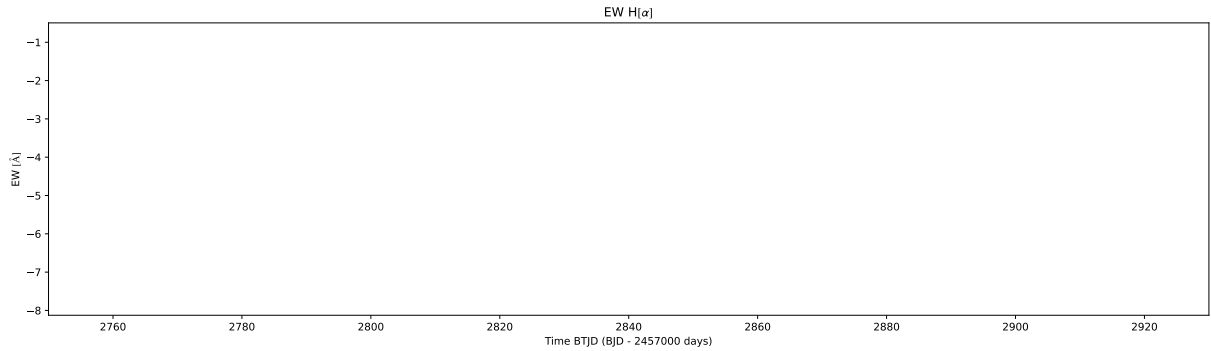
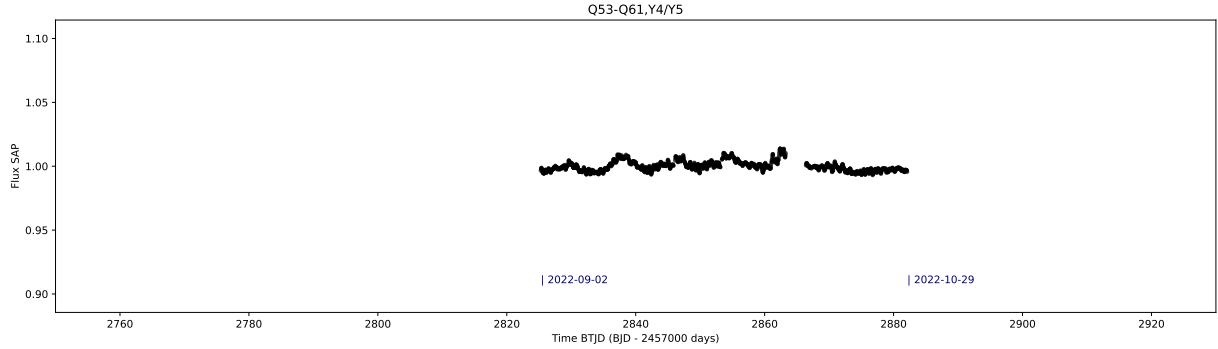
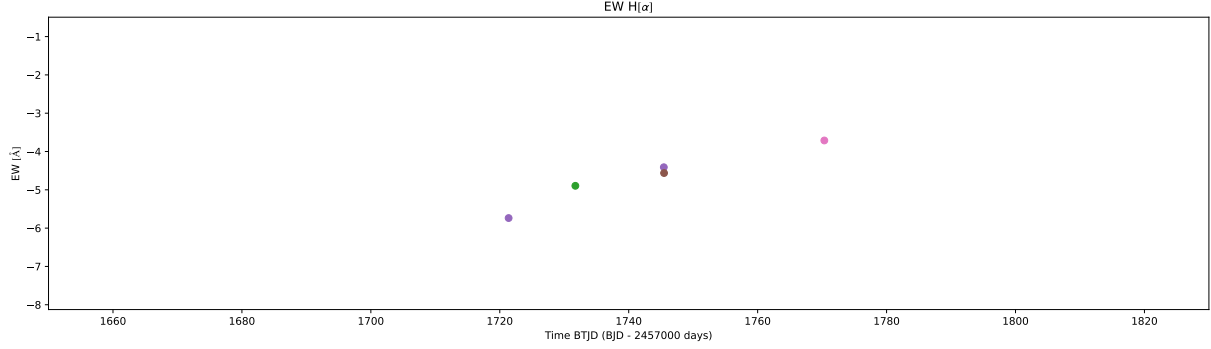
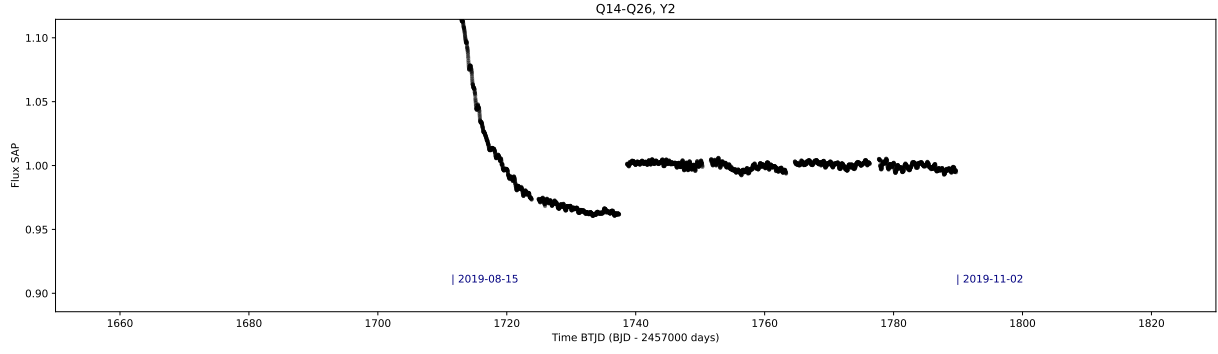
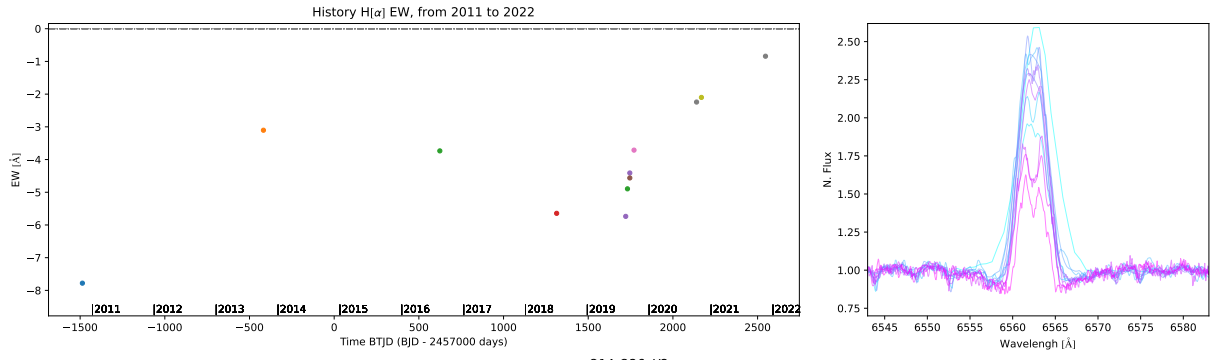
EW H α



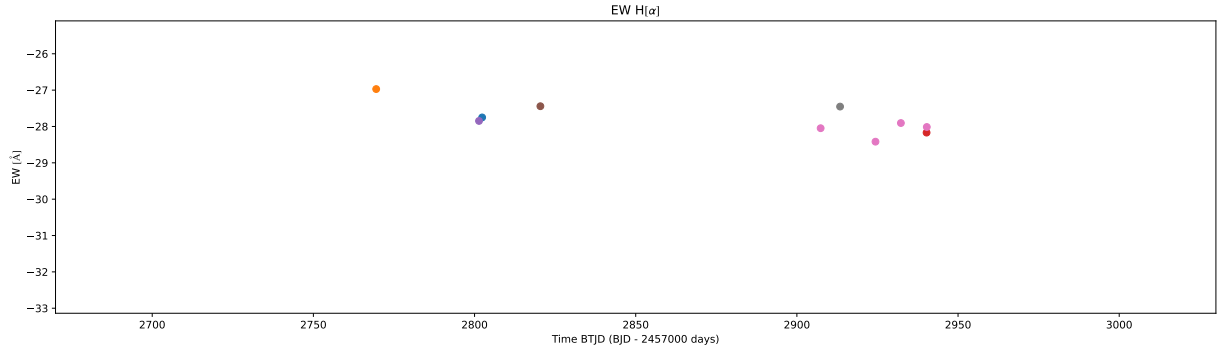
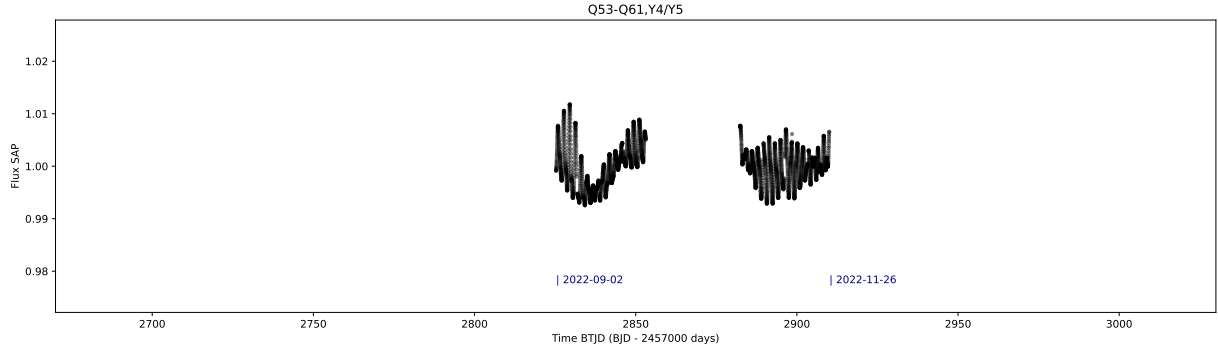
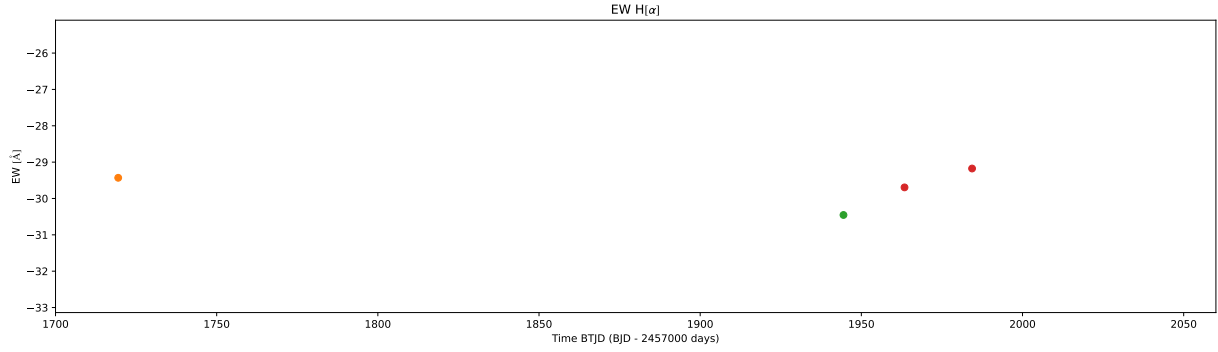
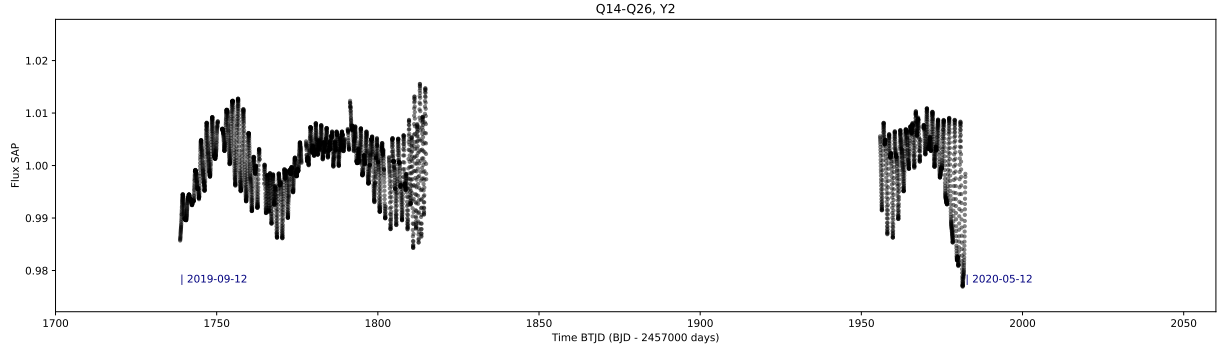
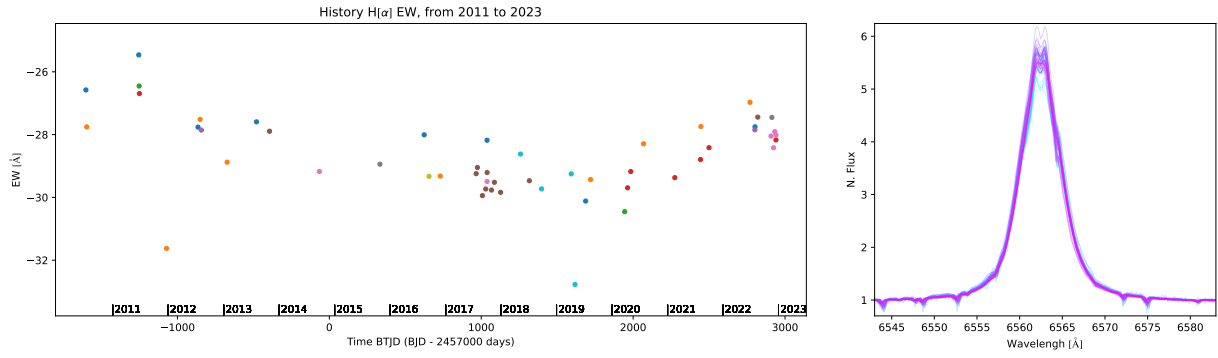
411577031 HD208682



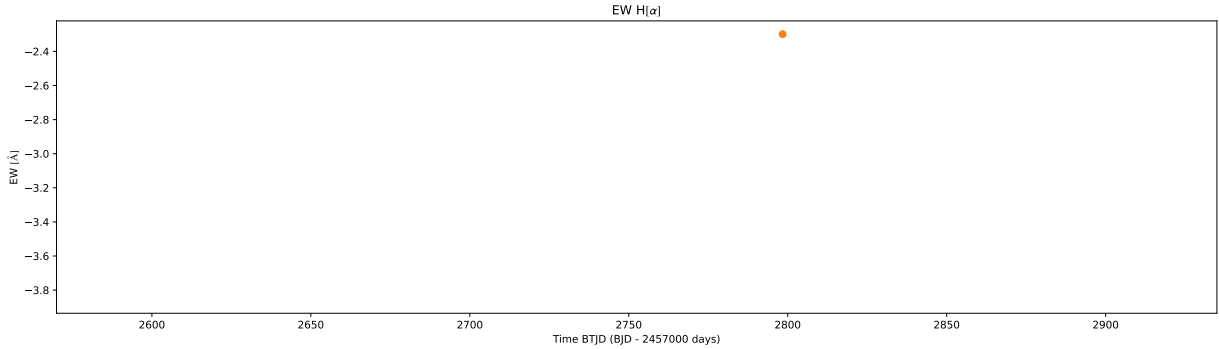
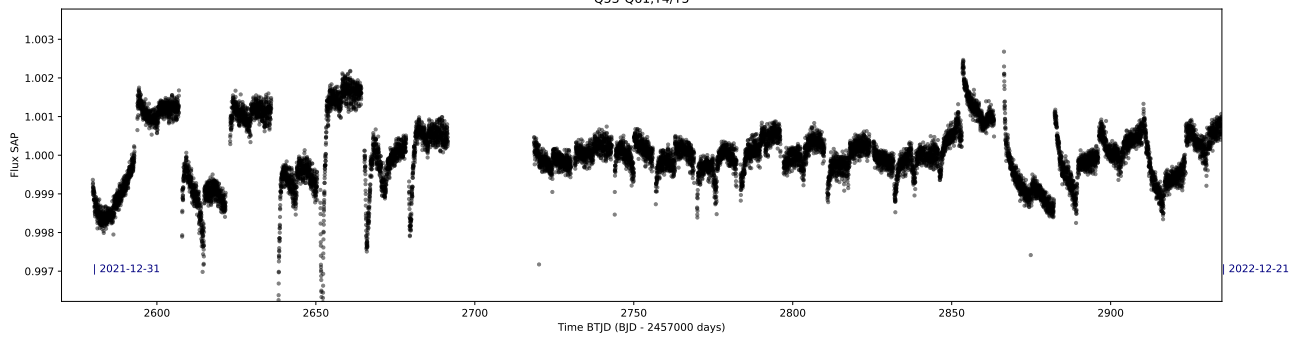
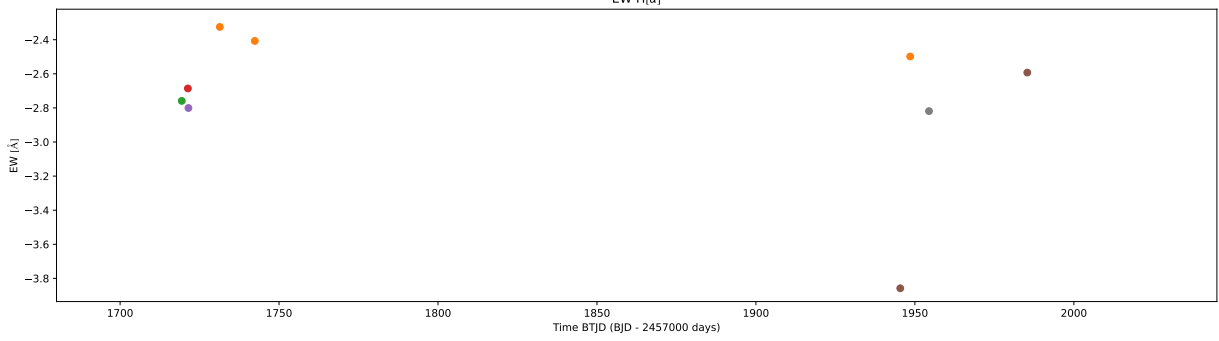
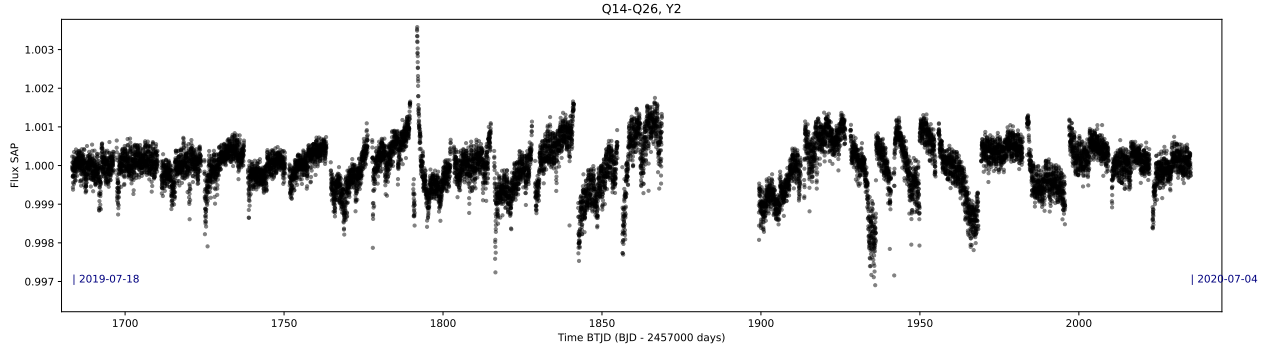
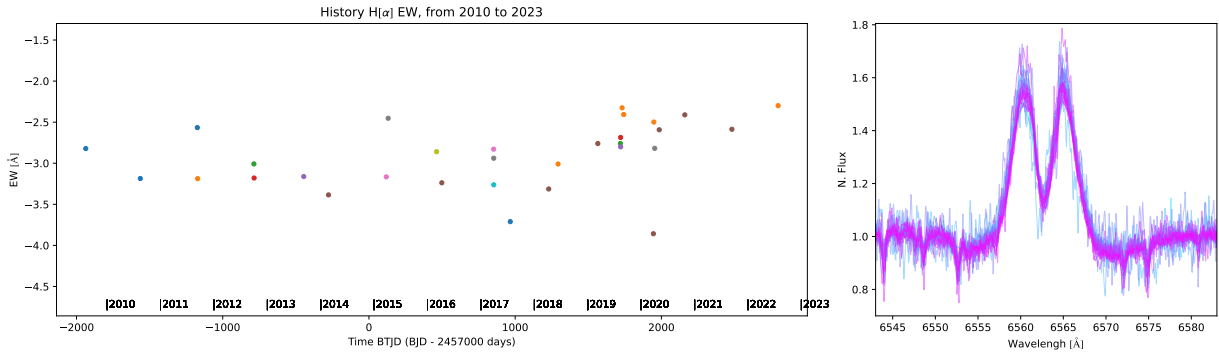
313986452 V420Cep



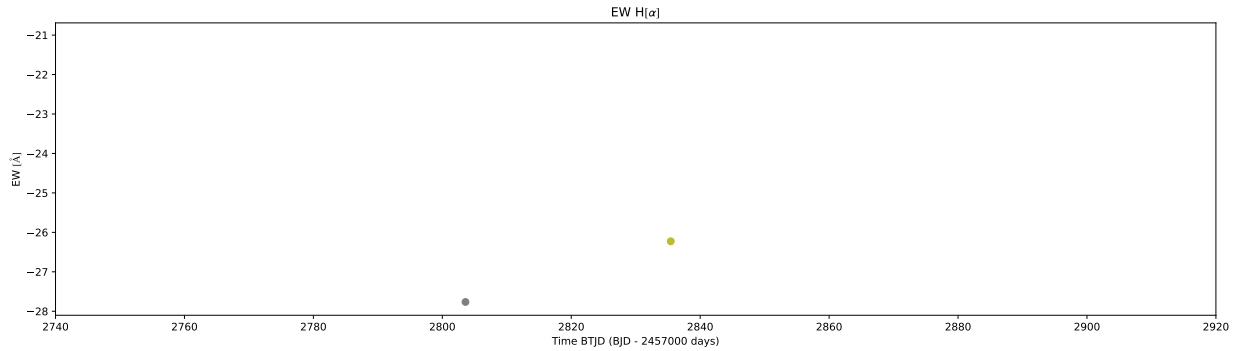
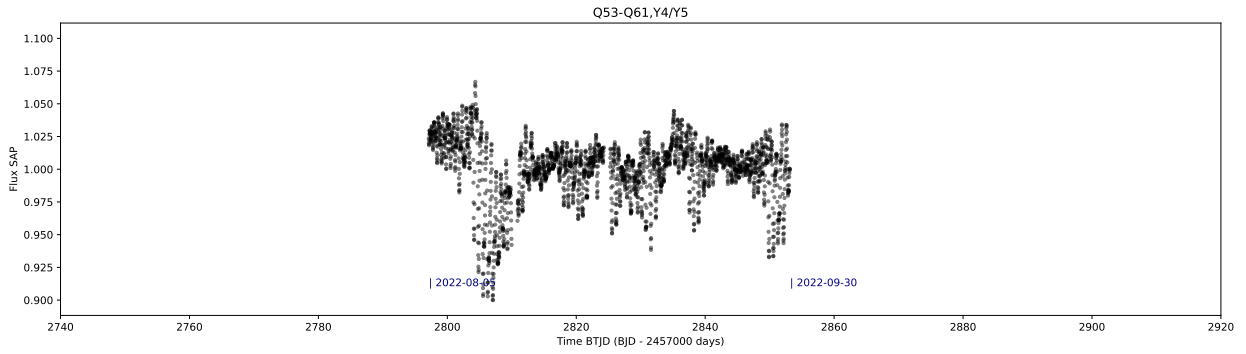
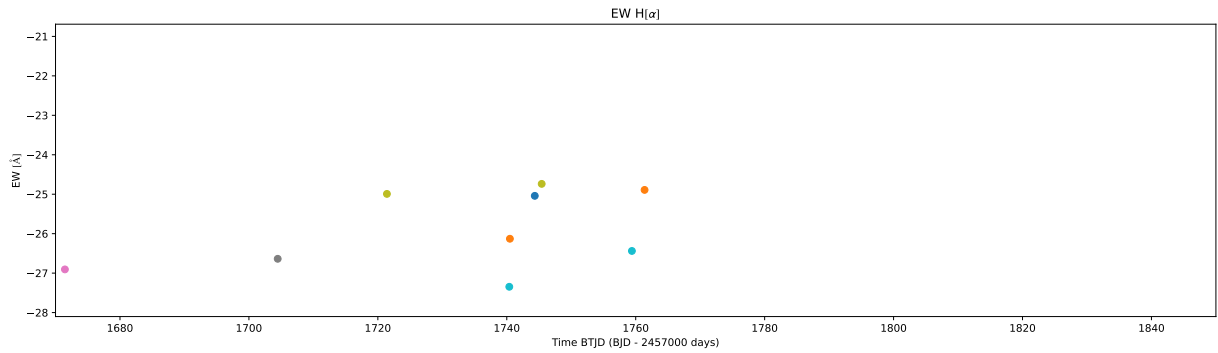
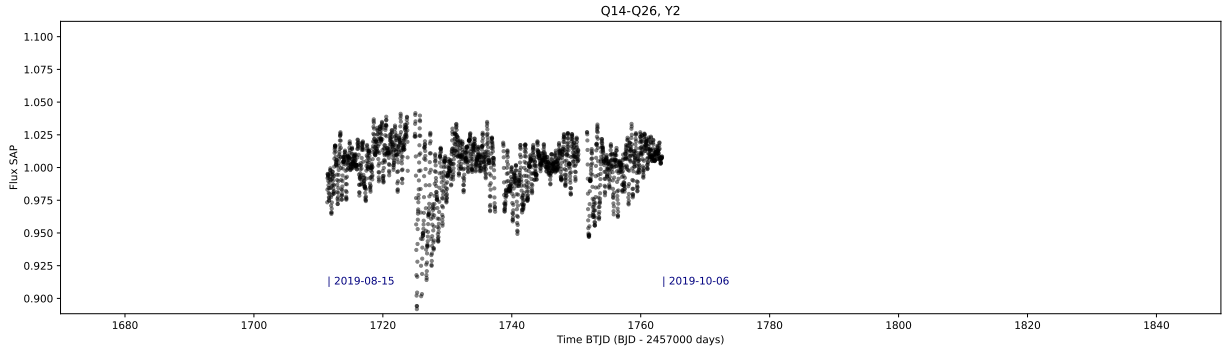
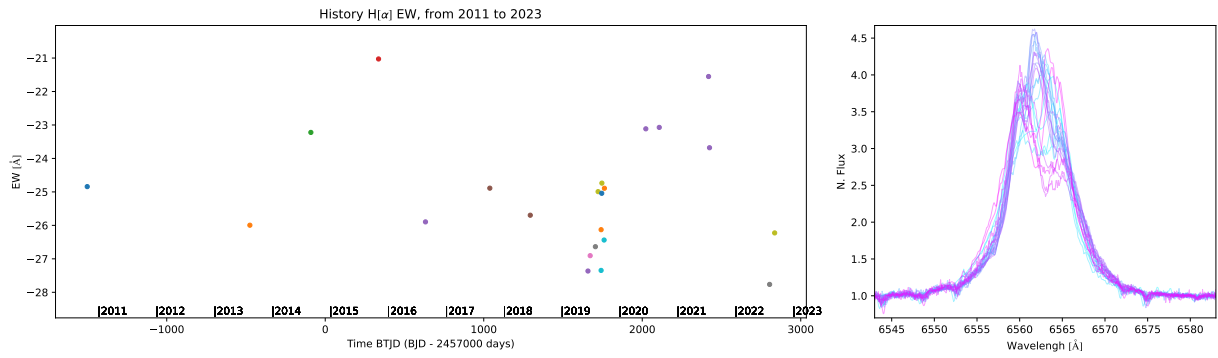
275420565 6Cep



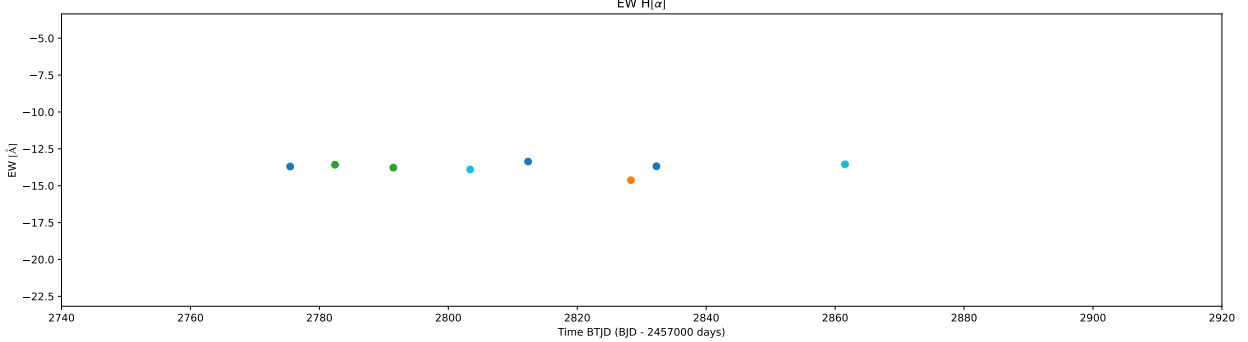
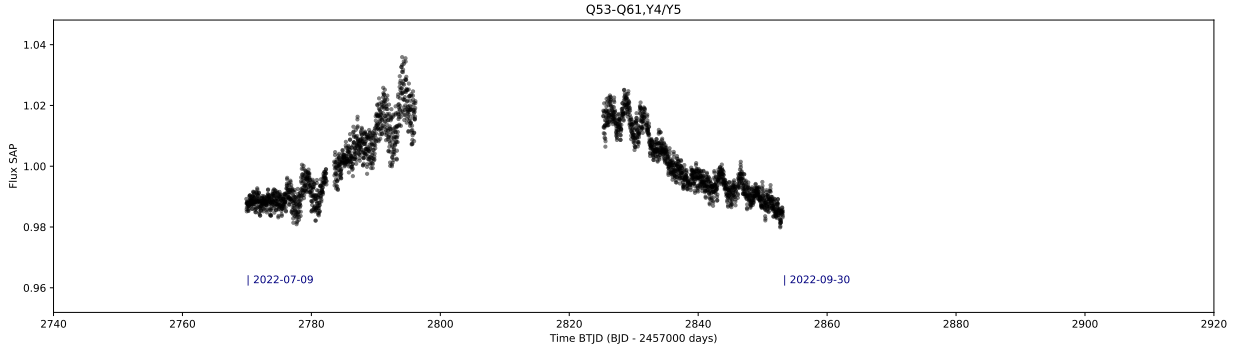
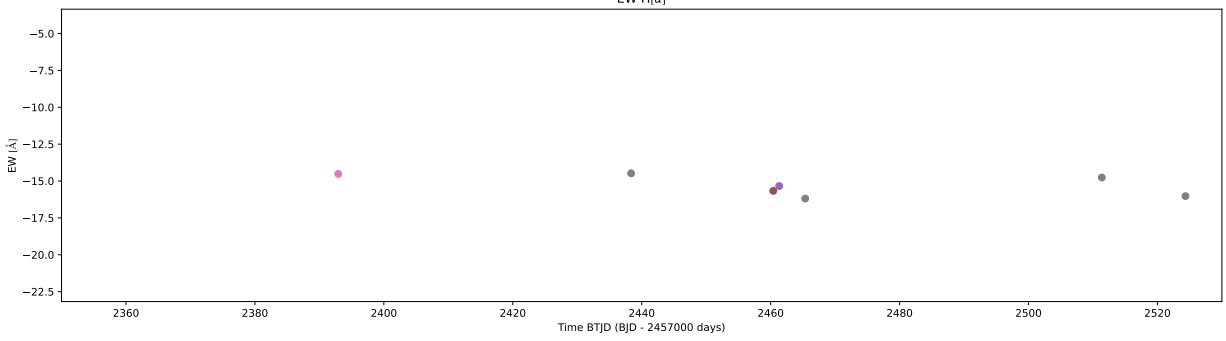
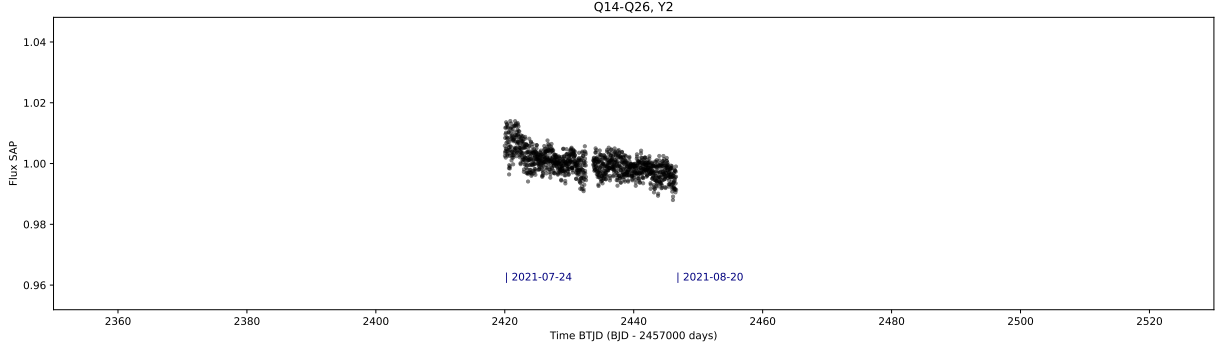
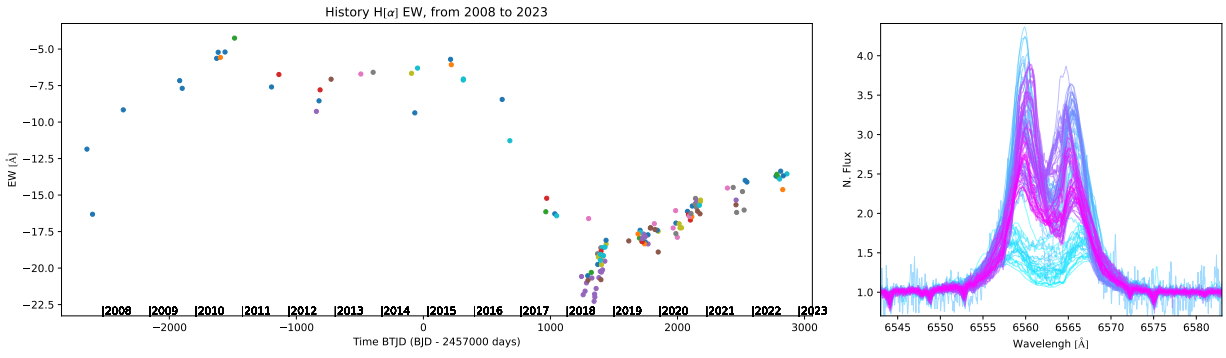
236785664 HD175511



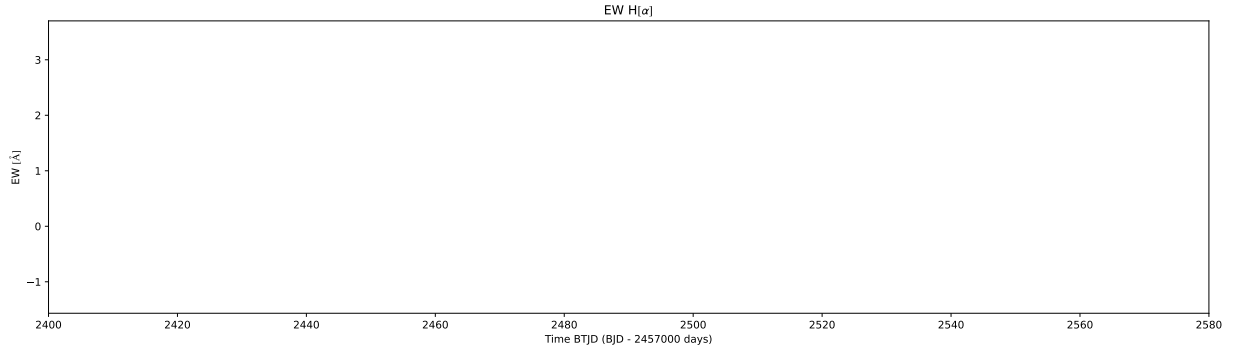
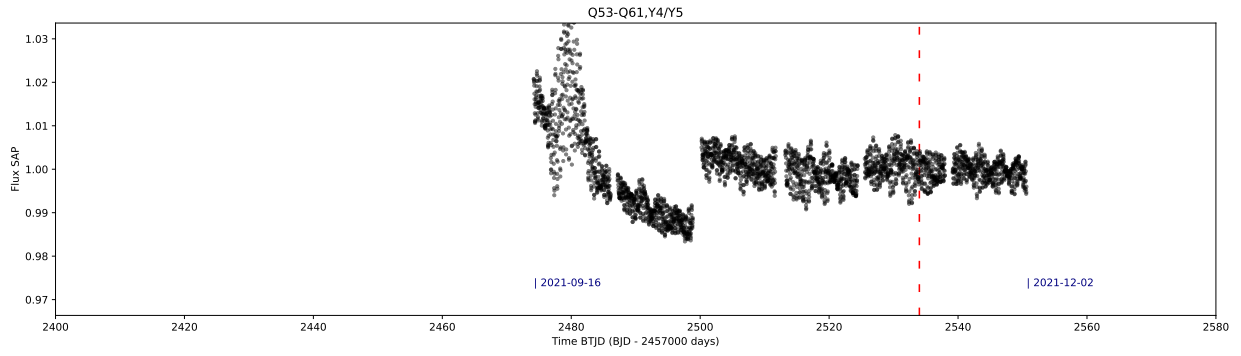
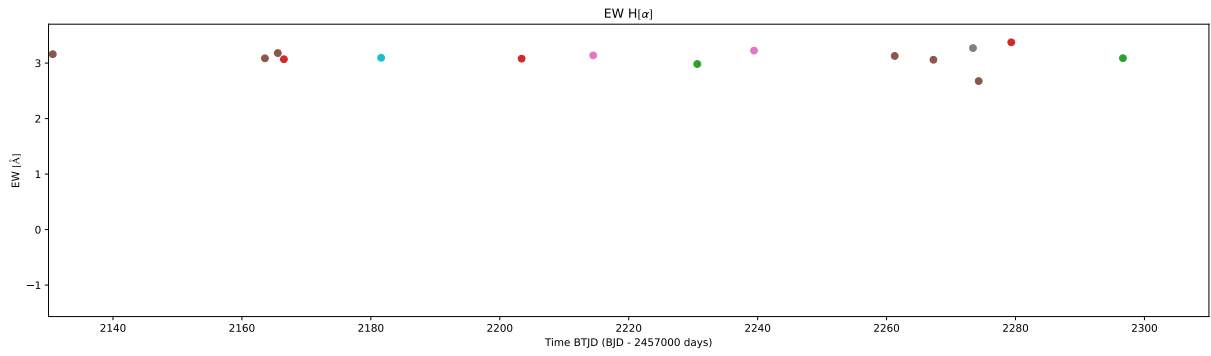
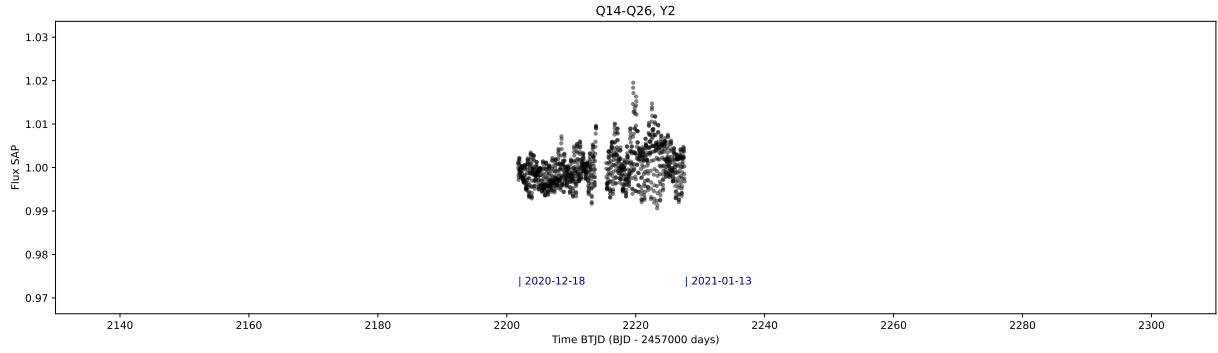
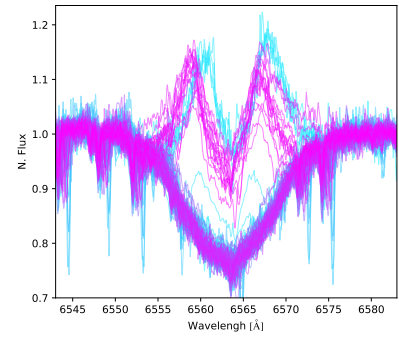
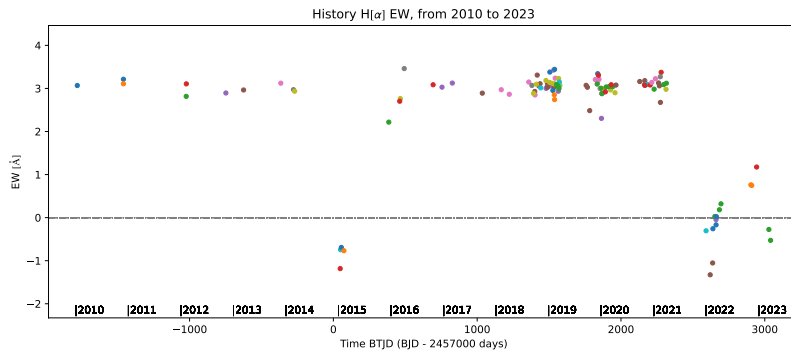
373819241 HD203731



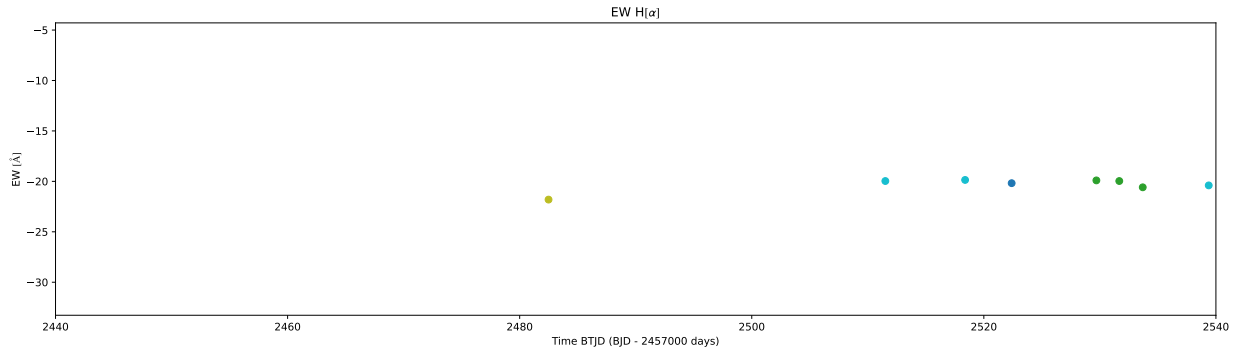
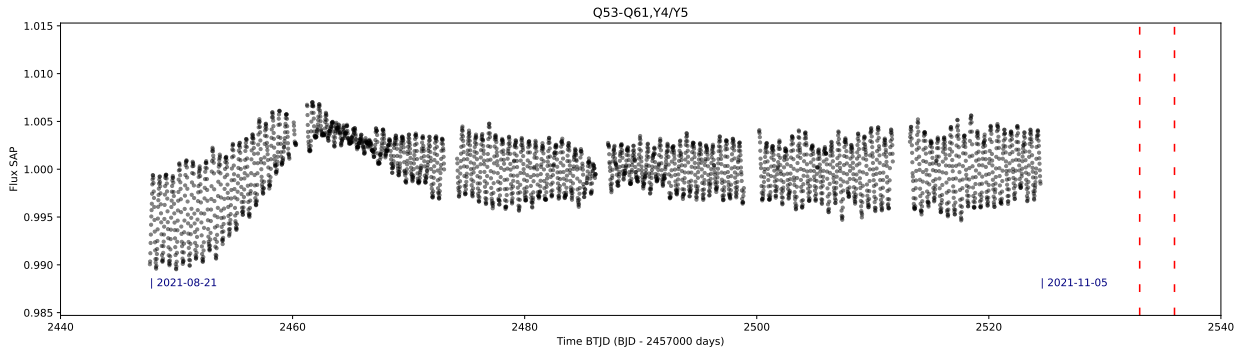
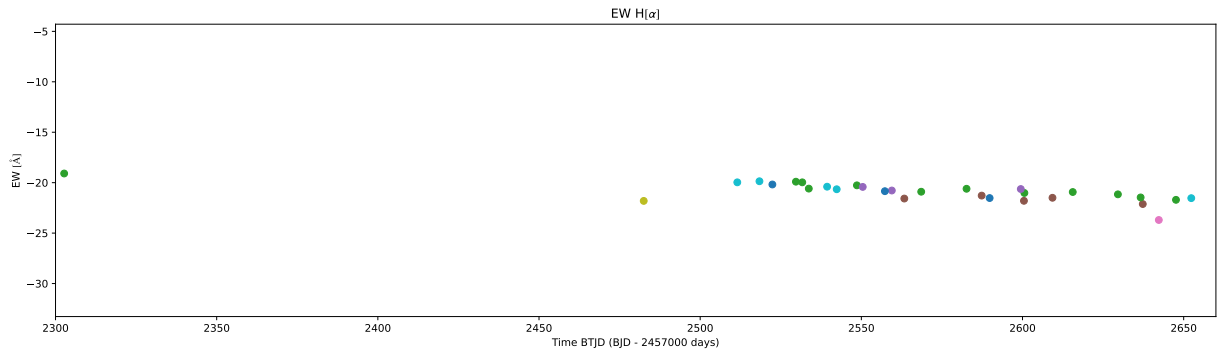
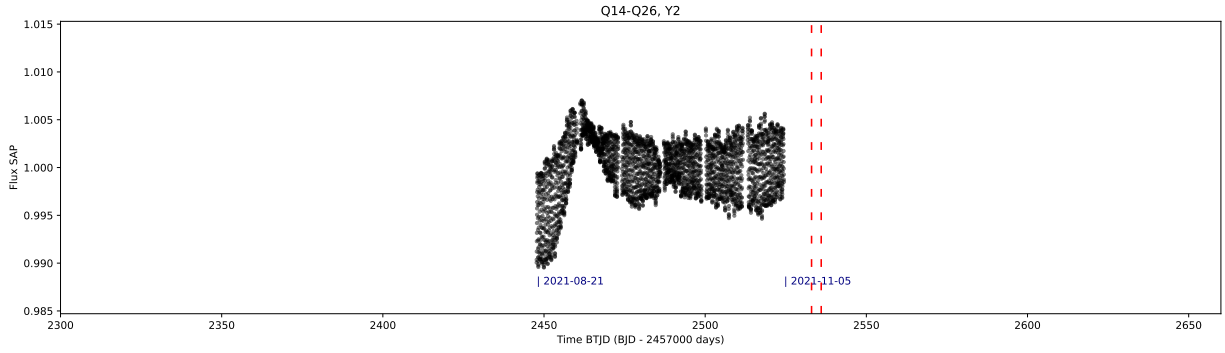
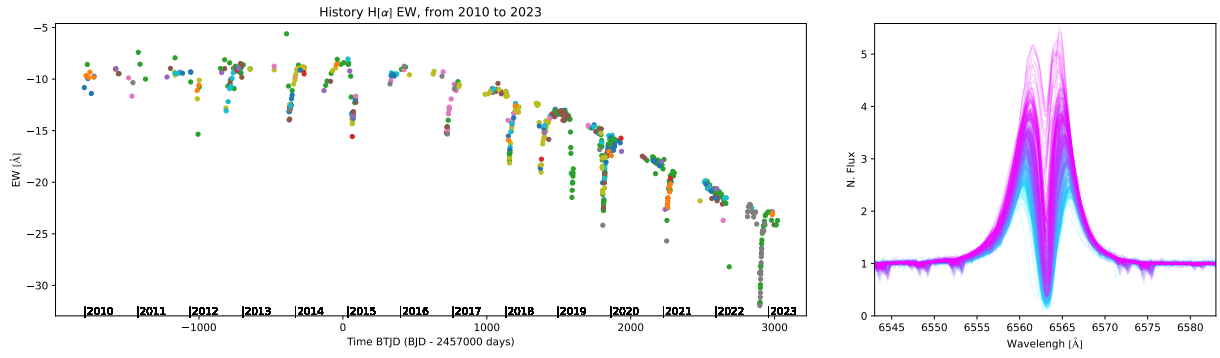
185226837 HD206773



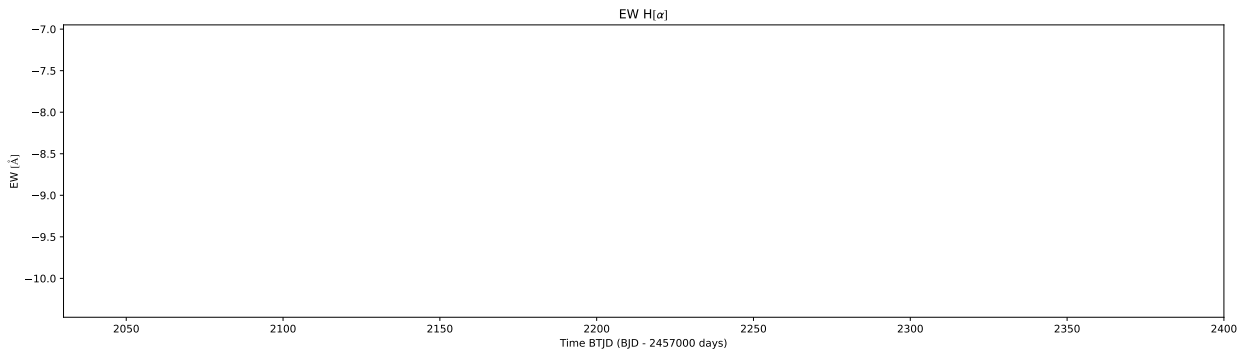
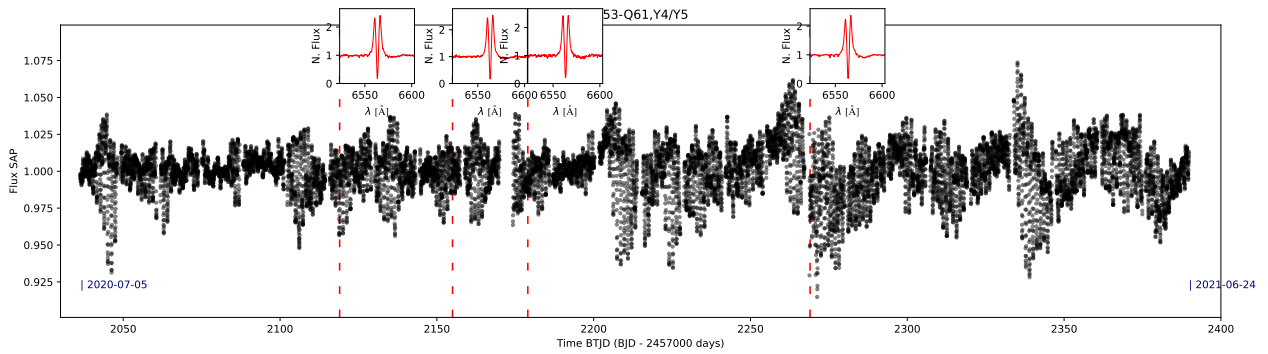
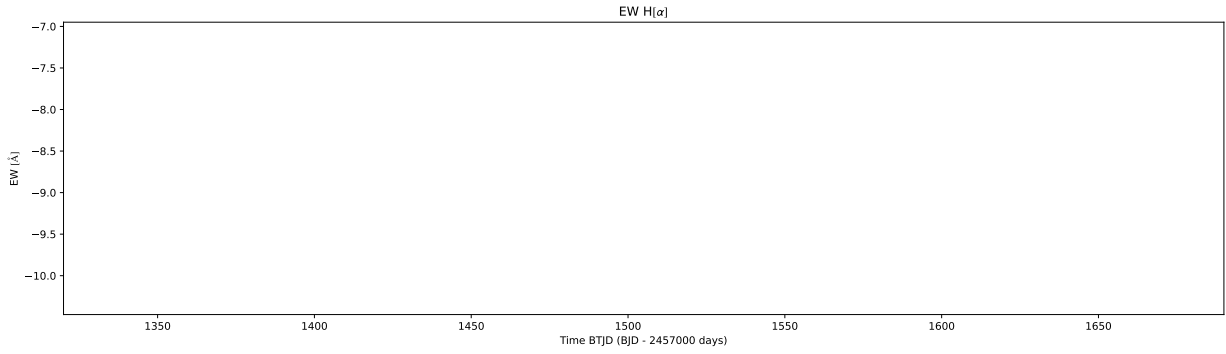
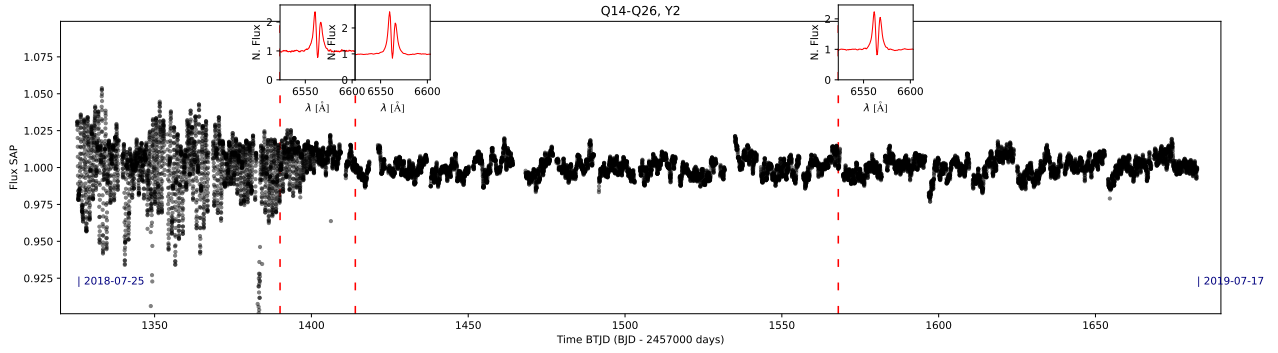
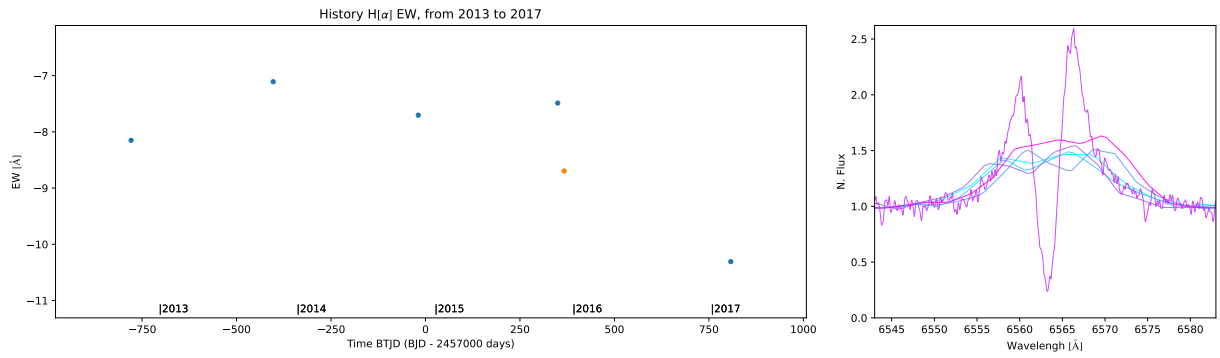
294355648 f01Ori



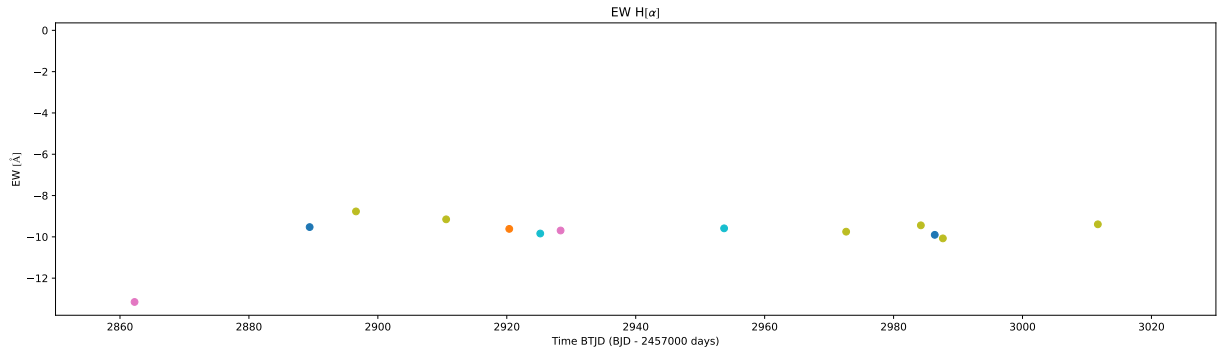
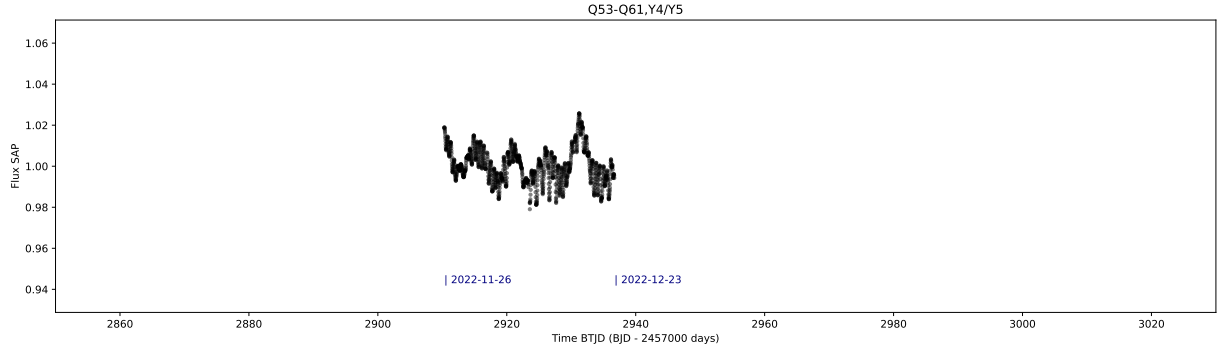
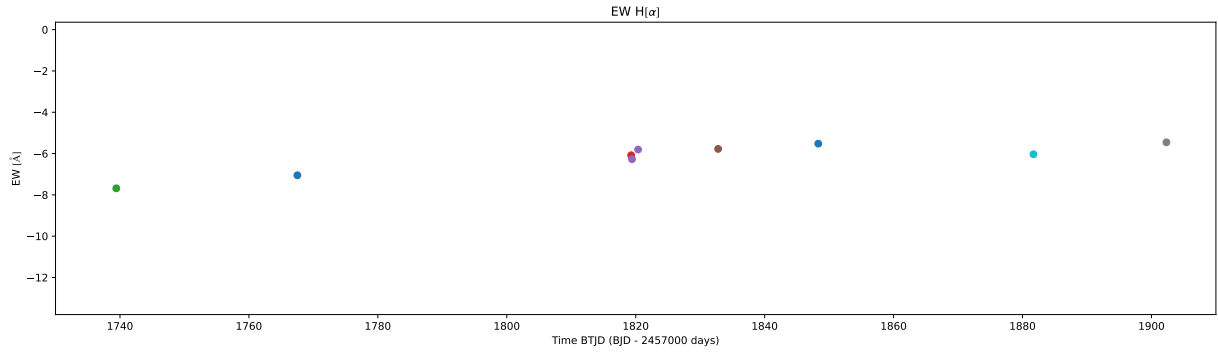
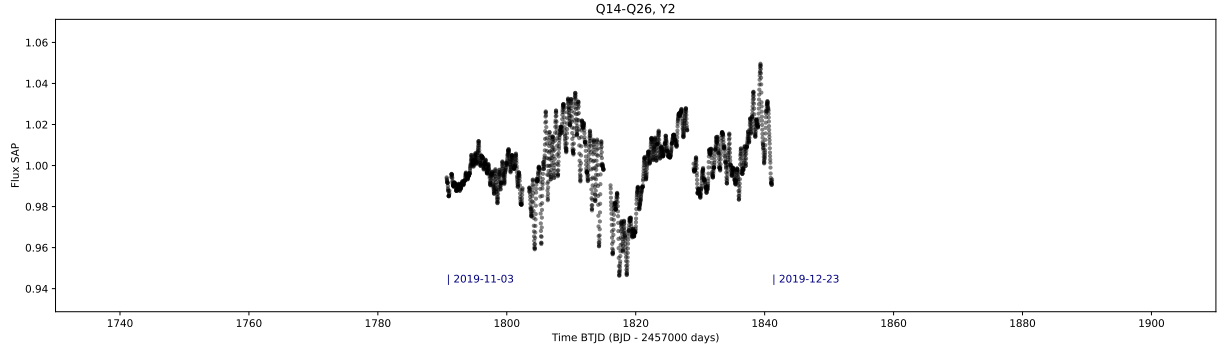
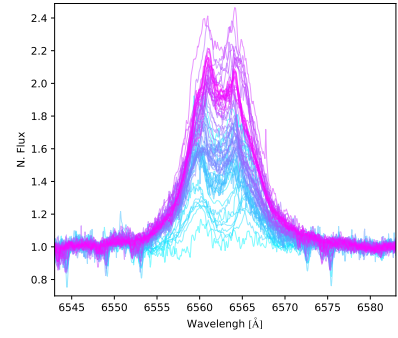
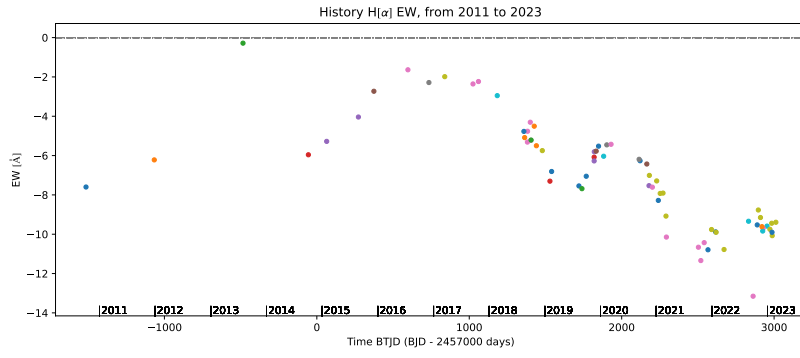
346626171 Pleione



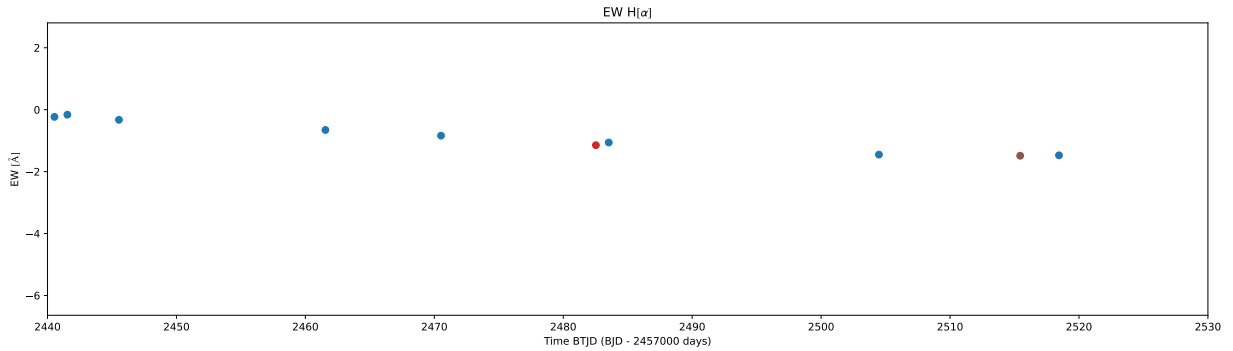
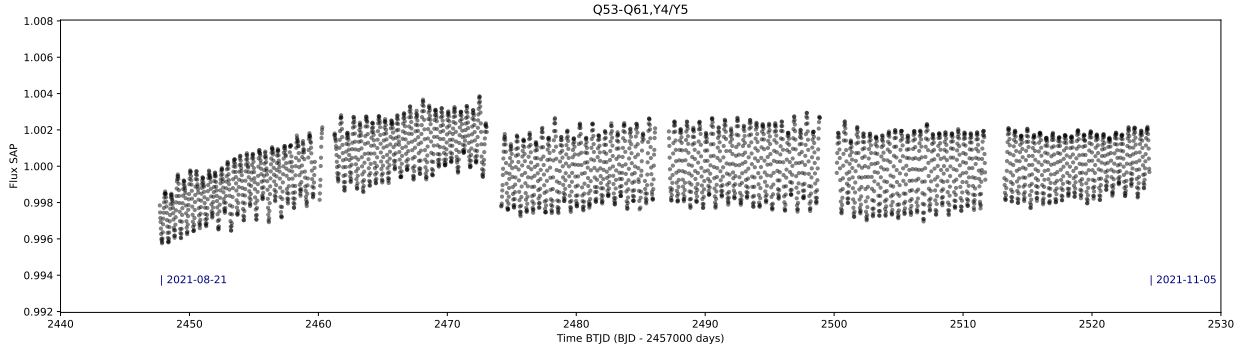
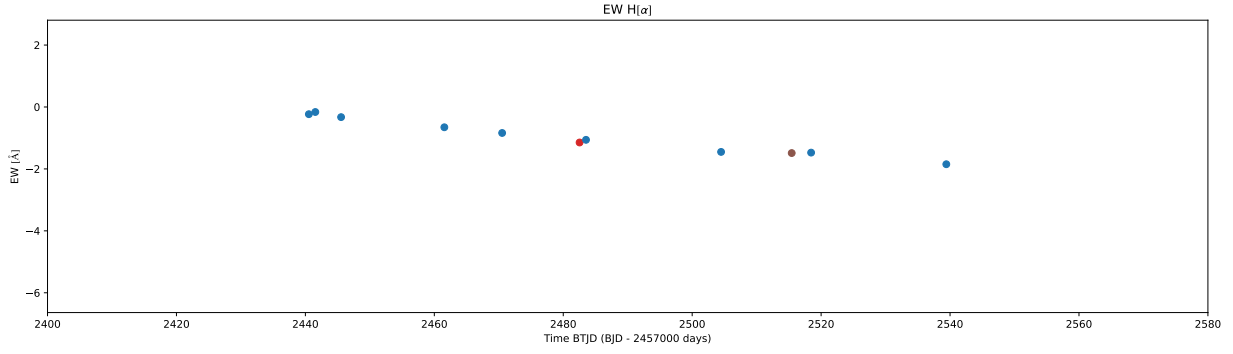
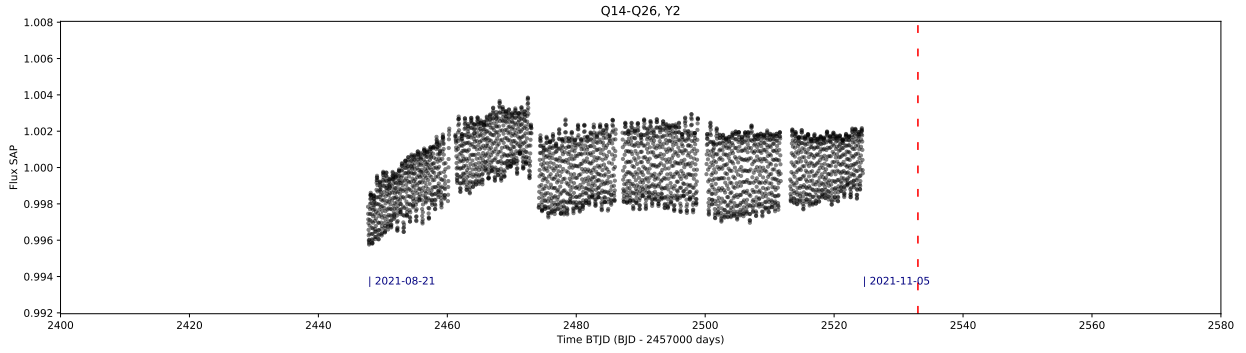
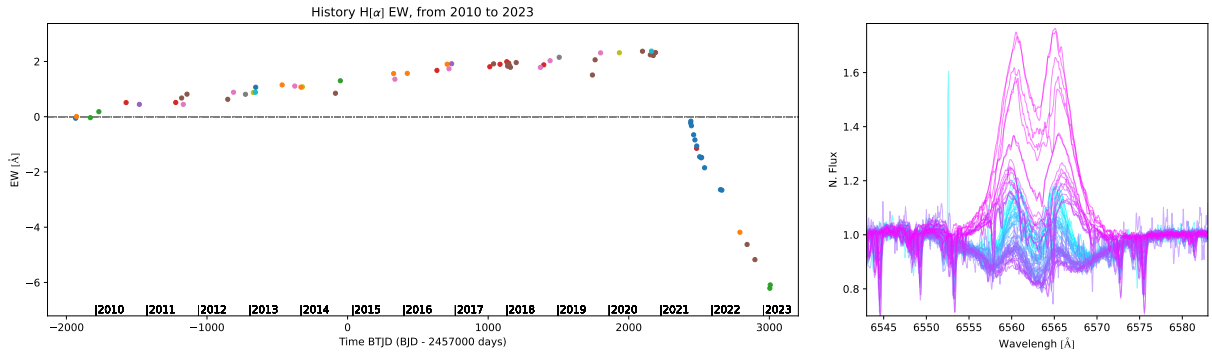
55295028 HD33599



355821272 HD22298

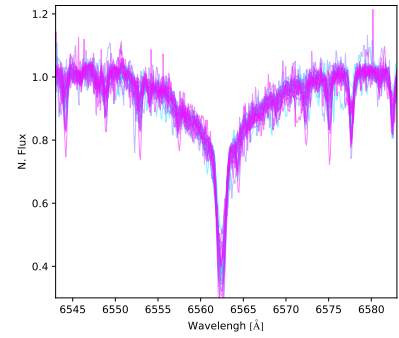
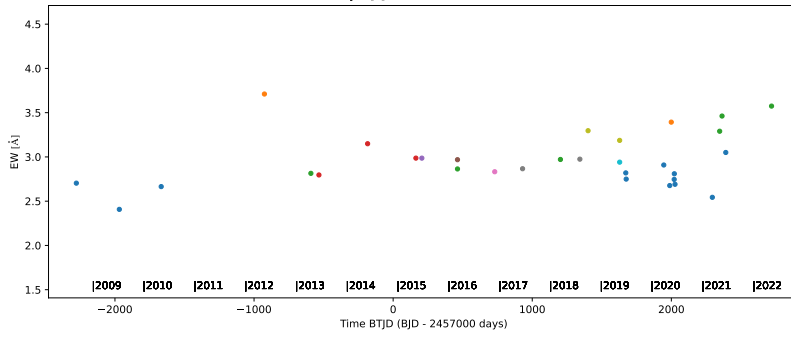


61139113 23Tau

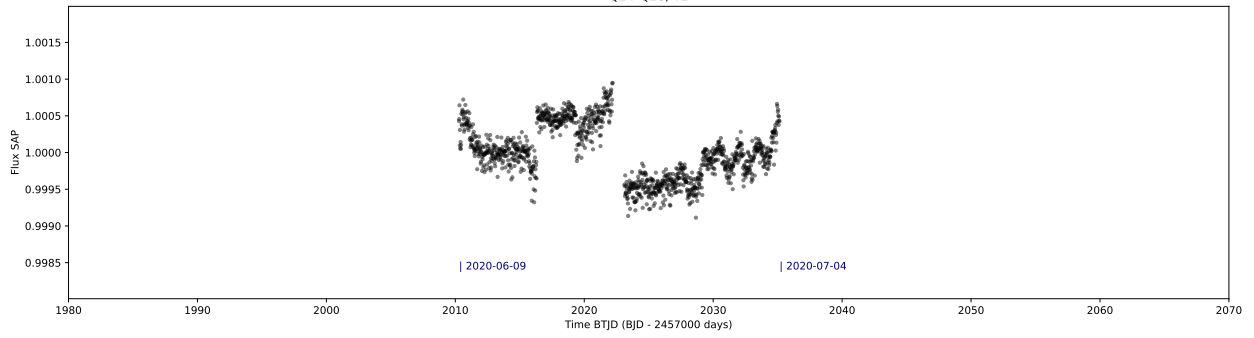


425704973 HD174179

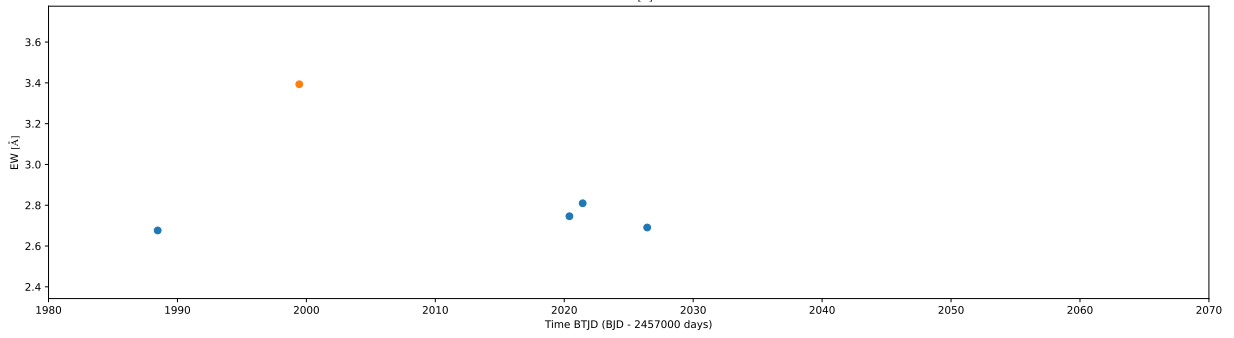
History H α EW, from 2009 to 2022



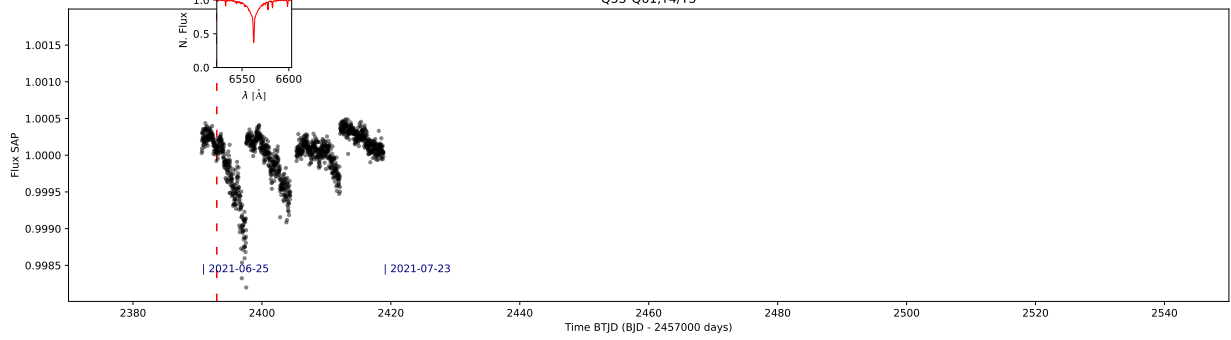
Q14-Q26, Y2



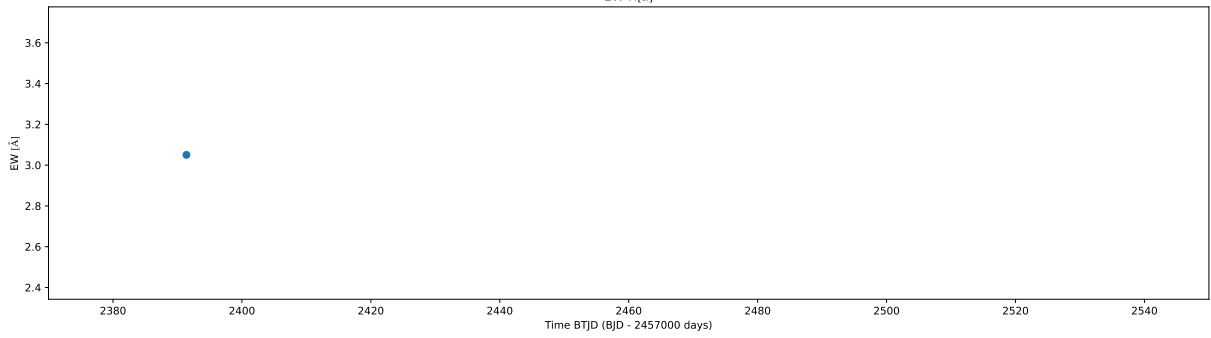
EW H α



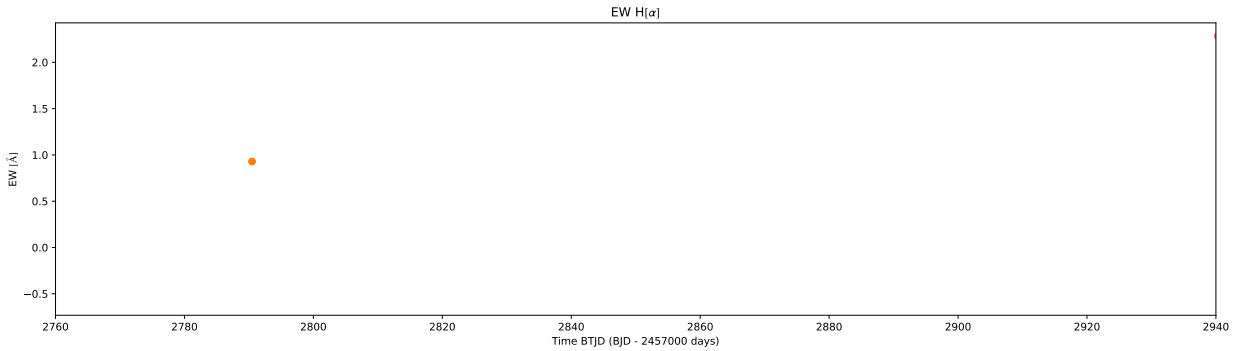
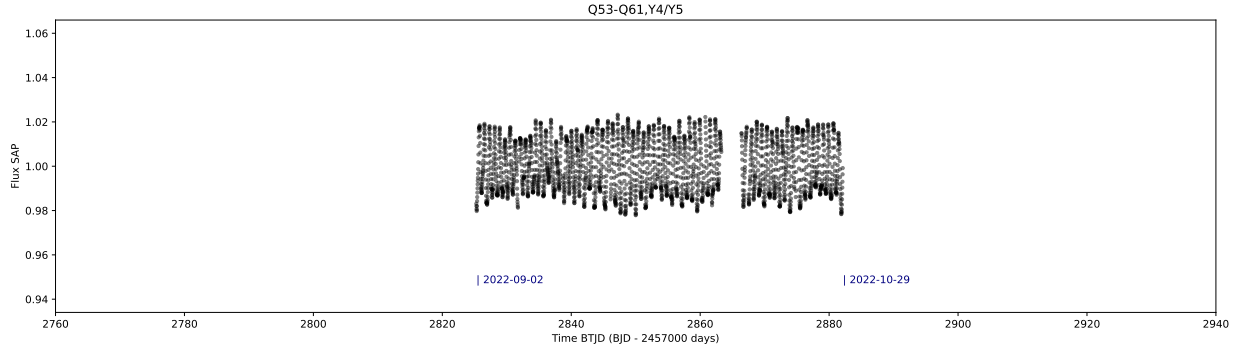
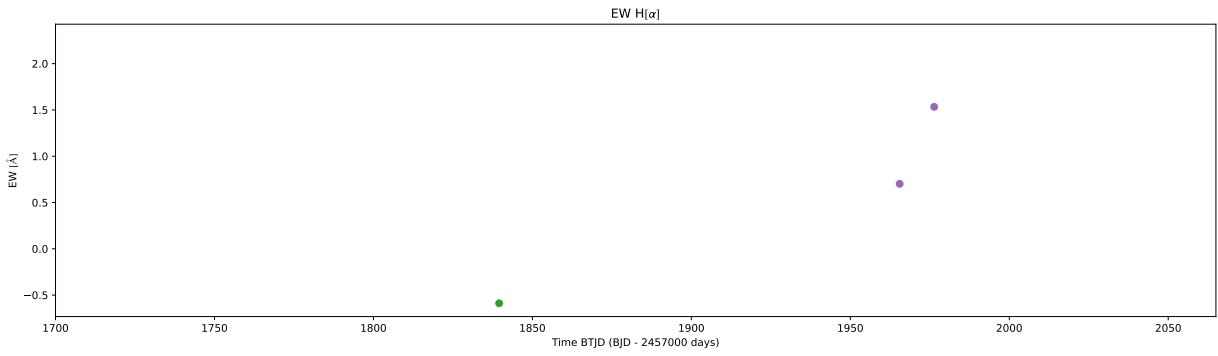
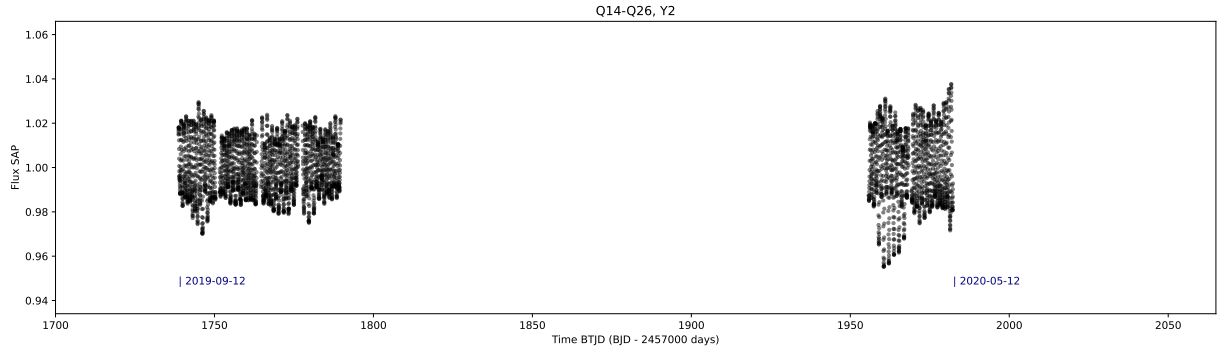
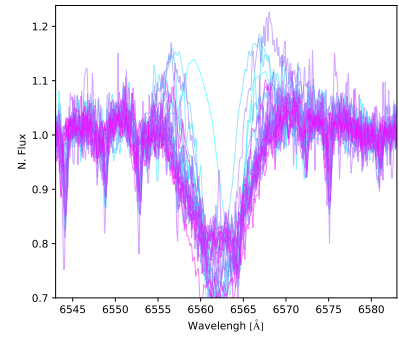
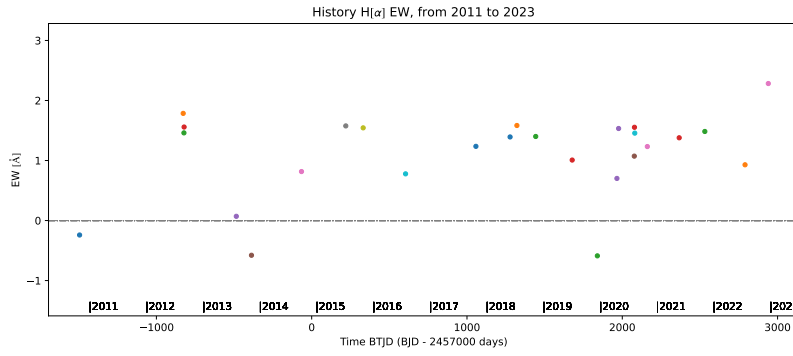
Q53-Q61, Y4/Y5



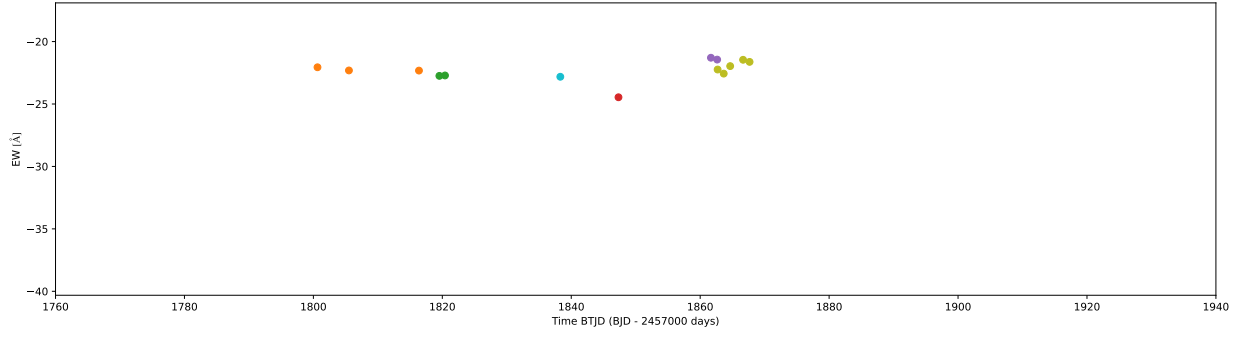
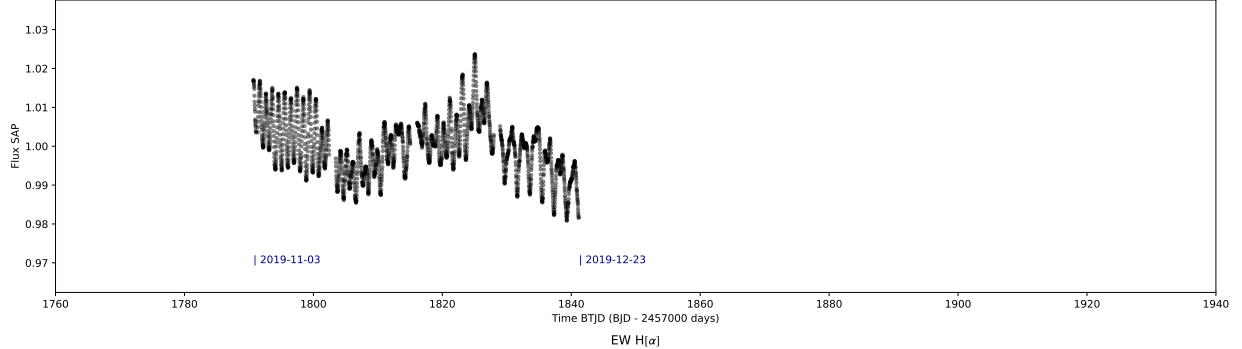
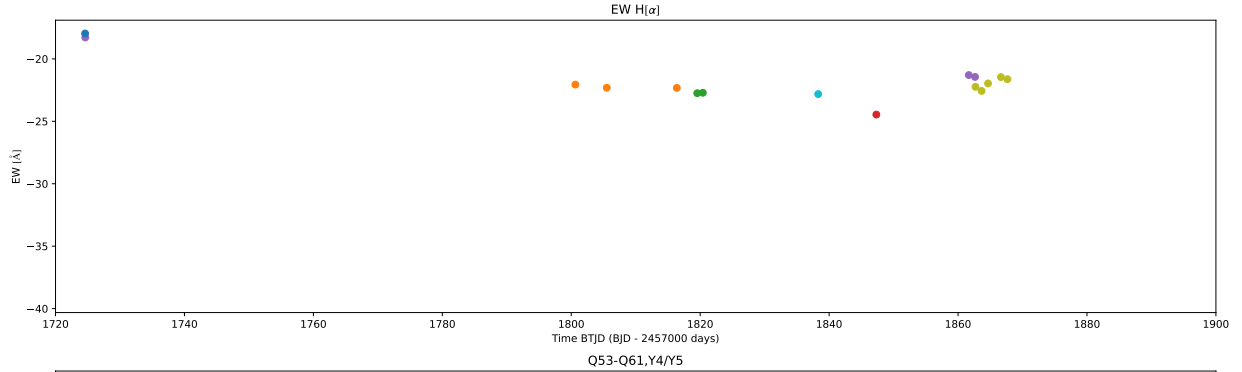
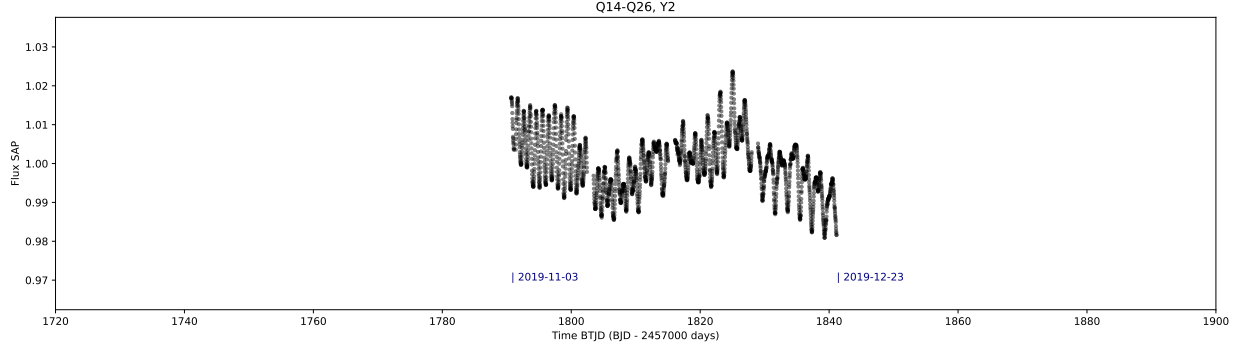
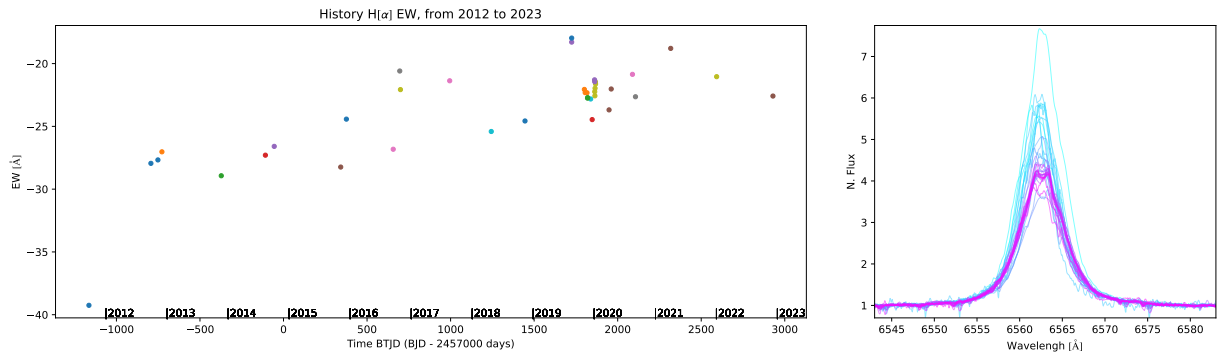
EW H α



412638243 HD209145

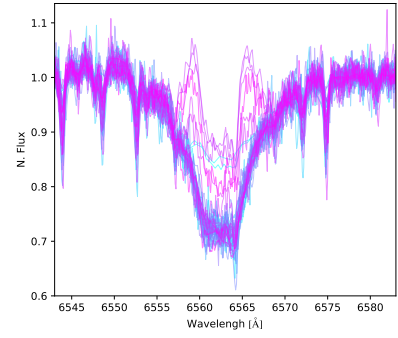
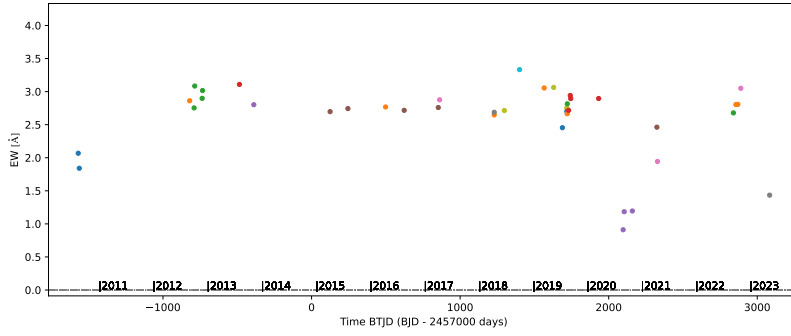


81682067 omi_Aqr

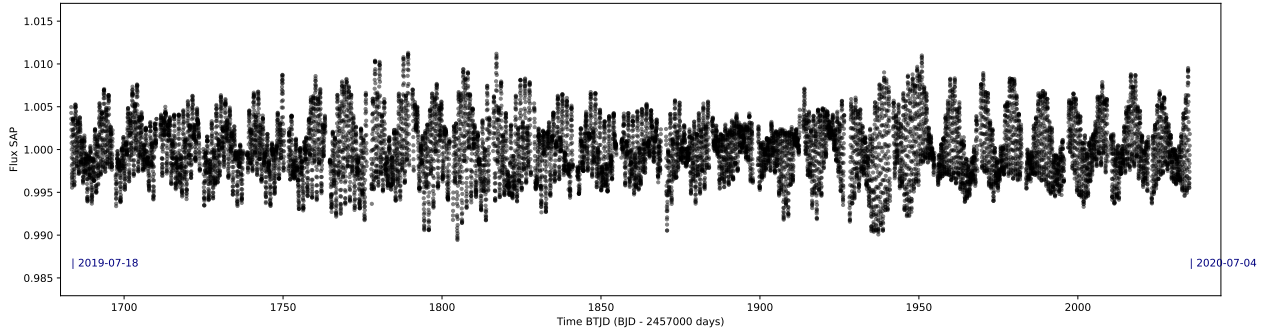


233613741 HD175863

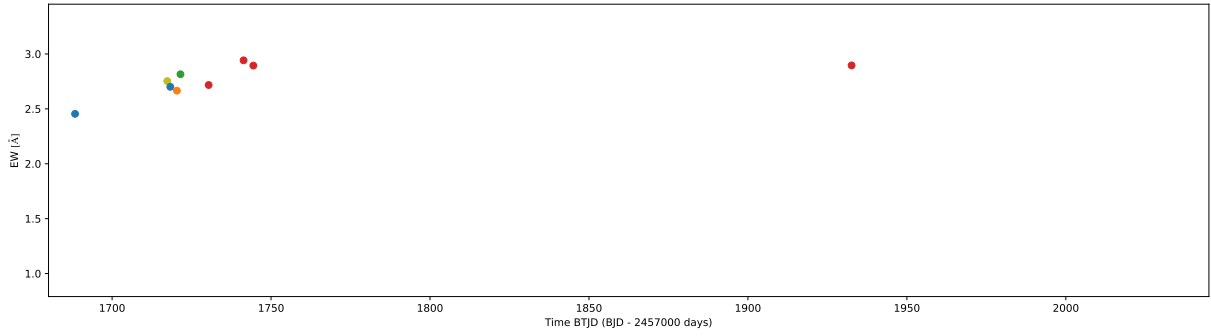
History H α EW, from 2011 to 2023



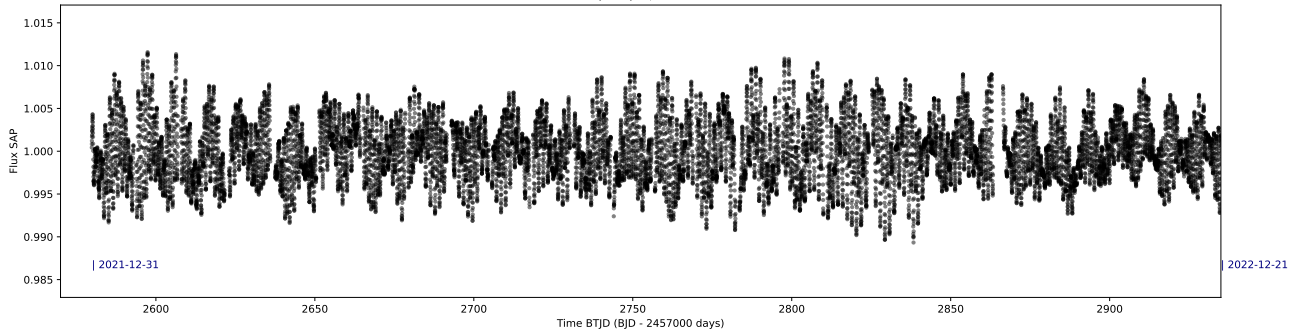
Q14-Q26, Y2



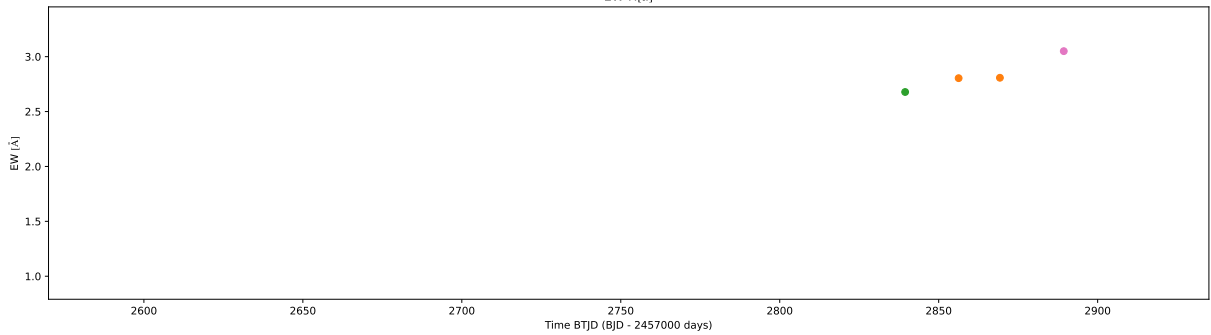
EW H α



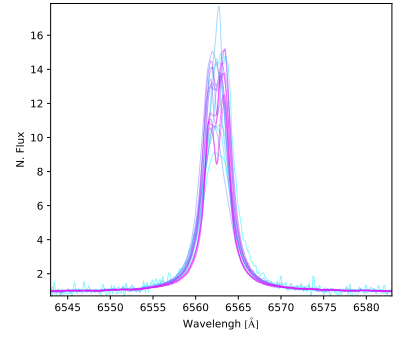
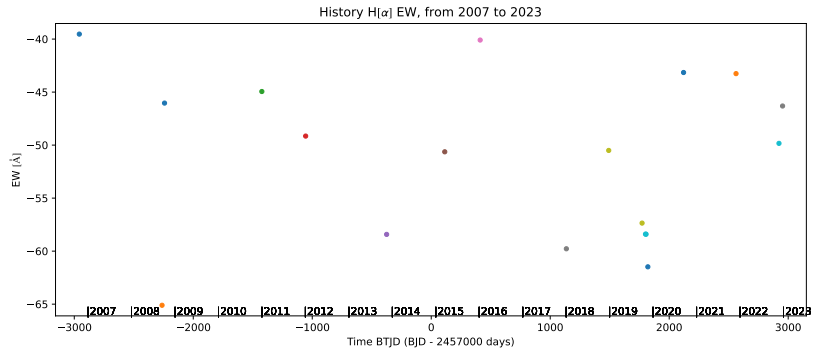
Q53-Q61, Y4/Y5



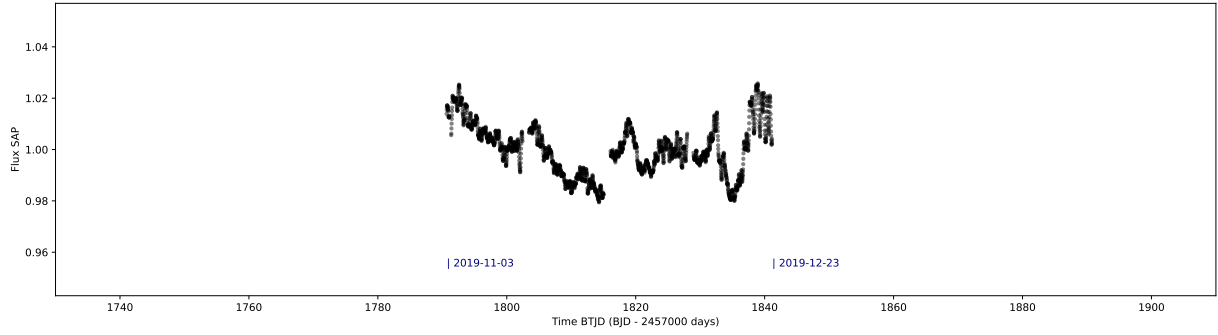
EW H α



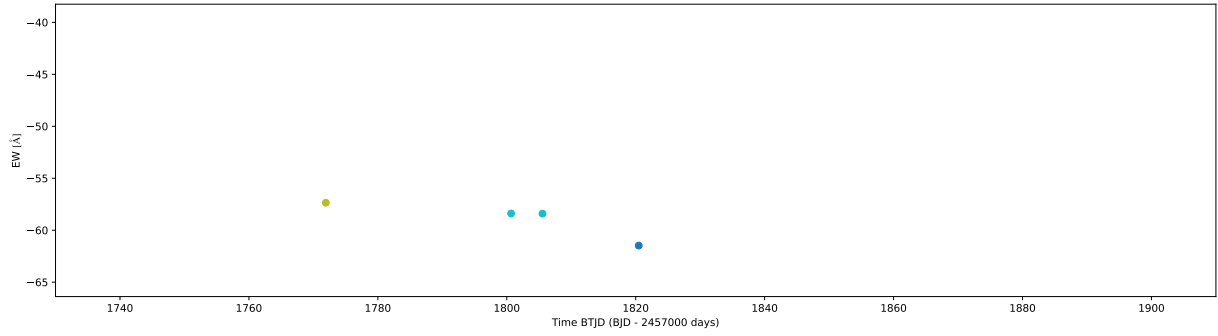
390896668_V_CR_Cam



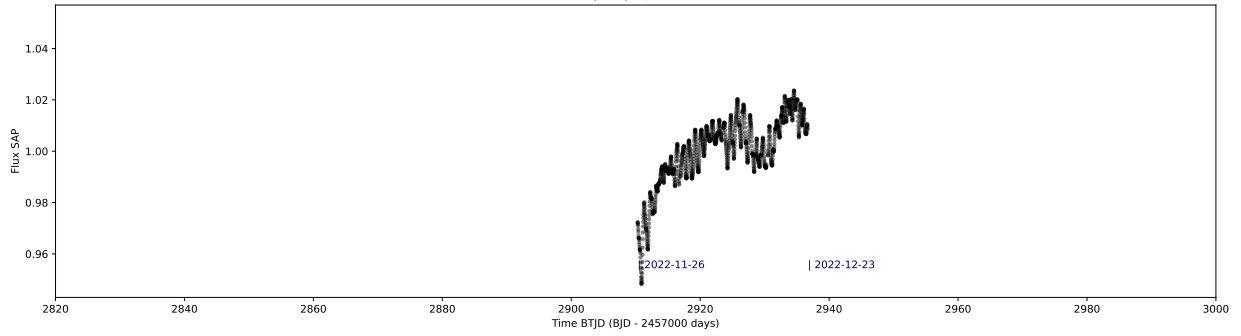
Q14-Q26, Y2



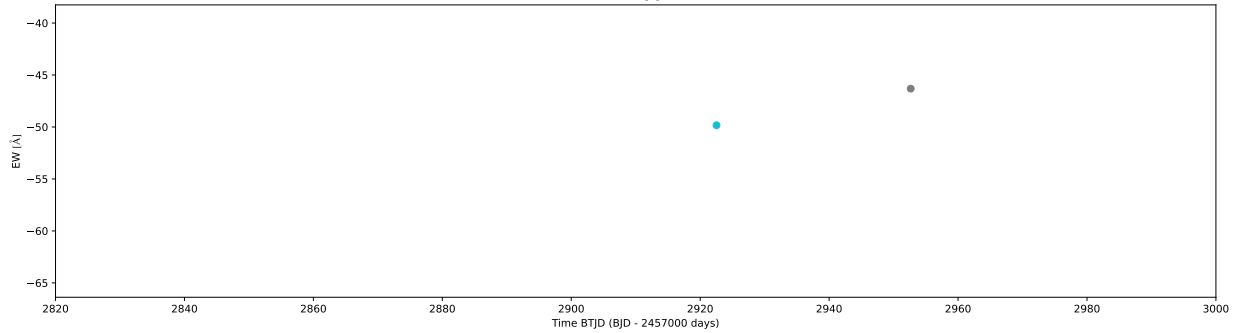
EW H α



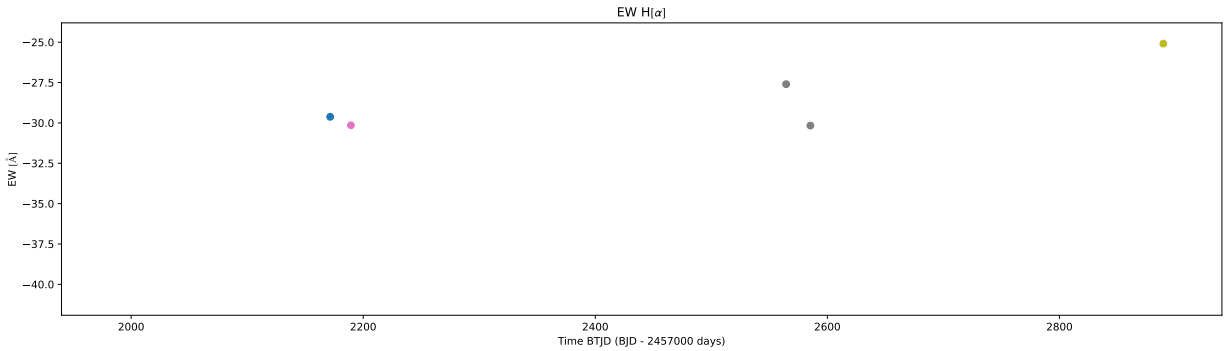
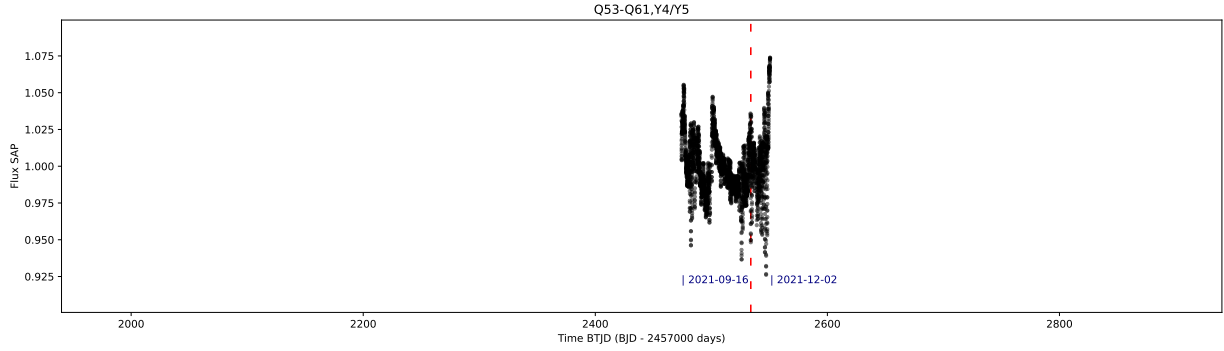
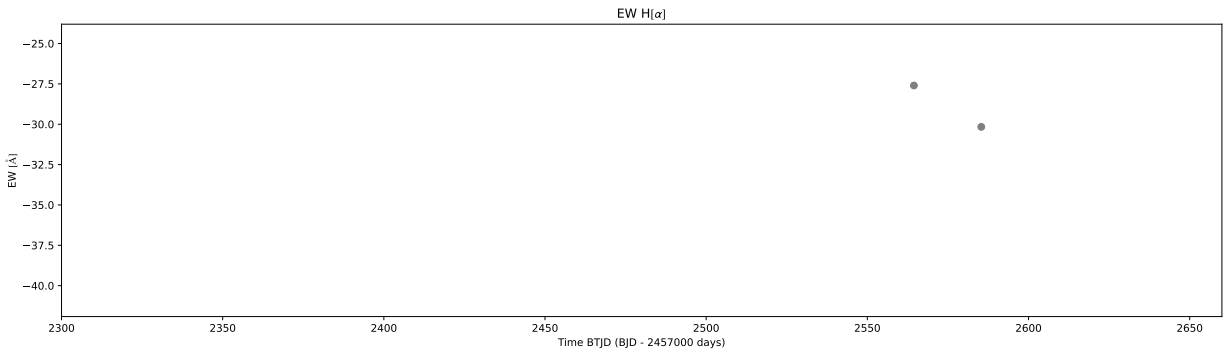
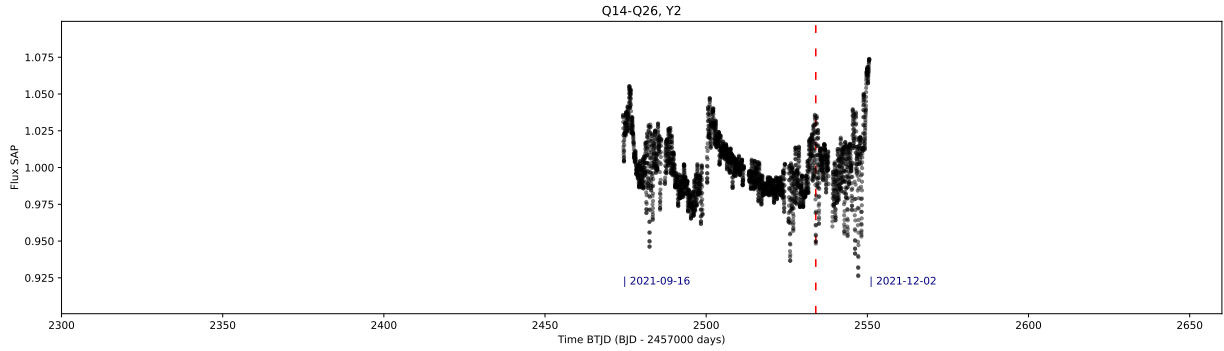
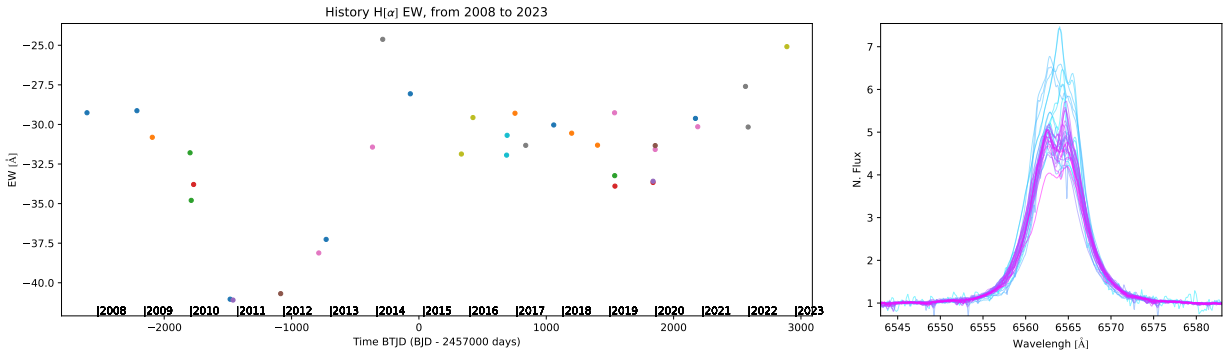
Q53-Q61, Y4/Y5



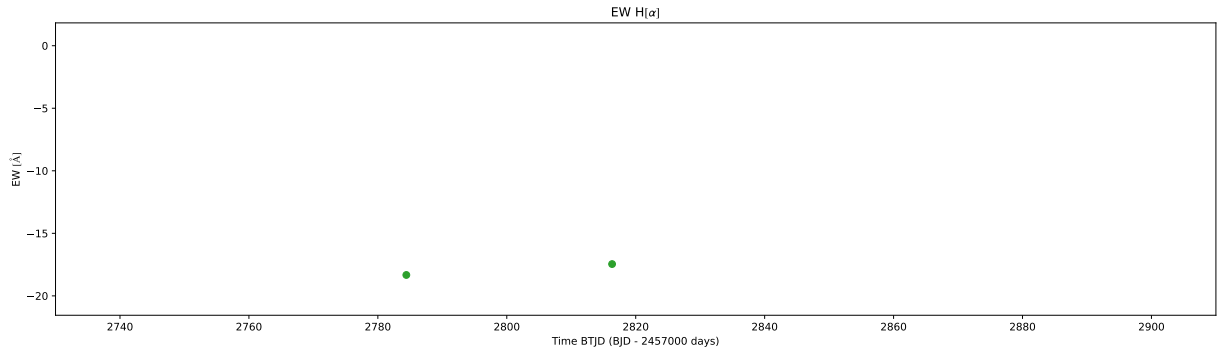
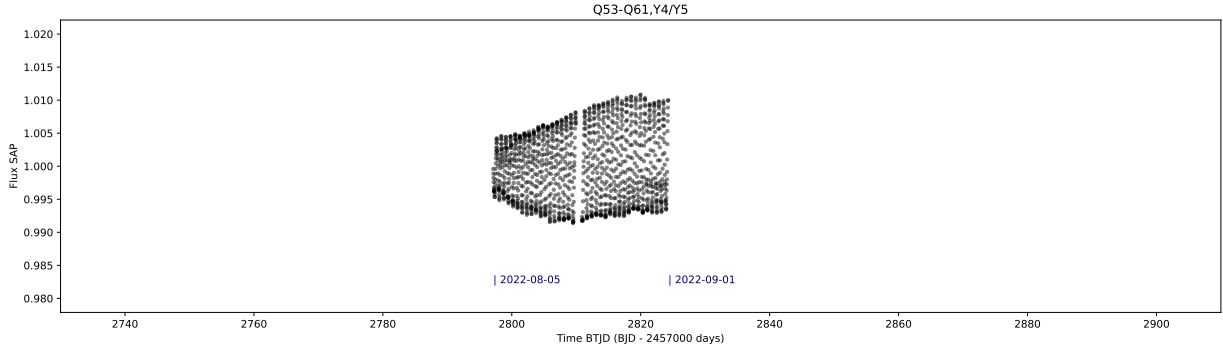
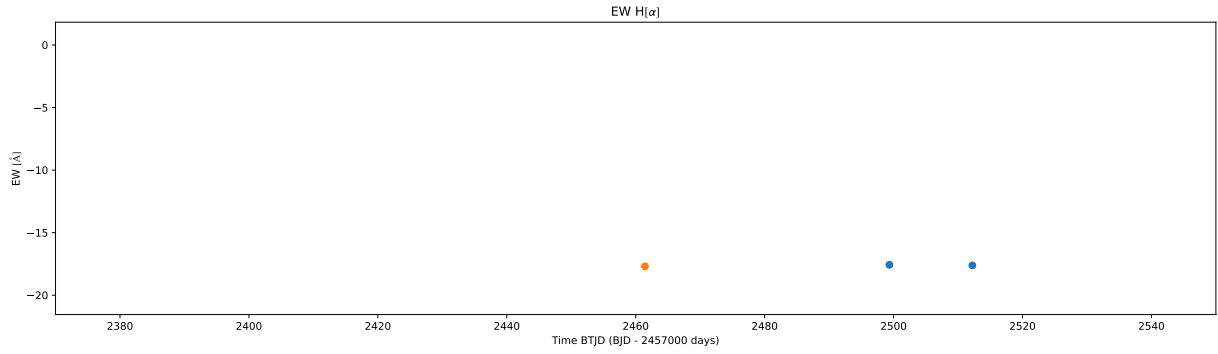
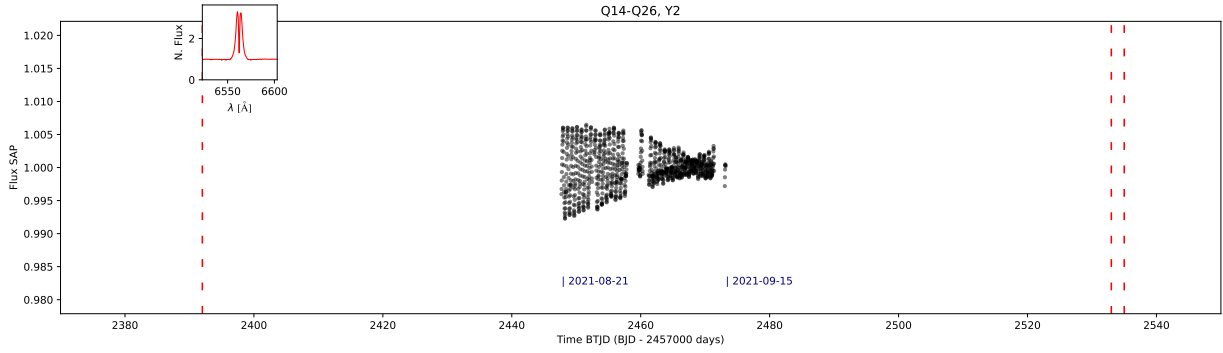
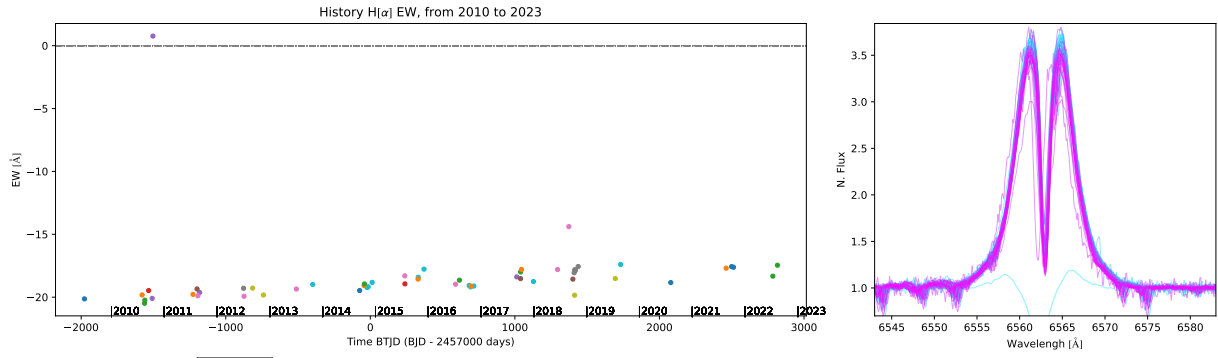
EW H α



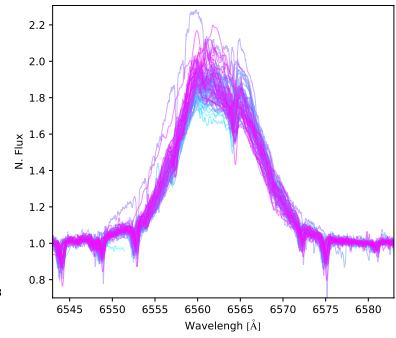
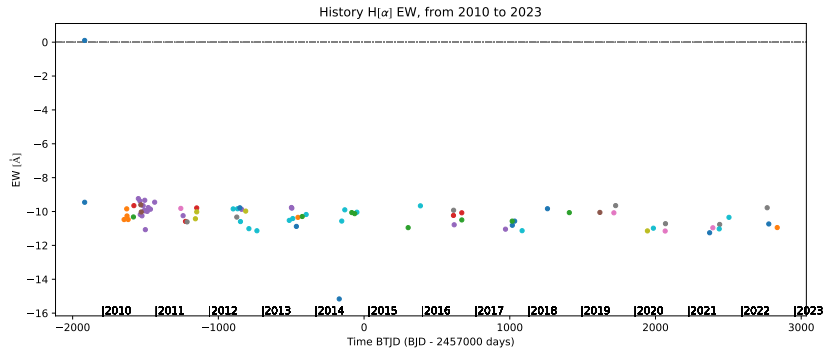
437790952 120tau



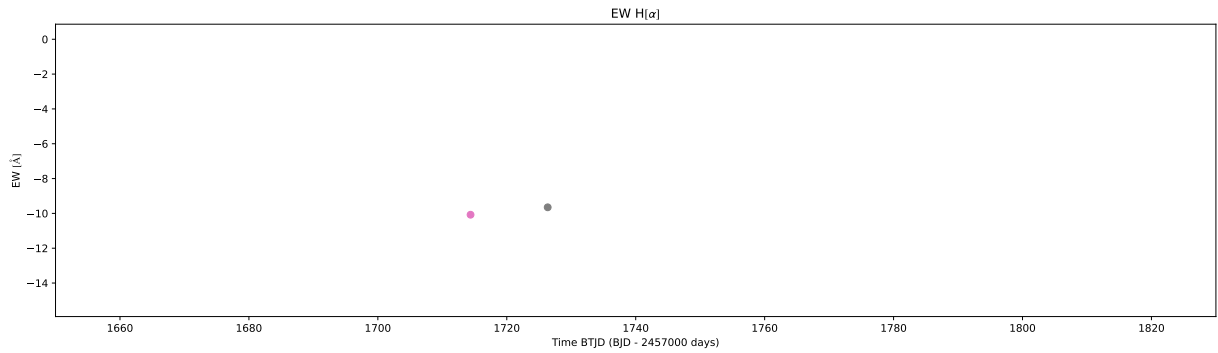
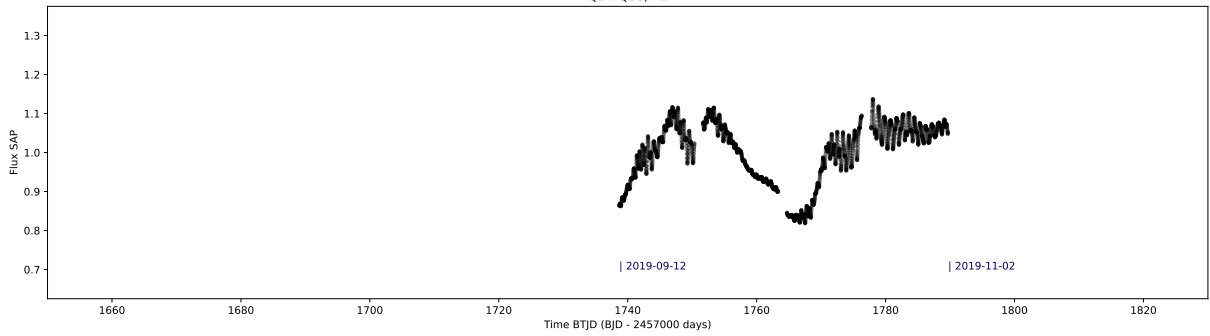
317958778 omi_Aqr



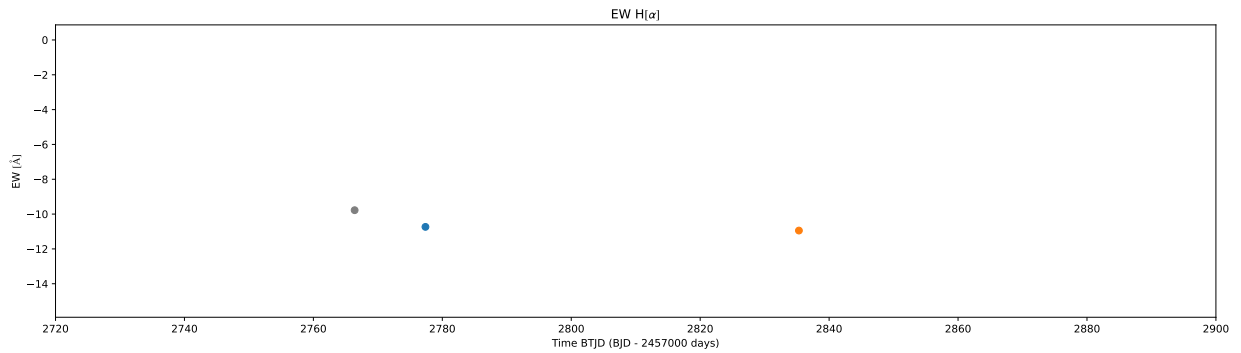
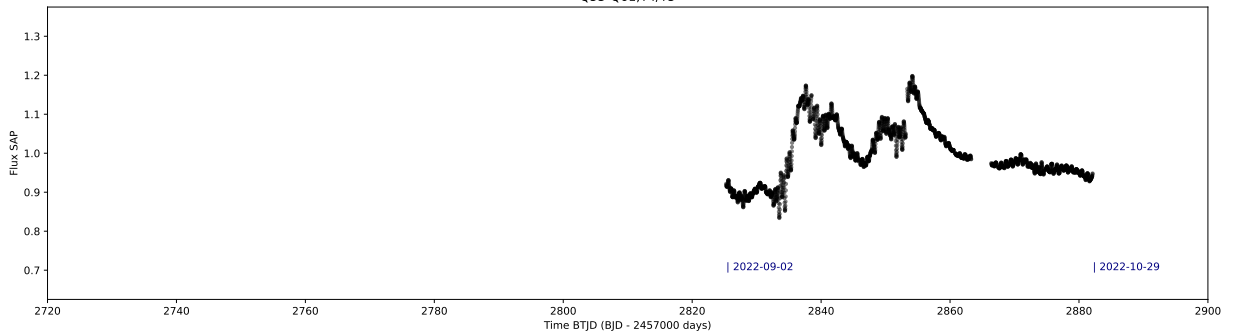
431116093 HD212044



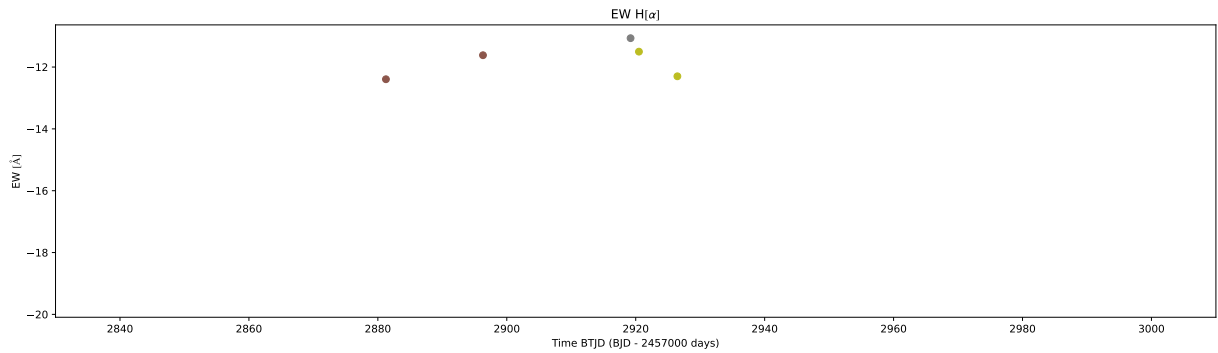
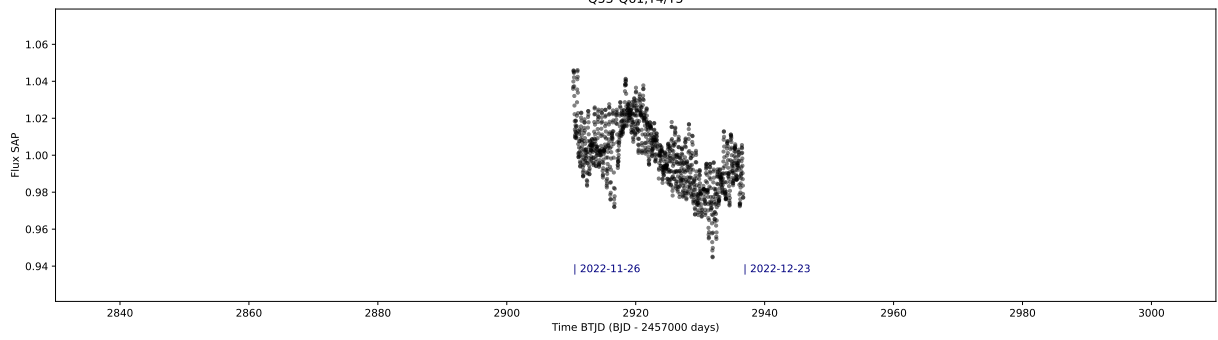
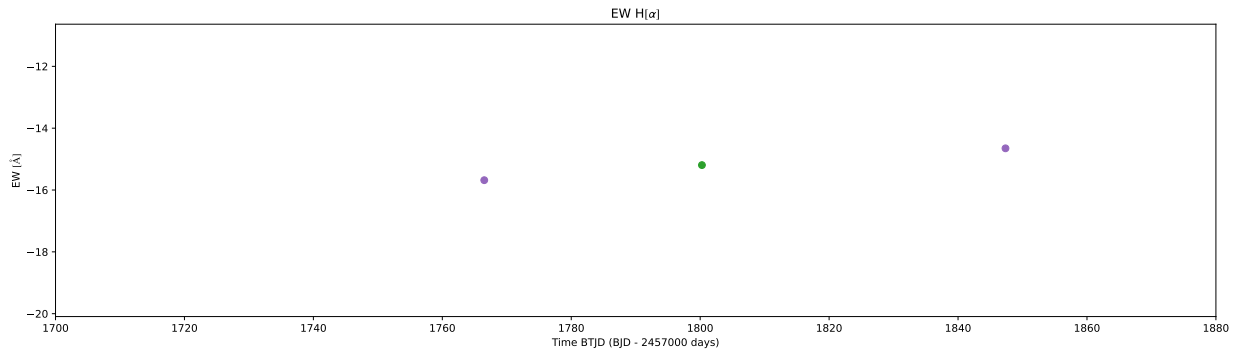
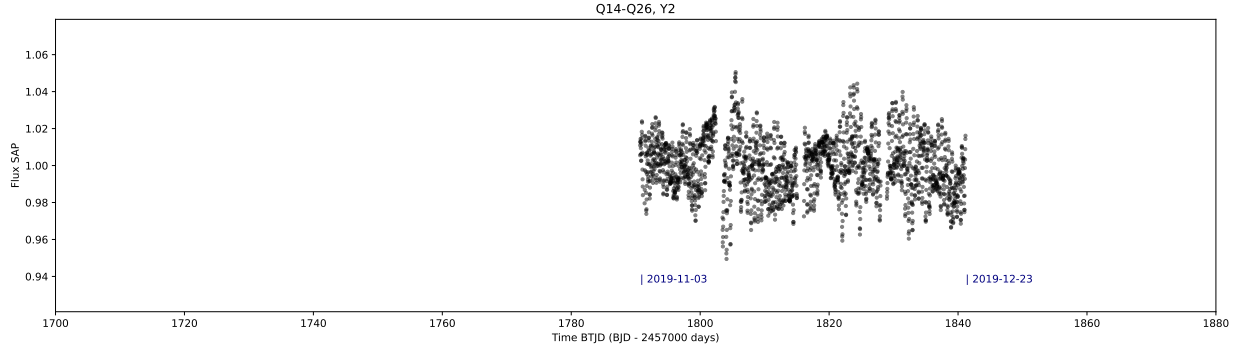
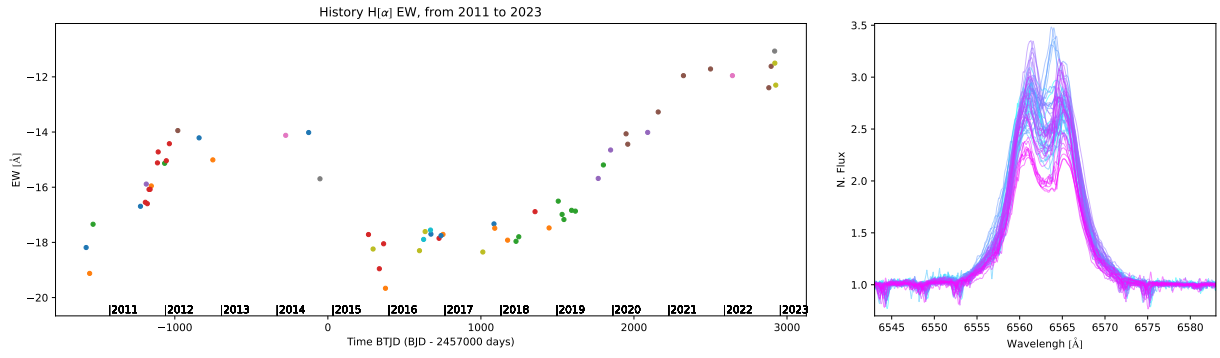
Q14-Q26, Y2



Q53-Q61, Y4/Y5

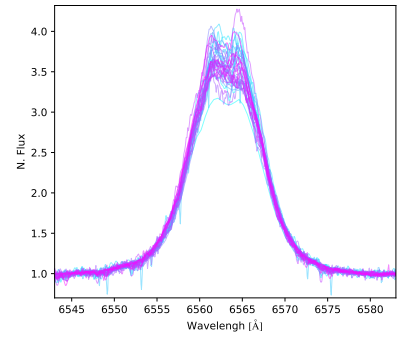
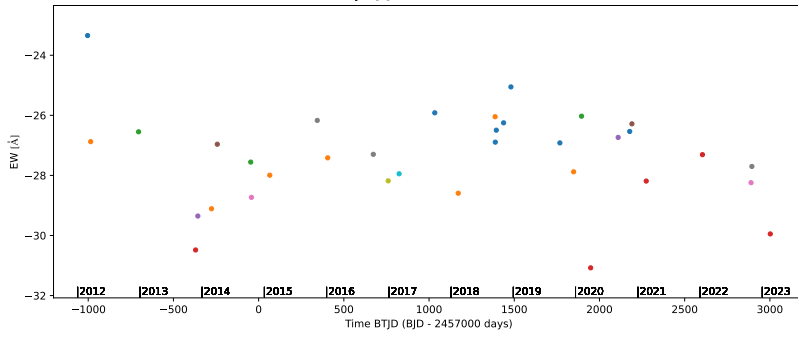


345924714 HD20336

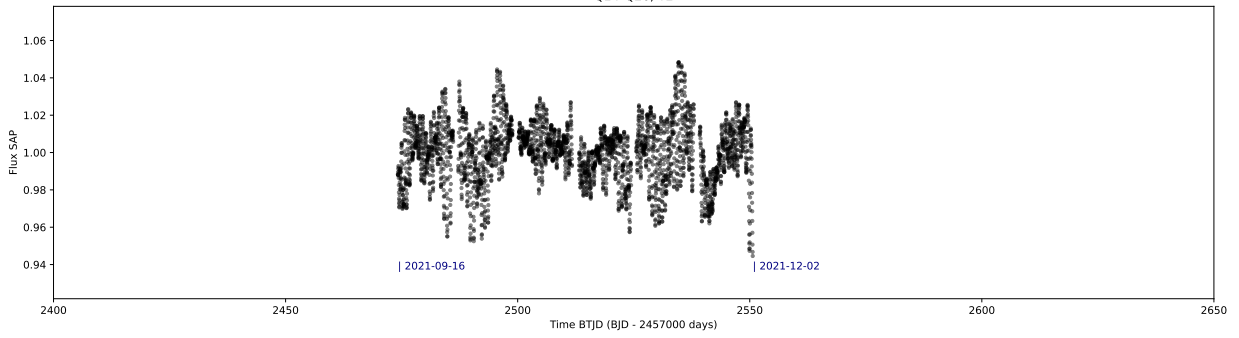


75852151 HD38010

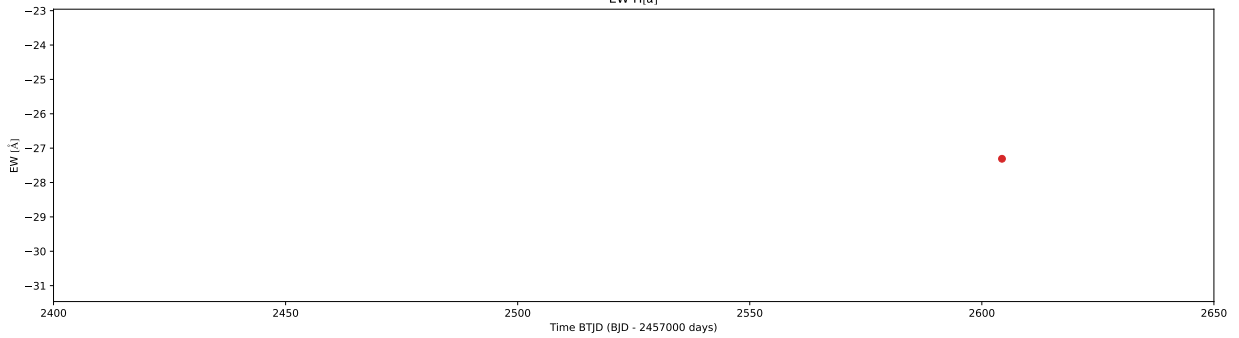
History H α EW, from 2012 to 2023



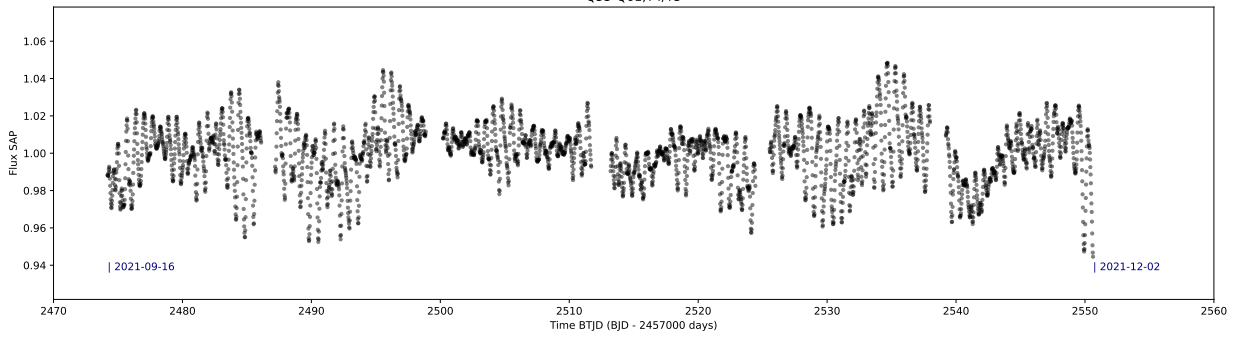
Q14-Q26, Y2



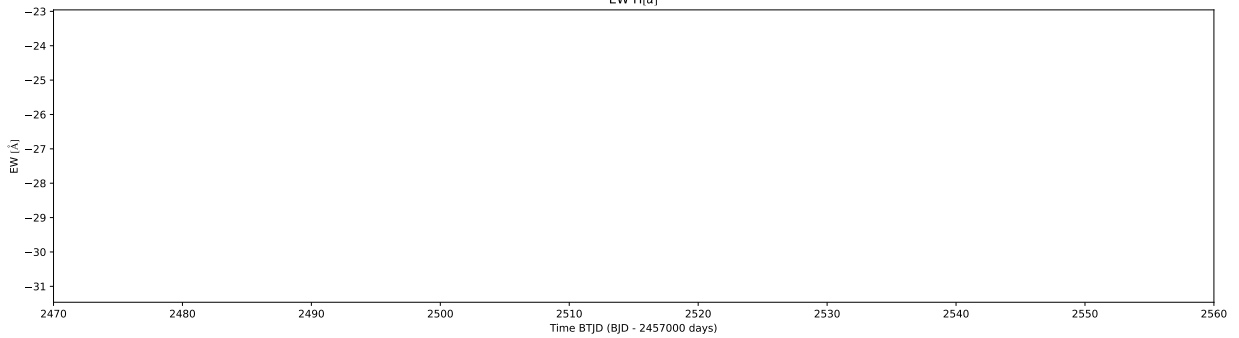
EW H α



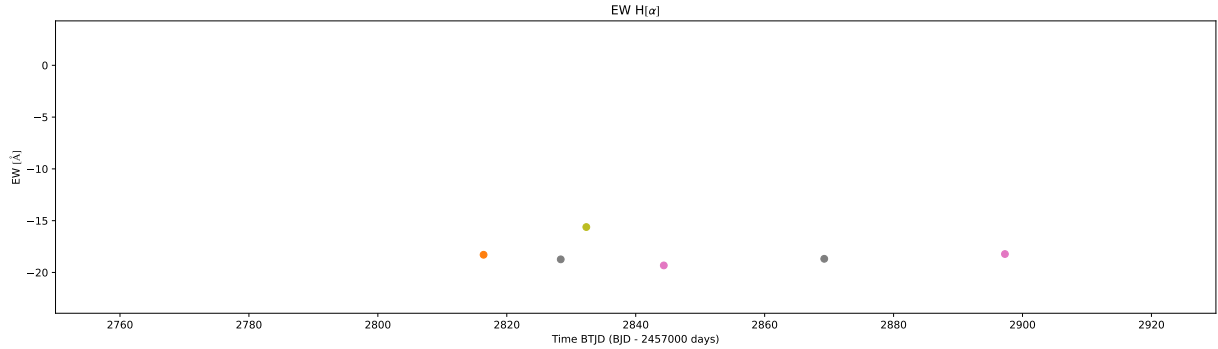
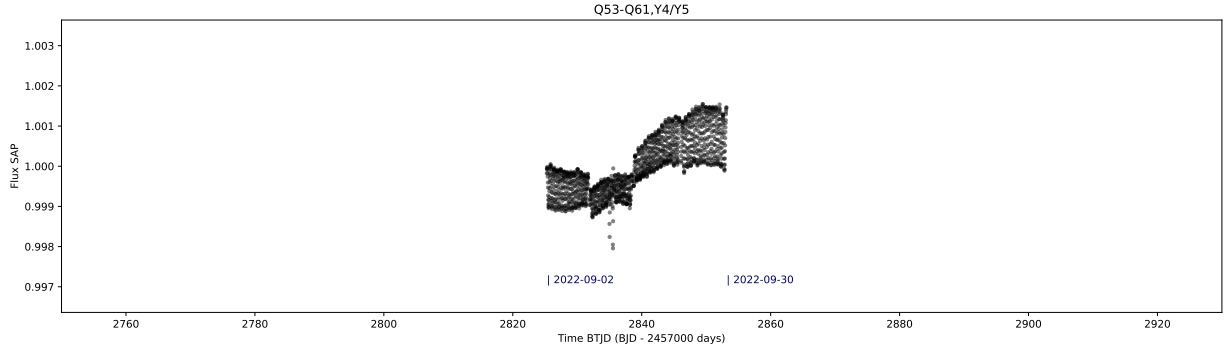
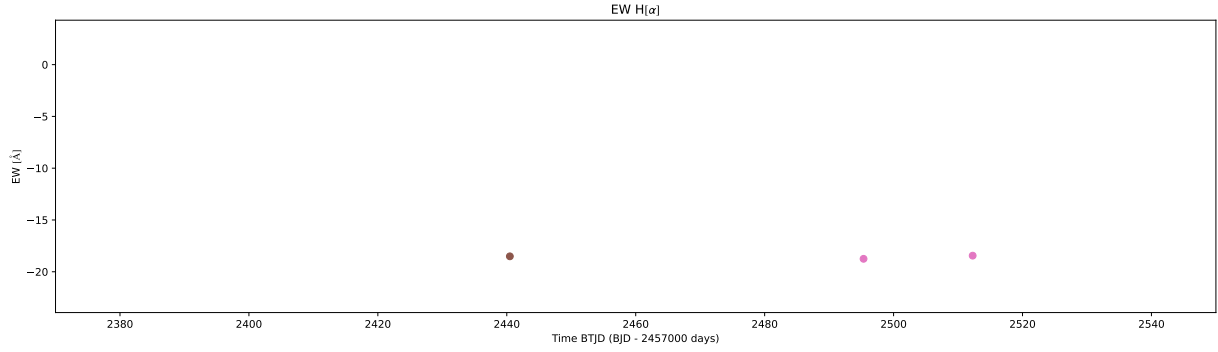
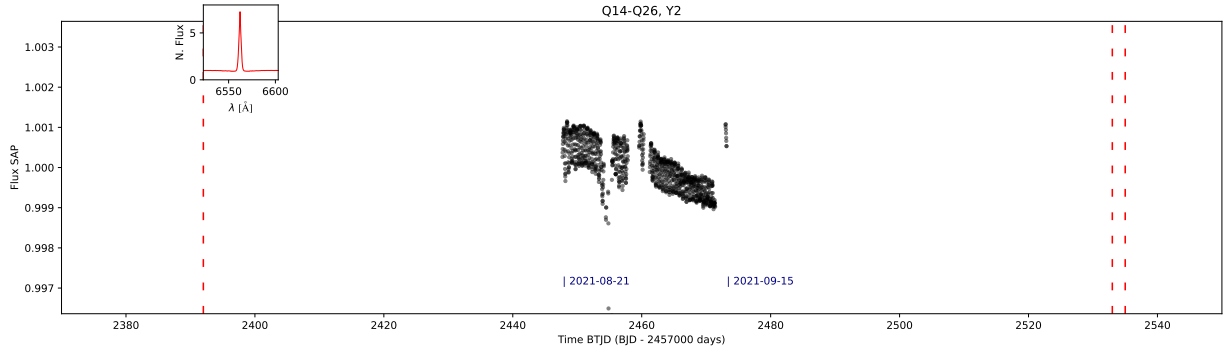
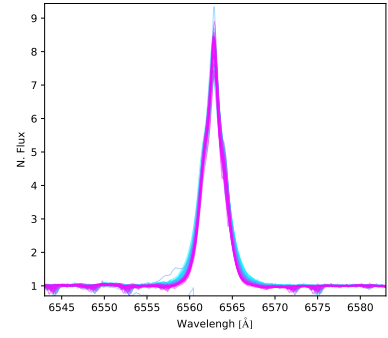
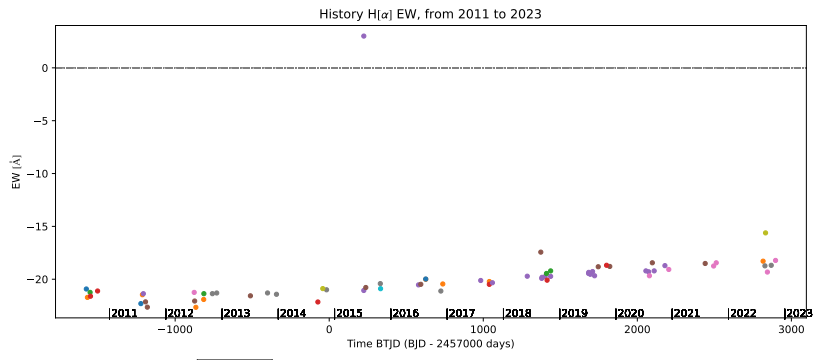
Q53-Q61, Y4/Y5



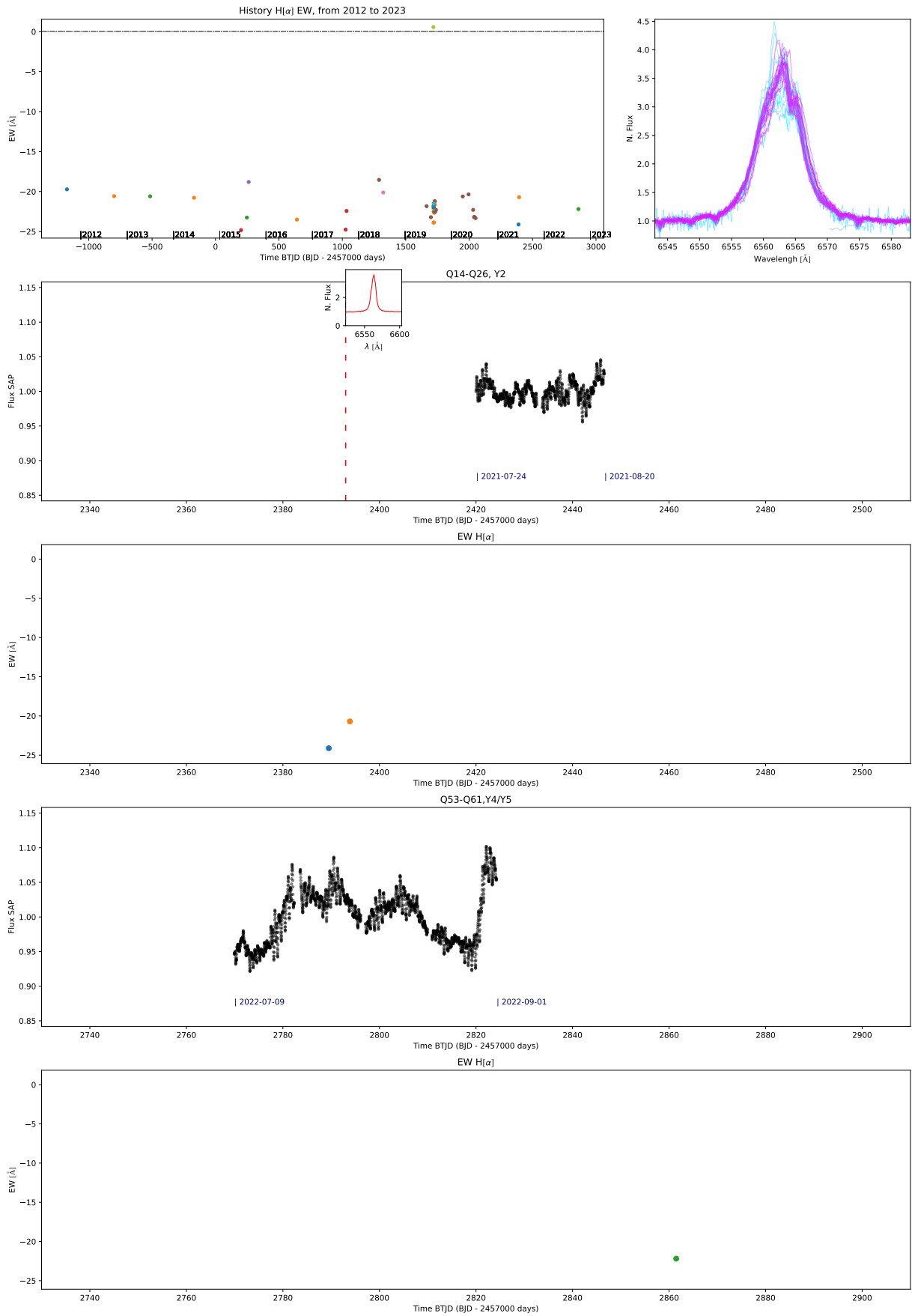
EW H α



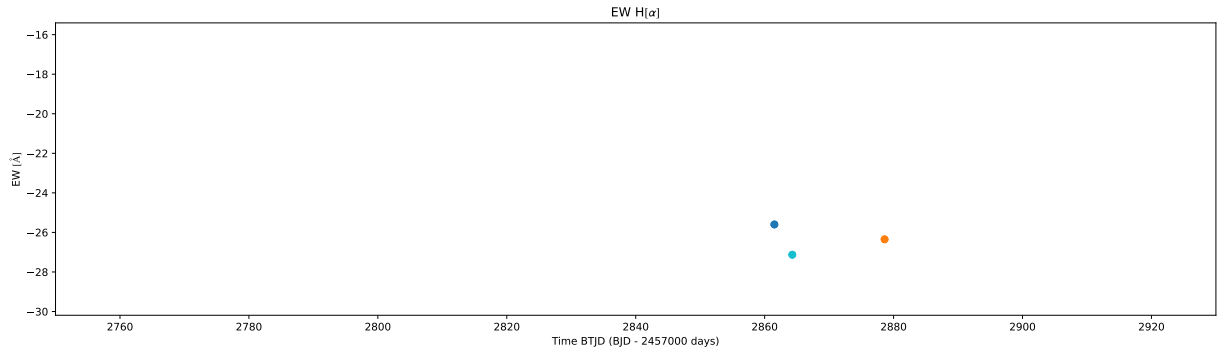
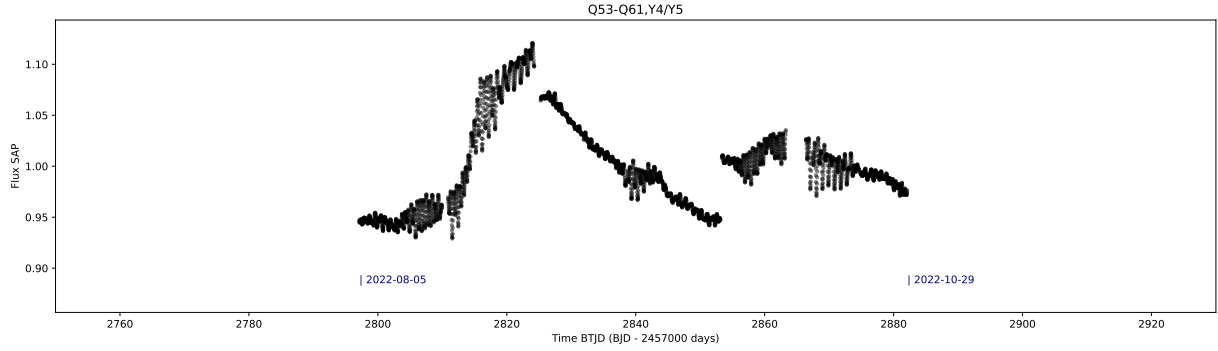
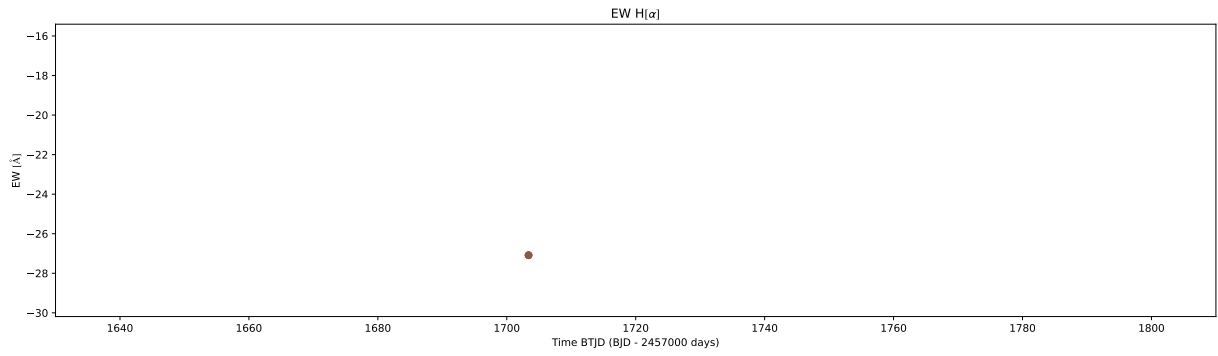
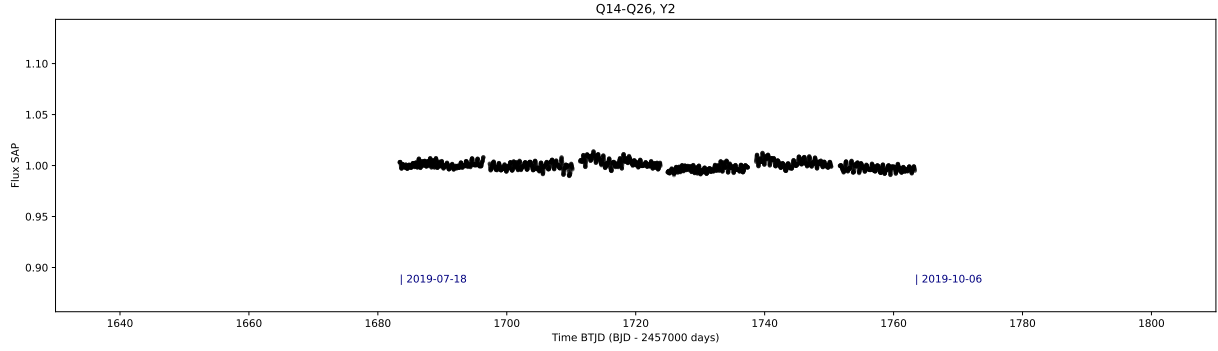
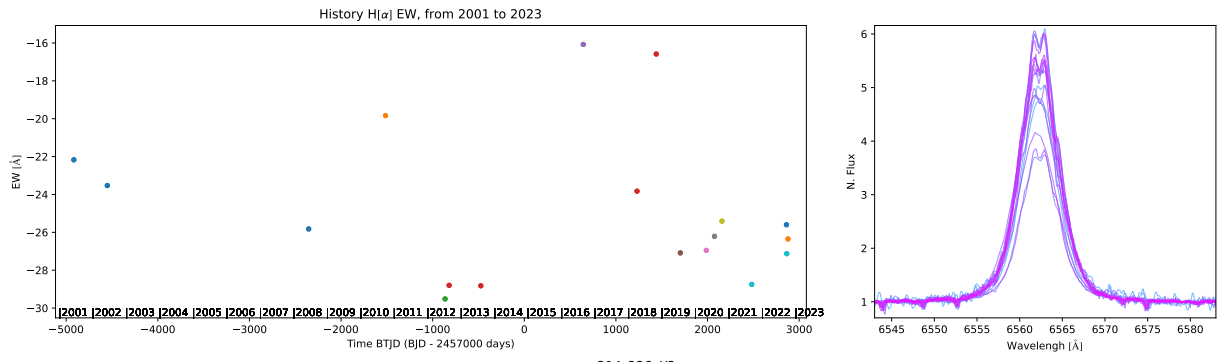
310852121 bet_Psc



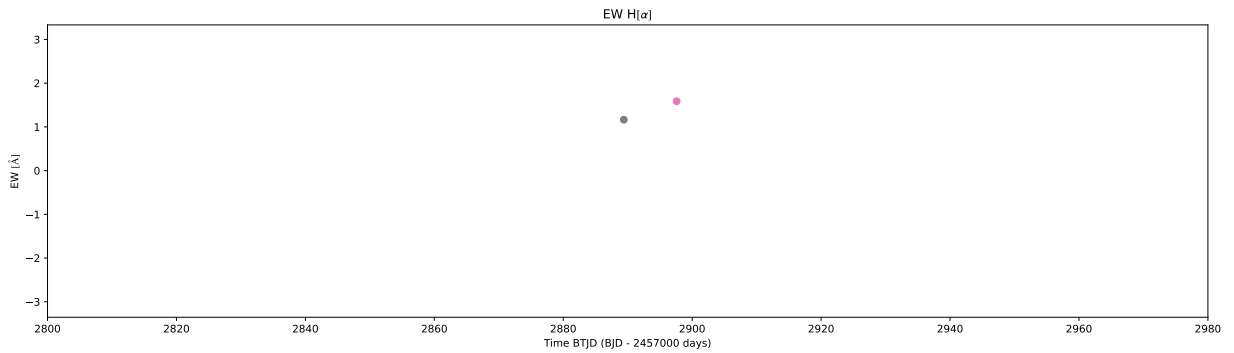
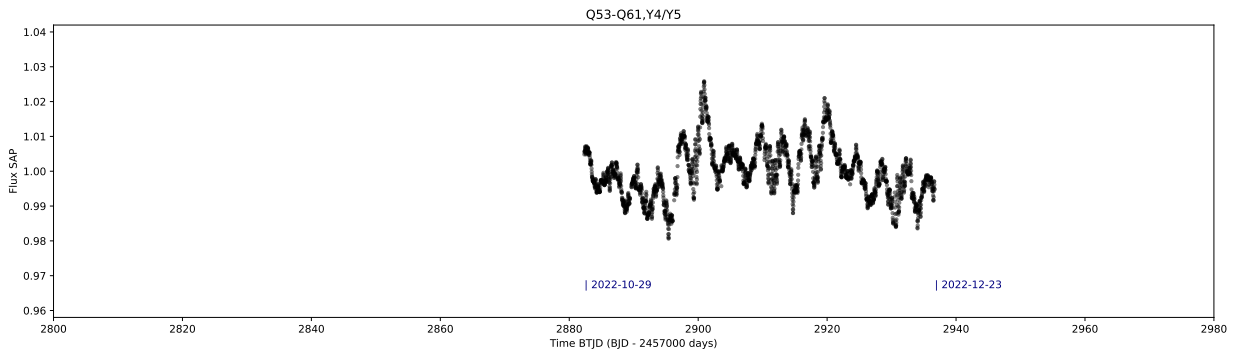
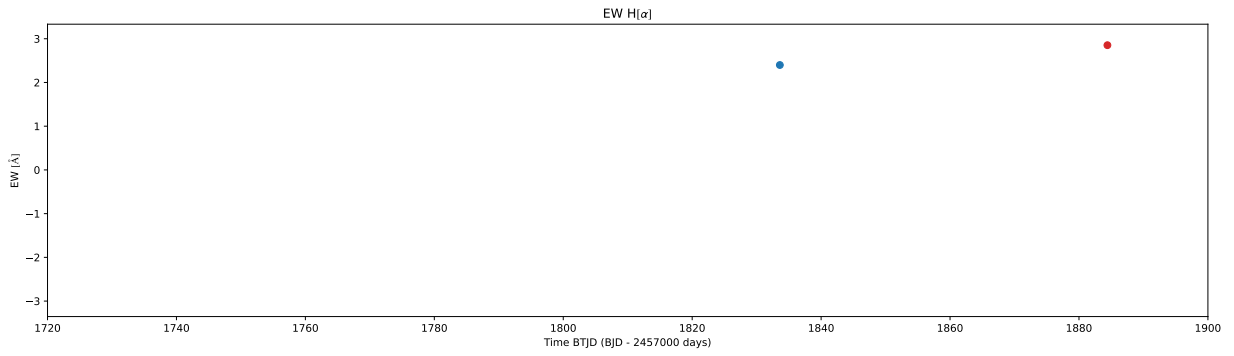
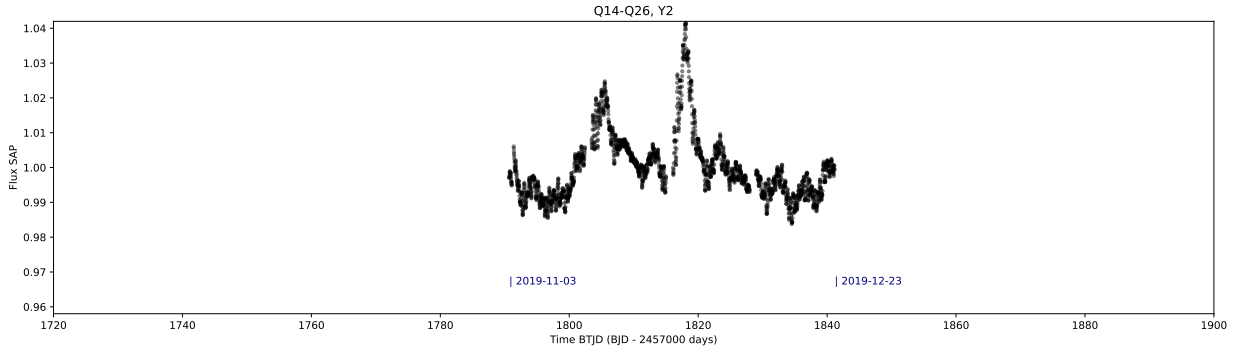
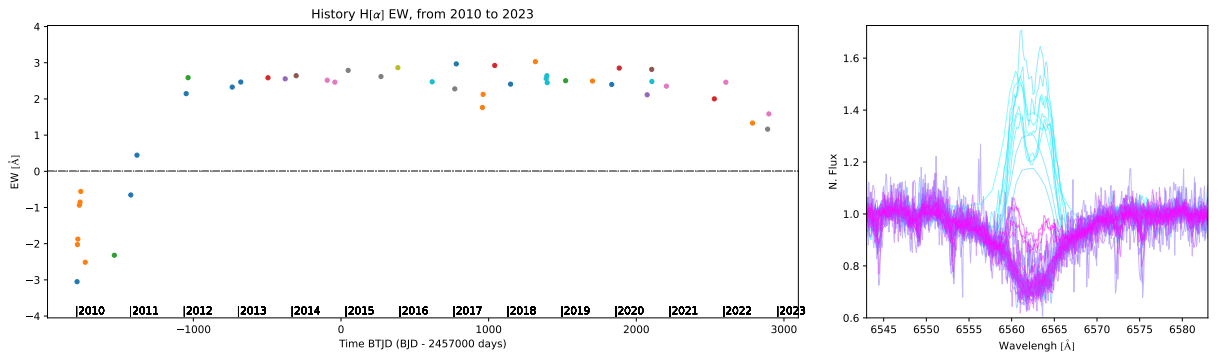
202752748 HD193009



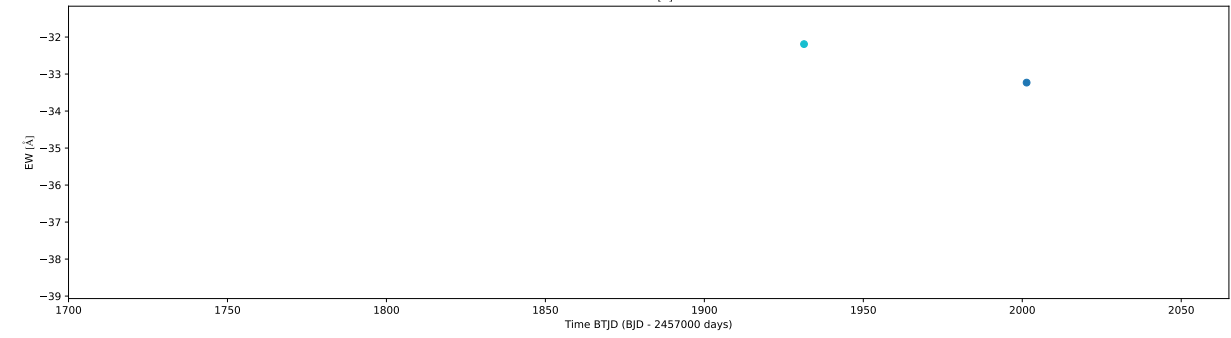
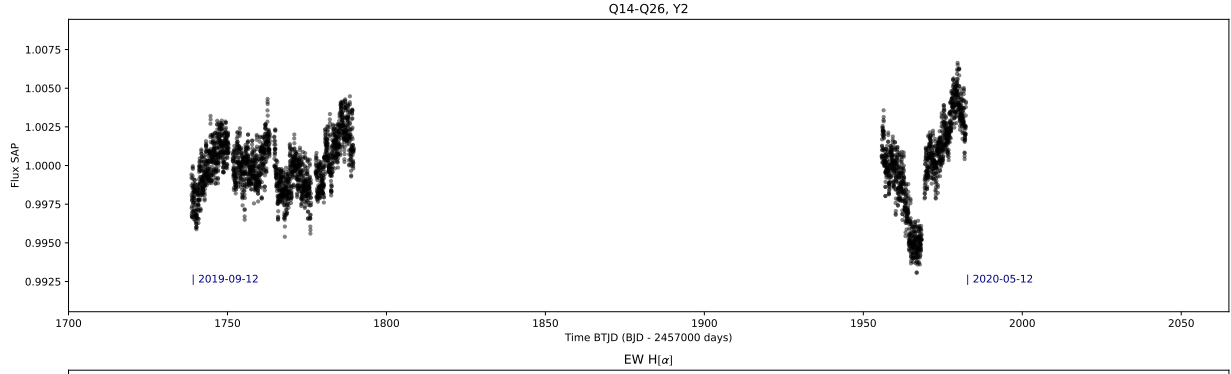
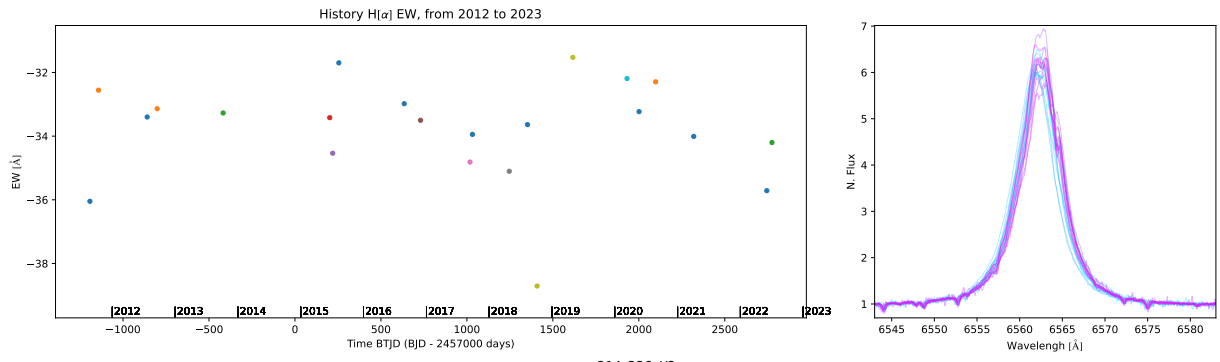
352556540 HD194883



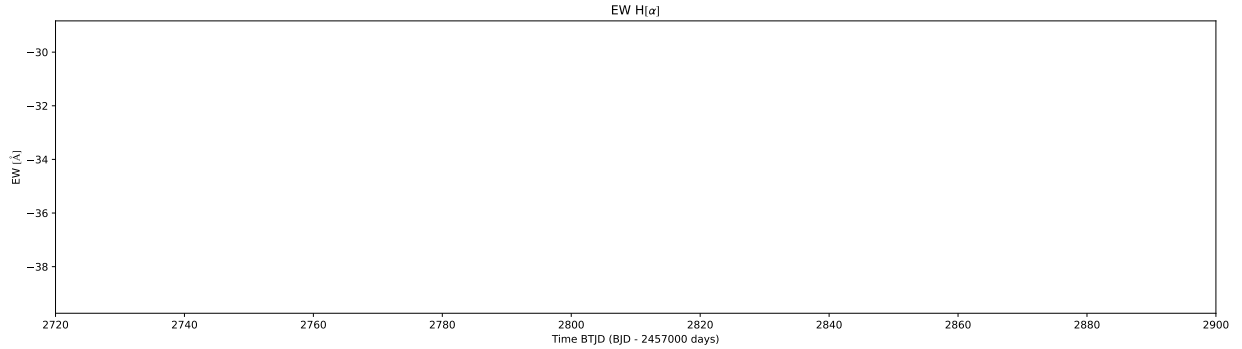
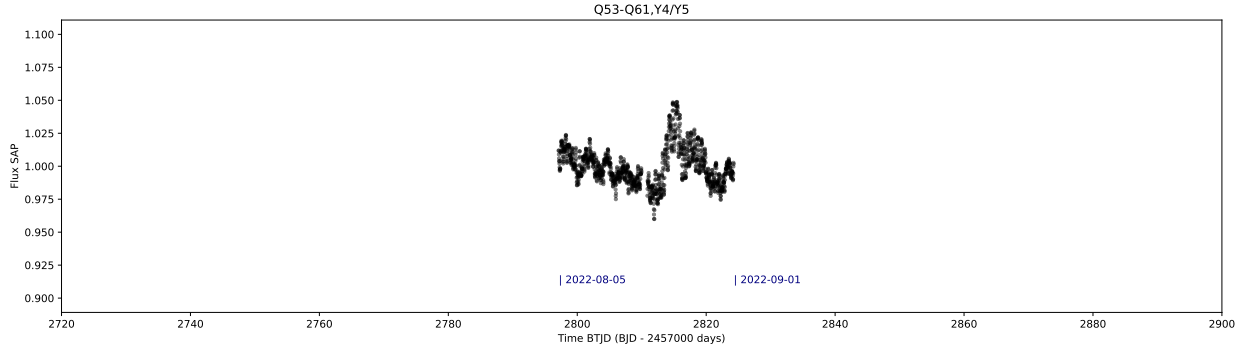
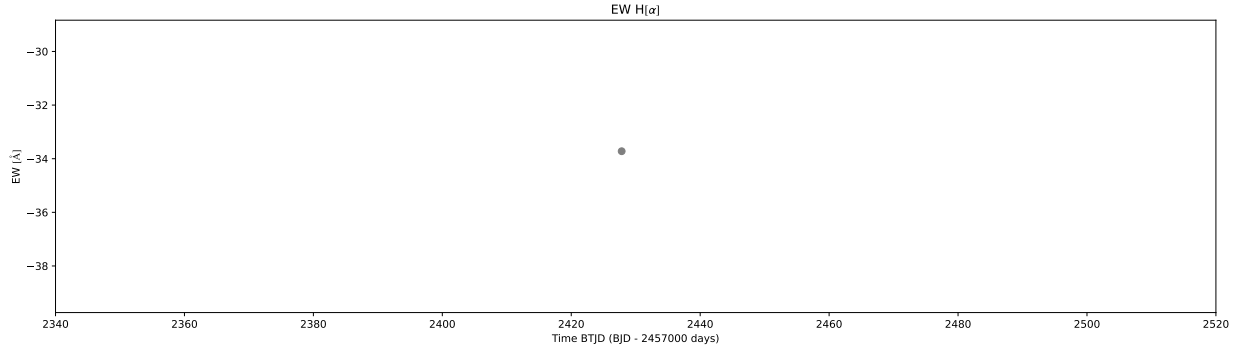
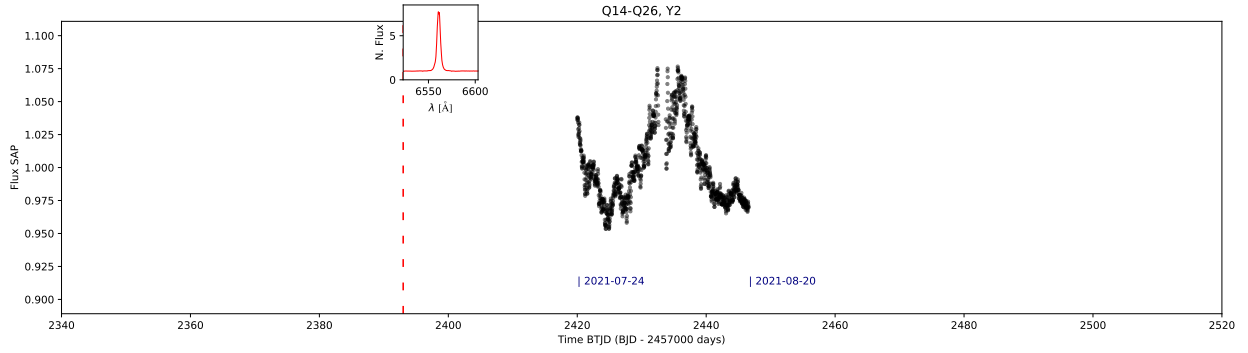
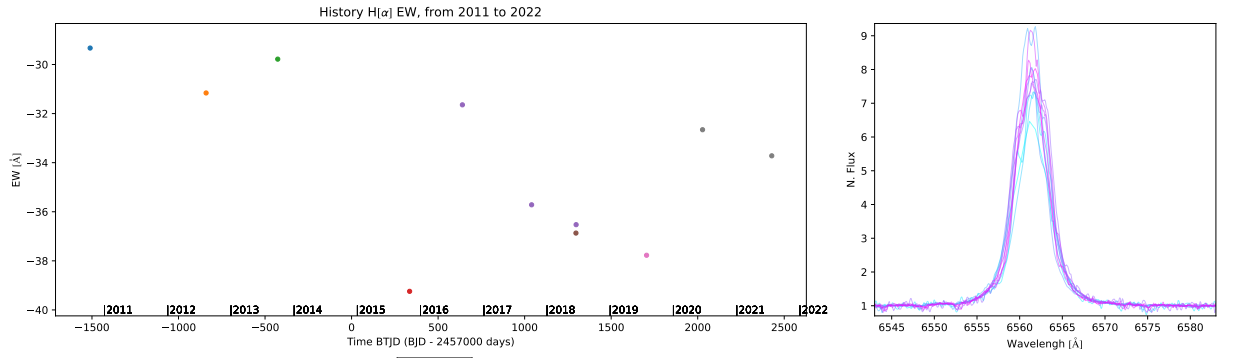
82167432 V420Cep



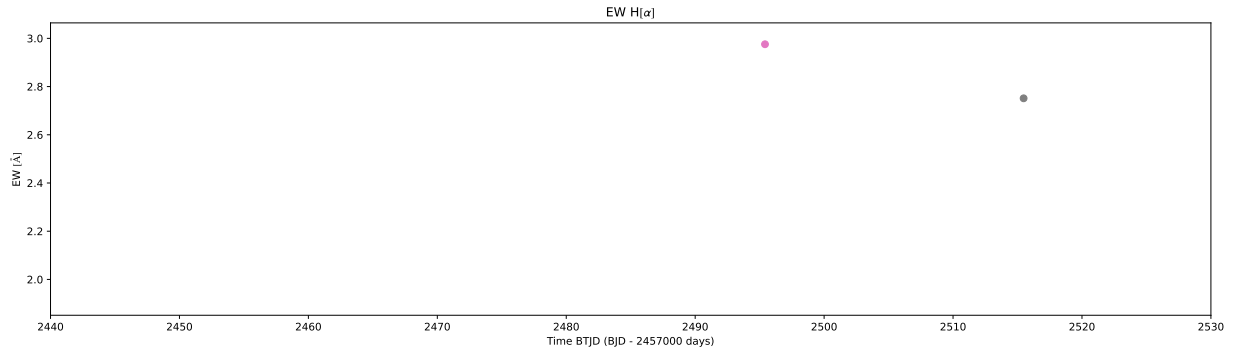
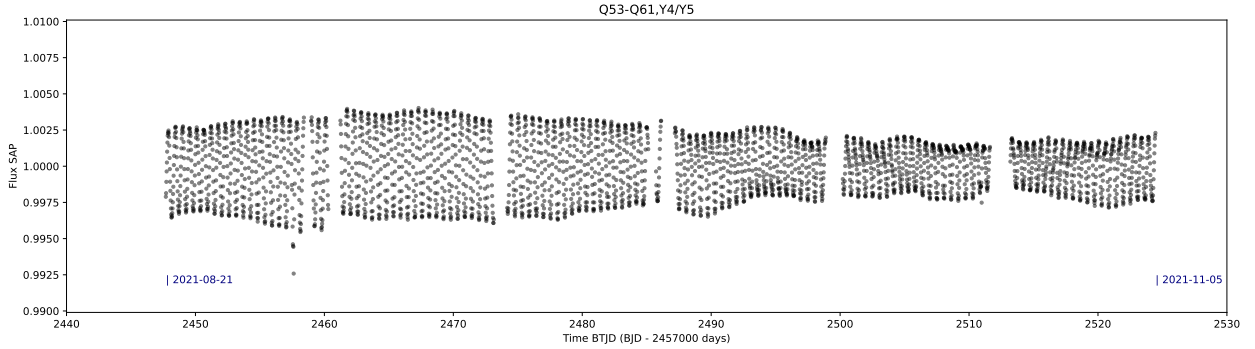
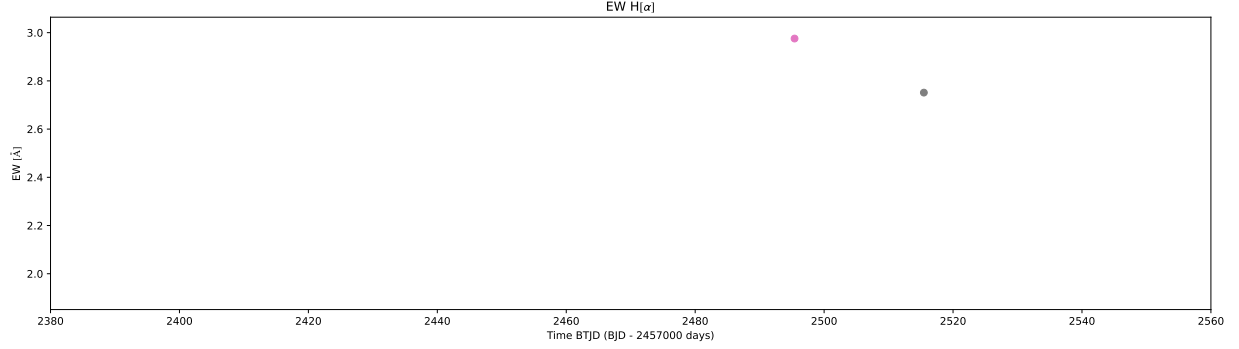
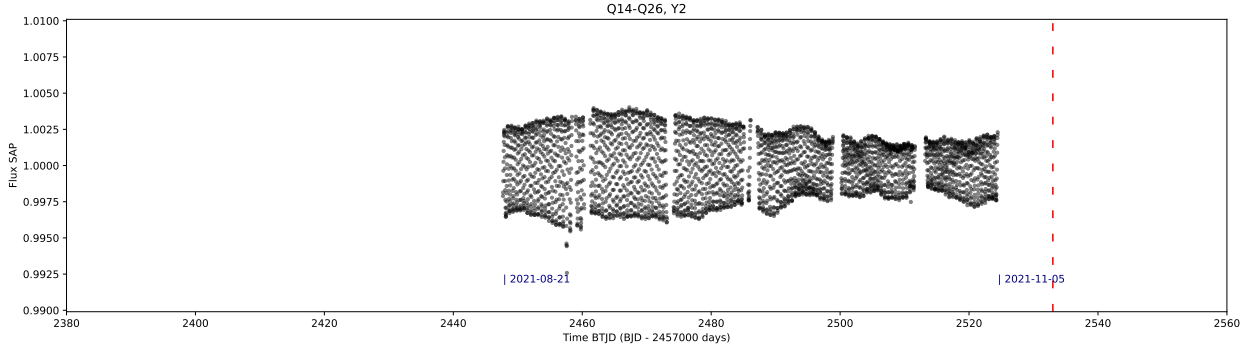
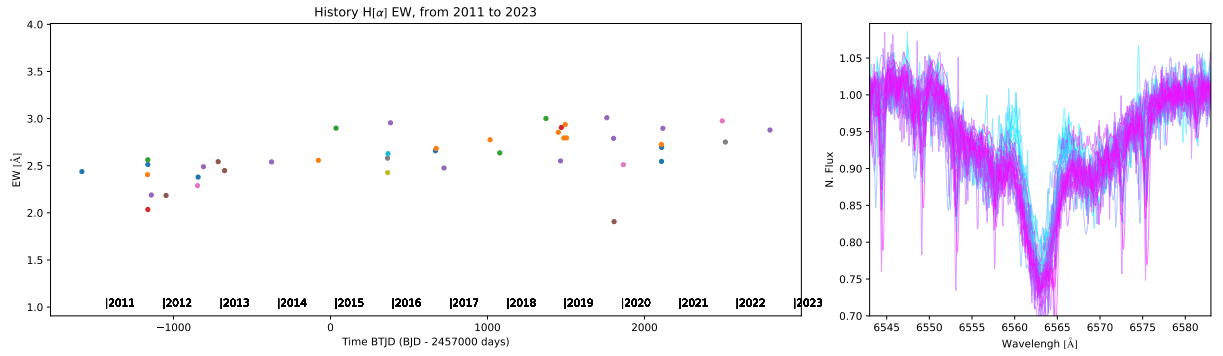
275415829 HD203374



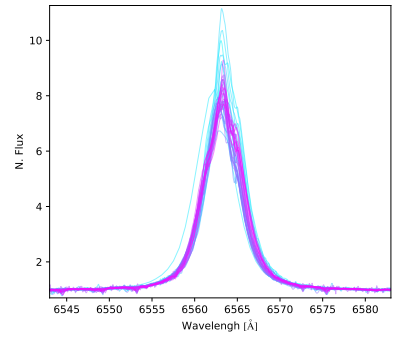
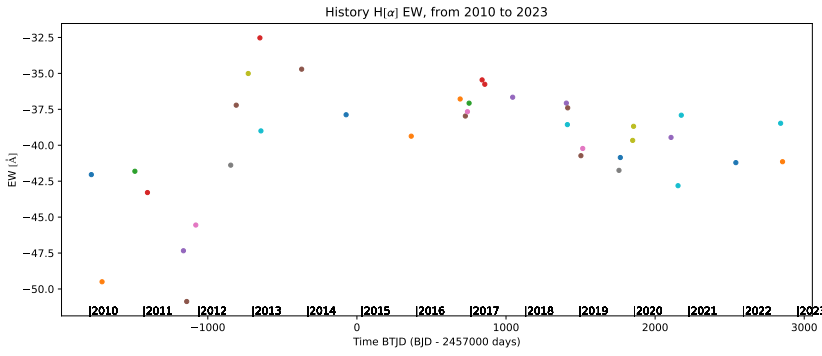
313146031 HD195907



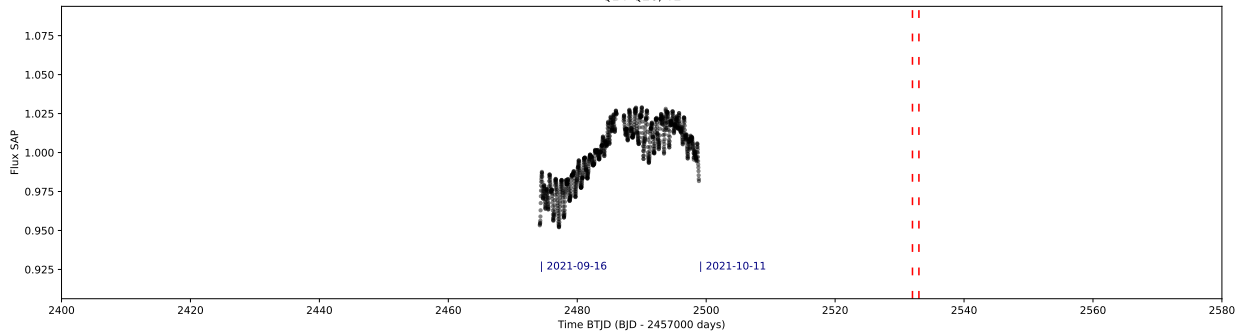
114082976 13Tau



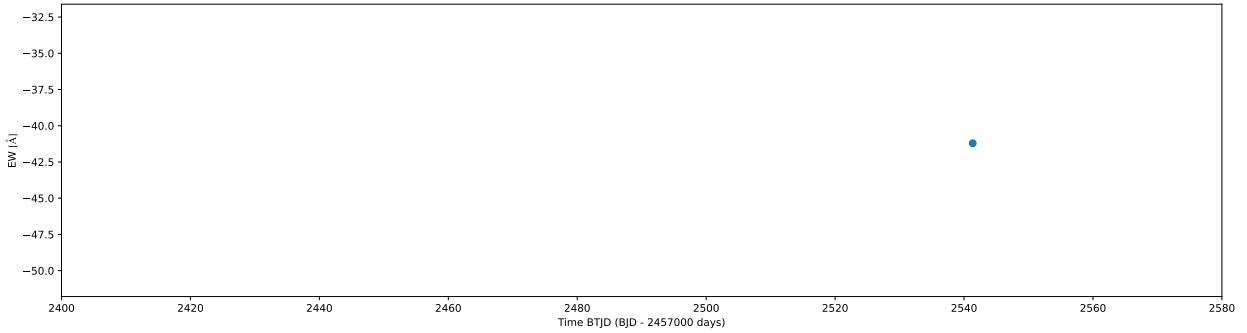
27141005 105Tau



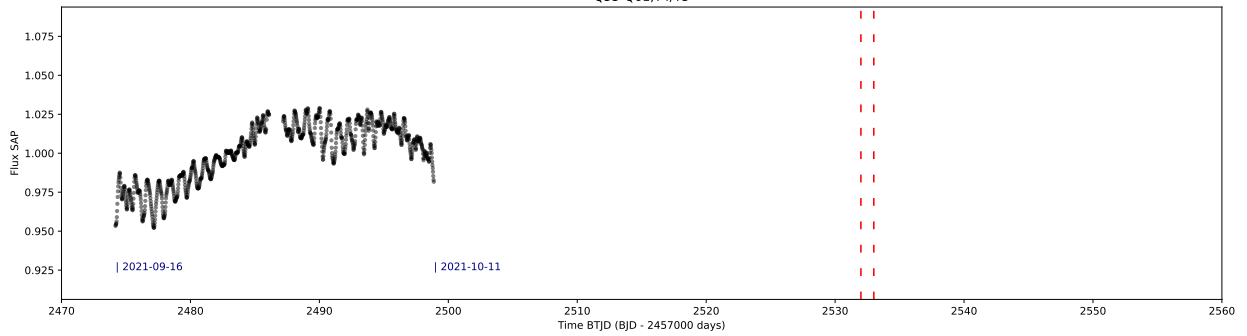
Q14-Q26, Y2



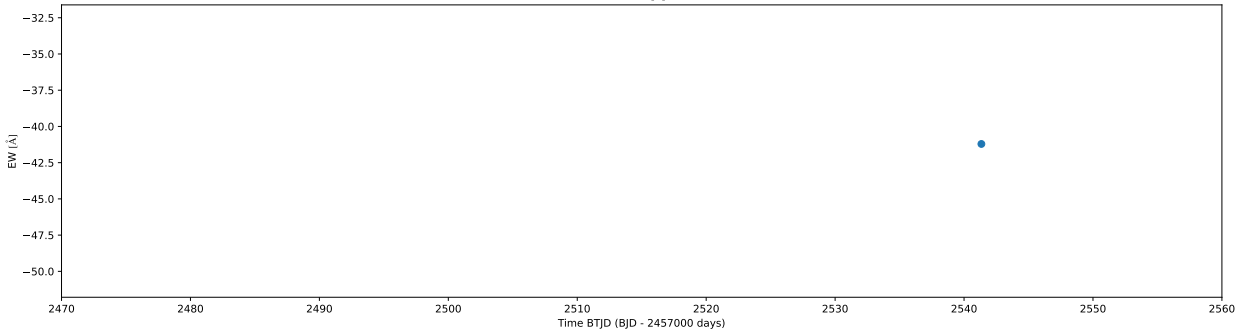
EW H[α]



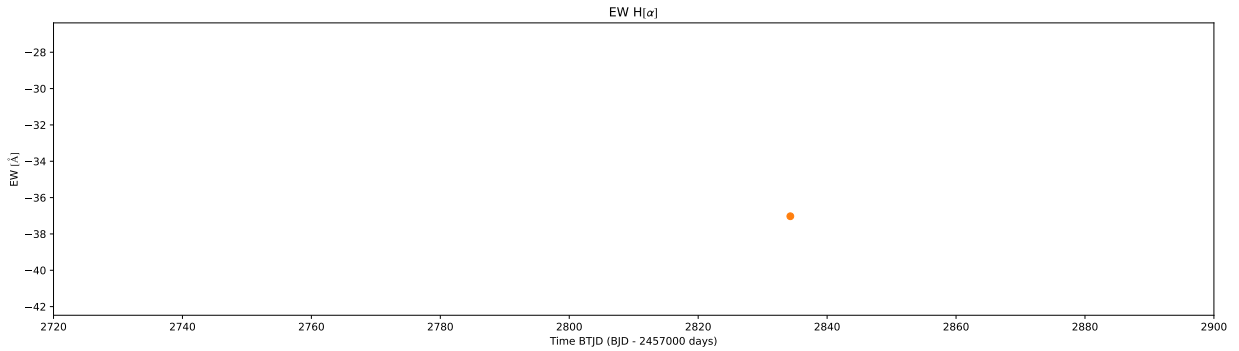
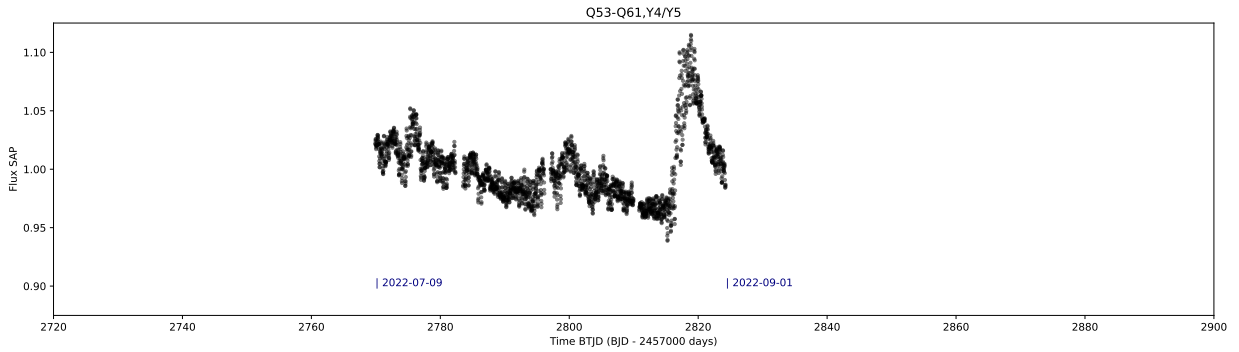
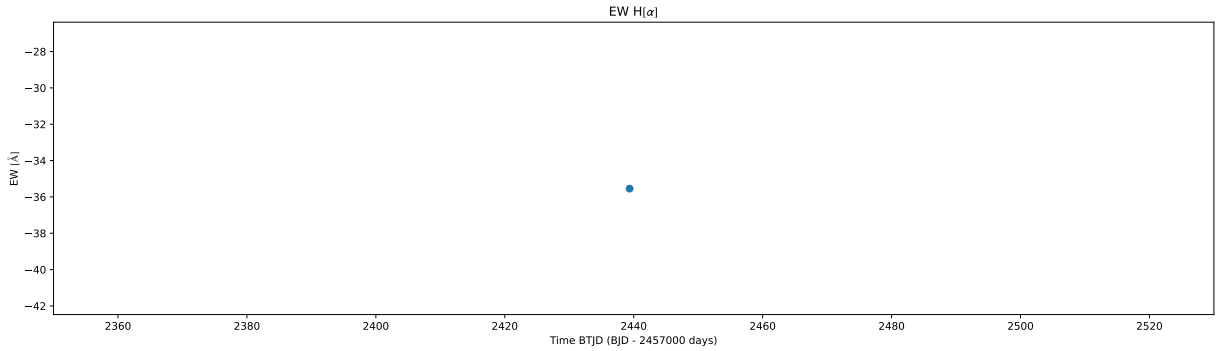
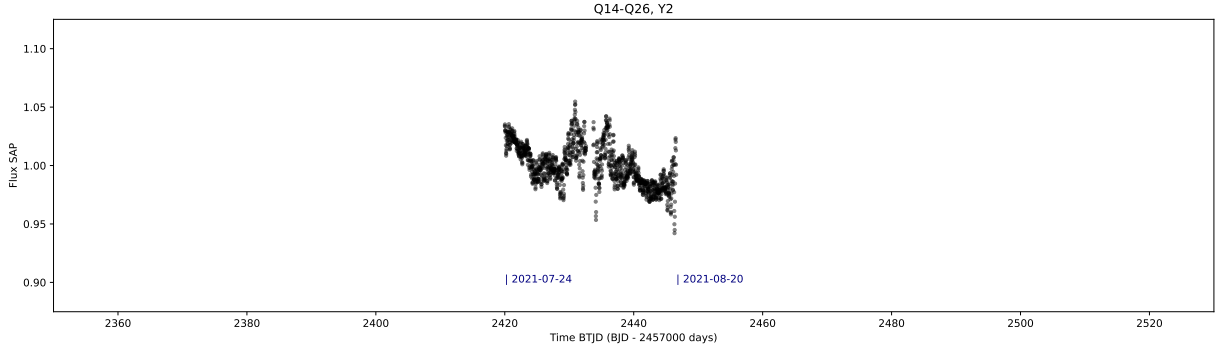
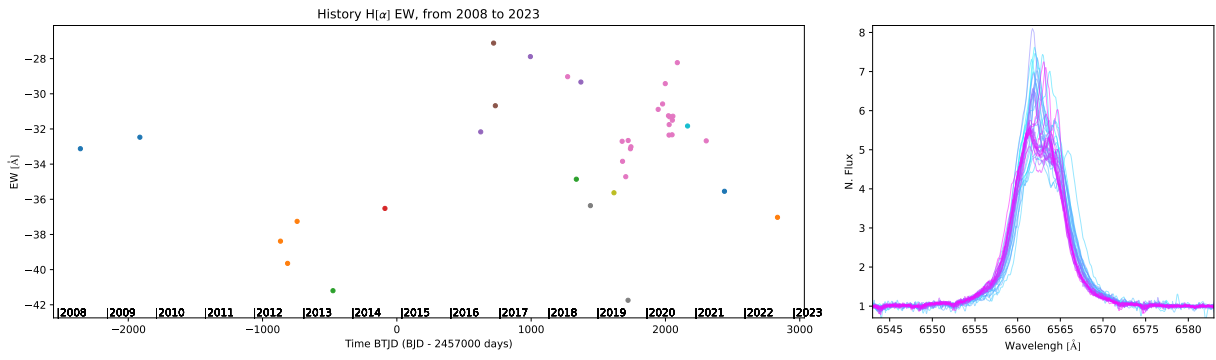
Q53-Q61, Y4/Y5



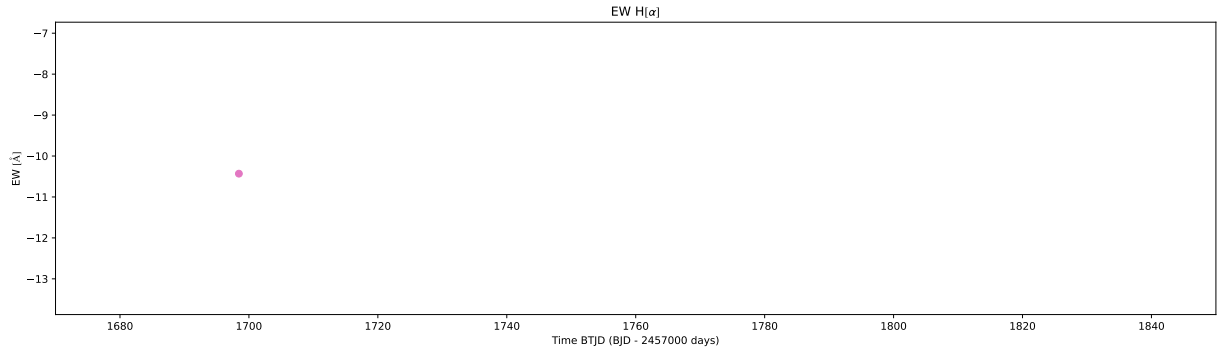
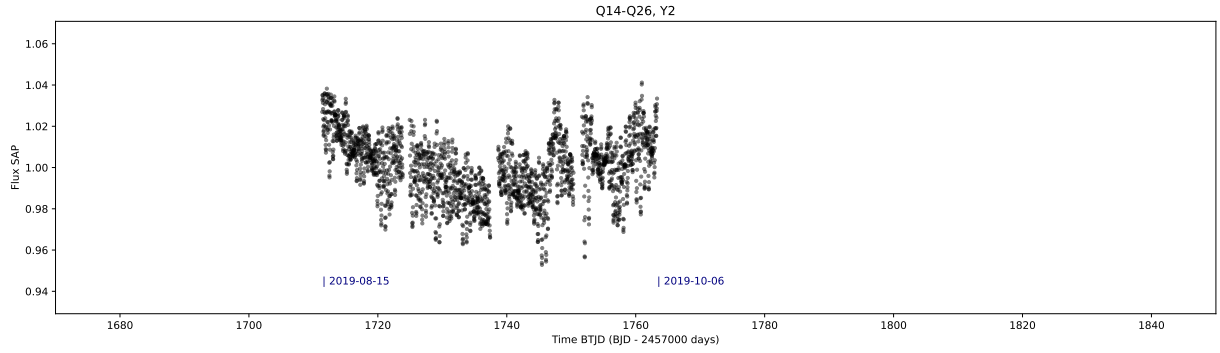
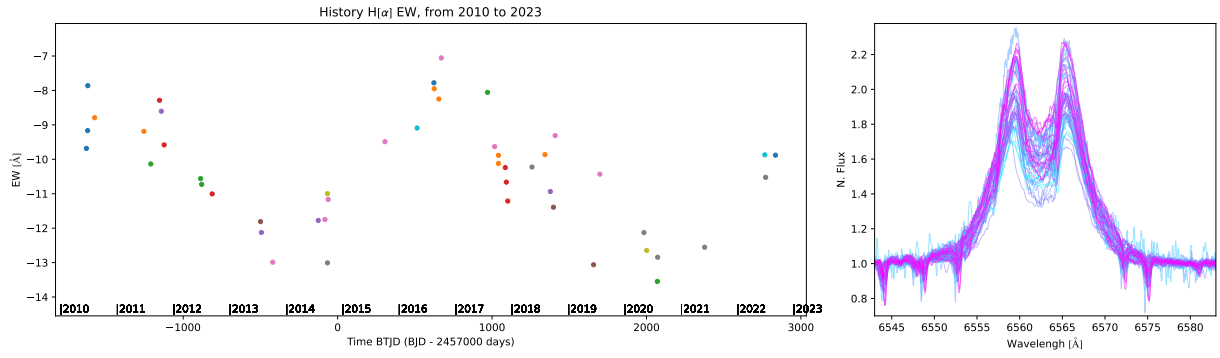
EW H[α]



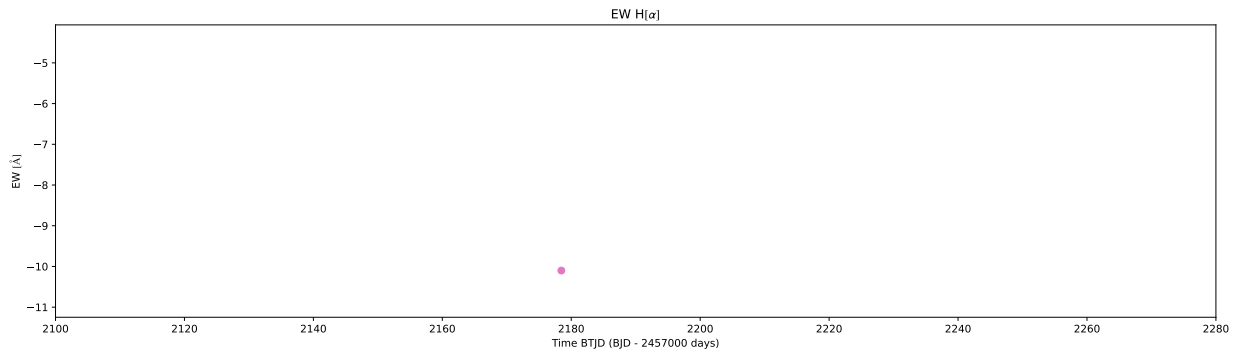
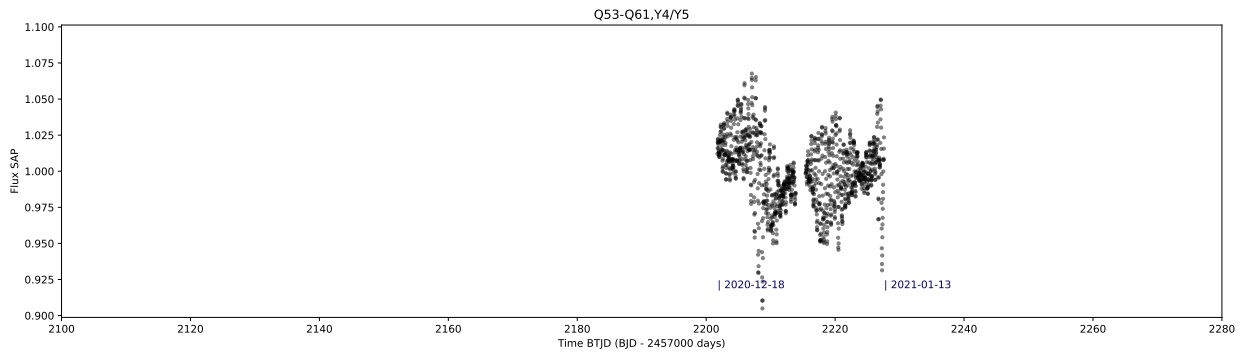
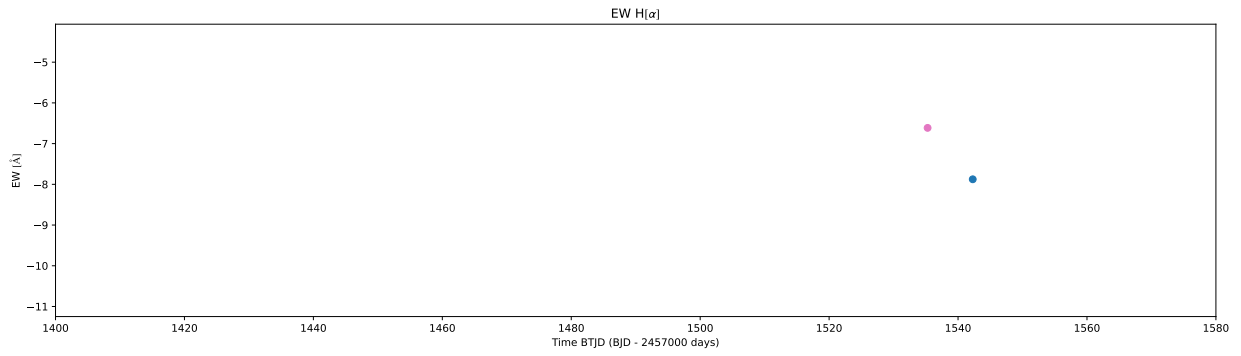
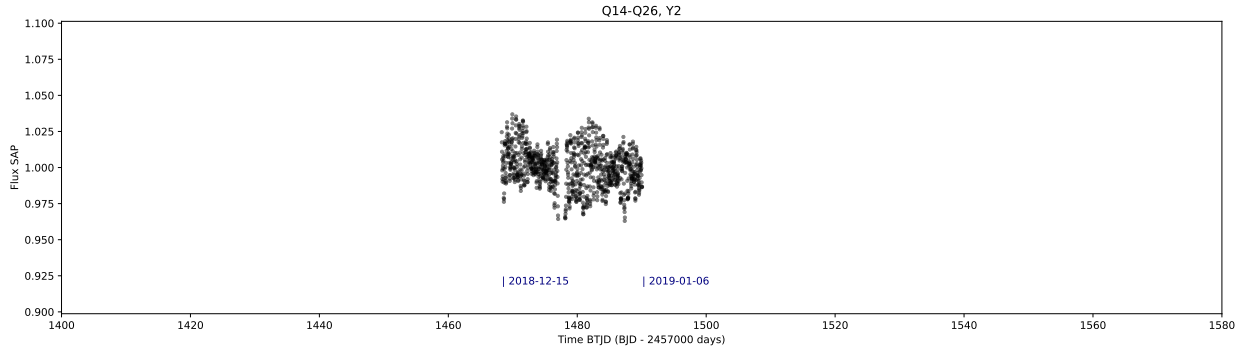
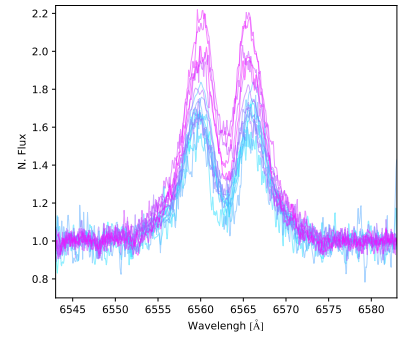
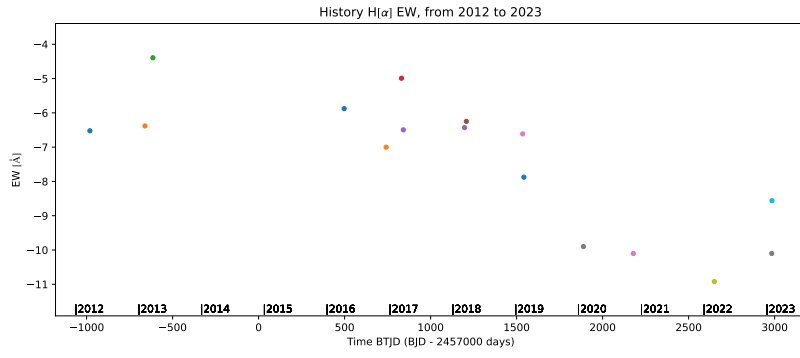
312227894 HD192445



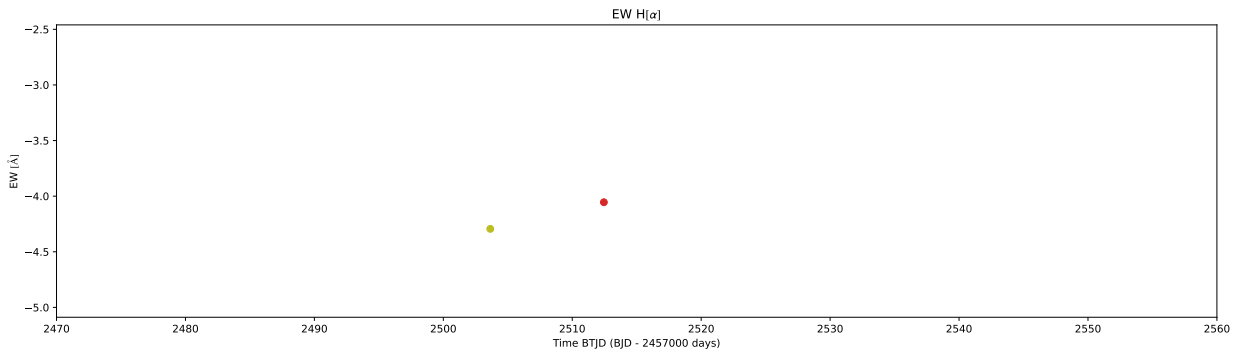
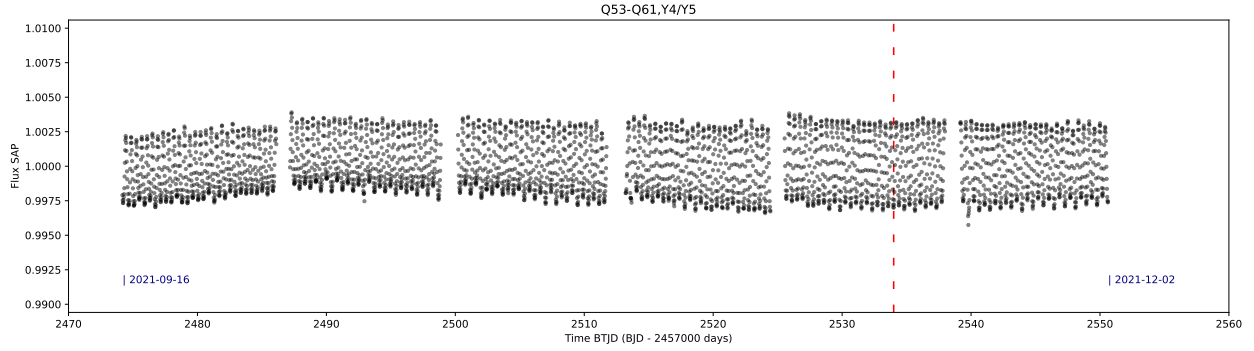
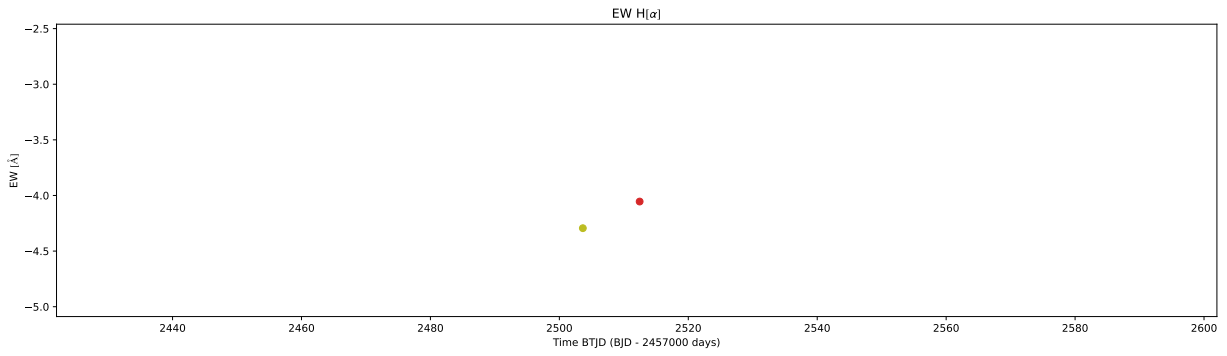
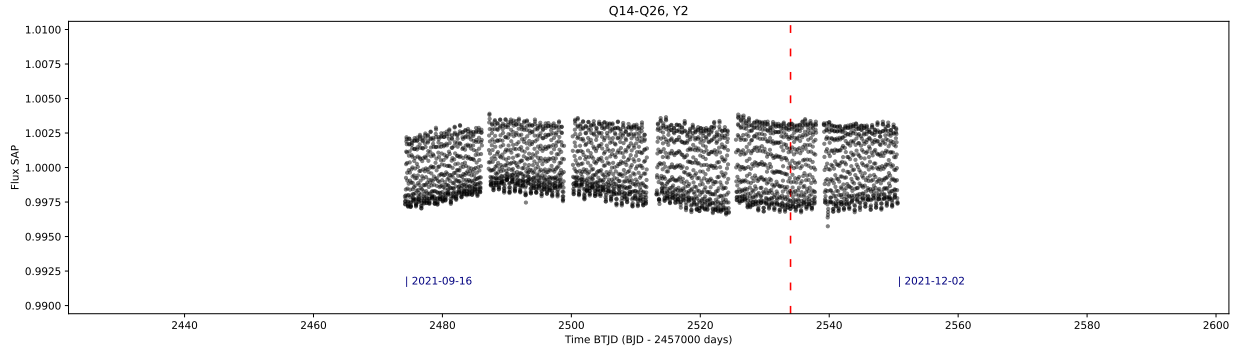
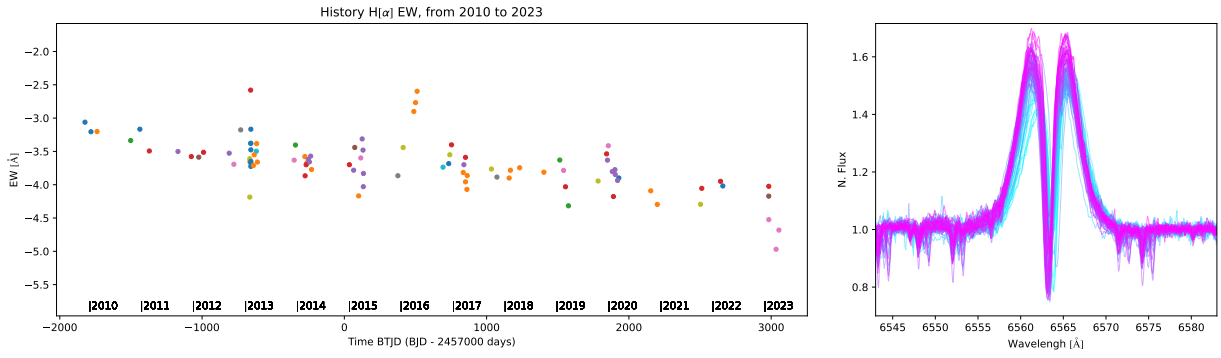
304114338 60Cyg



307015842 QQ_Gem

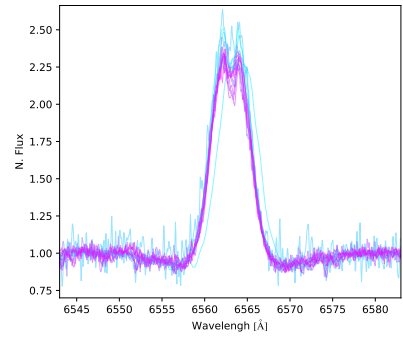
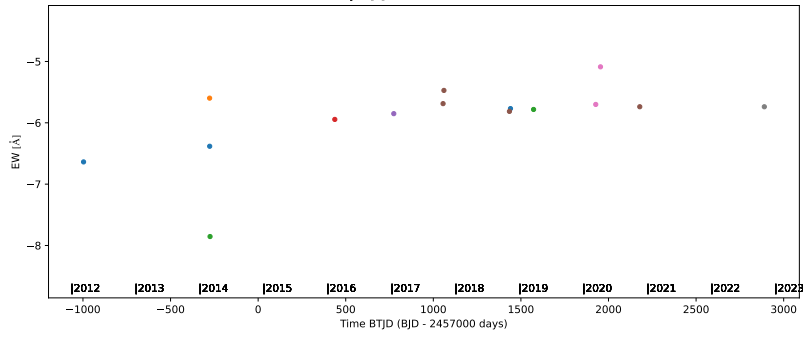


46943830 nu_Gem

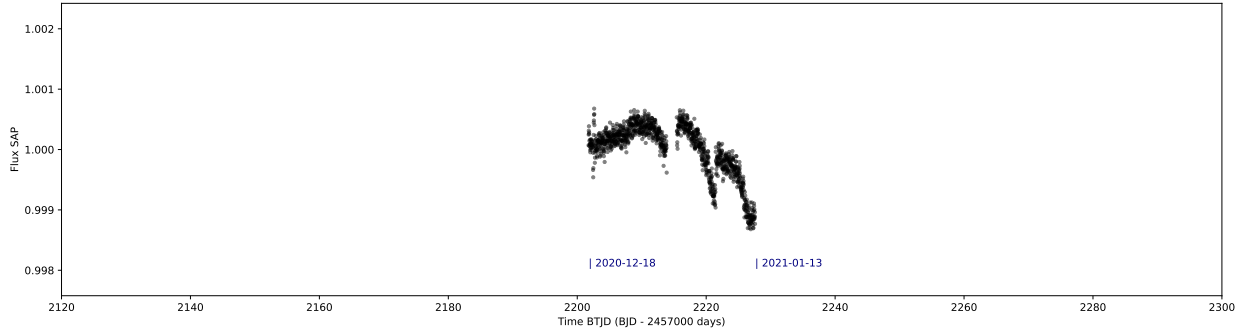


445988959 HD53416

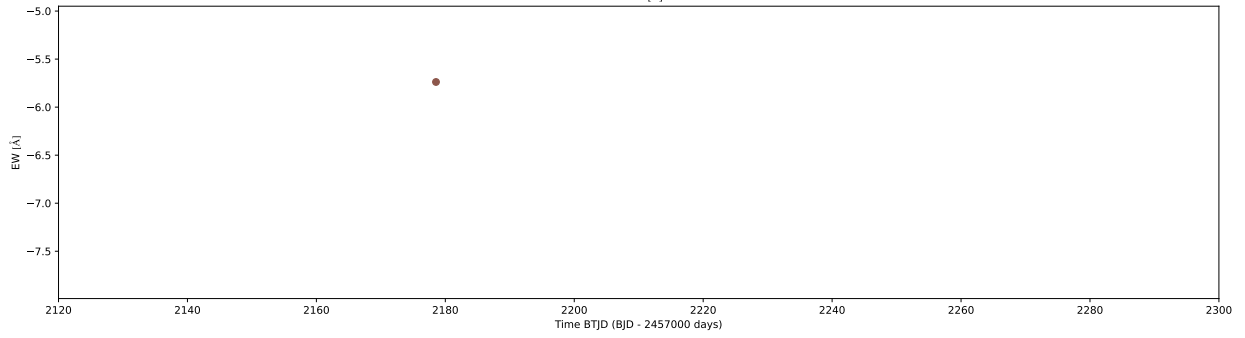
History H α EW, from 2012 to 2023



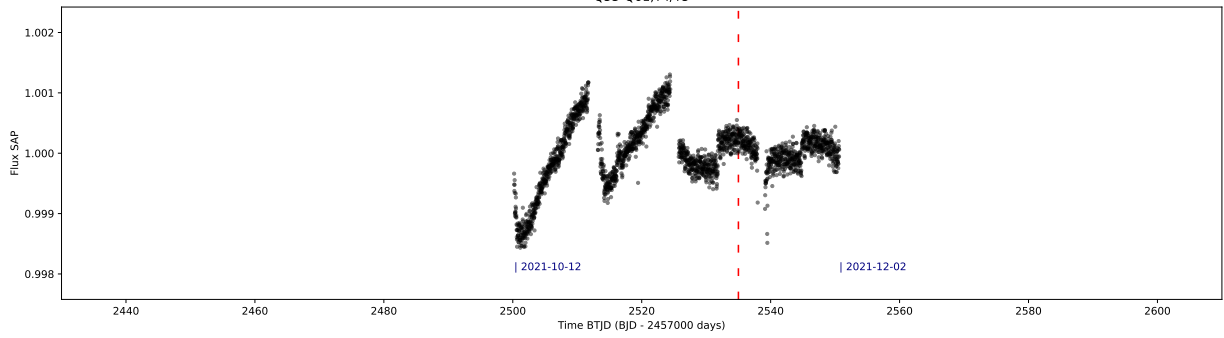
Q14-Q26, Y2



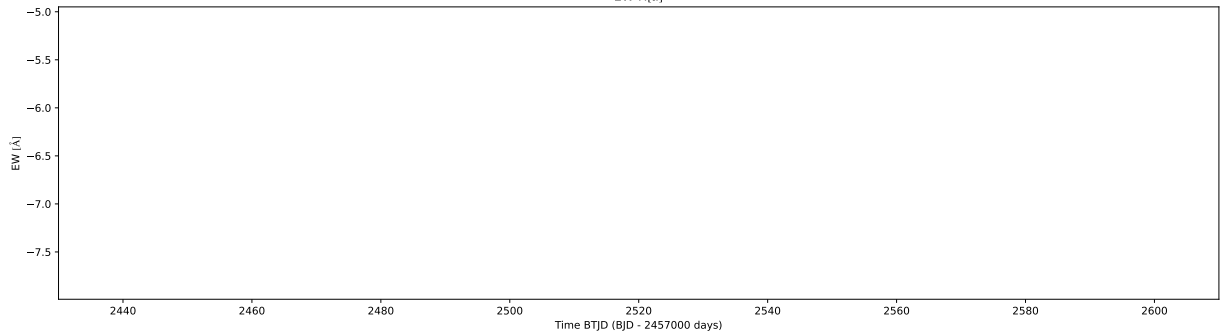
EW H α



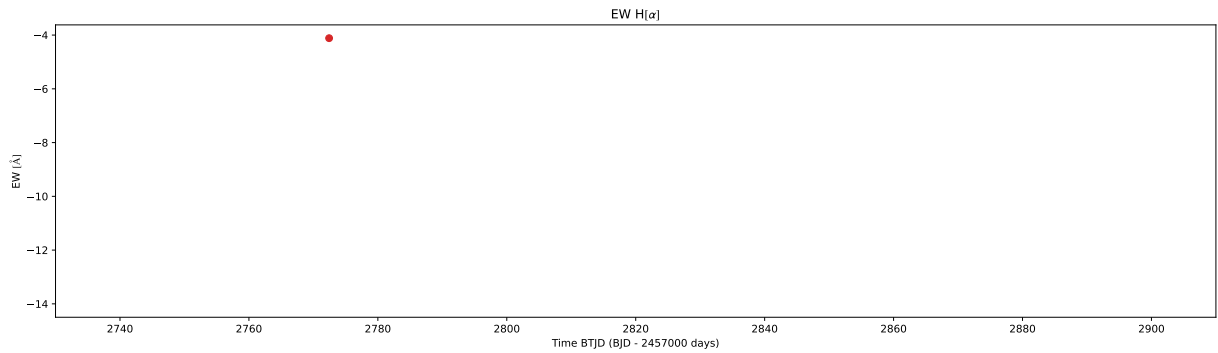
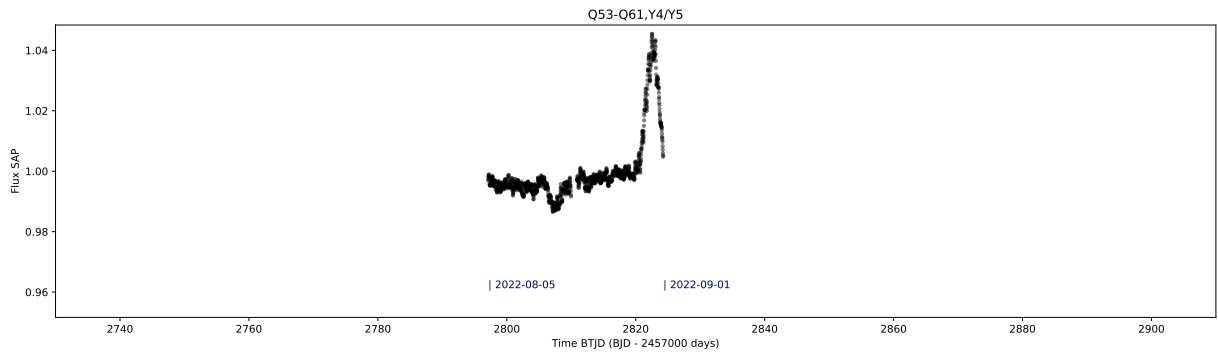
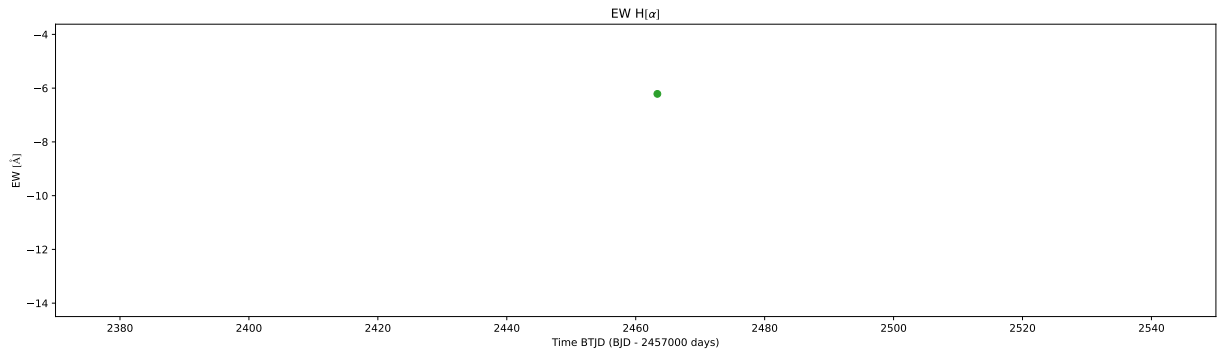
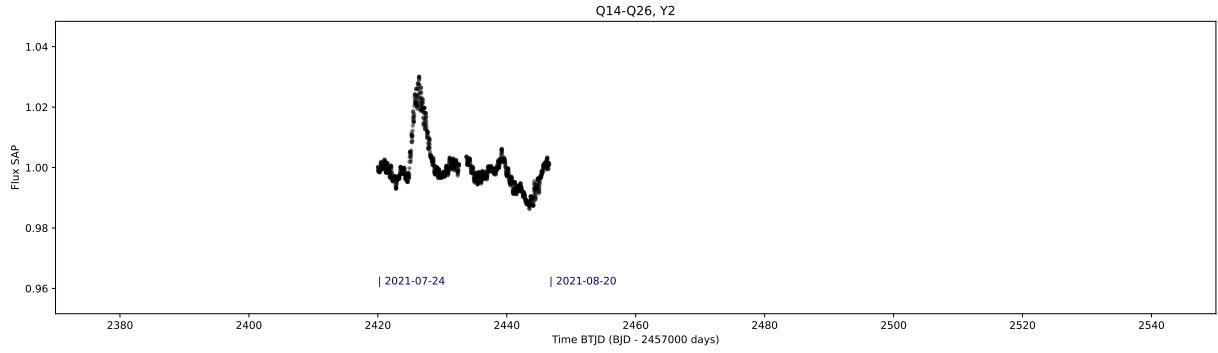
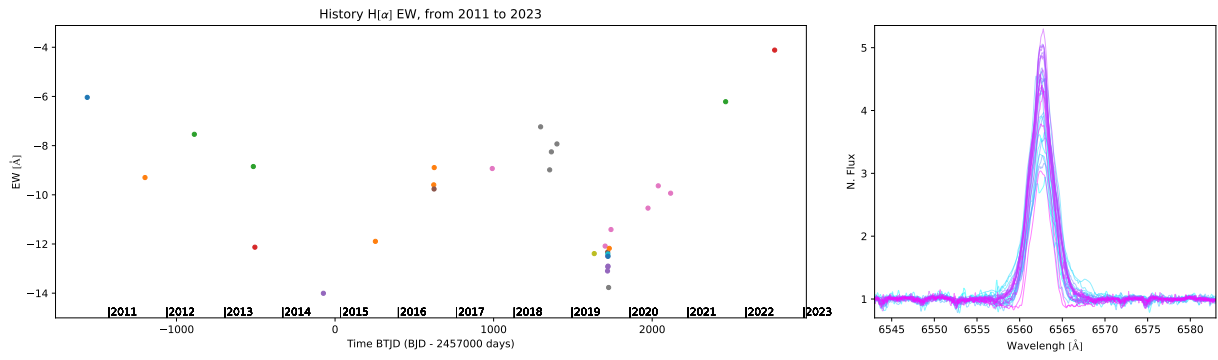
Q53-Q61, Y4/Y5



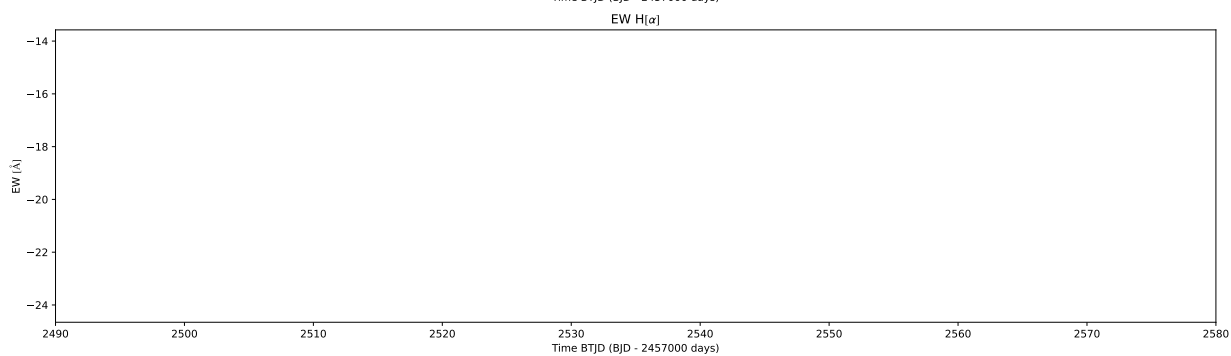
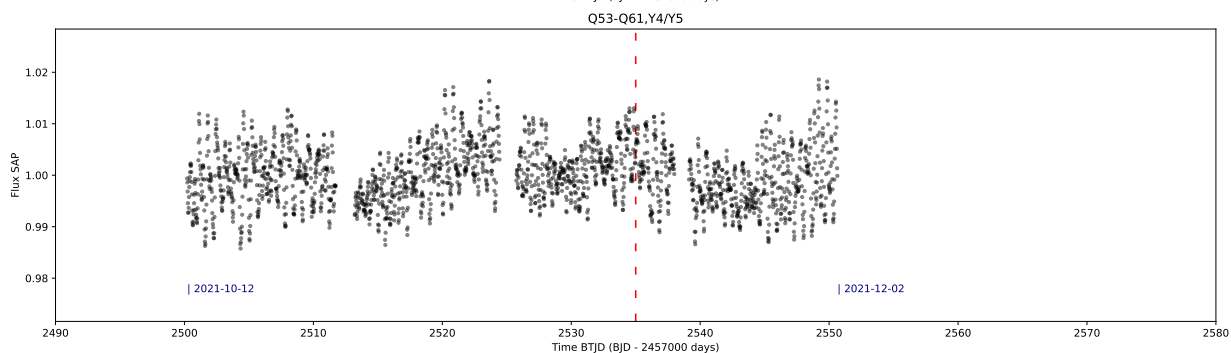
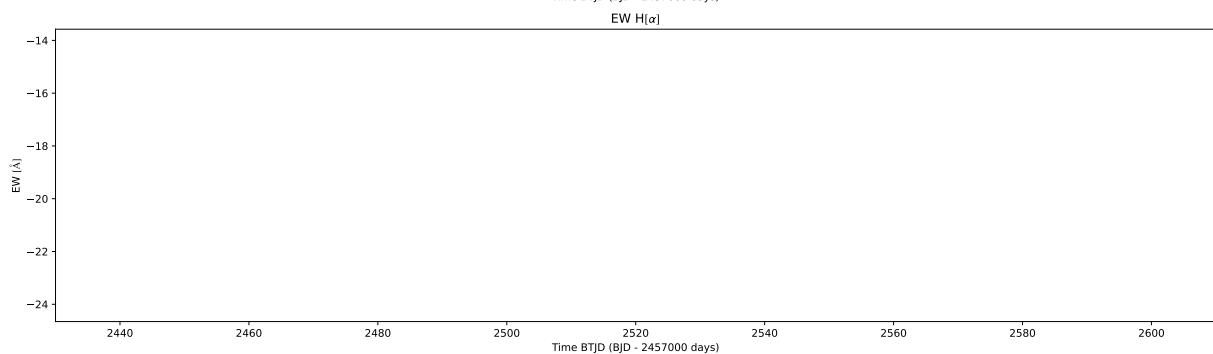
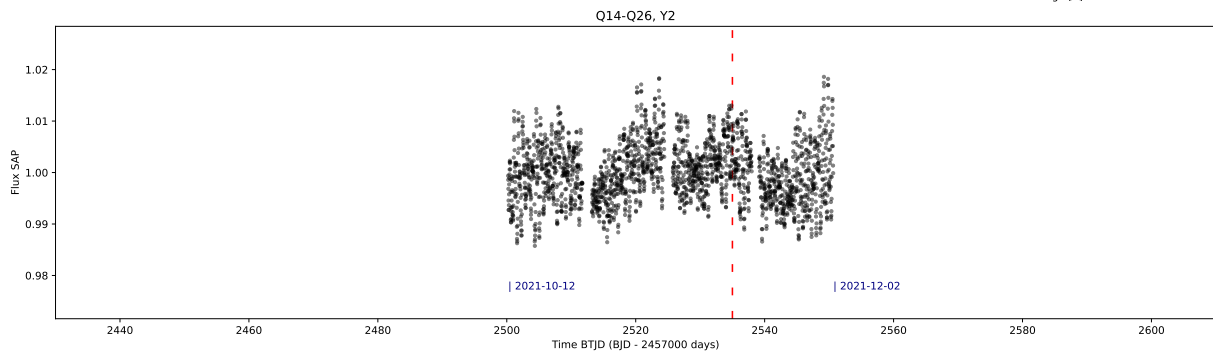
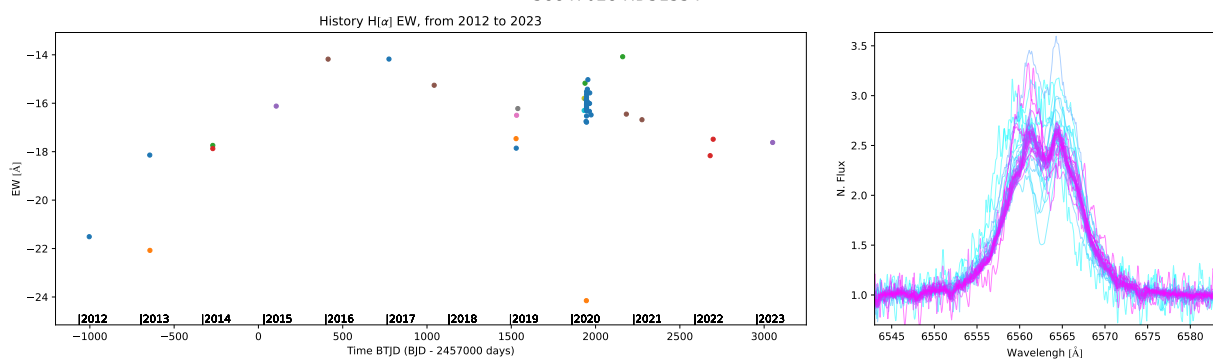
EW H α



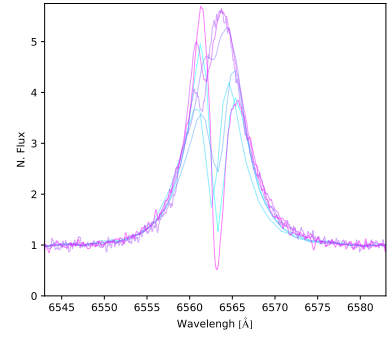
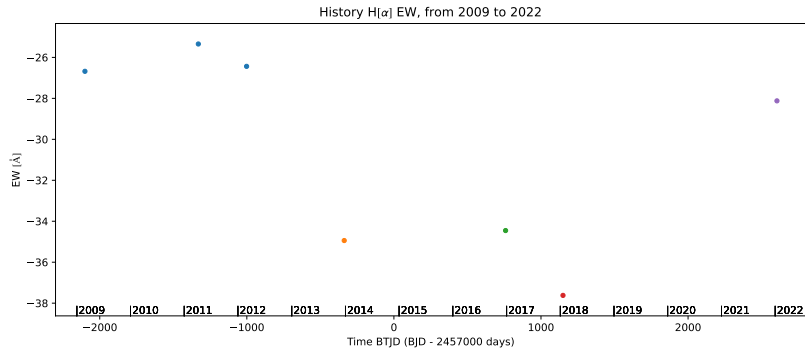
100165164 HD197419



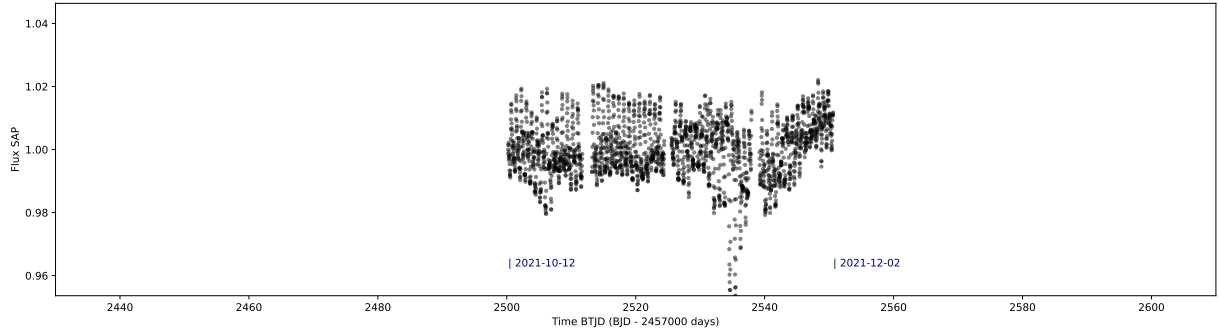
58847028 HD51354



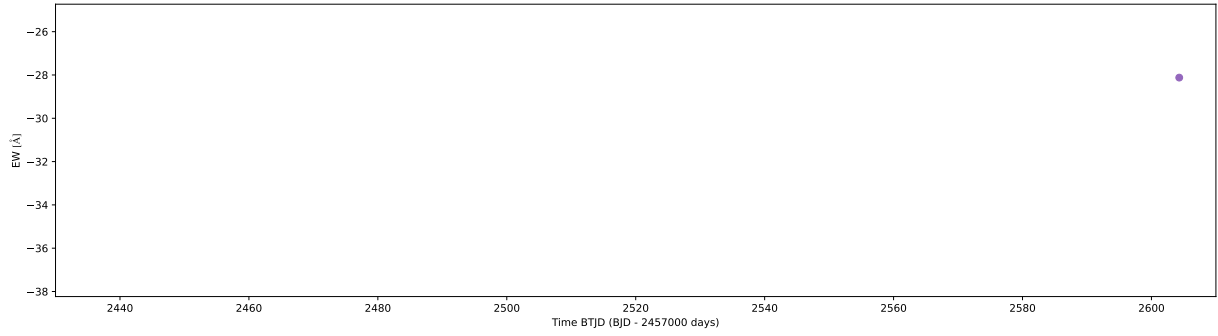
77887071 HD39340



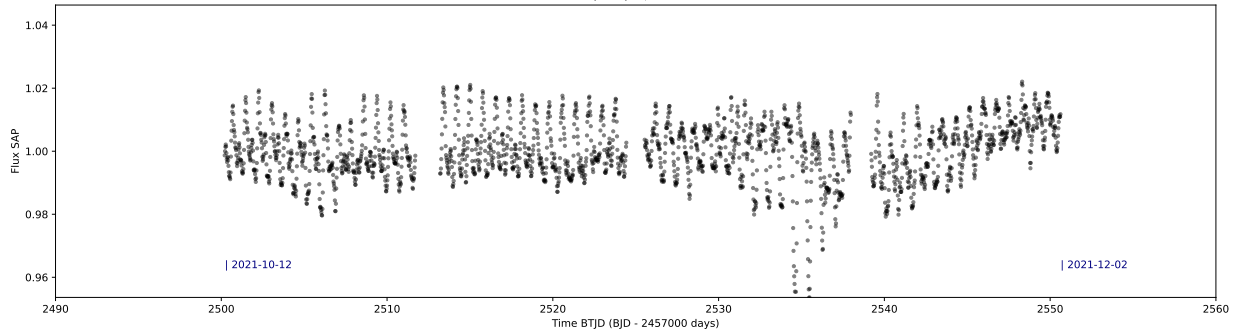
Q14-Q26, Y2



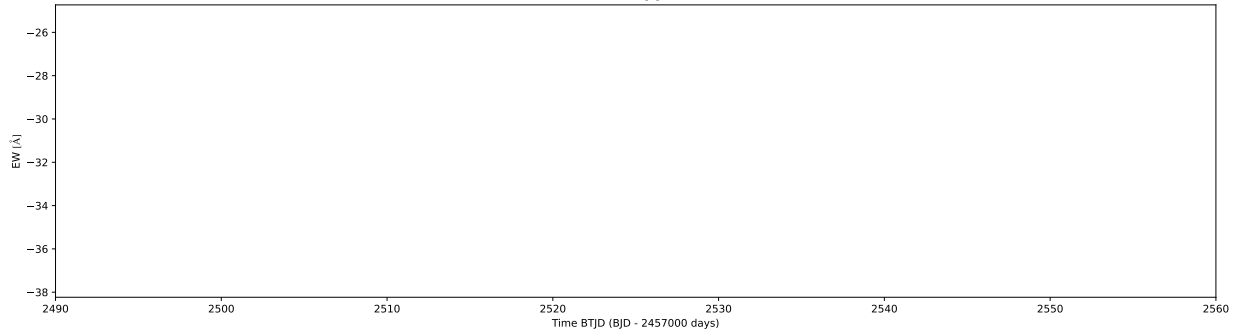
EW H α



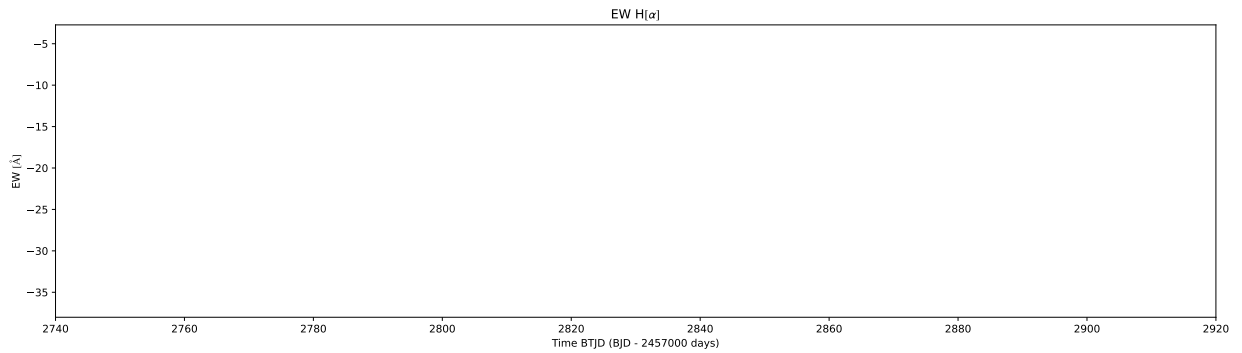
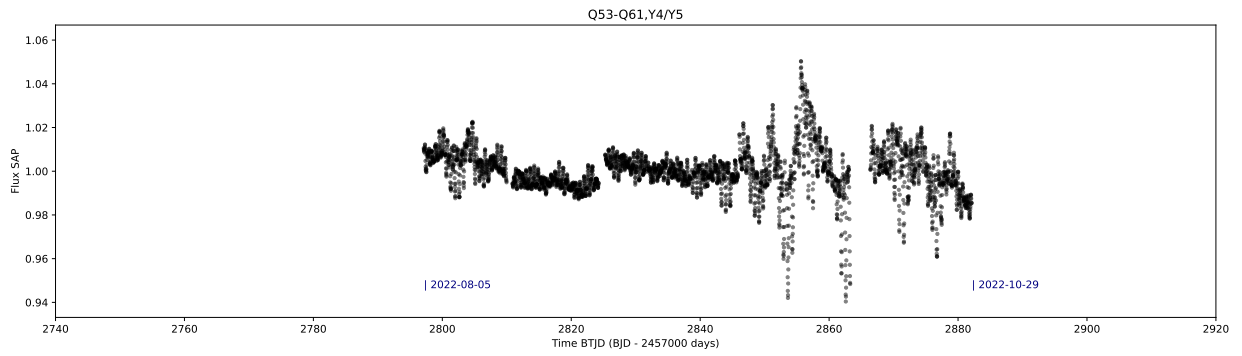
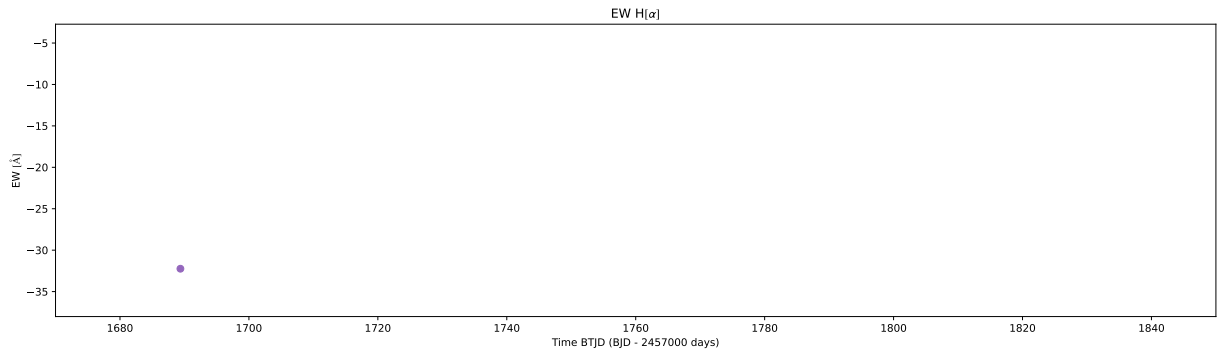
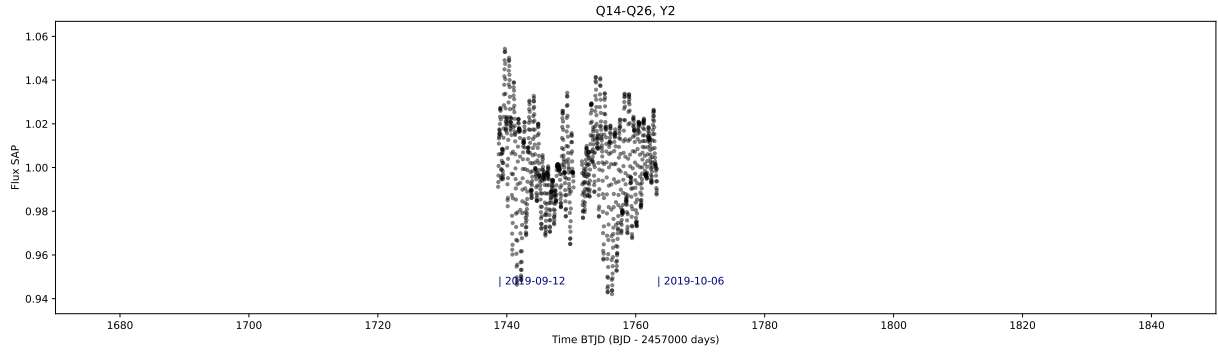
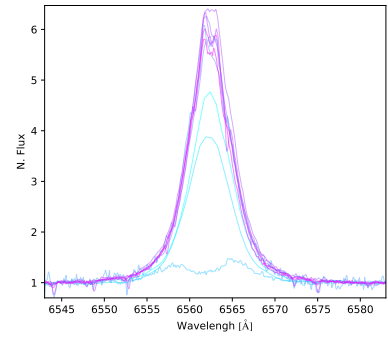
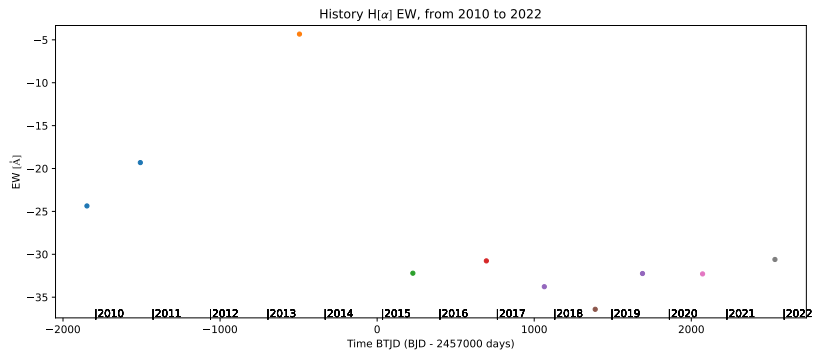
Q53-Q61, Y4/Y5



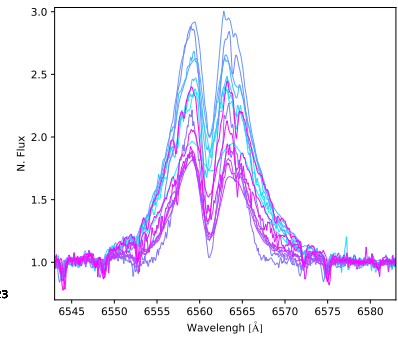
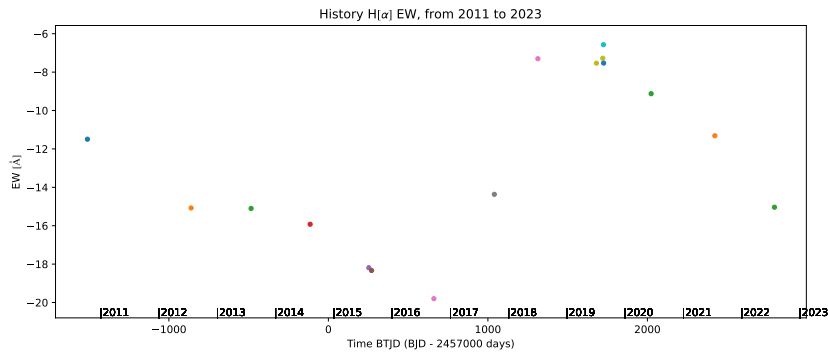
EW H α



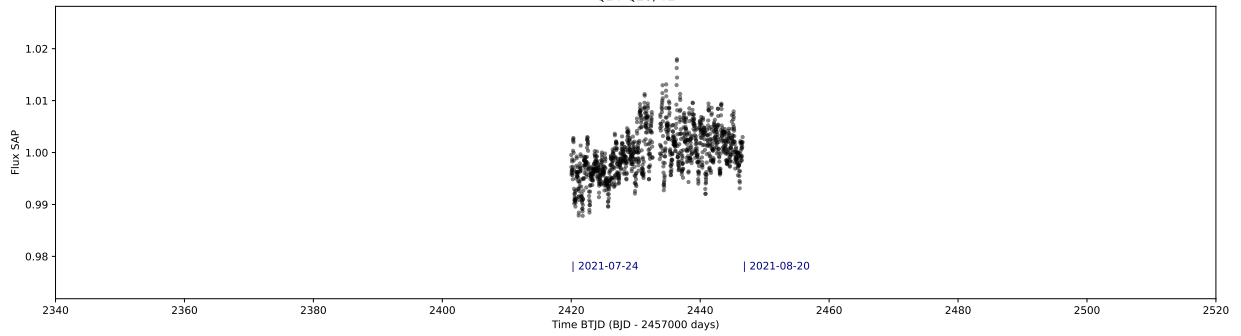
267767305 HD198512



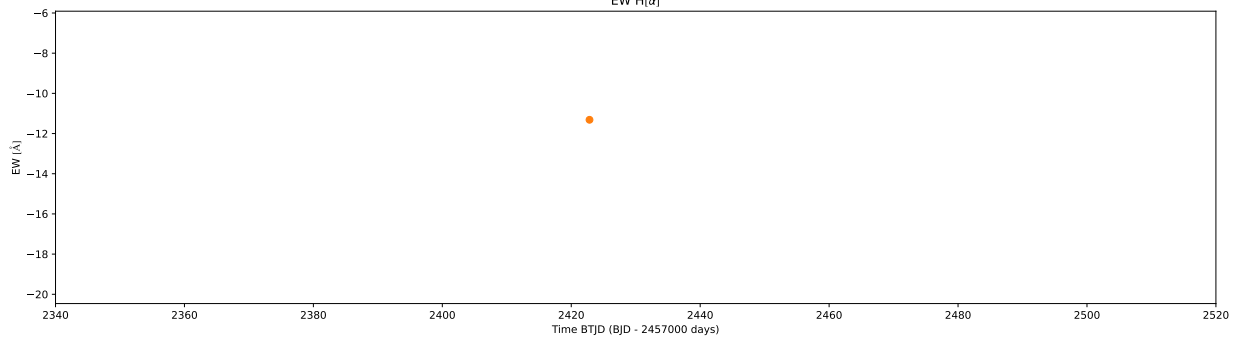
16187387 HD195407



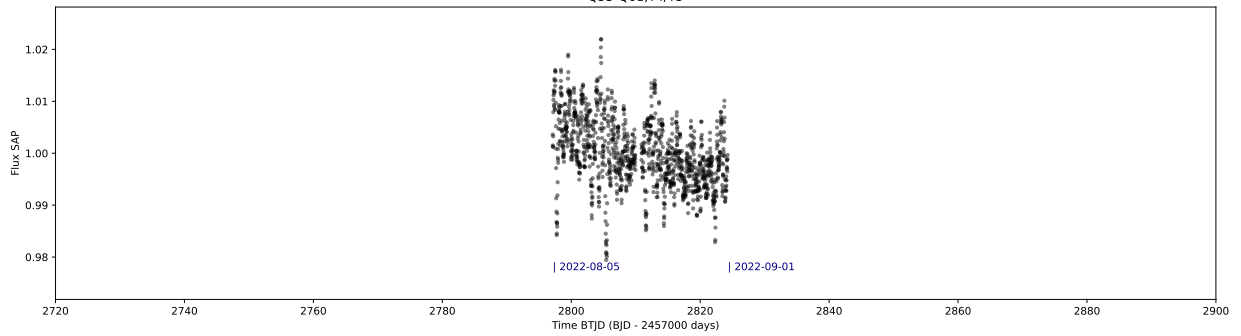
Q14-Q26, Y2



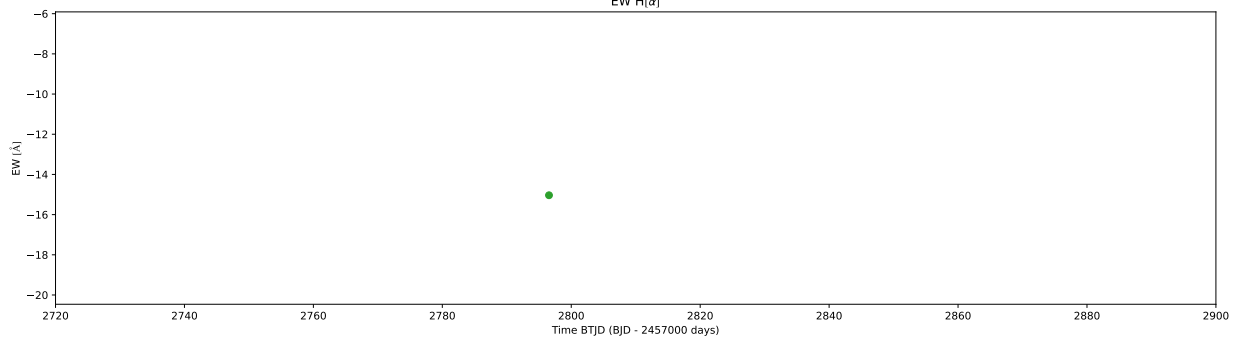
EW H α



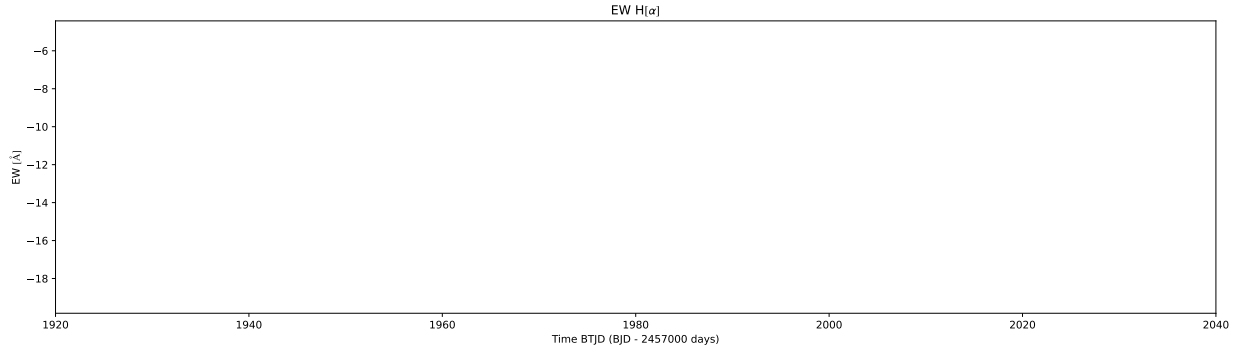
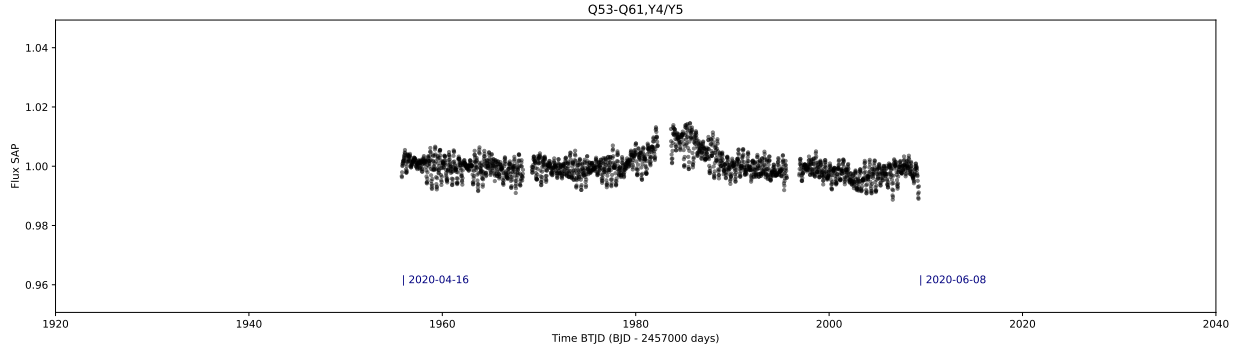
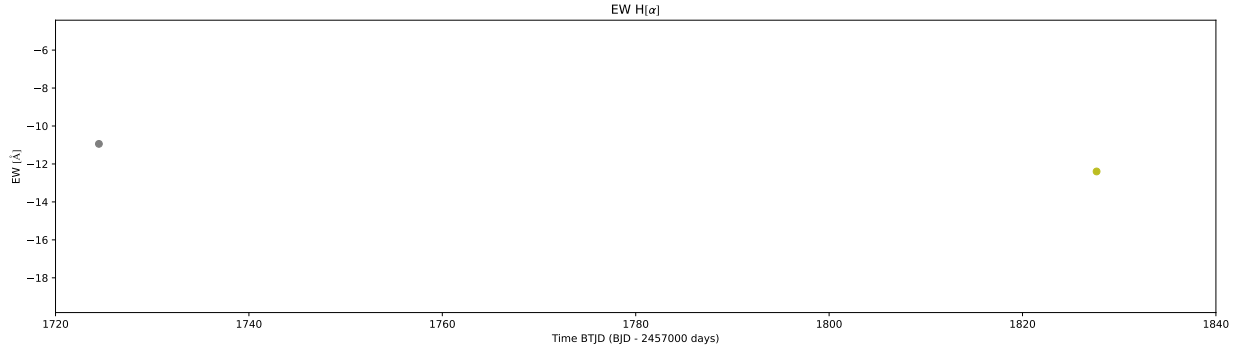
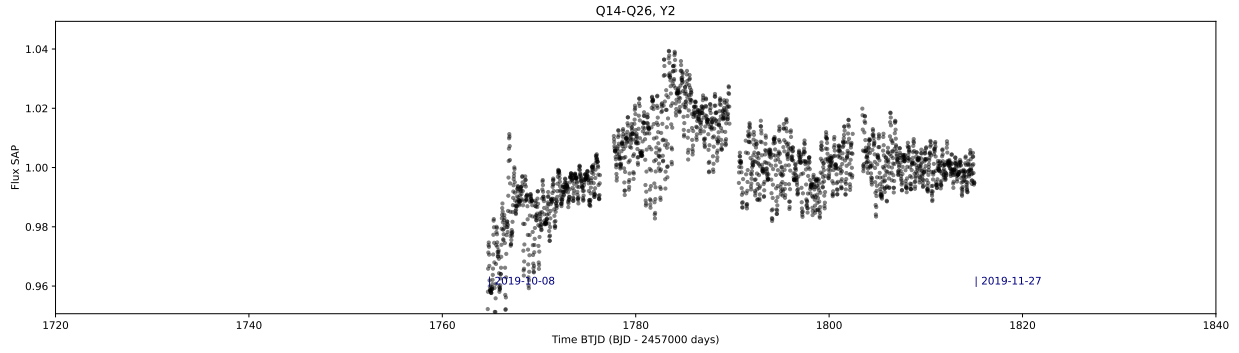
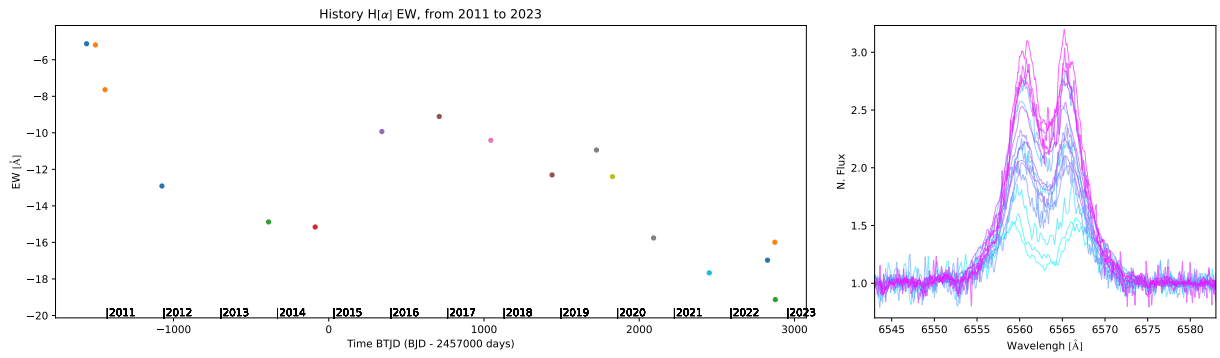
Q53-Q61, Y4/Y5



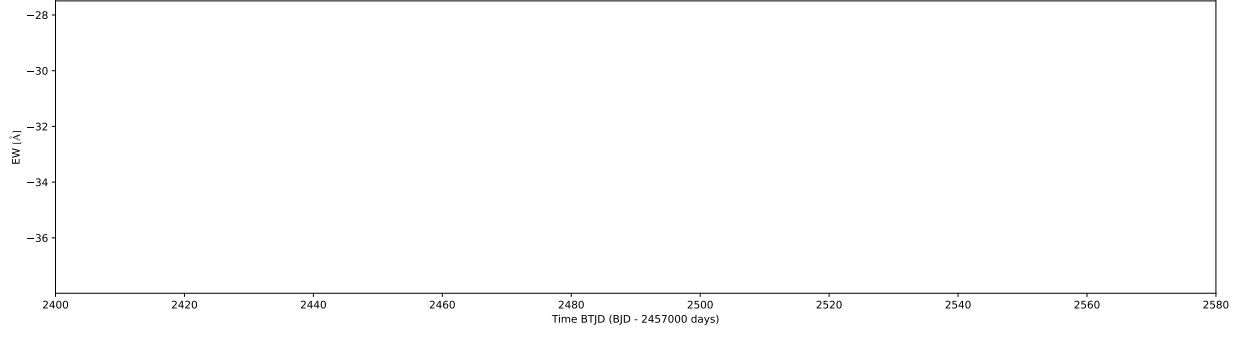
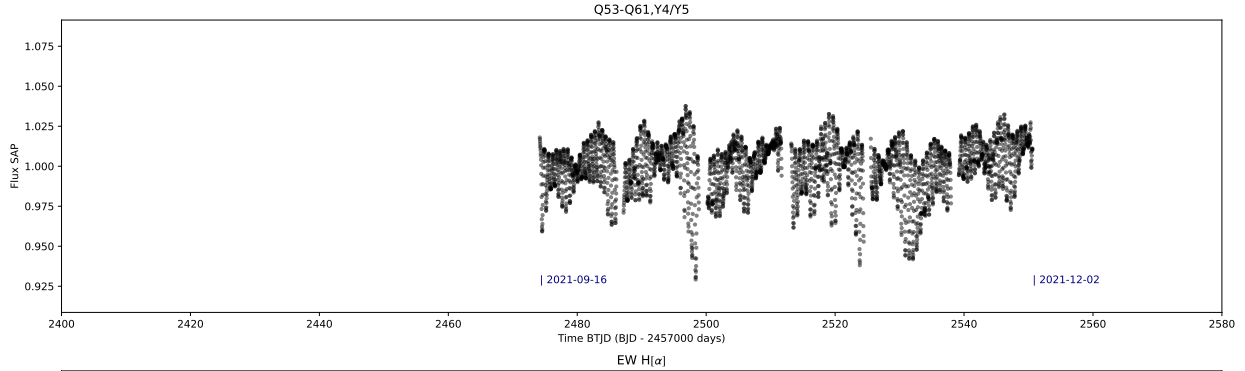
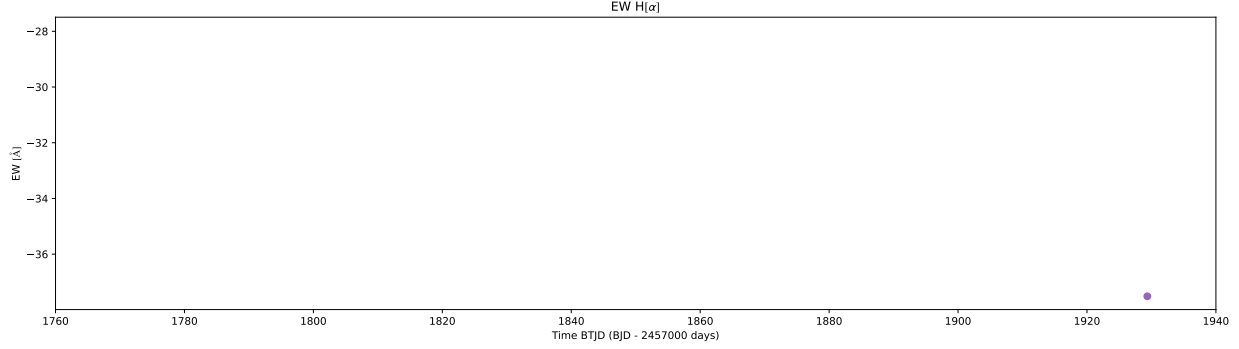
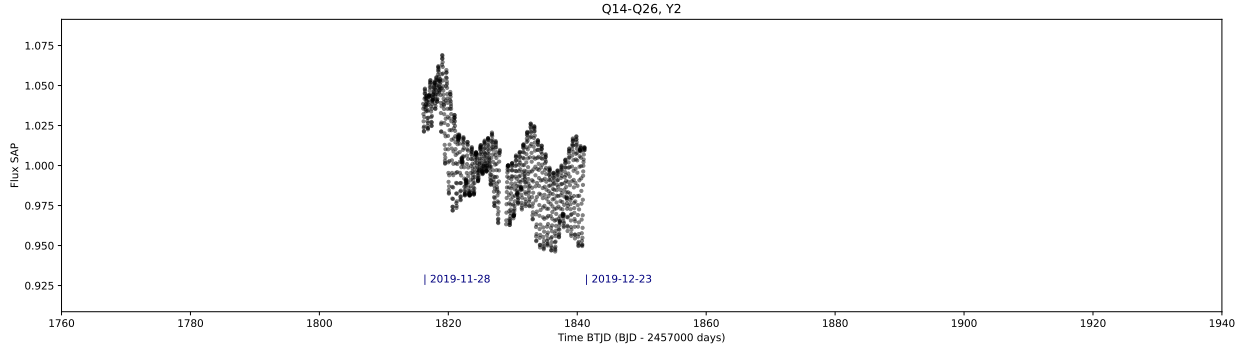
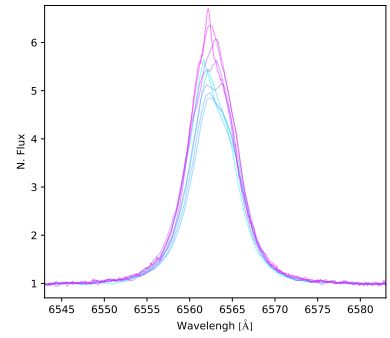
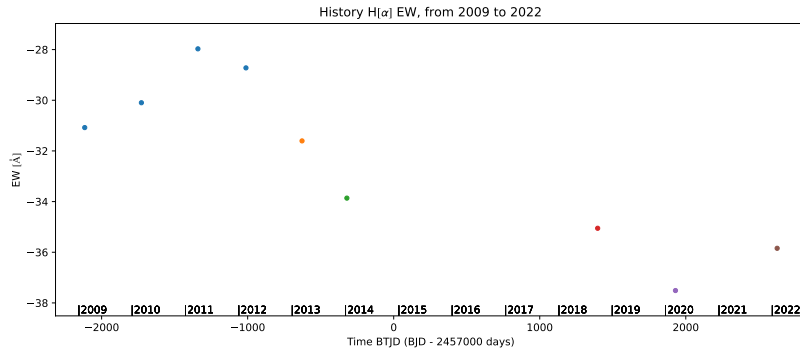
EW H α



420470654 HD2789



115893722 HD45493



Apêndice G

Artigo em preparação sobre HD 212044

A seguir a prévia do artigo em preparação/revisão, relatando nossos resultados com a estrela Be HD 212044, apresentados na seção [5.4](#). O conteúdo desta prévia pode não refletir o conteúdo da publicação final.

LETTER TO THE EDITOR

The persistent Be enigma: the case of HD 212044

Alan W. Pereira¹, Eduardo Janot-Pacheco², Laerte Andrade³, and Marcelo Emilio^{1,4}

¹ Observatório Nacional, MCTI, 20921-400 Rio de Janeiro, RJ, Brazil

e-mail: alanwpereira@gmail.com

² Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, 05509-090 São Paulo, SP, Brazil

³ Laboratório Nacional de Astrofísica, Rua Estados Unidos 154, 37504-364 Itajubá, MG, Brazil

⁴ Universidade Estadual de Ponta Grossa, 84030-900 Ponta Grossa, PR, Brazil

Received January 30, 2024; accepted XXX XX, 2024

ABSTRACT

Be stars are main-sequence objects characterized by rapid rotation and a circumstellar disk fed by mass ejections. They do not reach the break-up velocity and normally exhibit nonradial pulsations (NRPs), that are often considered as the source of the missing angular momentum and energy yielding to mass ejections, but a detailed mechanism for this process remains elusive. The early Be star HD 212044 is seen at low inclination angle (≈ 30 deg) and was observed with the Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS) during October, 2022. We show in this paper that there is a striking, mirror-like correlation between stellar brightness variations, Balmer line emission level and NRP states of HD 212044. This strong correlation challenges observational and theoretical expectations and deserves an adequate explanation. In this star, beating episodes showed up in the light curve precede brightening episodes, emphasizing the need for a comprehensive understanding of the Be phenomenon. Satellite data allowed us to perform also a seismic analysis of the star and to deduce its internal rotation frequency and buoyancy travel time of their gravity mode pulsations. The internal rotation frequency agrees with an early B star seen at moderate inclination angle and with the measured $v \sin i$.

Key words. Be stars – mass ejection episodes – Nonradial pulsations

1. Introduction

Be stars, rapidly rotating objects on or near the main sequence, possess decretion disks, which are the site of emission lines and infrared excess (Rivinius, T., Carciofi, A.C. Martayan, C. 2013, *Astron Astrophys Rev* 21, 69) They often display short-term variability (≈ 0.5 to 2 days) attributed to nonradial (NRP) g and p modes (Rivinius et al. 2003). Be stars feed aperiodically the circumstellar disk through outbursts of variable intensity, during which line emission is enhanced. Be stars do not reach break-up velocity (Zorec et al. 2016), and rotation alone can not respond for the mass ejection. NRP has been often proposed as furnishing the extra momentum and energy source necessary to expell photospheric matter (e.g. Rivinius et al. (1998a,b,c), but establishing a clear correlation with ejections is challenging and we still lack a comprehensive cause-and-effect model.

Rivinius et al. (1998a,b,c) presented a rare case where NRPs directly influenced mass loss episodes in μ Cen. Over the past fifteen years, space photometry has enabled close monitoring of Be stars, combining photometric analyses and spectroscopic observations. For example, (Huat et al. 2009) correlated amplitude variations in primary NRP frequencies of HD 49330 with a CoRoT satellite-observed outburst. Howarth & Stevens (2014) used data from SMEI, WIRE, and MOST satellites to observe ζ Oph's emission-line episode, coinciding with increased intensity in photometric NRP frequencies. Unfortunately, only a single emission-line episode was covered.

Our group observed significant NRP frequency intensity variations during medium-sized outbursts recorded by the CoRoT satellite in HD 172219 (Andrade et al. 2017). We interpreted these variations as a temporary transfer and consumption

of pulsation power, actively contributing to pumping the outburst. Labadie-Bartz et al. (2022) investigated 430 Be stars observed with TESS, identifying amplitude enhancements or beatings of NRP frequencies in synchronism with photometric enhancement and line emission episodes.

In a series of papers, a team led by D. Baade aimed to decipher the Be mass ejection mechanism, leveraging space photometry, spectroscopic observations at ESO, and the Be Star Spectra (BeSS) database (Baade et al. 2016; Rivinius et al. 2016; Baade et al. 2018a,b; Borre et al. 2020; Labadie-Bartz et al. 2021). They empirically dissected Be outbursts and circumstellar disk feeding under NRP variability for several bright Be stars. Their proposed scenario involves two distinct engines: one modulating star-to-disk mass transfer based on a combination of NRP frequencies and another influencing matter dynamics within the decretion disk. However, the triggering for NRP engine ignition remains enigmatic.

Utilizing observations from the Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS) and spectral data of the BeSS database, this *Letter* presents the noteworthy case of the star HD 212044, showing correlation episodes between $H\alpha$ outbursts, photometric variability, and NRP behavior but with a mirror-like form, contrarily to what it should be expected for a star seen at a low inclination angle.

2. Observations

2.1. TESS photometry

The TESS observations of our analysis were obtained at a 20-second cadence, encompassing sectors 16, 17, 56, and 57 for the

star HD 212044. Simple Aperture Photometry light curves from NASA's Ames Research Center were used, providing essential calibration and cleaning steps (Smith et al. 2017), chosen explicitly for Be studies over data products like PDC to avoid hiding outbursts.

2.2. BeSS spectra database

The BeSS database, a freely accessible repository maintained at the Observatoire de Paris-Meudon LESIA laboratory (Neiner et al. 2011), contains spectra of Be stars, Herbig Ae/Be stars, and B[e] supergiants, acquired by both professional and amateur astronomers. This comprehensive database comprises hundreds of thousands of spectra from over a thousand Be stars.

For our analysis, we chose high-resolution spectra of HD 212044 from the BeSS database, obtained concurrently with TESS observations.

3. HD 212044

HD 212044's Be variability, initially noted by Popper (1938), has a rich documented history. The pioneering study identified prominent H α and H β emission lines, along with weak absorption for H γ , leading to the assignment of a spectral type B2ek. Subsequent studies proposed varied classifications: Westerlund (1957) classified it as O9eV, while Jaschek et al. (1980) suggested B1 IVe. Halbedel (1996) assigned a spectral type of B0e and a $v \sin i$ of 150 km/s ($\sigma = 2$ km/s).

Observations with the Hipparcos satellite Adelman et al. (2000) noted the star's variability, identifying HD 212044 as a γ Cas variable. Labadie-Bartz et al. (2018) tracked the photometric behavior of the star over nearly nine years using the KELT telescope (Pepper et al. 2012), incorporating spectroscopic observations from APOGEE-I of the Brackett series (Eisenstein et al. 2011; Chojnowski et al. 2015, 2017) and the BeSS database (Neiner et al. 2011). During about two and a half years (2012-2014), numerous outbursts were observed, and HD 212044 exhibited extreme equivalent width (EW) variability during these episodes. The star was never quiescent, with visible and IR emission lines consistently revealing a strong disk signature. Fifteen H α measurements spanning 5563 days (from July 2002 to September 2016) from BeSS recorded an EW varying by more than an order of magnitude, ranging from -1.24 to -23.53 Å. In the TESS observations analyzed in this study, the H α EW exhibited variability in the interval -15 to -22 Å.

4. Frequency analysis

Periodicity searches for Nonradial Pulsations (NRPs) in TESS light curves utilized the iterative prewhitening method by Degroote et al. (2009), available in the *ivs* Python package developed by the Institute of Astronomy at KU Leuven¹. This method, integrated with Lomb-Scargle periodograms (Scargle 1982), iteratively identifies the highest amplitude frequency at each stage. The initial light curve undergoes adjustment through a non-linear least-square fit, considering current and previous frequencies until the signal-to-noise ratio (S/N) drops below 5. This S/N \geq five threshold aligns with practices in previous analyses of K2 data by Baran et al. (2015) and Burssens et al. (2019). Frequency spectra for HD212044 are presented in Figure A.1, revealing

¹ Code available at <https://github.com/IvS-KULeuven/IvSPythonRepository>

two distinct groups of frequencies, as commonly observed in Be stars. The initial group, exceeding 1 day⁻¹, is denoted as $g1$ in Figures 1 and 2, and the subsequent group, surpassing 2 day⁻¹, is labeled as $g2$. We used wavelets to analyze how a signal's frequencies change over time. **Wavelet analysis surpasses traditional Fourier analysis by offering concurrent localization in both the temporal and spectral domains. While Fourier analysis yields the frequency content of a signal, it cannot pinpoint the temporal occurrence of those frequencies. This limitation renders it ill-suited for non-stationary signals where the spectral components exhibit temporal variation. Wavelet analysis overcomes this challenge by decomposing the signal into components at varying scales and positions, thereby revealing the time-dependent spectral structure of the signal.** (Daubechies & Heil 1992).

4.1. Seismic diagnosis for HD 212044

Takata et al. (2020) proposed a method to calculate the internal rotation frequency and the buoyancy travel times for stars with NRP g sectoral prograde modes. They showed that for each pair of two adjacent NRP frequencies observed in a star should correspond a point of a common straight line in the ν vs $\sqrt{\Delta\nu}$ space, where ν is a NRP frequency displayed by a star and $\Delta\nu$ the difference between the frequencies. The slope and the abscissa intercept of the linear fit are given by $\sqrt{P_0}$ (the buoyancy travel time of g modes) and ν_{rot} (the star's average rotation rate), respectively. Takata et al. (2020) showed that the method can only be applied to prograde sectoral g modes. Otherwise, points due to the referred differences do not align in the ν vs $\sqrt{\Delta\nu}$ diagram, forming a chaotic distribution (e.g. their Fig. 4). Takata et al.'s scheme serves then also to perform the identification of sectoral g modes present in the star. The authors showed also that the method can only be applied to prograde sectoral g modes. Otherwise, points due to the referred differences do not align in the ν vs $\sqrt{\Delta\nu}$ diagram, forming a chaotic distribution (e.g. their Fig. 4).

It must be kept in mind that geometric cancellation effects of the NRP patterns on the surface of the stars cause low degree ℓ (≤ 2) to be photometrically dominant. Accordingly, most results of analysis of space data for SPB stars point to the presence of these low degree NRP ($\ell = 1, 2$). Moreover, many authors showed from seismic modelling and from observations that NRP observed in SPB/Be stars pulsate with sectoral low degree g modes ($\ell = m$) (e.g., De Cat et al. 2005, Rivinius2003, Pápics12, Pápic13, Pápics14, Pápics15, Szewczuk18, Pedersen21 (Supplementary Tables-Parameter estimates), Szewczuk, W. et al. 2022) (e.g., De Cat et al. 2005; Rivinius et al. 2003; Pápics et al. 2012, 2013, 2014, 2015; Szewczuk & Daszyńska-Daszkiewicz 2018; Pedersen et al. 2021; Szewczuk et al. 2022). Moreover, many authors showed from seismic modelling that NRP observed in SPB/Be stars pulsate with sectoral low degree g modes ($\ell = m$) (e.g., De Cat et al. 2005, Rivinius2003, Pápics12, Pápic13, Pápics14, Pápics15, Szewczuk18, Pedersen21 (Supplementary Tables-Parameter estimates), Szewczuk, W. et al. 2022) (e.g., De Cat et al. 2005; Rivinius et al. 2003; Pápics et al. 2012, 2013, 2014, 2015; Szewczuk & Daszyńska-Daszkiewicz 2018; Pedersen et al. 2021; Szewczuk et al. 2022).

Applying Takata et al. (2020)'s method to the TESS observations of HD 212044, following Pereira et al. (2024) approach, we estimated the star's core rotation rate and buoyancy travel time, focusing on gravity sectoral non-radial pulsation (NRP) modes. Moreover, Aerts et al. (2019) conducted a comprehensive analy-

sis of angular momentum in stellar interiors using seismic analysis derived from space photometry. Their findings suggest that low and intermediate-mass stars rotate quasi-rigidly during their core-hydrogen-burning phase. Therefore, the core average rotation rate estimated through the Takata et al. (2020) method is a reliable approximation of the average stellar rotation rate.

Figure 3 depict the ν vs $\sqrt{\Delta\nu}$ for HD 212044 TESS photometry during sectors 16 and 17. For these sectors, we derived for HD 212044: $\nu_{rot} = 8.9 \pm 0.7\mu\text{Hz} = 0.77 \pm 0.06 \text{ day}^{-1}$, $P_0 = 5.3 \pm 0.6 \cdot 10^3 \text{ s}$. In sectors 56 and 57, we obtained $\nu_{rot} = 9.2 \pm 0.3\mu\text{Hz} = 0.79 \pm 0.03 \text{ day}^{-1}$, $P_0 = 6.0 \pm 0.3 \cdot 10^3 \text{ s}$. These values align well with average rotation rates and buoyancy travel times for B stars, as illustrated in Pereira et al. (2024), Table 3 (and references therein).

Assuming $\nu_{rot} = 9.0 \pm 0.5\mu\text{Hz} = 0.77 \pm 0.05 \text{ day}^{-1}$ for the star and considering a spectral type B0V with a radius of $7.2R_{\odot}$ (Straizys & Kuriliene 1981) and a $v\sin i$ of 150 km s^{-1} by Harmanec et al. (1996), we deduce a rotation period of $1.30 \pm 0.08 \text{ day}$ and an inclination angle of $30^\circ < i < 35^\circ$. The $H\alpha$ profile of the star supports this estimation, exhibiting characteristics typical of an object seen at low inclination angle.

5. Correlations between Balmer emission, photometric level, and frequency beatings

We explored correlations among Balmer emission variations, photometric levels, and changes in Non-Radial Pulsation (NRP) frequencies in the two Be stars. Balmer emission data were obtained from the BeSS catalog, while NRP frequencies were derived from TESS observations.

5.1. Photometric variations and outbursts for HD 212044

Figures 1 and 2 depict HD 212044’s outburst patterns during TESS Sectors 16, 17, and 56, 57, respectively, with abscissas presented as BTJD = BJD – 2457000. Each figure covers approximately 50 days of continuous monitoring, revealing variations in TESS photometric SAP flux, $H\alpha$ equivalent width (EW) from the BeSS database (Neiner et al. 2011) with a manually adjusted red line, detrended flux highlighting NRPs beating, wavelet analysis of the TESS signal, and intensity variations of the two primary frequencies and their sum. Notably, an anti-correlation between photometric level and $H\alpha$ intensity challenges expectations for a low-inclination star like HD 212044.

Harmanec (1983) categorized correlations between photometric and spectroscopic features in Be stars into two classes. The first, a positive correlation, associates stronger $H\alpha$ line emission with a brighter star in the Paschen continuum—typical of stars seen at low inclination angles (in contrast to HD 212044’s behavior). The second, a negative correlation, is observed in shell stars near the equator, where more robust $H\alpha$ line emission results in a fainter star. Haubois et al. (2012) demonstrated that a viscous decretion disk, characteristic of Be stars, behaves similarly to the categories defined by Harmanec (1983). At an inclination angle of approximately 70° , there is minimal net change in optical continuum flux during an outburst, as the disk absorbs and scatters roughly the same amount of flux emitted along our line of sight (Haubois et al. 2012).

Strikingly, in Figures 1 and 2, the $H\alpha$ intensity (panels (b)) and TESS photometric level (panels (a)) for the low-inclination star HD 212044 display a remarkable mirroring behavior. TESS Sectors 16 and 17 show a peak in $H\alpha$ EW with a minimum in photometric level at the start, followed by two maxima in bright-

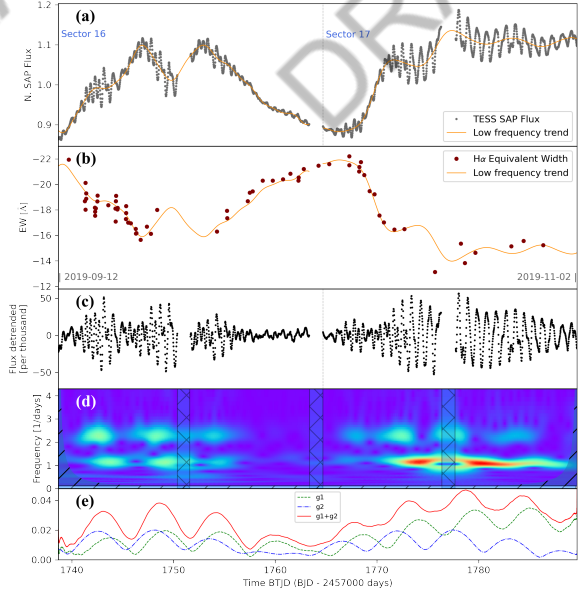


Fig. 1: Outburst episodes in HD 212044 during TESS sectors 16 and 17. (a) TESS Simple Aperture Photometry flux, normalized. Orange line show the low frequency trend. (b) $H\alpha$ equivalent width (EW) measurement showed with red points. Orange line shows the low frequency trend line from previous panel transposed, matching EW variation. (c) Detrended flux highlighting frequency beatings (details in Section 2.1). (d) Wavelet analysis of the TESS signal. (e) Signal enhancements accompanying beatings and intensity variations of the two main non-radial pulsation frequencies in phase with photometric maxima. Abscissas in BTJD (BJD – 2457000) (details in Section 5.1).

ness, coinciding with a lack of emission data. The circumstellar disk’s mass content appears to progress until reaching the region where $H\alpha$ becomes apparent, marked by a significant EW maximum approximately 17 days after the previous photospheric maxima. A subsequent EW maximum occurs at the beginning of Sector 17, correlated with a brightness minimum, followed by another photometric enhancement episode and a new $H\alpha$ EW maximum. The panels (a), and (c) of Figures 1 and 2 show a clear correlation between the beating of NRP frequencies and the photometric level, providing additional insights into the outburst scenario. This correlation suggests that changes in pulsation characteristics play a role in the observed mass ejection through $H\alpha$ emission, with a time delay of approximately 17 days, corresponding to the travel time of the ejected mass to reach the disk region where $H\alpha$ emission occurs. In panels (d) of Figures 1 and 2, the wavelet analysis of frequency variations observed during the sectors is presented. Panels (e) then focus on the two dominant non-radial pulsation (NRP) frequency groups identified in TESS photometry and their sum.

Figure 2 covers TESS sectors 56 and 57. $H\alpha$ EW measurements are scarcer than in sectors 16 and 17, but, on average, the emission is stronger. Similar anti-correlation behavior between photometric level and emission is observed, as in Figure 1: after two brightening episodes, an emission enhancement occurs around the middle of sector 17, starting at approximately BTJD 2855 (second panel from top to bottom). As observed in sectors

6. Conclusions

The era of stellar space photometry, ushered in by missions such as *CoRoT*, *Kepler*, and *TESS*, has significantly transformed our comprehension of stellar variability. Leveraging *TESS* observations, this *Letter* demonstrates correlations between photometric levels, circumstellar disc line emission, and nonradial pulsation frequencies for two Be stars. Investigating the dynamic star HD 212044 variability patterns, we unexpectedly discover a robust negative correlation between photometry and H α equivalent width (EW). This intriguing finding challenges our prior understanding of the object, and future studies will be crucial for unraveling the true nature of this star. The application of the seismic diagnosis method by Takata et al. (2020) to the photometric data enables us to estimate core rotation rates and buoyancy travel times for both stars, yielding results consistent with the rotation rates and pulsation characteristics typical of B-class objects. These findings contribute neatly to unraveling the intricate variability of Be stars, providing insights into the interplay between pulsation characteristics, mass ejection, and disk properties.

Acknowledgements. This work has made use of the BeSS database, operated at LESIA, Observatoire de Meudon, France: <http://base6.obspm.fr>. This paper includes data collected by the TESS mission. Funding for the TESS mission is provided by the NASA's Science Mission Directorate. This study was financed in part by the Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior - Brazil (CAPES) - Finance Code 001, by Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo (FAPESP) through grant 2016/13750-6, and by the State of Paraná Secretary of Science, Technology and Higher Education - Fundo Paraná. M.E. gratefully acknowledges the financial support of the "Fenômenos Extremos do Universo" of the Fundação Araucária.

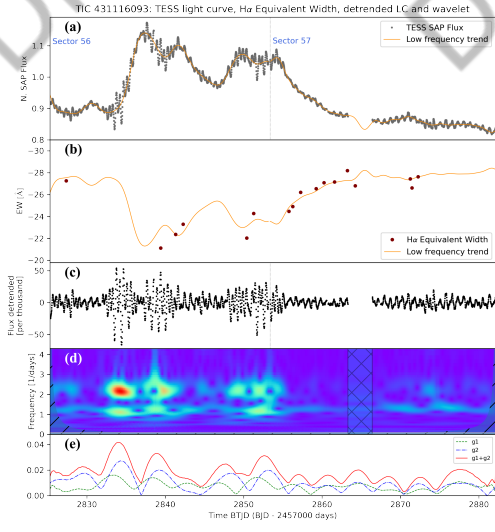


Fig. 2: Similar to Figure 1, depicting TESS Sectors 56 and 57.

16 and 17, the beating of the main NRP frequencies aligns with the brightness enhancement in the last three panels.

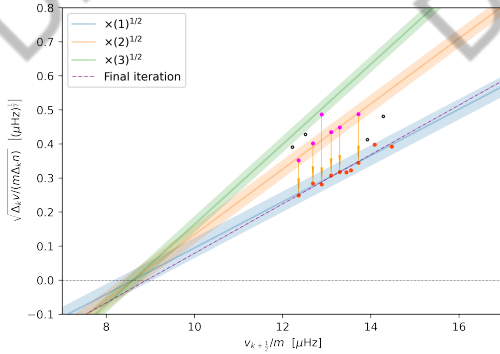


Fig. 3: ν vs $\sqrt{\Delta\nu}$ diagram for HD 212044 during TESS sectors 16 and 17. In the Takata et al. (2020) method, the intercept of the final fitting with the 0.0 line estimates the star's average rotation frequency, and its slope measures the buoyancy travel time of gravity oscillations, P_0 . Magenta squares indicate modes with "jumps" in radial order n , with $\Delta_k n$ of 2, 3, ..., represented by colored lines starting with orange. Red squares indicate modes with $\Delta_k n = 1$ or corrected by a factor of $1/\sqrt{\Delta_k n}$; yellow arrows indicate when this correction was applied. Black points were discarded. The solid blue line represents the first iteration, and the purple dashed line indicates the inclination after convergence.

References

- Adelman, S. J., Mayer, M. R., & Rosidivito, M. A. 2000, *Information Bulletin on Variable Stars*, 5008, 1
- Aerts, C., Mathis, S., & Rogers, T. M. 2019, *ARA&A*, 57, 35
- Andrade, L., Janot-Pacheco, E., Emilio, M., et al. 2017, *A&A*, 603, A41
- Baade, D., Pigulski, A., Rivinius, T., et al. 2018a, *A&A*, 610, A70
- Baade, D., Pigulski, A., Rivinius, T., et al. 2018b, *A&A*, 610, A70
- Baade, D., Rivinius, T., Pigulski, A., et al. 2016, *A&A*, 588, A56
- Baran, A. S., Koen, C., & Pokrzywka, B. 2015, *MNRAS*, 448, L16
- Borre, C. C., Baade, D., Pigulski, A., et al. 2020, *A&A*, 635, A140
- Bursens, S., Bowman, D., Aerts, C., et al. 2019, *Monthly Notices Of The Royal Astronomical Society*, 489, 1304
- Chojnowski, S. D., Whelan, D. G., Wisniewski, J. P., et al. 2015, *AJ*, 149, 7
- Chojnowski, S. D., Wisniewski, J. P., Whelan, D. G., et al. 2017, *AJ*, 153, 174
- Daubechies, I. & Heil, C. 1992, *Computers in Physics*, 6, 697
- De Cat, P., Briquet, M., Daszyńska-Daszkiewicz, J., et al. 2005, *A&A*, 432, 1013
- Degroote, P., Aerts, C., Ollivier, M., et al. 2009, *A&A*, 506, 471
- Eisenstein, D. J., Weinberg, D. H., Agol, E., et al. 2011, *AJ*, 142, 72
- Halbedel, E. M. 1996, *PASP*, 108, 833
- Harmanec, P. 1983, *Hvar Observatory Bulletin*, 7, 55
- Harmanec, P., Morand, F., Bonneau, D., et al. 1996, *A&A*, 312, 879
- Haubois, X., Carciofi, A. C., Rivinius, T., Okazaki, A. T., & Bjorkman, J. E. 2012, *ApJ*, 756, 156
- Howarth, I. D. & Stevens, I. R. 2014, *MNRAS*, 445, 2878
- Huat, A. L., Hubert, A. M., Baudin, F., et al. 2009, *A&A*, 506, 95
- Jaschek, M., Hubert-Delplace, A. M., Hubert, H., & Jaschek, C. 1980, *A&AS*, 42, 103
- Labadie-Bartz, J., Baade, D., Carciofi, A. C., et al. 2021, *MNRAS*, 502, 242
- Labadie-Bartz, J., Carciofi, A. C., Henrique de Amorim, T., et al. 2022, *AJ*, 163, 226
- Labadie-Bartz, J., Chojnowski, S. D., Whelan, D. G., et al. 2018, *AJ*, 155, 53
- Neiner, C., de Batz, B., Cochar, F., et al. 2011, *AJ*, 142, 149
- Pápics, P. I., Briquet, M., Baglin, A., et al. 2012, *A&A*, 542, A55
- Pápics, P. I., Moravveji, E., Aerts, C., et al. 2014, *A&A*, 570, A8
- Pápics, P. I., Tkachenko, A., Aerts, C., et al. 2013, *A&A*, 553, A127
- Pápics, P. I., Tkachenko, A., Aerts, C., et al. 2015, *ApJ*, 803, L25
- Pedersen, M. G., Aerts, C., & Pápics, P. I. 2021, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 53, American Astronomical Society Meeting Abstracts, 323.05