



Curso de Física: Astrofísica

Andriele Carolayne da Silva Mendonça

**A variabilidade da linha de H α em estrelas Be:
um estudo estatístico.**

Trabalho de Conclusão de Curso

São Cristóvão - SE
Brasil
2023

Andriele Carolayne da Silva Mendonça

**A variabilidade da linha de H α em estrelas Be:
um estudo estatístico.**

Trabalho de Conclusão de Curso apresentado ao Departamento de Física da Universidade Federal de Sergipe, como requisito parcial para a obtenção do título de bacharela em Física: Astrofísica.

Orientador: Rodrigo Georgetti Vieira

*Dedico este trabalho a Deus, à
Virgem Maria, a meus pais e a
meu avô.*

Agradecimentos

Agradeço a minha família, especialmente a meus pais e meu avô, sem os quais não me seria possível ter começado a trilhar esta jornada. Agradeço também ao meu orientador, Rodrigo, por toda a paciência que sempre demonstrou mesmo com um trabalho iniciado em cima da hora. Agradeço também a todos os professores por quem passei, especialmente aos professores de Astrofísica, Sérgio, Raimundo, Marcelo, Júlia, Luciano e Rodrigo. Agradeço a Victor, por ter me incentivado e ajudado durante a elaboração deste trabalho. E, deixando o mais importante por último, agradeço especialmente a Deus, cuja obra foi objeto de estudo (estrelas), meio (intelecto) e autora (a que escreve) deste trabalho.

“Desde a criação do mundo, as perfeições invisíveis de Deus, o seu sempiterno poder e divindade, se tornam visíveis à inteligência, por suas obras.”

(Romanos 1,20.)

Resumo

Estrelas Be clássicas são estrelas do tipo B, mas também do tipo O tardio ou A recente, que apresentam ou já apresentaram uma ou mais linhas da série de Balmer em emissão. Essas estrelas podem apresentar uma alta variabilidade na linha de H α , em diferentes escalas de tempo. O trabalho de Jones et al. (2011) propôs-se a fazer uma análise quantitativa da variabilidade de H α para um conjunto de estrelas através do teste estatístico F , além de estimar se tais estrelas apresentavam uma tendência de crescimento ou diminuição do perfil de linha durante o período observado. Inspirados nesse trabalho, fizemos uma análise semelhante, ainda que com alguns métodos próprios, para uma maior quantidade de estrelas e um período mais largo de observação, através de espectros disponibilizados pela plataforma BeSS. Como resultado, produzimos uma série de gráficos que indicam o comportamento da variabilidade de H α para uma amostra de 100 estrelas Be, e descobrimos algumas relações entre a variabilidade de H α e a intensidade média da linha (\overline{EW}), $v \sin i$, e tipo espectral. Vimos também que o subtipo espectral também se relaciona com essas mesmas grandezas, sendo as estrelas com maior $v \sin i$, \overline{EW} e desvio padrão de EW , quase todas estrelas de tipo B recentes.

Palavras Chaves: Estrelas Be; variabilidade; espectroscopia; H α .

Abstract

Classical Be stars are B-type stars, but also late-O or recent A-type stars, which present or have already presented one or more lines of the Balmer series in emission. These stars may show a high variability in the H α line, in different time scales. The paper of Jones et al. (2011) developed a quantitative analysis of the variability of H α for a set of stars through the statistical F test, in addition to estimating whether such stars showed a trend of increasing or decreasing line profile during the observed period. Inspired by this paper, we performed a similar analysis, albeit with some of our own methods, for a larger sample of stars and a longer period of observations, through spectra made available by the BeSS database. As a result, we produced a series of graphs that indicate the behavior of the variability of H α for a sample of 100 Be stars, and we discovered some relationships between the variability of H α and the mean intensity of the line (\overline{EW}), $v\sin i$, and spectral type. We also saw that the spectral subtype also relates to these same quantities, with stars with greater $v\sin i$, \overline{EW} and standard deviation of EW , almost all recent B-type stars.

Keywords: Be Stars; variability; spectroscopy; H α .

Sumário

1	Introdução	1
1.1	Banco de dados BeSS	2
1.2	Objetivos	3
2	Metodologia	4
2.0.1	Normalização dos espectros	6
2.0.2	Determinação de σ_{EW}	6
2.0.3	Análise estatística	8
3	Resultados e Discussão	12
3.1	Propriedades da amostra	12
3.2	Resultados	14
4	Conclusões e perspectivas	25
	Referências	27
	APÊNDICES	28
	Apêndice A Gráficos	29

Lista de Figuras

1.1	Padre Ângelo Secchi, descobridor da primeira estrela Be clássica.	2
2.1	Representação da largura equivalente de uma linha espectral. Aqui, EW é chamado de W .	4
3.1	Histograma da quantidade de espectros, contendo $H\alpha$, utilizados para o estudo em cada estrela.	12
3.2	Histograma do Período de observação das estrelas da amostra.	13
3.3	Histograma da classificação espectral das estrelas da amostra.	14
3.4	Painéis superiores: fluxo normalizado <i>vs.</i> comprimento de onda dos espectros sobrepostos. Painéis inferiores: variação da linha de $H\alpha$ <i>vs.</i> período de observação de cada espectro. As linhas horizontais tracejadas indicam o valor médio de EW e sua variação de 1σ , enquanto a linha sólida representa o ajuste linear obtido.	15
3.5	Distribuição de \overline{EW} e sua dependência com a variação temporal de EW .	19
3.6	Taxa de variação anual de EW (dEW/dt)	20
3.7	Histograma do valor de F .	21
3.8	Distribuição dos valores de $v\sin i$ e sua dependência com a variação temporal de EW	22
3.9	Tipo espectral <i>vs.</i> Desvio padrão de EW . Cada ponto contém uma área proporcional ao número de observações do objeto, e tonalidade indicando o período de observação em anos, conforme ilustrado na barra de cor.	23
3.10	Dependências com o tipo espectral. Cada ponto contém uma área proporcional ao número de observações do objeto, e tonalidade indicando o período de observação em anos, conforme ilustrado na barra de cor.	24
A.1	α Cas	30
A.2	ϕ And	30
A.3	V764 Cas	31
A.4	HD 9709	31

A.5 ϕ Per	32
A.6 ε Cas	32
A.7 V777 Cas	33
A.8 HD 13867	33
A.9 θ Ari	34
A.10 HD 18552	34
A.11 BK Cam	35
A.12 ψ Per	35
A.13 CT Cam	36
A.14 HD 22780	36
A.15 Electra	37
A.16 Merope	37
A.17 Alcyone	38
A.18 Pleione	38
A.19 Menkhib	39
A.20 48 Per	39
A.21 HD 29866	40
A.22 11 Cam	40
A.23 λ Eri	41
A.24 12 Aur	41
A.25 η Ori	42
A.26 25 Ori	42
A.27 ζ Tau	43
A.28 ω Ori	43
A.29 69 Ori	44
A.30 PZ Gem	44
A.31 ν Gem	45
A.32 FS CMa	45
A.33 15 Mon	46
A.34 V743 Mon	46
A.35 QY Gem	47
A.36 19 Mon	47
A.37 HD 57682	48
A.38 OT Gem	48
A.39 β CMi	49
A.40 FY CMa	49
A.41 FF Cam	50
A.42 BN Gem	50
A.43 5 cnc	51

A.44 HD 79066	51
A.45 17 Sex	52
A.46 ϕ Leo	52
A.47 Phecda	53
A.48 ζ Crv	53
A.49 κ Dra	54
A.50 53 Boo	54
A.51 θ CrB	55
A.52 4 Her	55
A.53 δ Sco	56
A.54 ζ Oph	56
A.55 HD 162428	57
A.56 Z Her	57
A.57 66 Oph	58
A.58 σ Her	58
A.59 HD 168957	59
A.60 V532 Lyr	59
A.61 HD 171780	60
A.62 CX Dra	60
A.63 Sheliak	61
A.64 HD 175863	61
A.65 τ Lyr	62
A.66 V1448 Aql	62
A.67 V923 Aql	63
A.68 12 Vul	63
A.69 25 Cyg	64
A.70 28 Cyg	64
A.71 HD 192445	65
A.72 QR Vul	65
A.73 V2113 Cyg	66
A.74 HD 194057	66
A.75 HD 194779	67
A.76 λ Cyg	67
A.77 V2136 Cyg	68
A.78 59 Cyg	68
A.79 V2148 Cyg	69
A.80 ν Cyg	69
A.81 6 Cep	70
A.82 V2162 Cyg	70

A.83 Alfirk	71
A.84 HD 206773	71
A.85 16 Peg	72
A.86 V357 Lac	72
A.87 31 Peg	73
A.88 π Aqr	73
A.89 8 Lac A	74
A.90 14 Lac	74
A.91 EW Lac	75
A.92 V378 And	75
A.93 σ And	76
A.94 β Psc	76
A.95 18 And	77
A.96 HD 224544	77
A.97 LQ And	78
A.98 V415 Lac	78

Lista de Tabelas

2.1	Tabela contendo as 100 estrelas obtidas no catálogo BeSS, com seus respectivos nomes, identificadores HD e HR, tipos espectrais, velocidades de rotação, períodos em que foram observadas e quantidade de observações feitas.	9
3.1	Tabela contendo as 100 estrelas da amostra, com seus respectivos valores de \overline{EW} , da incerteza e variância temporal de EW , os valores de F e C , a variação temporal de EW e o logarítmico de χ^2_r , além de uma classificação.	17

Estrelas Be clássicas são estrelas não supergigantes do tipo B – em alguns casos, do tipo O tardio ou A recente – na sequência principal, que apresentam, ou já apresentaram emissão das linhas da série de Balmer. A emissão tem origem num disco de decreção formado por gás ejetado da fotosfera das estrelas devido a combinação da alta taxa de rotação – da ordem de 250km/s (Neiner 2018) – e de pulsações não radiais que essas estrelas apresentam. São estrelas comuns, considerando que constituem cerca de 20% das estrelas do tipo B conhecidas em nossa Galáxia (Zorec & Briot 1997), e possuem grande importância no estudo da evolução de estrelas massivas, especialmente no tocante à influência da alta rotação no processo, além de outros campos de pesquisa, como o estudo de ambientes circunstelares e a asteroseismologia de estrelas quentes.¹ Como dito por Neiner (2018), estrelas Be são altamente variáveis em diversas escalas de tempo, tanto fotometricamente, quanto espectroscopicamente. Nesse último caso, a emissão das linhas de Balmer nessas estrelas apresenta uma variabilidade notável. A variação multiperiódica de curto prazo ocorre desde algumas horas a semanas, e sua causa é atribuída às pulsações não radiais (Rivinius et al. 1998). Já a variação cíclica de longo prazo, que se observa em um período de dezenas de anos, ocorre devido a ondas de densidade de um braço do disco (Okazaki 1991; Štefl et al. 2009). Algumas estrelas Be chegam a perder completamente o seu disco, tornando-se, por este período, uma estrela B normal, e, muitas vezes, voltam a formar um disco de decreção novamente, após algum tempo. Essa variação se chama “*Be to normal B to Be*”, e estudos mostram que esse evento não é raro (Wisniewski et al. 2010).

A primeira das estrelas Be descobertas foi γ Cas, pelo Padre Ângelo Secchi (Figura 1.1), então diretor do Observatório do Colégio Romano. Em 1866, ele relata, numa carta de 23 de Agosto, uma estrela que, curiosamente, apresentava uma linha de emissão muito mais brilhante que todo o resto do espectro (Secchi 1866), que correspondia à linha de H β .

¹ Fonte: https://www.eso.org/~triviniu/documents/bigwork_print.pdf

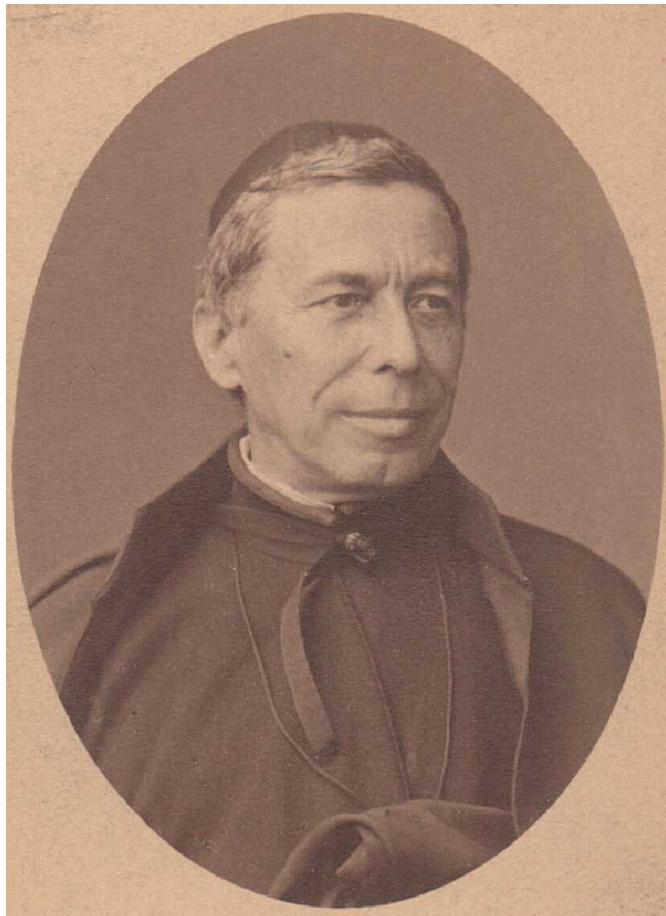


Figura 1.1: Padre Ângelo Secchi, descobridor da primeira estrela Be clássica.

Devido a sua rotação muito alta, estrelas Be tornam-se achatadas devido à força centrífuga e, por isso, seu perfil de linha é alargado pelo efeito Doppler. Além disso, é comum que a linha de emissão apareça com um pico duplo (Rivinius et al. 2013), como efeito da velocidade projetada do disco na linha de visada do observador.

1.1 Banco de dados BeSS

Considerando o grande grau de variabilidade das estrelas Be ao longo do tempo, e visando promover o estudo desses objetos através da observação regular da evolução de suas variações, foi criado em 2007, pela astrônoma francesa Coralie Neiner, o banco de dados BeSSⁱⁱ – Be Star Spectra –, que possibilita que qualquer observador compartilhe seu espectro medido para o público geral. A plataforma conta hoje com a colaboração de diversos astrônomos profissionais e amadores.

Em 2018, o BeSS já apresentava em seu catálogo todas as estrelas Be clássicas conhecidas, assim como Herbig Be e supergigantes B[e], até a magnitude $V = 11$ mag. Também estão catalogadas no BeSS algumas estrelas Oe e estrelas análogas a γ Cas. Atualmente, há 2330 es-

ⁱⁱ <http://basebe.obspm.fr/basebe/>

trelas Be disponíveis no catálogo. A plataforma também disponibiliza diversos espectros desses objetos, a maioria deles compartilhados por astrônomos amadores. Além dos espectros, também são fornecidos alguns parâmetros como as coordenadas do objeto, sua magnitude, temperatura efetiva, tipo espectral etc.

Para garantir a veracidade e qualidade dos dados e das informações que deles serão obtidas, há um protocolo de verificação pelo qual todo espectro fornecido ao banco de dados passa antes de ser disponibilizado ao público ([Neiner 2018](#)).

1.2 Objetivos

O objetivo deste trabalho é fazer um estudo da categoria de estrelas conhecida por Be Clássicas, a partir de espectros já existentes e disponibilizados ao público pelo banco de dados BeSS. Mais especificamente, objetiva estudar a variabilidade do fluxo da linha de H α , e sua possível correlação com propriedades fundamentais das estrelas.

Este trabalho foi inspirado no estudo desenvolvido por [Jones et al. \(2011\)](#), onde os autores, a partir de espectros adquiridos num período de 4 anos, calcularam os valores de largura equivalente da linha de H α para uma amostra de estrelas Be clássicas.

A largura equivalente é definida como:

$$EW = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} (1 - F_{norm}) d\lambda \quad (2.1)$$

onde F_{norm} é o fluxo normalizado da estrela e EW corresponde à largura de uma caixa que possui a mesma área que o perfil de linha normalizado, conforme ilustrado na Figura 2.1, retirada de [Carroll & Ostlie \(2017\)](#).

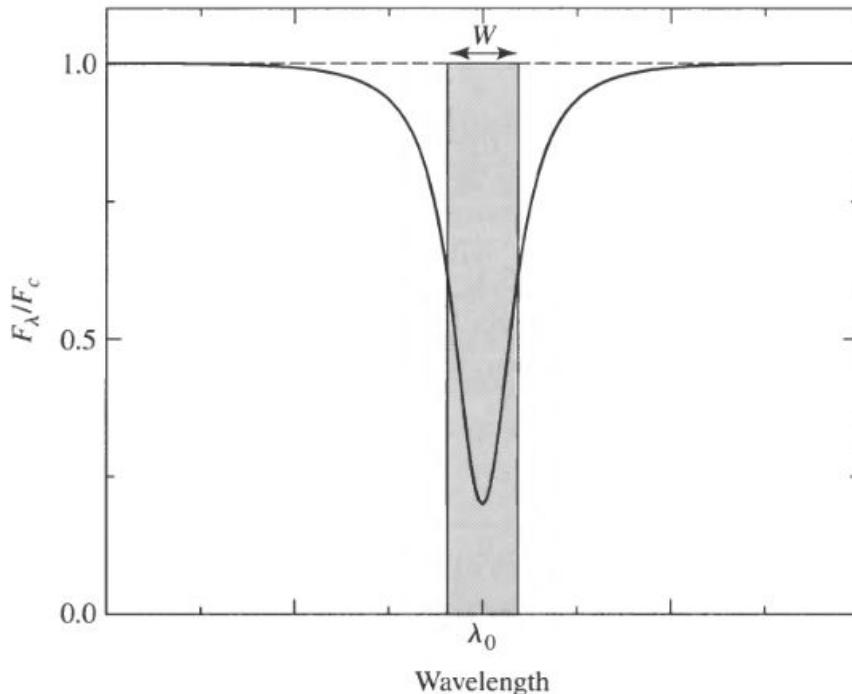


Figura 2.1: Representação da largura equivalente de uma linha espectral. Aqui, EW é chamado de W .

A variação foi quantificada com a utilização de um teste estatístico chamado Teste F

(Fisher et al. 1987), que compara as variâncias de duas populações, por meio da fórmula:

$$F = \frac{S_1^2}{S_2^2} \quad (2.2)$$

Aqui, S representa o desvio padrão, e a variância (S^2) é o seu quadrado.

Um teste estatístico é um procedimento através do qual se decide aceitar ou rejeitar a hipótese nula (H_0), a partir de dados coletados da amostra.

A hipótese é uma suposição acerca de um parâmetro populacional – média, variância etc –, e se apresenta de dois tipos: hipótese nula (H_0) ou hipótese alternativa (H_a). A hipótese nula afirma a igualdade entre os parâmetros de interesse, e é a hipótese a ser testada. No caso de rejeição de H_0 pelo teste estatístico escolhido, adota-se a hipótese alternativa (H_a), que afirmará o contrário da hipótese nula. Para decidir pela rejeição ou aceitação de H_0 , pode-se fazer uso de uma faixa de valores, chamada de região crítica, ou da determinação do nível descritivo do teste (p -value).

O valor p fornece a probabilidade de que haja estimativas iguais ou maiores que a encontrada, considerando H_0 verdadeira. Isso quer dizer que uma probabilidade muito pequena de se obter, sob a hipótese nula, valores como o encontrado, indica que H_0 deve ser rejeitada em favor da hipótese alternativa. Para a determinação do quão pequeno deve ser o valor p para optar-se pela rejeição de H_0 , faz-se uma comparação com o valor de α . Assim, se $p \leq \alpha$, rejeita-se H_0 ; por outro lado, se $p > \alpha$, toma-se H_0 por verdadeiro. Em geral, considera-se $\alpha = 0,05$ (Ferreira & Patino 2015).

No caso de Jones et al. (2011), utiliza-se o teste F para comparar a incerteza da medição de EW com a variância da medida de EW ao longo do tempo. Se a hipótese nula for verdadeira, isto é, se as variâncias forem comparáveis, significa que não há variação na largura equivalente da estrela em questão. Se a hipótese nula for rejeitada, significa que a emissão de $H\alpha$ sofreu variação.

Para a realização do presente trabalho, obtivemos os espectros das 100 estrelas Be clássicas mais observadas, isto é, com mais espectros disponíveis no banco de dados BeSSⁱ. A partir disso, fizemos uma seleção para que fossem utilizados apenas os espectros contendo a região de interesse – $\lambda = 6562,8 \text{ \AA}$, região de emissão de $H\alpha$ –, seguida da normalização do espectro, para consequente cálculo de EW .

ⁱ O BeSS possui em seu catálogo espectros contendo diversas regiões do espectro estelar, não necessariamente da região do entorno da linha de $H\alpha$.

2.0.1 Normalização dos espectros

Para a normalização do perfil de linha, primeiramente, obtivemos os dados de fluxo e comprimento de onda através dos arquivos *fits* obtidos no BeSS. Com esses dados, e selecionando a região de interesse – em torno de H α – calculamos o fluxo do contínuo, aproximando-o por uma equação da reta:

$$F_c = F_1 + \frac{(F_2 - F_1)}{(\lambda_2 - \lambda_1)} \times (\lambda - \lambda_1) \quad (2.3)$$

onde λ é o comprimento de onda do espectro, λ_1 , o comprimento de onda mínimo, e λ_2 , o comprimento de onda máximo dentro da região delimitada entre (6519,0 – 6606,5) Å. F_1 corresponde à mediana do fluxo da borda esquerda – que foi definida como todos os valores contidos desde λ_1 até $\lambda_1 + 5$ Å, exclusive –, e F_2 , à mediana do fluxo da borda direita – de modo semelhante, de $\lambda_2 - 5$ Å até λ_2 .

Por fim, obtivemos o fluxo normalizado por meio da divisão do fluxo pelo fluxo do contínuo.

$$F_{norm} = \frac{F_\lambda}{F_c} \quad (2.4)$$

2.0.2 Determinação de σ_{EW}

Para a aplicação do teste F , utilizamos a variância temporal da medida de EW (S^2) e a incerteza de EW (σ_{EW}).

Para a determinação de σ_{EW} , utilizamos dois métodos. O método 1 consiste no adotado por Jones et al. (2011), em que se assume $\sigma_{EW} = 3\% EW$. O método 2 consiste num procedimento estatístico, que será descrito a seguir.

Primeiramente, usamos a fórmula de propagação de incertezas. A partir da Equação 2.4, temos:

$$\sigma_{F_{norm}}^2 = \left(\frac{\partial F_{norm}}{\partial F_\lambda} \right)^2 \sigma_\lambda^2 + \left(\frac{\partial F_{norm}}{\partial F_C} \right)^2 \sigma_C^2, \quad (2.5)$$

onde σ_λ é a incerteza do fluxo total, enquanto σ_C é a incerteza do fluxo contínuo.

As derivadas parciais da Equação 2.5 são dadas por

$$\frac{\partial F_{norm}}{\partial F_\lambda} = \frac{1}{F_C} \quad (2.6)$$

$$\frac{\partial F_{norm}}{\partial F_C} = \frac{-F_\lambda}{F_C^2}. \quad (2.7)$$

Dessa forma, temos que

$$\sigma_{F_{norm}}^2 = \frac{1}{F_C^2} \sigma_\lambda^2 + \frac{F_\lambda^2}{F_C^4} \sigma_C^2 \rightarrow \sigma_{F_{norm}}^2 = \frac{\sigma_\lambda^2}{F_C^2} + \frac{F_\lambda^2 \sigma_C^2}{F_C^4}. \quad (2.8)$$

Supondo que σ_λ e σ_C sejam iguais, temos

$$\sigma_{F_{norm}}^2 = \frac{\sigma^2}{F_C^2} \left(1 + \frac{F_\lambda^2}{F_C^2} \right) \rightarrow \sigma_{F_{norm}} = \frac{\sigma}{F_C} \sqrt{1 + \frac{F_\lambda^2}{F_C^2}}. \quad (2.9)$$

Assumindo que $\frac{\sigma}{F_C}$ seja constante em todo o espectro, e sendo a função F_{norm} , no contínuo, igual a 1, obtemos a expressão

$$\sigma_{F_{norm}} = \frac{\sigma}{F_C} \sqrt{2} \rightarrow \frac{\sigma}{F_C} = \frac{\sigma_{F_{norm}}}{\sqrt{2}}, \quad (2.10)$$

que aproximamos para

$$\frac{\sigma}{F_C} \approx \sigma_{F_{norm}} \quad (2.11)$$

Desse modo, chamaremos $\frac{\sigma}{F_C}$ de σ_{cont} , que corresponde ao valor de $\sigma_{F_{norm}}$ no contínuo. Assim, obtemos a equação

$$\sigma_{F_{norm}} = \sigma_{cont} \sqrt{1 + F_{norm}^2} \quad (2.12)$$

Para obter σ_{cont} , fizemos um vetor contendo os comprimentos de onda das bordas esquerda e direita, desta vez, com limites $\lambda_1 + 10 \text{ \AA}$ e $\lambda_2 - 10 \text{ \AA}$, respectivamente, e calculamos o seu desvio padrão.

Com o valor de σ_{cont} , utilizamos a Equação 2.12, e a partir de então, utilizamos um método de *bootstrapping*ⁱⁱ, em que, supondo que a incerteza do espectro seja gaussiana, recalculamos EW emulando, a partir dos dados reais obtidos (F_{norm} e $\sigma_{F_{norm}}$), flutuações da medida de EW , para a obtenção de um desvio padrão. Isso foi feito, primeiramente, por meio do laço:

```
for j in range(1000):
    F_simulado = F_norm + sigma_Fnorm*np.random.randn(len(F_norm))
```

que gera uma sequência de números numa distribuição gaussiana. Posteriormente, calculamos o valor de $EW_{simulado}$ a partir de cada $F_{simulado}$, conforme a Equação 2.1.

Finalmente, obtivemos σ_{EW} calculando o desvio padrão dos $EW_{simulados}$ através do

ⁱⁱ Procedimento estatístico que cria amostras simuladas a partir de um conjunto de dados real.

bootstrapping. Para medir a confiabilidade do resultado do teste estatístico, utilizamos o nível de confiança C , que foi definido como $C = 1 - p$, onde p é o nível descritivo (*p-value*). O valor p foi calculado através de uma função *Python*, e leva em consideração a quantidade de espectros utilizada. Quanto menor o seu valor, maior a probabilidade de rejeição da hipótese nula. Isso também foi inspirado no trabalho de Jones et al. (2011), que utiliza uma abordagem semelhante.

2.0.3 Análise estatística

Além disso, catalogamos os tipos e subtipos espectrais das estrelas selecionadas, seus identificadores HR e HD, que foram obtidos através do SIMBADⁱⁱⁱ, o $v \sin i$, obtido através da própria plataforma do BeSS, e o intervalo de tempo durante o qual foram feitas as observações, cuja informação consta no cabeçalho dos arquivos *fits* que contém os dados espectroscópicos. As 100 estrelas selecionadas e suas respectivas informações encontram-se na Tabela 2.1.

ⁱⁱⁱ <https://simbad.unistra.fr/simbad/>

Tabela 2.1: Tabela contendo as 100 estrelas obtidas no catálogo BeSS, com seus respectivos nomes, identificadores HD e HR, tipos espetrais, velocidades de rotação, períodos em que foram observadas e quantidade de observações feitas.

Nome	Id. HD	Id. HR	Tipo espec.	$v \sin i$ (km s^{-1})	Período obs. (anos)	Nº de observações
σ Cas	4180	193	B5	195	27,3	101
γ Cas	5394	264	B0	432	29,1	1665
V442 And	6226	-	-	-	19	1382
ϕ And	6811	335	B5	85	26,2	324
V764 Cas	7636	-	B2	-	20	50
HD 9709	9709	-	B8	350	20,2	41
ϕ Per	10516	496	B1	440	28,3	204
ε Cas	11415	542	B3	30	20,2	123
V777 Cas	11606	-	B2	280	20,2	75
HD 13867	13867	-	B5	70	18,2	43
θ Ari	14191	669	A1	178	14,2	70
HD 18552	18552	894	B7	288	19,3	80
BK Cam	20336	985	B2	328	20,2	80
ψ Per	22192	1087	B5	275	26,4	164
CT Cam	22298	-	B2	-	20,2	71
HD 22780	22780	1113	B7	285	21,8	129
Electra	23302	1142	B6	170	3,3	117
Merope	23480	1156	B6	240	30,7	115
Alcyone	23630	1165	B7	140	30,7	145
Pleione	23862	1180	B0	290	30,9	1231
Menkhib	24912	1228	O7	213	26	288
48 Per	25940	1273	B3	197	14,2	63
HD 29866	29866	1500	B8	260	13,4	53
11 Cam	32343	1622	B3	95	13,5	66
λ Eri	33328	1679	B2	318	15	224
12 Aur	33988	-	B2	-	14,7	65
η Ori	35411	1788	B1	170	14,2	137
25 Ori	35439	1789	B1	263	12,3	85
ζ Tau	37202	1910	B1	245	30,5	1185
ω Ori	37490	1934	B3	155	23,1	221
69 Ori	42545	2198	B5	285	13,1	130
PZ Gem	45314	-	O9	-	6,9	87
ν Gem	45542	2343	B6	160	15,9	122
FS CMa	45677	-	B2	-	9,9	73
15 Mon	47839	2456	O7	70	25	109
V743 Mon	50138	-	A1	60	26,4	399
QY Gem	51354	-	B3	-	9,9	79
19 Mon	52918	2648	B2	270	17,8	160
HD 57682	57682	2806	O9	-	12,3	130
OT Gem	58050	2817	B2	130	12	267
β CMi	58715	2845	B8	230	25	211
FY CMa	58978	2855	B0	375	15,3	131
FF Cam	60062	-	B9	-	11,5	342
BN Gem	60848	-	O8	362	16,3	59
5 Cnc	65873	3134	B9	-	13,1	93
HD 79066	79066	3649	A9	29	12,2	110
17 Sex	88195	3989	A0	-	16,2	69
ϕ Leo	98058	4368	A5	250	14,2	145
Pheeda	103287	4554	A0	167	25,4	135
ζ Crv	107348	4696	B8	250	12,1	78
κ Dra	109387	4787	B6	200	25,7	390
53 Boo	138629	5774	A2	-	19,3	112

Continua na próxima página

Tabela 2.1 – continuação da página anterior

Nome	Id. HD	Id. HR	Tipo espec.	$V \sin i$ (km s^{-1})	Período obs. (anos)	Nº de observações
θ CrB	138749	5778	B6	340	30,3	367
4 Her	142926	5938	B9	300	25,3	184
δ Sco	143275	5953	B0	175	20,2	1128
ζ Oph	149757	6175	O9	348	26	180
HD 162428	162428	-	B7	350	20,2	62
Z Her	163930	-	B8	159	22,2	134
66 Oph	164284	6712	B2	262	27,4	692
α Her	166014	6779	B9	-	21,1	125
HD 168957	168957	-	B3	-	20	55
V532 Lyr	171406	6971	B4	185	20	76
HD 171780	171780	6984	B5	230	20,1	91
CX Dra	174237	7084	B3	163	22,3	397
Sheliak	174638	7106	B8	120	23	450
HD 175863	175863	-	B4	-	19,8	56
ι Lyr	178475	7262	B6	310	13,3	108
V1448 Aql	180126	-	-	243	15,1	70
V923 Aql	183656	7415	B7	275	20,4	67
12 Vul	187811	7565	B2	245	26,2	178
25 Cyg	189687	7647	B3	200	20,4	223
28 Cyg	191610	7708	B2	300	26,3	401
HD 192445	192445	-	B0	-	18,8	57
QR Vul	192685	7739	B3	275	18,4	627
V2113 Cyg	193009	-	B1	-	20	48
HD 194057	194057	-	B1	-	13,3	62
HD 194779	194779	-	B3	-	11,4	46
λ Cyg	198183	7963	B5	125	27,2	531
V2136 Cyg	198625	7983	B4	250	13,9	141
59 Cyg	200120	8047	B1	379	29,4	313
V2148 Cyg	201733	8103	B4	340	20,2	63
ν Cyg	202904	8146	B2	185	27,2	175
6 cep	203467	8171	B3	153	20,3	73
V2162 Cyg	204722	-	B1	-	19,1	41
Alfirk	205021	8238	B0	20	26,7	565
HD 206773	206773	-	B0	480	22,4	177
16 Peg	208057	8356	B3	100	25,1	125
V357 Lac	212044	-	B2	-	20,4	176
31 Peg	212076	8520	B3	98	25,2	135
π Aqr	212571	8539	B1	230	26,4	821
8 Lac A	214168	8603	B1	265	20,1	85
14 Lac	216200	8690	B4	225	23,4	144
EW Lac	217050	8731	B4	265	19,8	96
V378 And	217543	8758	B2	370	13,9	60
α And	217675	8762	B6	260	29,3	392
β Psc	217891	8773	B6	95	29,3	131
18 And	222304	8967	B9	-	20,2	71
HD 224544	224544	9068	B6	260	19,3	48
LQ And	224559	9070	B4	300	20,3	47
V415 Lac	240010	-	B1	-	1	17

Semelhantemente ao que foi feito por Jones et al. (2011), fizemos também um gráfico para cada objeto com um ajuste linear que mostra a variação de EW ao longo do tempo observado (dEW/dt), afim de quantificar o grau de variabilidade da linha em cada estrela, e observar se EW apresenta tendência de diminuição ou crescimento. O ajuste em questão não pretende

reproduzir o comportamento apresentado pela linha de $H\alpha$, mas sim indicar uma tendência de variação da linha a partir do comportamento observado.

Por fim, fizemos uma análise estatística das grandezas obtidas, relacionando grandezas que quantificam a variabilidade da linha de $H\alpha$ a propriedades fundamentais das estrelas da amostra.

Resultados e Discussão

3.1 Propriedades da amostra

A amostra coletada para o presente estudo consiste nas 100 estrelas Be com maior número de espectros disponíveis no BeSS. A Figura 3.1 mostra um histograma da quantidade de

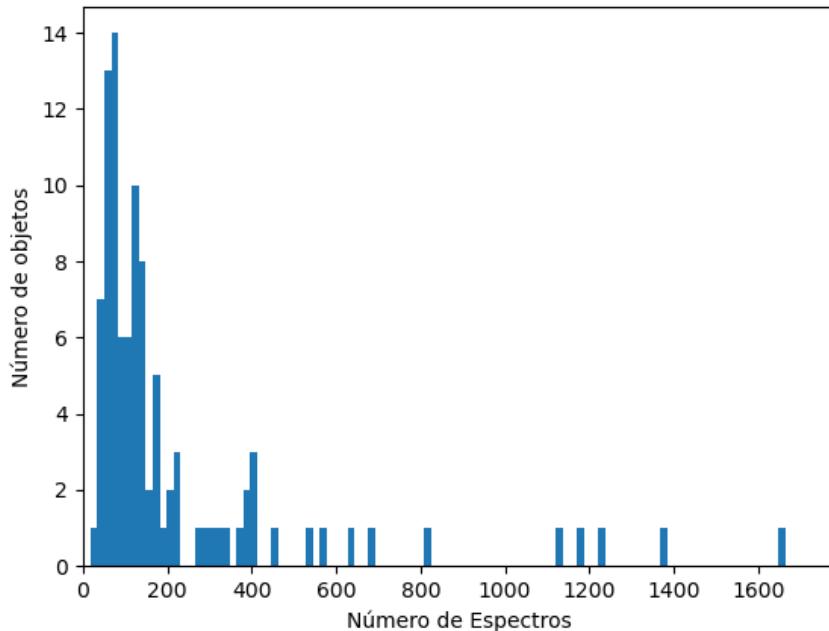


Figura 3.1: Histograma da quantidade de espectros, contendo H α , utilizados para o estudo em cada estrela.

espectros, contendo a emissão de H α , das estrelas da amostra. Observa-se que há algumas estrelas com mais de 600 espectros, mas a maioria apresenta por volta de 50 a 150 espectros.

Esses espectros foram medidos em períodos de durações diferentes, e, como se vê na Figura 3.2, a maior parte possui espectros observados ao longo de um período de aproximadamente 20 anos.

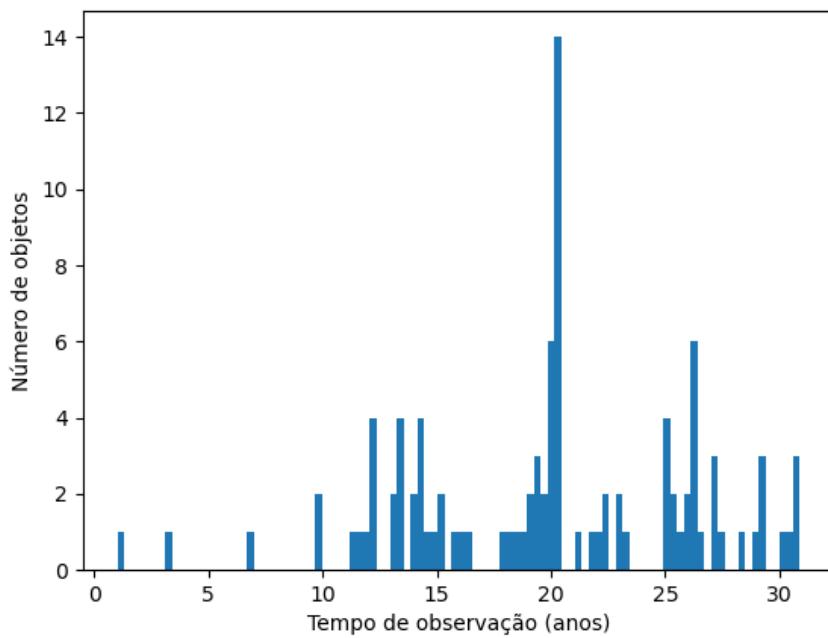


Figura 3.2: Histograma do Período de observação das estrelas da amostra.

Além disso, também se encontra na amostra algumas estrelas dos tipos O e A, como mostra a Figura 3.3, na qual também se vê que os subtipos predominantes são os recentes para as estrelas de tipo B (B1, B2 e B3), principalmente as estrelas B2 – essa prevalência também foi observada em Jones et al. (2011), Zorec & Briot (1997) e trabalhos anteriores – e A (A0 e A1), e os tardios para estrelas de tipo O (O9). No entanto, curiosamente, consta também uma estrela A9 na amostra, que é a estrela HD 79066, o que pode indicar um erro na classificação de estrelas Be clássicas do BeSS.

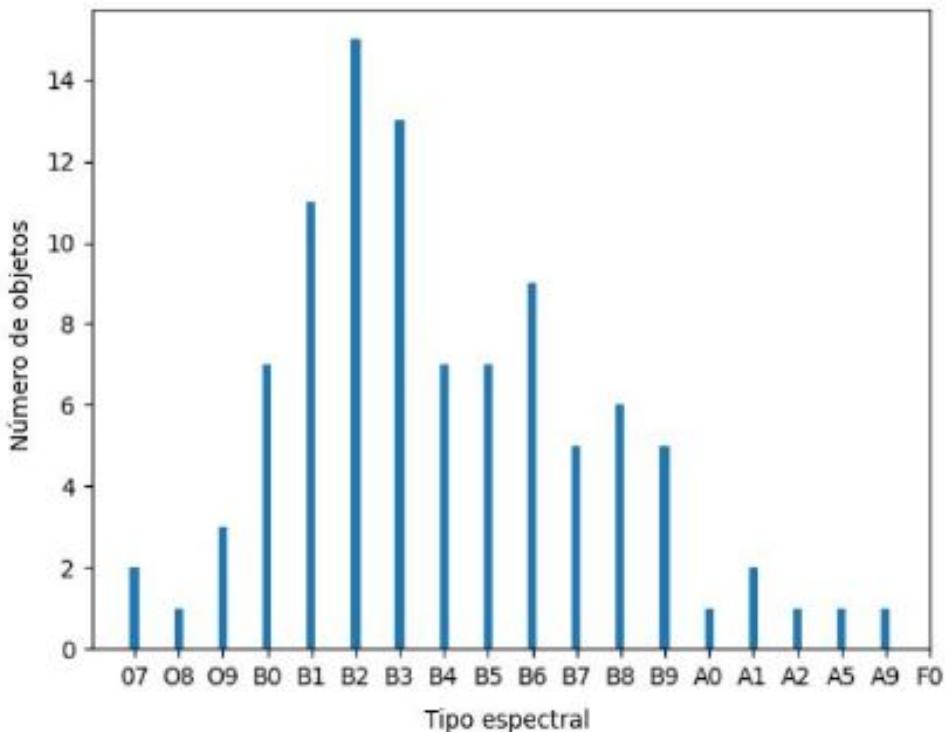
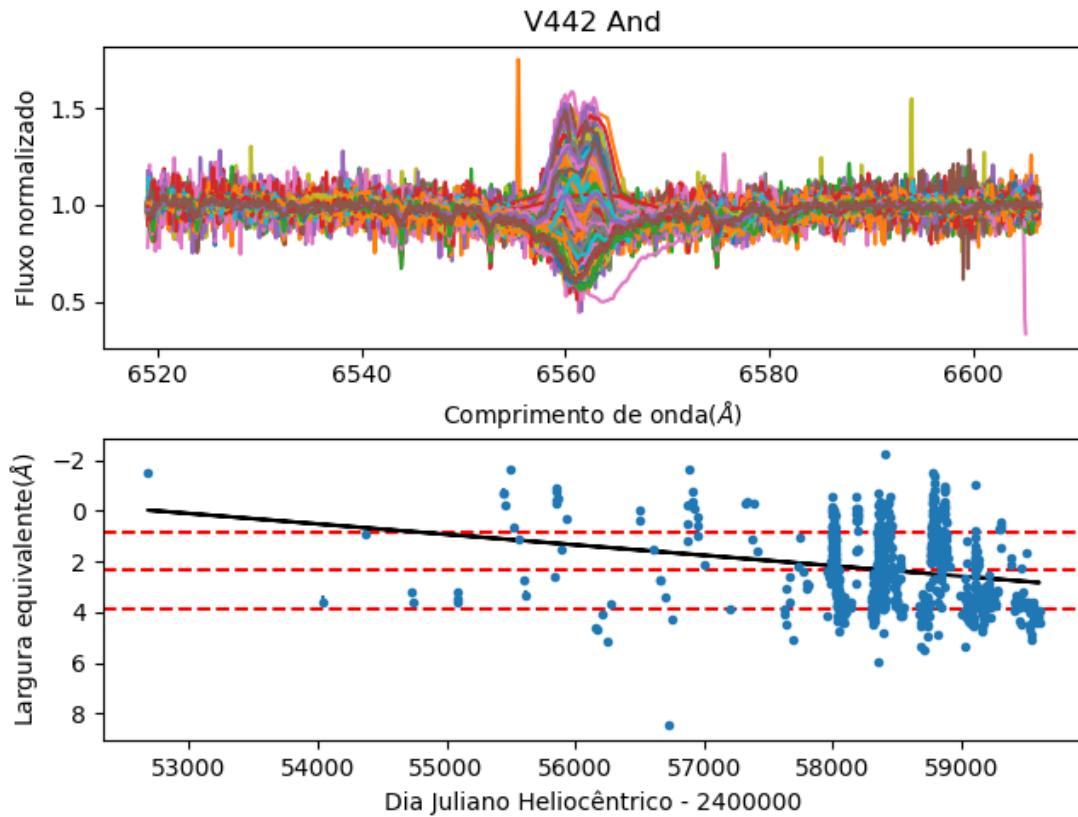


Figura 3.3: Histograma da classificação espectral das estrelas da amostra.

3.2 Resultados

Para cada objeto da amostra, construímos uma figura que exibe o fluxo normalizado *vs.* o comprimento de onda de todos os espectros obtidos sobrepostos, em seu painel superior, e *EW* *vs.* o período de observação (*HJD*) de cada espectro, em seu painel inferior, que também apresenta um ajuste linear, para indicar tendência de aumento ou diminuição de *EW* (chamamos o coeficiente do ajuste de taxa de variação (dEW/dt)), e linhas horizontais que representam o valor médio de *EW* e sua variação dentro de 1σ , onde σ , aqui, é a raiz quadrada da variância temporal de *EW* (S^2), correspondente ao desvio padrão do valor de *EW* ao longo do tempo. As Figuras 3.4(a) e 3.4(b) exemplificam essas figuras para os objetos V442 And e γ Cas, respectivamente, que são duas das estrelas com maior quantidade de espectros. Utilizamos a convenção padrão de que *EW* negativo representa uma linha em emissão, portanto, optamos por deixar o eixo *y* invertido, de modo que um coeficiente linear negativo denota uma tendência de aumento da intensidade da linha. Os gráficos para todas as outras estrelas da amostra encontram-se no Apêndice A.



(a) V442 And.

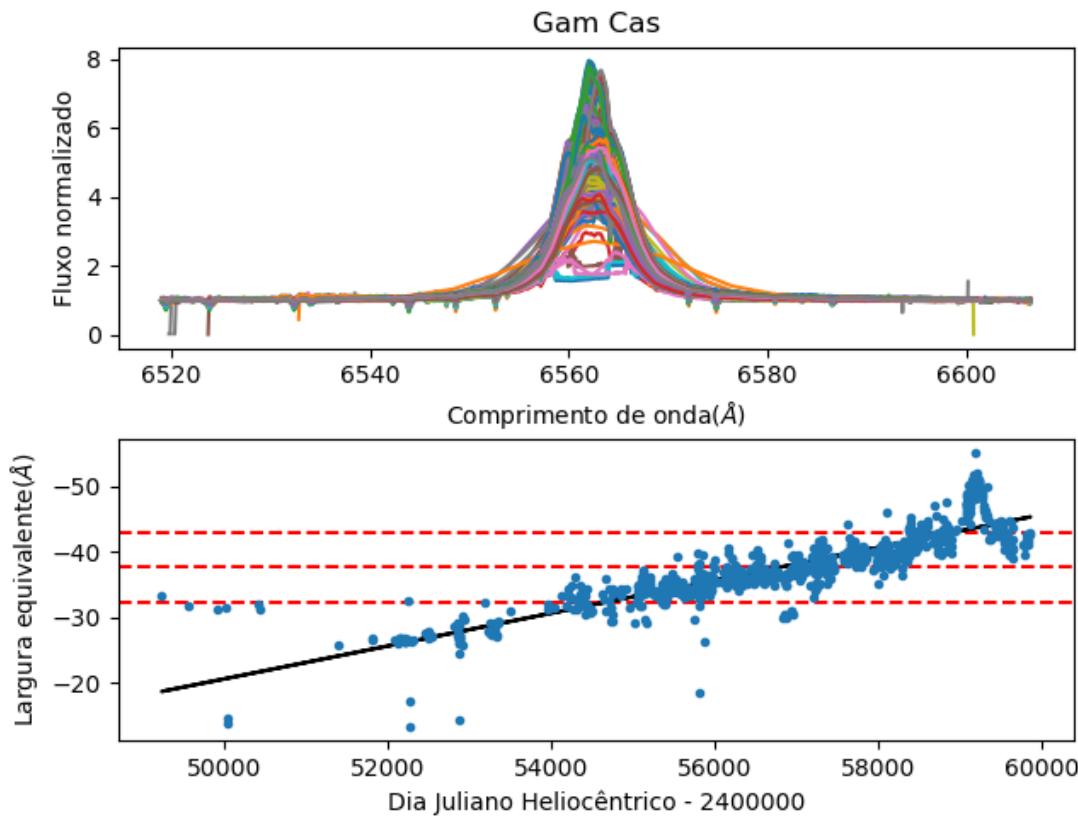
(b) γ Cas.

Figura 3.4: Painéis superiores: fluxo normalizado *vs.* comprimento de onda dos espectros sobrepostos. Painéis inferiores: variação da linha de H α *vs.* período de observação de cada espectro. As linhas horizontais tracejadas indicam o valor médio de EW e sua variação de 1σ , enquanto a linha sólida representa o ajuste linear obtido.

A Tabela 3.1 apresenta todas as grandezas medidas para cada uma das estrelas da amostra. Nela, vê-se que para a estrela V442 And, a largura equivalente média (\overline{EW}) e a taxa de variação anual (dEW/dt) são positivos, indicando, respectivamente, predominância de espectros em absorçãoⁱ e uma tendência de diminuição da largura equivalente de $H\alpha$ ao longo do tempo, o que está em conformidade com o comportamento do gráfico. Para γ Cas, a Tabela mostra \overline{EW} negativo, indicando predominância da linha em emissão, e dEW/dt também negativo, indicando uma tendência de aumento de EW ao longo do período observado, como inferido a partir do gráfico no painel inferior. Sendo assim, é possível deduzir que a estrela V442 And, durante o período de medição dos espectros analisados, que consta na Tabela 2.1, sofreu a dissipação de seu disco circunstelar, terminando por apresentar o perfil de linha em absorção, enquanto que γ Cas apresentou um aumento na emissão, decorrente do crescimento de seu disco.

Por fim, incluímos nessa tabela uma tentativa de classificação de alguns subgrupos, baseada em inspeção visual. Note-se que a classificação “Estável” não corresponde necessariamente a um valor de F pequeno, mas se relaciona a uma variação de EW que se mantém aproximadamente dentro da região de 1σ .

ⁱ Isso pode indicar uma predominância de fato, ou seja, que durante o período observado a estrela realmente tenha estado durante a maior parte do tempo em absorção, ou uma predominância “accidental”, por terem sido medidos mais espectros na fase de absorção que na de emissão.

Tabela 3.1: Tabela contendo as 100 estrelas da amostra, com seus respectivos valores de \bar{EW} , da incerteza e variância temporal de EW , os valores de F e C , a variação temporal de EW e o logarítmico de χ^2_r , além de uma classificação.

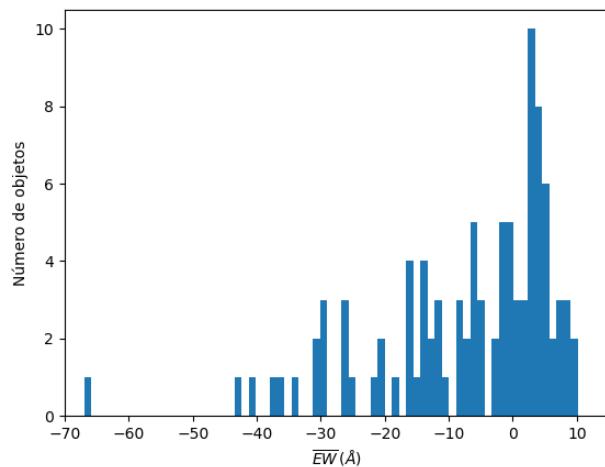
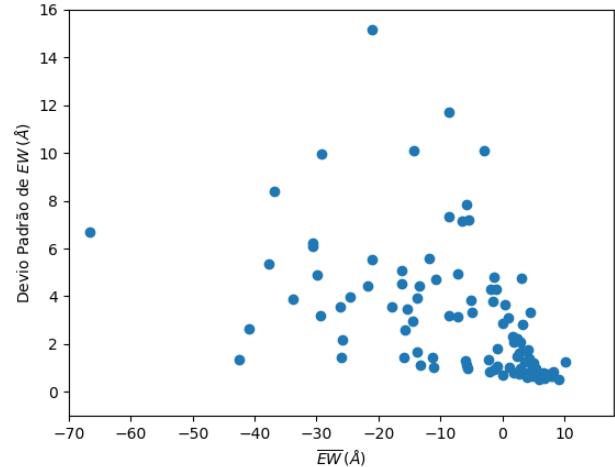
Nome	\bar{EW} (Å)	σ_{EW} (Å)	S^2 (Å)	F	F_{Jones}	C	dEW/dt (Å/ano)	$\log(\chi^2_r)$	Classificação
α Cas	-30,68	0,11	39,02	3304,56	56,08	99,99%	0,1644	4,26	-
γ Cas	-37,69	0,09	28,6	3706,59	22,38	99,99%	-0,9177	3,2	-
V442 And	2,34	0,07	2,28	489,72	462,2	99,99%	0,1508	2,91	-
ϕ And	4,27	0,05	1,94	696,12	118,03	99,99%	0,2101	2,49	-
V764 Cas	-36,77	0,16	70,7	2940,64	58,12	99,99%	0,9233	3,87	-
HD 9709	-15,94	0,12	2,16	145,4	9,46	99,99%	-0,056	2,33	-
ϕ Per	-30,61	0,08	37,05	6192	43,93	99,99%	0,103	3,88	-
ϵ Cas	4,95	0,06	0,44	121,29	19,77	99,99%	0,011	2,34	Absorção predominante
V777 Cas	-24,51	0,13	15,94	981,71	29,48	99,99%	0,3476	2,97	-
HD 13867	-5,84	0,16	1,27	50,96	41,3	99,99%	0,1431	1,67	-
θ Ari	8,33	0,1	0,69	65,35	10,99	99,99%	-0,0099	2,32	-
HD 18552	-13,68	0,08	2,87	405,95	17,04	99,99%	-0,1816	2,42	-
BK Cam	-14,4	0,07	8,83	1610,36	47,29	99,99%	-0,2254	3,43	-
ψ Per	-40,84	0,1	7,04	644,3	4,69	99,99%	-0,2131	2,86	-
CT Cam	-4,85	0,08	11,12	1938,55	524,1	99,99%	-0,2031	3,39	-
HD 22780	-1,35	0,08	23	3227,08	13989,82	99,99%	0,2766	3,8	-
Electra	4,36	0,06	0,45	139,4	26,58	99,99%	0,0236	2,5	-
Merope	2,41	0,06	4,99	1496,97	957,41	99,99%	0,2784	3,07	-
Alcyone	-2,08	0,06	0,7	195,75	178,24	99,99%	0,0916	2,44	-
Pleione	-11,85	0,09	31,37	3798,79	248,35	99,99%	-0,0278	3,99	-
Menkhib	1,79	0,07	4,31	790,48	1486,91	99,99%	-0,023	2,8	Absorção predominante
48 Per	-25,98	0,08	2,09	319,98	3,44	99,99%	-0,0691	2,77	Estável
HD 29866	-11,09	0,07	1,07	198,52	9,7	99,99%	-0,1435	2,2	-
11 Cam	-13,32	0,07	19,76	3674,42	123,69	99,99%	0,6722	3,74	Estável
λ Eri	1,7	0,07	5,29	1154,04	2013,71	99,99%	-0,2047	3,29	-
12 Aur	-5,95	0,08	1,74	246,53	54,63	99,99%	0,0237	2,64	Estável
η Ori	3,91	0,05	0,38	141,79	27,56	99,99%	0,0013	2,44	-
25 Ori	-29,25	0,09	99	12056,08	128,57	99,99%	-1,0622	4,02	Comportamento incomum
ζ Tau	-5,69	0,06	61,23	14819,59	2102,09	99,99%	0,3897	6,83	Comportamento incomum
ω Ori	-7,25	0,09	24,45	3291,29	516,18	99,99%	-0,3745	4,05	-
69 Ori	5,11	0,05	1,49	640,75	63,26	99,99%	0,0455	3,16	Comportamento incomum
PZ Gem	-15,27	0,07	12,15	2167,43	57,88	99,99%	0,945	3,6	-
v Gem	-1,27	0,05	0,85	309,53	586,04	99,99%	-0,0944	2,76	-
FS CMa	-157,52	1	1211,95	1208,31	43,71	99,99%	-4,8983	3,04	Problema de classificação?
15 Mon	3,59	0,06	1,59	445,67	137,08	99,99%	-0,024	2,74	Absorção predominante
V743 Mon	-66,71	0,51	44,75	170,25	11,17	99,99%	-0,1731	3,01	Problema de classificação?
QY Gem	-17,81	0,11	12,82	1083,37	44,89	99,99%	0,6944	3,04	-
19 Mon	4,02	0,05	0,58	214,35	39,85	99,99%	-0,0924	2,54	Absorção predominante
HD 57682	1,19	0,1	1,03	99,63	813,68	99,99%	-0,0695	2,25	-
OT Gem	0,03	0,07	8,31	1824,67	24091961,68	99,99%	-0,484	3,41	-
β CrB	-0,85	0,04	1,14	599,51	1737,06	99,99%	0,0352	3,34	Estável
FY CMa	-13,3	0,08	1,26	221,14	7,89	99,99%	-0,1459	2,2	-
FF Cam	-5,13	0,11	14,95	1136,52	630,29	99,99%	0,0714	3,34	-
BN Gem	-8,6	0,09	10,23	1180,21	153,65	99,99%	-0,0543	3,2	-
5 Cnc	7,97	0,07	0,42	88,31	7,3	99,99%	0,0095	2,06	Estável
HD 79066	6,89	0,07	0,33	61,04	7,78	99,99%	2829,7287	1,7	Absorção predominante
17 Sex	7,83	0,07	0,51	103,97	9,22	99,99%	0,0091	2,39	Absorção predominante
ϕ Leo	8,03	0,06	0,42	126,81	7,21	99,99%	-0,0048	2,28	Absorção predominante
Phedra	10,15	0,06	1,62	447,42	17,42	99,99%	0,0527	2,91	Absorção predominante
ζ Crv	-2,29	0,08	1,88	326,75	396,1	99,99%	-0,0059	2,94	Estável
κ Dra	-8,64	0,06	54,08	13511,82	805,61	99,99%	1,1714	3,87	-
53 Boo	9,13	0,05	0,29	100,42	3,89	99,99%	-0,0003	2,2	Absorção predominante
θ CrB	4,85	0,06	1,21	336,52	57,28	99,99%	-0,0377	2,74	-
4 Her	4,54	0,07	11,14	2235,68	601,74	99,99%	0,5729	2,41	-
δ Sco	-13,67	0,16	15,58	611,81	92,68	99,99%	-0,5709	3,34	-
ζ Oph	2,93	0,08	0,98	157,97	126,06	99,99%	0,0559	2,56	-
HD 162428	-10,8	0,11	22,4	1819,39	213,47	99,99%	0,0088	-	-
Z Her	0,96	0,09	9,75	1249,66	11655,88	99,99%	0,2769	3,12	-
66 Oph	-2,93	0,08	102,06	17188,44	13170,21	99,99%	1,6066	3,75	Estável nos últimos anos
ρ Her	6,58	0,06	0,66	209,01	17,08	99,99%	-931,7576	2,54	Estável
HD 168957	5,45	0,1	0,96	94,13	35,8	99,99%	0,0479	2,04	-
V532 Lyr	4,17	0,08	3,12	456,91	199,18	99,99%	-0,0399	2,74	-
HD 171780	-0,94	0,08	18,55	2823,95	23245,62	99,99%	0,4808	3,28	-
CX Dra	-0,72	0,06	3,24	767,96	6987,04	99,99%	0,0143	3,08	-
Sheliak	-16,16	0,1	25,86	2614,63	110,1	99,99%	0,0052	3,65	Problema de classificação?
HD 175863	3,08	0,09	22,75	2613,13	2662,21	99,99%	0,7659	3,11	Estável nos últimos anos
ι Lyr	4,62	0,07	1,42	296,1	73,87	99,99%	0,1167	2,76	-
V1448 Aql	3,26	0,12	2,93	189,33	305,9	99,99%	0,174	-	-
V923 Aql	-5,55	0,09	0,96	114,74	34,65	99,99%	0,0198	2,54	-
12 Vul	3,36	0,07	8,11	1876	797,04	99,99%	0,2886	3,35	-
25 Cyg	2,96	0,07	4,44	989,05	563,05	99,99%	0,2442	2,95	Estável nos últimos anos
28 Cyg	-7,23	0,07	9,89	2243,47	210,08	99,99%	-0,2846	3,39	-

Continua na próxima página

Tabela 3.1 – continuação da página anterior

Nome	\overline{EW} (Å)	$\sigma_{\overline{EW}}$ (Å)	S^2 (Å)	F	F_{Jones}	C	$d\overline{EW}/dt$ (Å/ano)	$\log(\chi_r^2)$	Classificação
HD 192445	-33,73	0,15	14,98	654,82	14,62	99,99%	0,1136	3	-
QR Vul	2,47	0,07	4,98	1089,59	909,12	99,99%	-0,034	3,27	-
V2113 Cyg	-25,74	0,13	4,75	284,25	7,97	99,99%	-0,1392	2,6	-
HD 194057	0,01	0,07	0,49	95	2846379,91	99,99%	-0,0974	1,92	Problema de classificação?
HD 194779	2,71	0,09	2,7	316,98	409,18	99,99%	-0,0861	2,25	Absorção predominante
λ Cyg	5,24	0,06	0,69	184,33	28,06	99,99%	0,004	2,49	-
V2136 Cyg	-1,45	0,07	14,25	2915	7532,2	99,99%	0,3462	3,64	-
59 Cyg	-11,26	0,07	2,08	395,75	18,27	99,99%	-0,1385	2,58	-
V2148 Cyg	-6,55	0,1	51,3	5239,92	1330,34	99,99%	-1,318	3,26	-
v Cyg	-29,84	0,09	24,16	3047,05	30,14	99,99%	-0,4168	3,48	-
6 cep	-29,32	0,08	10,3	1660,65	13,31	99,99%	-0,2417	3,25	Estável
V2162 Cyg	-16,21	0,1	20,65	1976,15	87,37	99,99%	-0,7432	-	-
Alfirk	2,75	0,07	0,56	117,46	82,42	99,99%	0,0494	2,37	-
HD 206773	-21,04	0,11	229,6	18338,63	576,24	99,99%	0,4333	4,11	Comportamento incomum
16 Peg	5,98	0,05	0,3	100,94	9,37	99,99%	-0,0295	2,05	Absorção predominante
V357 Lac	-21,76	0,09	19,64	2379,3	46,07	99,99%	-0,8641	3,54	-
31 Peg	-21,02	0,13	30,88	77,68	77,68	99,99%	-0,3767	3,85	-
π Aqr	-14,34	0,08	101,63	15996,02	549,29	99,99%	-2,3882	4,1	-
8 Lac A	-5,46	0,08	52,01	8564,27	1937,77	99,99%	0,5671	4,11	Comportamento incomum
14 Lac	1,79	0,07	0,64	146,68	223,43	99,99%	-0,0053	2,32	Absorção predominante
EW Lac	-8,69	0,09	136,69	18610,04	2012,43	99,99%	2,3475	4,04	-
V378 And	0,4	0,1	13,4	1481,62	92139,43	99,99%	0,2827	3,36	-
α And	4,19	0,05	0,65	218,62	41,36	99,99%	0,0585	2,7	-
β Psc	-15,7	0,11	6,78	594,6	30,59	99,99%	-0,0196	3,03	Estável nos últimos anos
18 And	7,58	0,06	0,54	157,43	10,5	99,99%	0,0163	2,28	Estável
HD 224544	-1,83	0,09	18,55	2440,41	6121,56	99,99%	-0,6051	3,23	-
LQ And	-26,1	0,11	12,71	1152,63	20,74	99,99%	-0,4694	2,85	Estável na última década
V415 Lac	-42,55	0,18	1,79	54,25	1,1	98,2%	2,9836	-24,28	Problema de classificação?

A Figura 3.5(a) mostra o histograma dos valores de \overline{EW} para toda a amostra. Nota-se que o histograma apresenta predominância de valores negativos, que indica linhas em emissão. Essa predominância corresponde a 58% das estrelas da amostra, e era esperada, pois a principal característica de uma estrela Be é a presença – atualmente ou no passado – de linhas da série de Balmer em emissão. Nota-se também que, na mesma Figura, uma quantidade considerável dos objetos com \overline{EW} negativo, correspondente a 67,2% da amostra, se encontra na região entre $\overline{EW} \approx -19$ Å e $\overline{EW} \approx 0$ Å, o que sugere ser esse o intervalo mais comum de intensidade da emissão de estrelas Be. Na Figura 3.5(b), que mostra a relação entre \overline{EW} e o desvio padrão dos valores EW ao longo do tempo – que indica sua variação temporal –, vê-se que a linha de H α sofre maiores variações quando em emissão – o que faz todo o sentido, pois a variação da emissão de H α está relacionada à variação do disco, de onde provém a emissão, enquanto a absorção é proveniente da fotosfera da estrela – e, à medida que a intensidade da linha de emissão aumenta, os pontos ficam mais dispersos no gráfico, indicando que as linhas mais intensas têm mais chances de apresentarem maior variabilidade ao longo do tempo.

(a) Histograma de \overline{EW} .(b) \overline{EW} vs. Desvio padrão de EW .**Figura 3.5:** Distribuição de \overline{EW} e sua dependência com a variação temporal de EW .

A Figura 3.6 apresenta o histograma de taxa de variação temporal de EW (dEW/dt). Como se infere desse histograma, o sinal de dEW/dt foi bem distribuído na amostra, mas com uma predominância sutil para o positivo. 52% das estrelas da amostra apresentaram tendência de diminuição, contra 48% com tendência de aumento de EW . Isso pode ser interpretado como uma indicação de que uma estrela Be passa, em média, metade de sua vida alimentando seu disco, e a outra metade com ele em dissipação. Vemos também que há um pico na região positiva, com valores a meia altura entre $dEW/dt \approx 0,003 \text{ \AA}/\text{ano}$ e $dEW/dt \approx 0,018 \text{ \AA}/\text{ano}$. Na região negativa, o pico está entre $dEW/dt \approx 0 \text{ \AA}/\text{ano}$ e $dEW/dt \approx -0,04 \text{ \AA}/\text{ano}$. Foram excluídos do gráfico, para melhor visualização dos dados, os valores maiores que $dEW/dt = \pm 5 \text{ \AA}/\text{ano}$, que correspondiam a 2 pontos no gráfico.

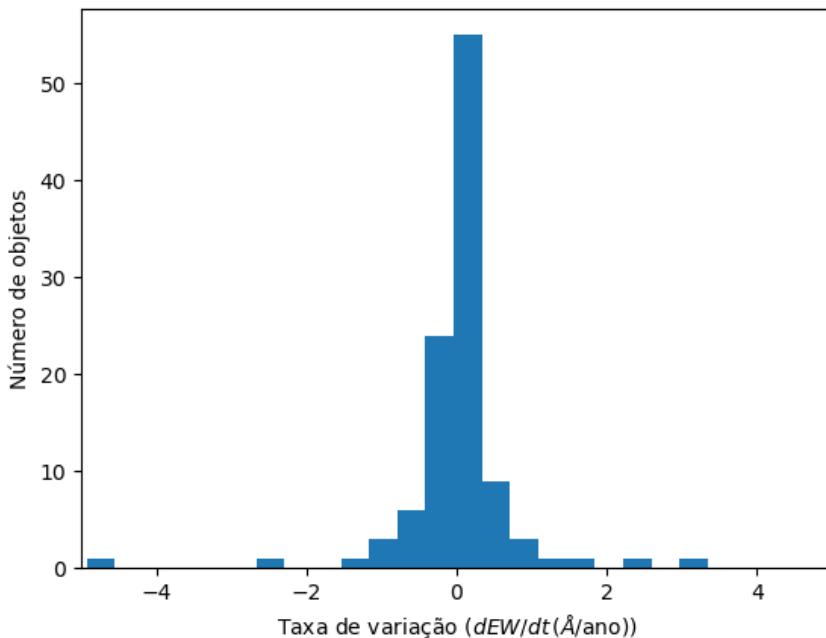


Figura 3.6: Taxa de variação anual de EW (dEW/dt)

Para medir a qualidade dos ajustes feitos nos gráficos contidos no Apêndice A, utilizamos o χ^2 reduzido. O χ^2 é um teste que compara um modelo a dados observados, medindo o tamanho das discrepâncias entre um e outro. O χ^2 reduzido (χ_r^2) é igual a $\frac{\chi^2}{v}$, onde v representa os graus de liberdade, e é frequentemente utilizado para medir a qualidade de um ajusteⁱⁱ. Consta na Tabela 3.1 o seu logarítmico ($\log(\chi_r^2)$), para cada uma das 100 estrelas. Um bom ajuste apresentaria um valor de χ_r^2 próximo de 1, pois, idealmente, espera-se que $\chi^2 \approx v$ ⁱⁱⁱ. Nota-se nas Figuras 3.4(a), 3.4(b) e nas demais Figuras do Apêndice A, que as curvas não são bem descritas por retas, portanto, os valores do χ_r^2 não indicam um bom ajuste. No entanto, a intenção era apenas indicar uma tendência de aumento ou diminuição da largura equivalente de $H\alpha$. É preciso também considerar que neste trabalho foi desprezada a incerteza advinda da combinação do ruído fotométrico e da presença de linhas telúricas, citada por Jones et al. (2011). Isso foi feito devido a dificuldade de estimar corretamente essas incertezas, como foi descrito pelos autores do trabalho, que também optaram por não considerá-la e fixaram um valor correspondente a 3% do valor de EW , baseado em sua própria experiência com relação a incerteza proveniente da normalização do espectro. Neste trabalho, optamos por estimar o erro advindo da normalização do espectro de modo alternativo, como foi descrito no Capítulo 2. Essa escolha, no entanto, pode resultar em valores subestimados de σ_{EW} – considerando os encontrados por Jones et al. (2011) –, o que implicaria em um valor superestimado de F . Nós também calculamos o valor de F pela metodologia adotada por Jones et al. (2011), para fins de

ⁱⁱ Fonte: <https://www.investopedia.com/terms/c/chi-square-statistic.asp>

ⁱⁱⁱ Fonte: <http://physics.ucsc.edu/~drip/133/ch4.pdf>.

comparação. Os valores constam na Tabela 3.1.

Para todos os valores de F calculados através do nosso método estatístico, foi calculado o coeficiente C , que denota o nível de confiança para a rejeição da hipótese nula, e, sendo assim, denota o grau de confiança para variabilidade da estrela. Para quase todos os valores de F calculados obtivemos $C > 99\%$, o que indica que todas as estrelas analisadas sofreram variação em sua emissão de $H\alpha$ ao longo do tempo. A única exceção foi a estrela V415 Lac, que por possuir apenas 2 espectros contendo $H\alpha$, não se enquadra bem na análise proposta, que funciona melhor quanto maior o número de espectros utilizados. Pode-se atribuir essa quantidade significativamente superior a encontrada em [Jones et al. \(2011\)](#) à maior quantidade de espectros, medidos ao longo de um maior período de tempo, utilizados na presente amostra, e também à diferença de metodologias utilizadas para a definição de σ_{EW} .

A Figura 3.7 apresenta o histograma dos valores medidos de F . O histograma apresenta um pico com valores a meia altura entre $F \approx 42$ e $F \approx 224$. O valor médio calculado foi $\bar{F} = 2196$. Dentre as 100 estrelas, 30% apresentaram F dentro da faixa de valores do pico do histograma e apenas 25% das estrelas mostram $F > \bar{F}$.

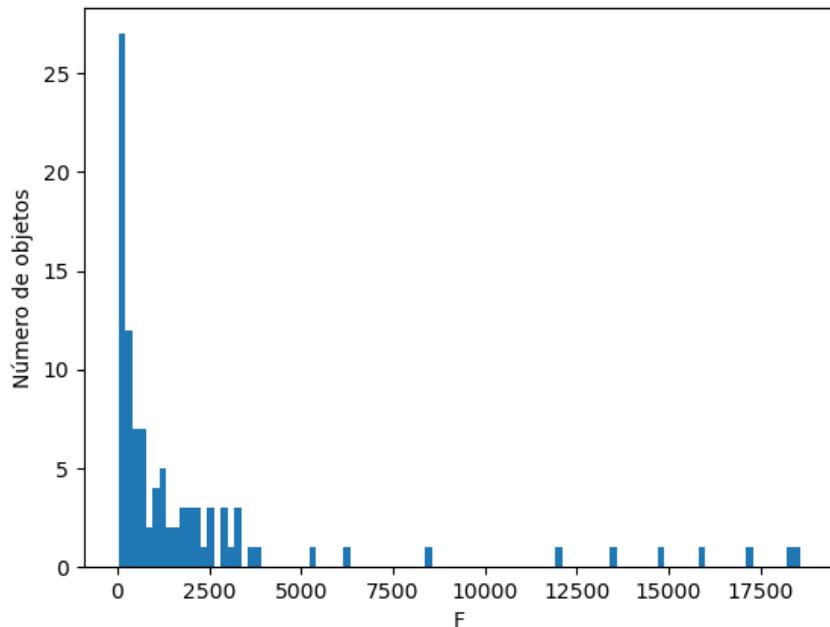


Figura 3.7: Histograma do valor de F .

A informação de $v \sin i$ estava disponível para 77% das estrelas. A Figura 3.8(a) apresenta a distribuição de velocidades dos objetos, que possui $\overline{v \sin i} = 230 \text{ km s}^{-1}$, o que é muito próximo do valor médio encontrado por [Neiner \(2018\)](#), de $\overline{v \sin i} = 250 \text{ km s}^{-1}$. O desvio padrão da distribuição de $v \sin i$ é $\sigma = 99 \text{ km s}^{-1}$. Ainda quanto a variação temporal de EW , vemos também, na Figura 3.8(b), que apresenta a dependência de $v \sin i$ com o desvio padrão temporal

de EW , que a maior parte dos objetos com desvio padrão alto possuem velocidades próximas à velocidade média, $v\sin i = 230 \text{ km s}^{-1}$, o que indica a existência de um ponto máximo de velocidade para o qual as estrelas com maior variabilidade parecem tender. Nota-se também um vazio na região de $v\sin i$ pequeno e variação grande, o que indica que quanto maior o $v\sin i$, maior é a amplitude de variações. Esse comportamento pode ser explicado pela relação entre a força centrífuga, originada pela alta rotação estelar, e a ejeção de massa que origina o disco.

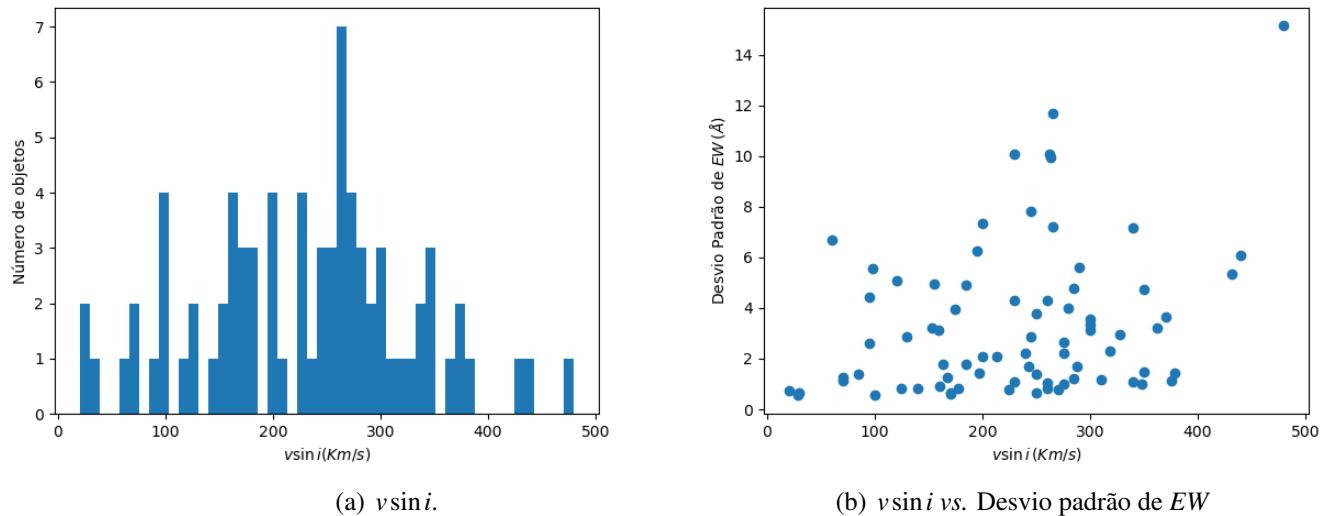


Figura 3.8: Distribuição dos valores de $v\sin i$ e sua dependência com a variação temporal de EW

A Figura 3.9 mostra o gráfico que relaciona o tipo espectral com a variação temporal de EW . Analisando a Figura, fica bastante claro que as estrelas do tipo B apresentam valores de desvio padrão de EW muito maiores, o que demonstra a maior efetividade do fenômeno Be nesse tipo espectral, especialmente nos subtipos recentes. Dentre as estrelas de tipo B recente, uma quantidade significativa apresenta variação superior a 5 Å, enquanto nas de tipo tardio, quase todas se concentram numa variação inferior, demonstrando que as estrelas de tipo B recente apresentam maiores amplitudes de variações que as demais. Por outro lado, todas as estrelas do tipo O e quase todas as do tipo A, apresentam um baixo desvio padrão, bem inferior a 5 Å. As estrelas O, que são as mais quentes, embora apresentem variações menores que as estrelas B, mostram variações maiores que as observadas nas estrelas A, que são mais frias. No entanto, a baixa quantidade de estrelas O e A na amostra prejudica uma análise mais precisa de uma possível relação entre temperatura e variação de EW .

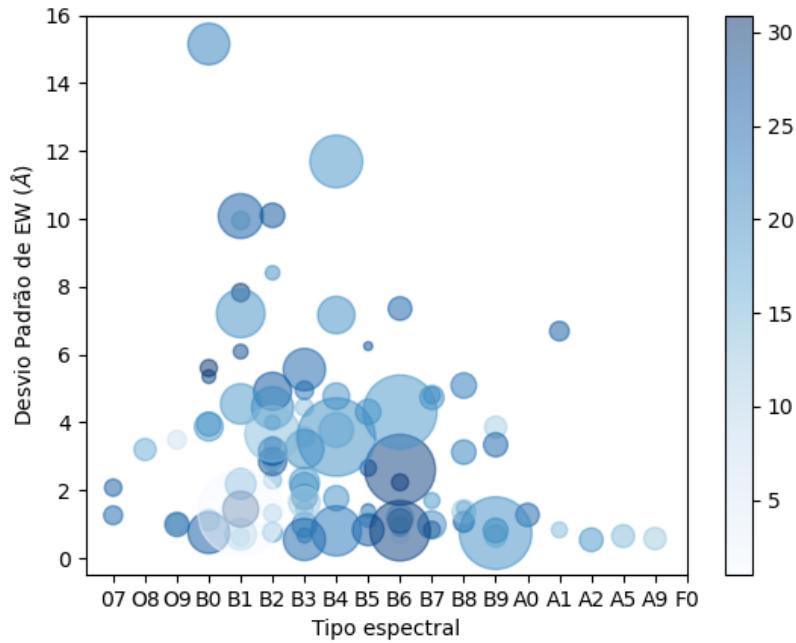
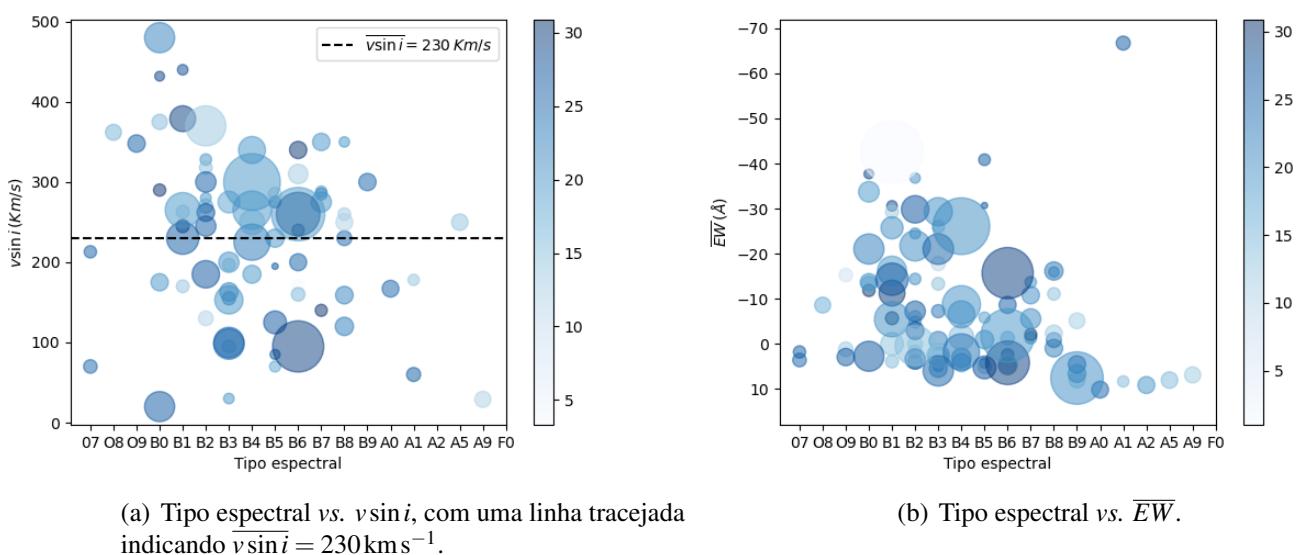


Figura 3.9: Tipo espectral vs. Desvio padrão de EW . Cada ponto contém uma área proporcional ao número de observações do objeto, e tonalidade indicando o período de observação em anos, conforme ilustrado na barra de cor.

Na Figura 3.10(a), que apresenta um gráfico relacionando tipo espectral com $v\sin i$, vê-se que as estrelas de tipo B recente apresentam uma maior amplitude de $v\sin i$, e alcançam valores de $v\sin i \approx 500 \text{ km s}^{-1}$. As estrelas O também apresentam valores de $v\sin i$ maiores que as estrelas A, indicando que estrelas mais quentes alcançam velocidades mais altas. Na Figura 3.10(b), que mostra a relação do tipo espectral com o valor médio da largura equivalente da linha de $H\alpha$, nota-se um maior fluxo de emissão médio nas estrelas de tipo B recente que nas demais. Observa-se também que quase todas as estrelas do tipo A, e quase todas as de tipo O, apresentam \overline{EW} positivos, indicando uma predominância da linha em absorção nos espectros medidos, o que pode ser explicado pela menor ocorrência do fenômeno Be nesses tipos espetrais.



(a) Tipo espectral *vs.* $v \sin i$, com uma linha tracejada indicando $v \sin i = 230 \text{ km s}^{-1}$.

(b) Tipo espectral *vs.* \overline{EW} .

Figura 3.10: Dependências com o tipo espectral. Cada ponto contém uma área proporcional ao número de observações do objeto, e tonalidade indicando o período de observação em anos, conforme ilustrado na barra de cor.

Conclusões e perspectivas

Fizemos um estudo da variabilidade da linha de H α inspirado no trabalho realizado por Jones et al. (2011), utilizando uma amostra de 100 estrelas Be clássicas cujos espectros foram extraídos do banco de dados BeSS. Utilizamos o teste estatístico F para testar a variabilidade da largura equivalente da linha de H α . Vimos que 99% das estrelas analisadas apresentam valor de F que demonstra variabilidade ao longo do tempo, com o nível de confiança $C > 99\%$. A exceção foi V415 Lac, que possui apenas 2 espectros contendo a linha de H α . O histograma dos valores de F exibe um pico entre os valores $F \approx 42$ e $F \approx 224$. Medimos o \overline{EW} de cada estrela da amostra, além de σ_{EW} e S^2 e vimos que 58% das estrelas apresentaram \overline{EW} negativo. Ajustamos a taxa variação temporal de EW (dEW/dt) em uma reta para indicar tendências de crescimento ou diminuição da largura equivalente da linha, e 52% das estrelas apresentaram uma tendência de diminuição da largura equivalente de H α . A qualidade desse ajuste foi quantificada através da estatística do χ^2 reduzido, embora já fosse esperado que o ajuste de uma reta não seria bom, devido ao comportamento não-linear e algumas vezes quase-periódico observado nos gráficos.

Encontramos um valor médio de $v\sin i$ de 230 km s^{-1} , muito próximo ao valor $\overline{v\sin i} = 250 \text{ km s}^{-1}$, encontrado por Neiner (2018), e constatamos que a maior parte das estrelas que apresentaram maior variação de EW possuem velocidade próxima do $\overline{v\sin i}$ medido, além disso, a maior parte dos objetos com velocidades muito superiores ao valor médio ($v\sin i > 300 \text{ km s}^{-1}$) são estrelas do tipo B recente, que também possuem a maior amplitude de valores em $v\sin i$ e do desvio padrão temporal de EW . As estrelas de tipo B recentes também apresentam os maiores fluxos de emissão no perfil de linha de H α .

Por fim, produzimos um conjunto de gráficos que demonstram o comportamento da variabilidade de H α a partir de espectros medidos em diferentes períodos. A análise qualitativa dessas figuras são potencialmente úteis para diversos outros trabalhos subsequentes, focados em sub-classes específicas de variabilidade, tais como objetos quase-periódicos, como se vê na Figura A.72, ou objetos mais estáveis, como A.20, além de futuras investigações acerca das causas de comportamentos e características incomuns encontradas em algumas delas, classificadas na Tabela 3.1. A utilização dos métodos utilizados neste trabalho para uma amostra mais extensa, ou mesmo para todas as estrelas Be clássicas que possuam espectros contendo a região

de interesse disponíveis no BeSS, possibilitará uma análise mais profunda, de modo a descobrir novas subclasses de variabilidade e trazer resultados mais precisos acerca das relações da variabilidade com $v \sin i$, tipo espectral, e outras grandezas de interesse.

Referências

- Carroll, B. W., & Ostlie, D. A. 2017, An introduction to modern astrophysics, Second Edition
- Ferreira, J. C., & Patino, C. M. 2015, Jornal Brasileiro de Pneumologia, 41, doi:10.1590/S1806-37132015000000215
- Fisher, N., Lewis, T., & Embleton, B. 1987, Statistical Analysis of Spherical Data (Cambridge University Press)
- Jones, C. E., Tycner, C., & Smith, A. D. 2011, AJ, 141, 150
- Neiner, C. 2018, in SF2A-2018: Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics, ed. P. Di Matteo, F. Billebaud, F. Herpin, N. Lagarde, J. B. Marquette, A. Robin, & O. Venot, Di
- Okazaki, A. T. 1991, , 43, 75
- Rivinius, T., Baade, D., Stefl, S., et al. 1998, A&A, 333, 125
- Rivinius, T., Carciofi, A. C., & Martayan, C. 2013, A&A Rev., 21, 69
- Secchi, A. 1866, Astronomische Nachrichten, 66, 161
- Štefl, S., Rivinius, T., Carciofi, A. C., et al. 2009, A&A, 504, 929
- Wang, L., Gies, D. R., Peters, G. J., et al. 2021, The Astronomical Journal, 161, 248
- Wisniewski, J. P., Draper, Z. H., Bjorkman, K. S., et al. 2010, ApJ, 709, 1306
- Zorec, J., & Briot, D. 1997, Astronomy and Astrophysics, 318, 443

APÊNDICES



Gráficos

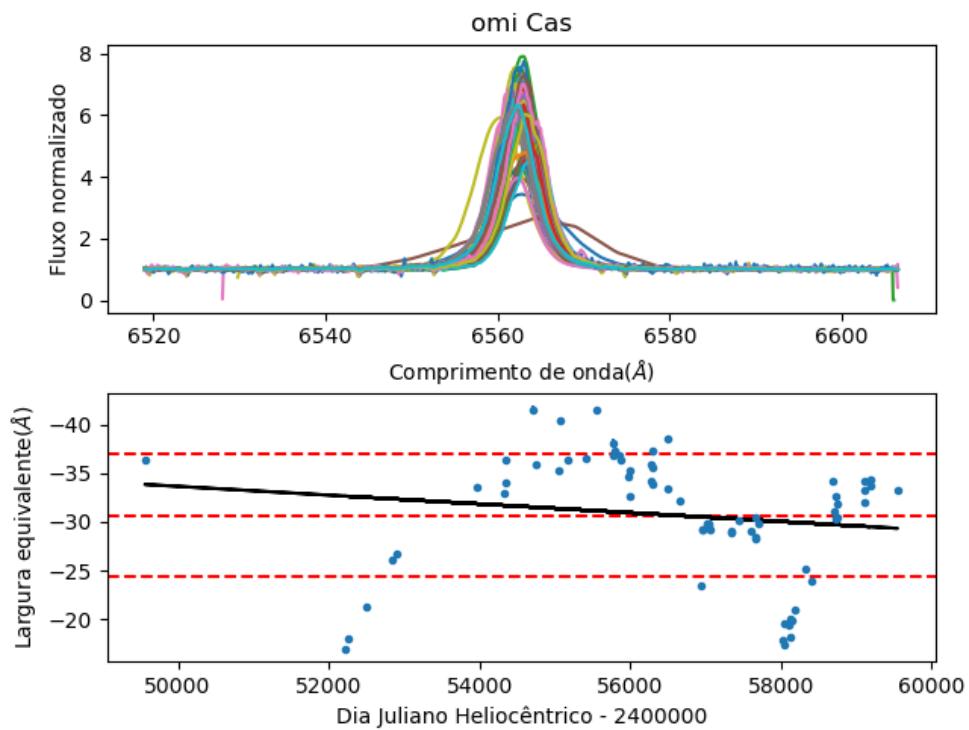
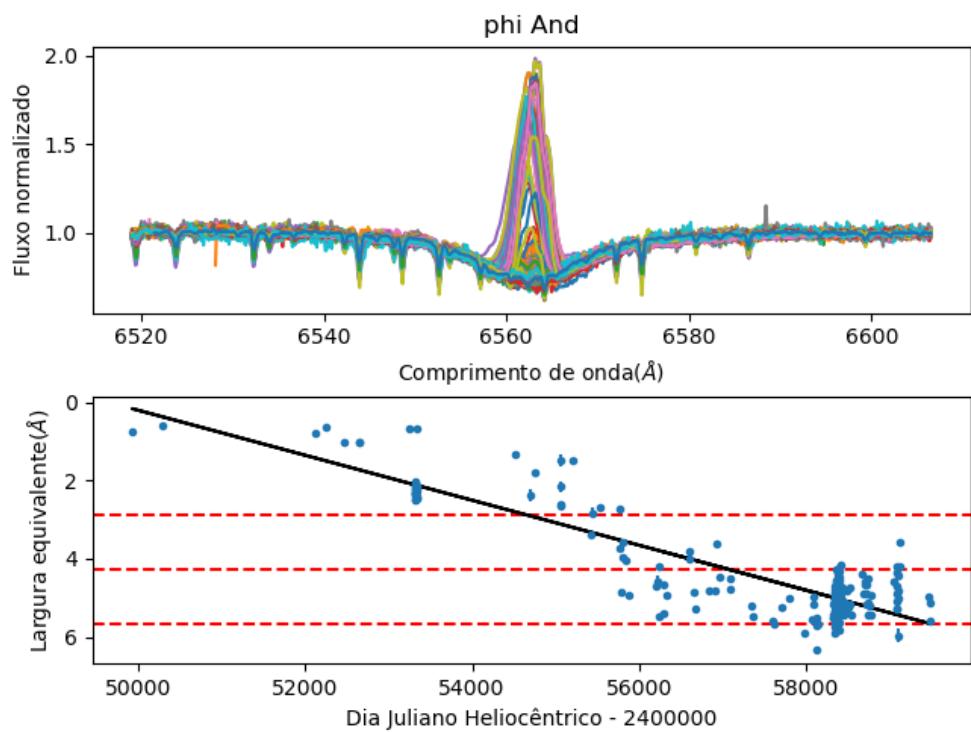
Aqui estão apresentados os gráficos obtidos para cada um dos 100 objetos estudados neste trabalho, com exceção das estrelas V442 And e γ Cas, cujos gráfico se encontram no Capítulo 3.

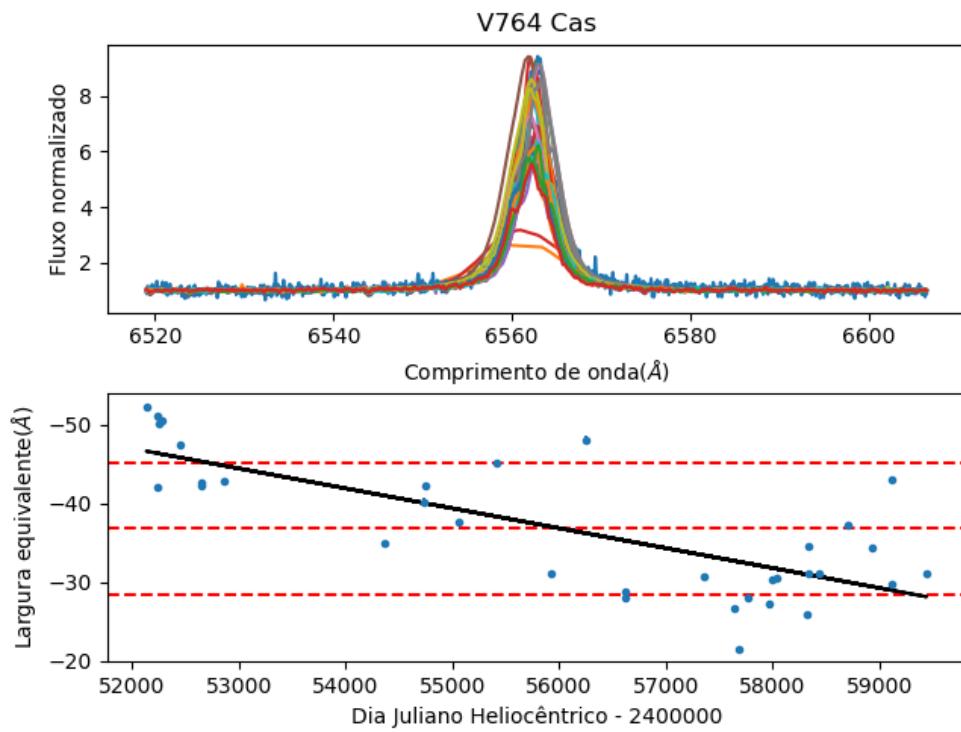
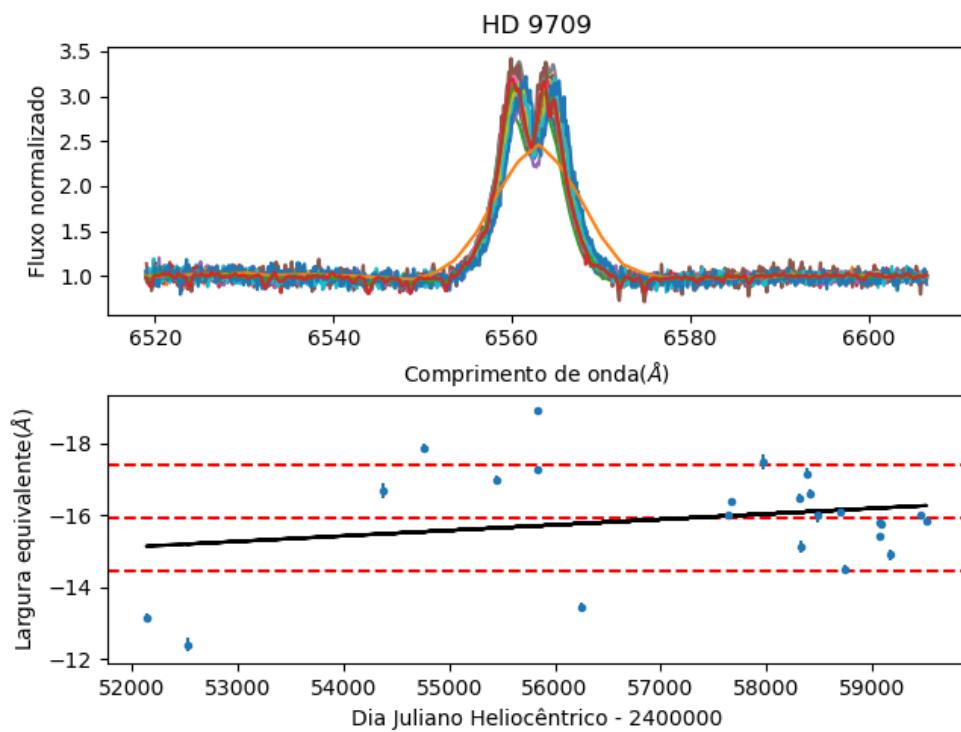
Cada figura contém dois painéis. O painel superior apresenta o fluxo normalizado vs. comprimento de onda de todos os espectros sobrepostos. O painel inferior mostra EW de $H\alpha$ vs. período de observação para cada espectro, além disso, há linhas tracejadas indicando \overline{EW} e sua variação de 1σ , onde σ é a raiz quadrada de S^2 , que corresponde ao desvio padrão das medidas de EW ao longo do tempo, e uma linha sólida representando o ajuste linear obtido, por meio do qual foi medida a taxa de variação dEW/dt .

A Tabela 3.1, no Capítulo 3, mostra uma classificação feita com base nos Figuras a seguir. Algumas das figuras foram classificadas como “Comportamento incomum”. As estrelas 69 Ori e HD 206773, como se vê nas Figuras A.29 e A.84, apresentam um pico estreito no gráfico do painel inferior, o que é incomum entre estrelas Be. Também foram apontados como objetos com comportamento incomum a estrela 25 Ori (Figura A.26), que mostra alguns pontos inesperados no inferior do gráfico do painel inferior, e a estrela ζ Tau (Figura A.27), cujo gráfico inferior se apresenta com uma curva dupla. A presença de duas curvas na evolução de EW pode ser indício de uma companheira binária, não distinguida pelo BeSS. A curva do gráfico inferior da estrela 8 Lac A, na Figura A.89, também apresenta uma curva incomum para estrelas Be, o que talvez possa ser entendido considerado ser essa uma estrela binária, pertencente a uma Associação OB (Wang et al. 2021). Esses casos requerem uma avaliação mais minuciosa em trabalhos futuros.

Também foram encontrados quatro objetos que apresentam um perfil assimétrico incomum em estrelas Be. Esses objetos foram classificados como possíveis problemas de classificação, e são as estrelas FS CMa (Figura A.32), V743 Mon (Figura A.34), Sheliak (Figura A.63) e a estrela HD 194057 (Figura A.74), cujo perfil de linha parece mais compatível com estrelas do tipo P-Cygni. Além disso, também foi colocada nessa categoria a estrela V415 Lac, que também apresentou um perfil de linha inesperado para uma estrela Be, como se vê na Figura A.98. Este trabalho não teve como intenção investigar profundamente as causas dos comportamentos

inesperados classificados acima, mas apenas classificá-los, o que poderá ser útil para futuros estudos que tenham esse objetivo. Também foram indicados objetos que mostram absorção predominante, como se vê, por exemplo, na Figura A.6, e objetos “estáveis”, como na Figura A.20. Note-se que por “Estáveis”, se considera as estrelas cuja variação temporal de EW se concentra majoritariamente dentro da região de 1σ no gráfico. Destacam-se ainda as estrelas BK Cam (Figura A.11), QR Vul (Figura A.72) e V2136 Cyg (A.77), cujos gráficos inferiores parecem indicar um comportamento periódico.

**Figura A.1:** *o Cas***Figura A.2:** ϕ And

**Figura A.3:** V764 Cas**Figura A.4:** HD 9709

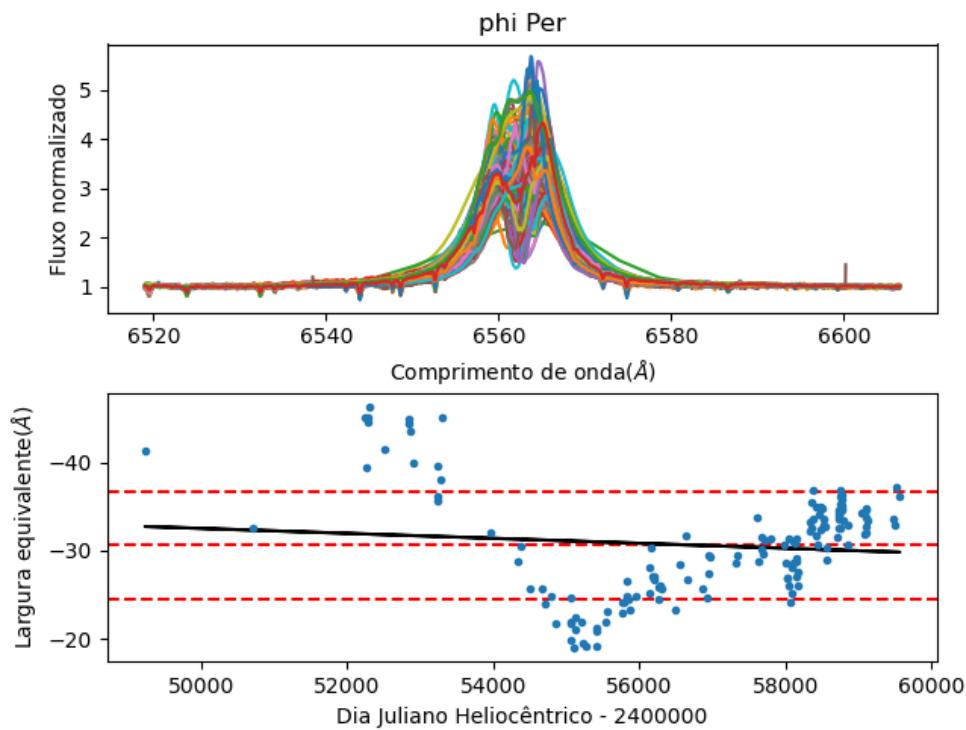


Figura A.5: ϕ Per

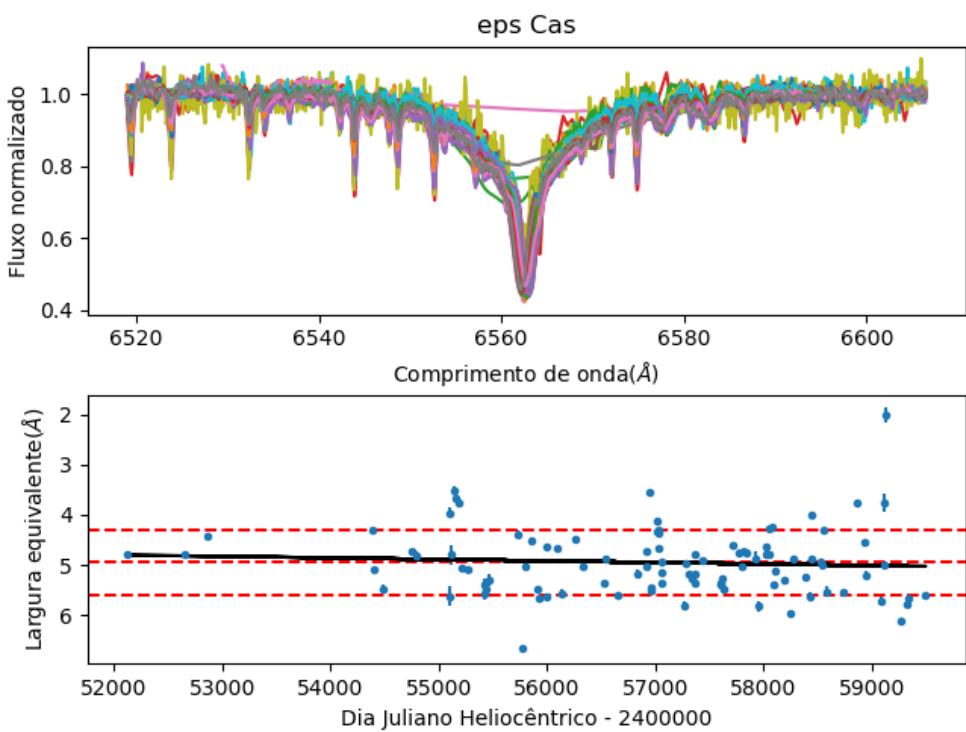
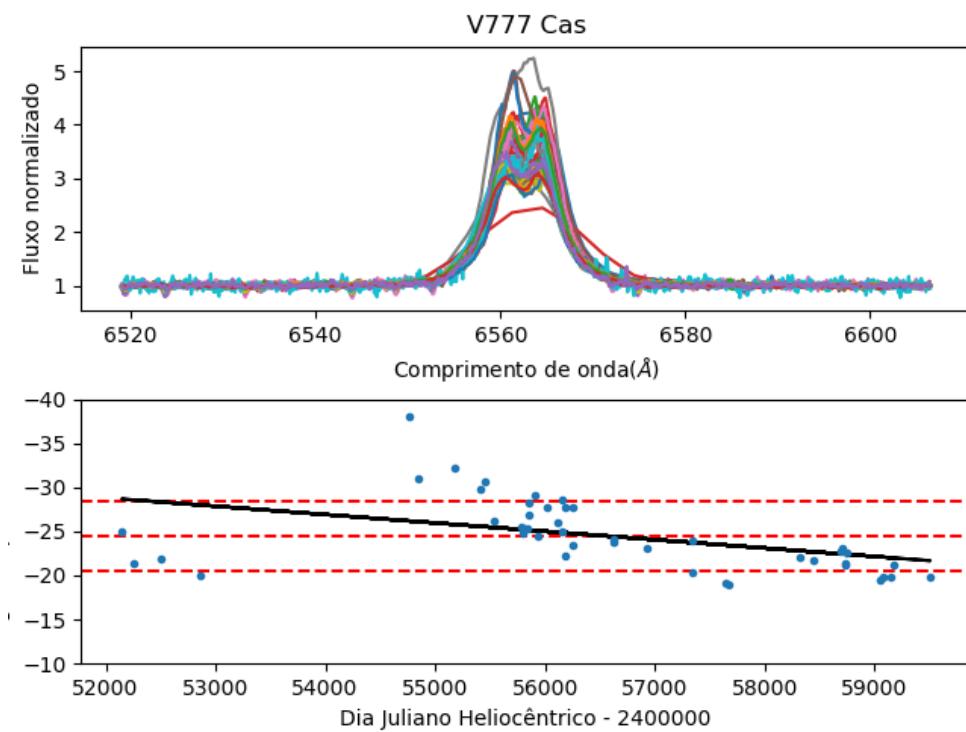
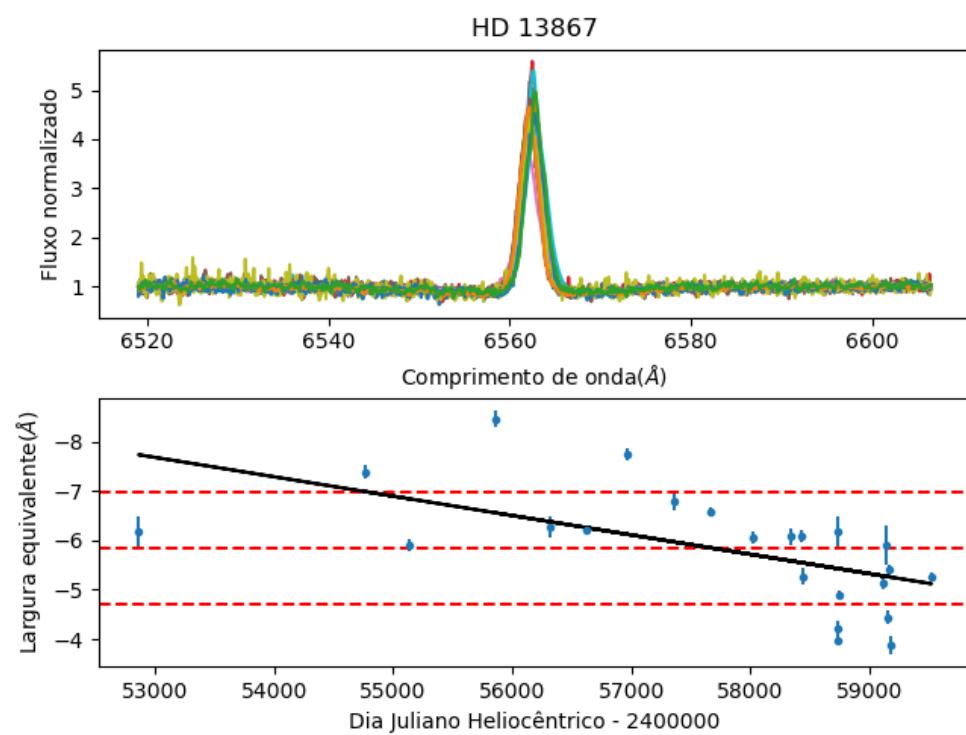
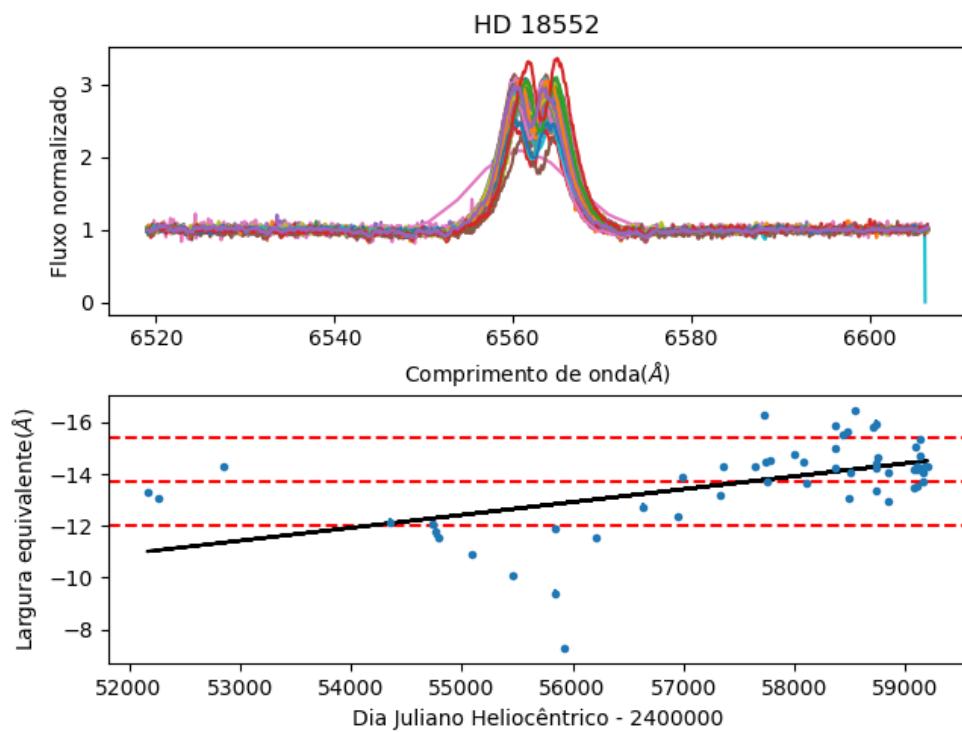
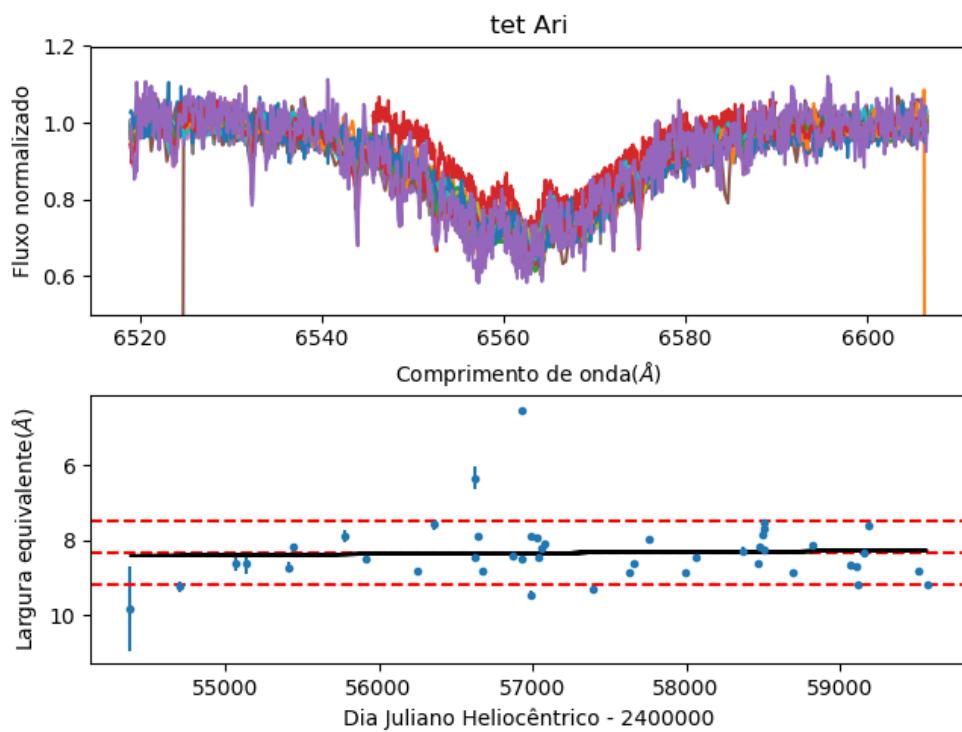
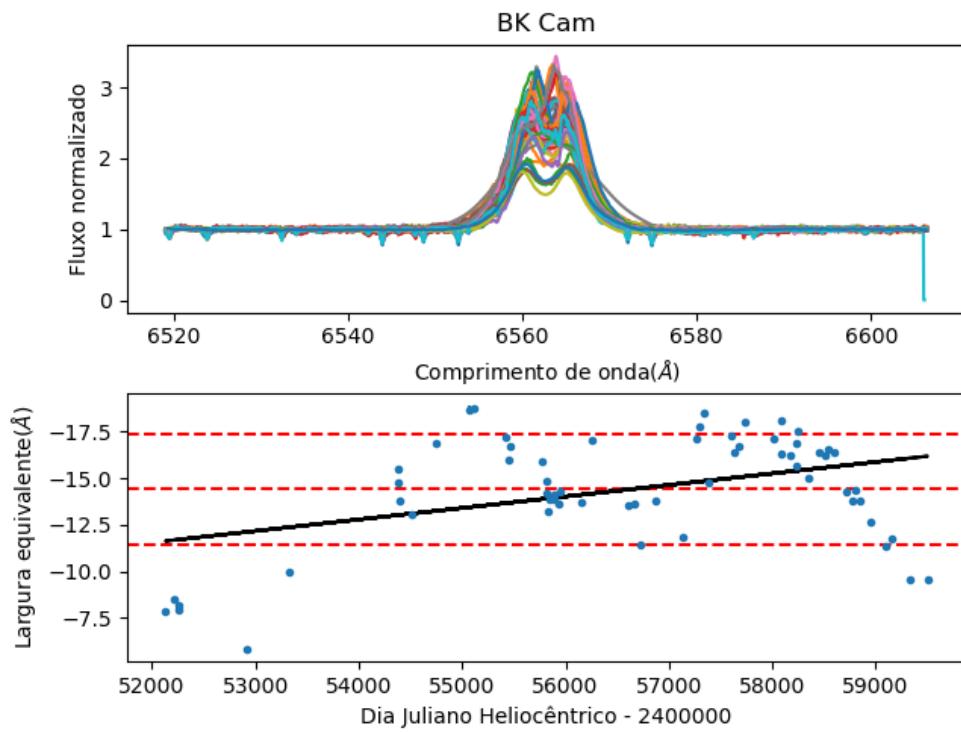
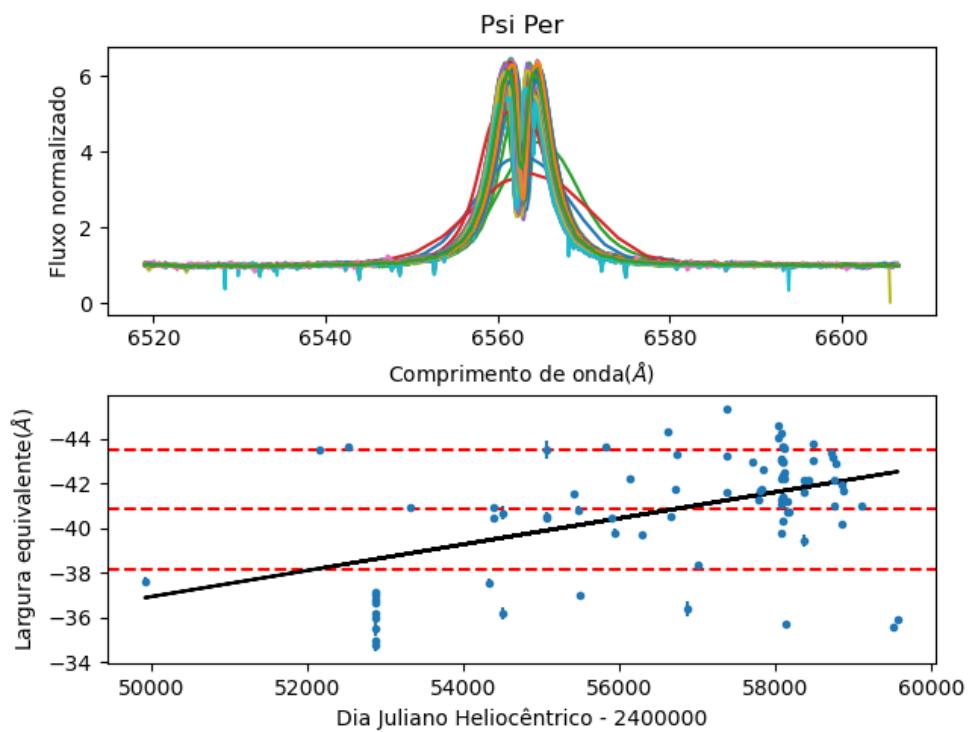
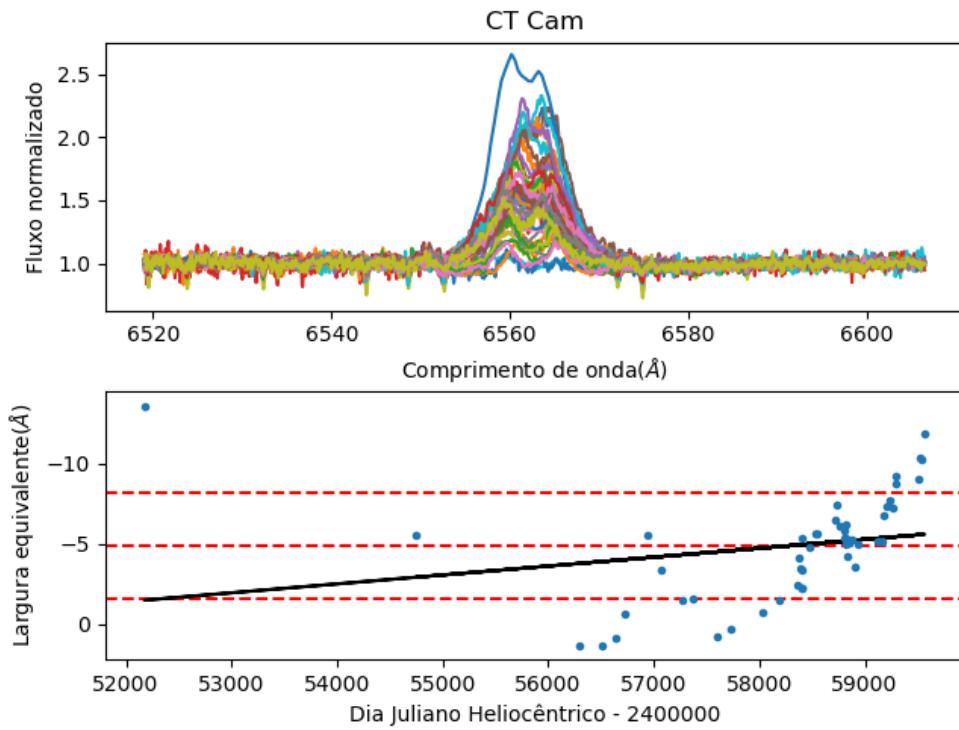
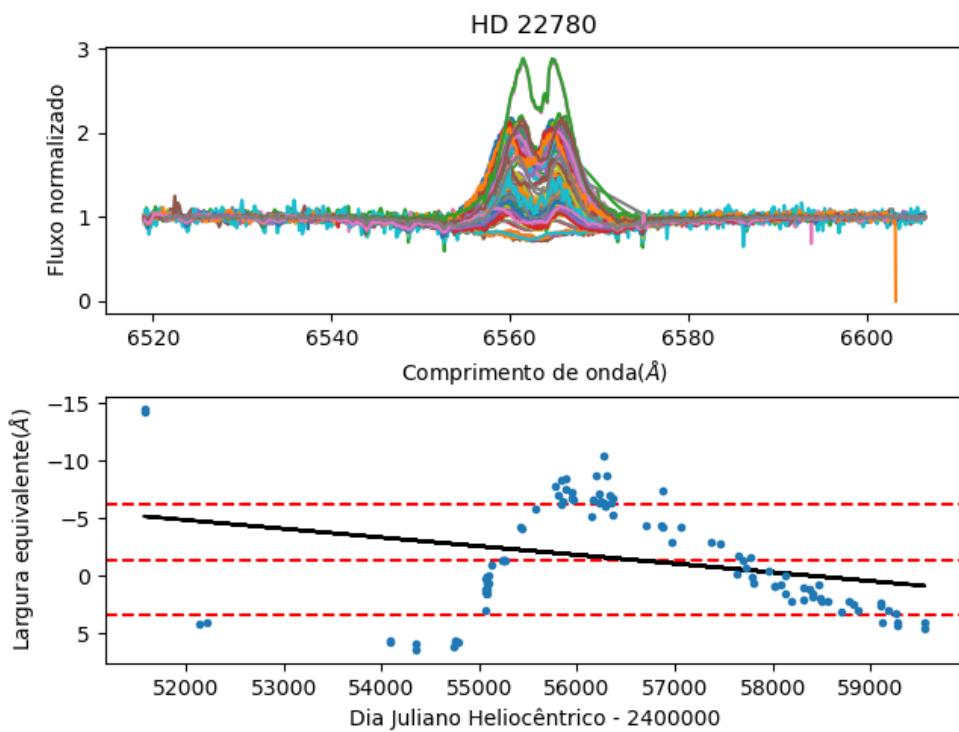


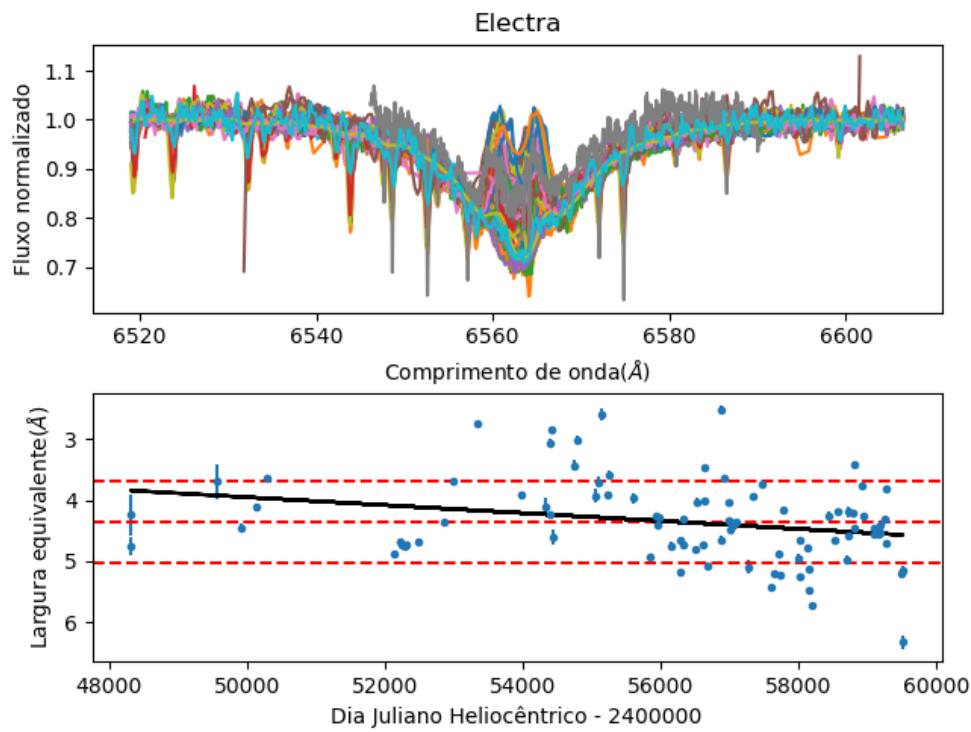
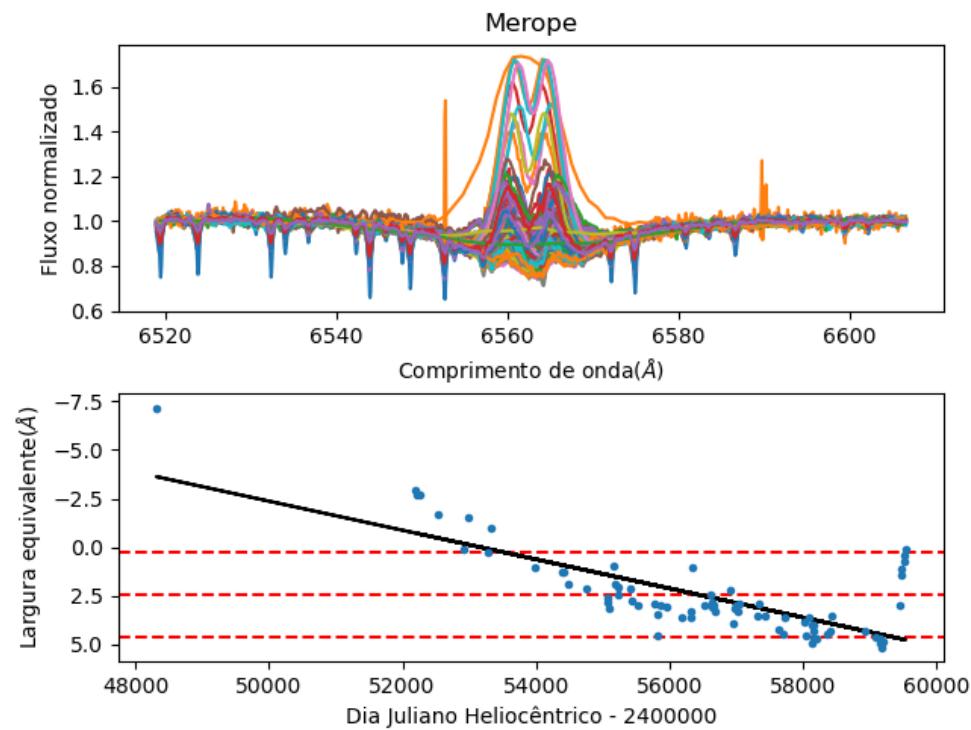
Figura A.6: ε Cas

**Figura A.7:** V777 Cas**Figura A.8:** HD 13867

**Figura A.10: HD 18552**

**Figura A.11:** BK Cam**Figura A.12:** ψ Per

**Figura A.13:** CT Cam**Figura A.14:** HD 22780

**Figura A.15:** Electra**Figura A.16:** Merope

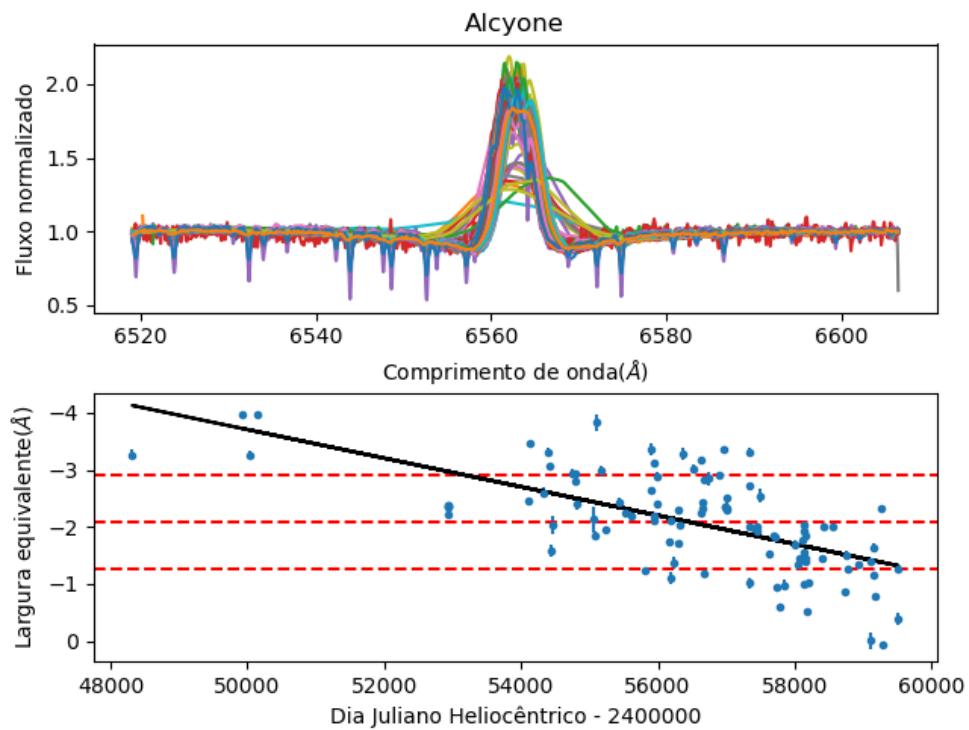


Figura A.17: Alcyone

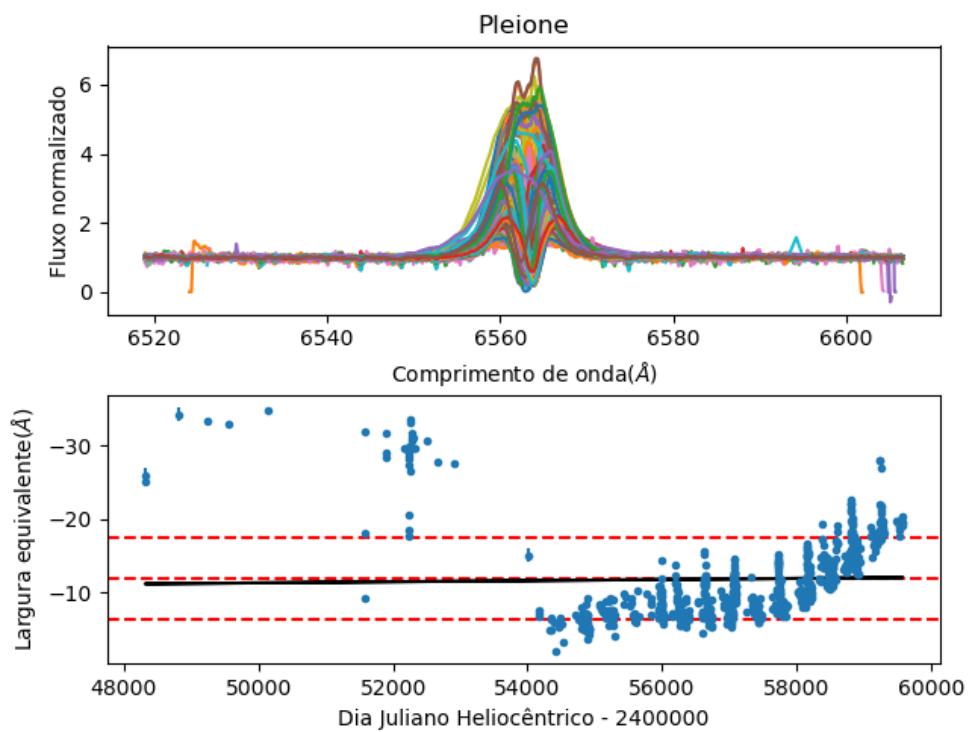
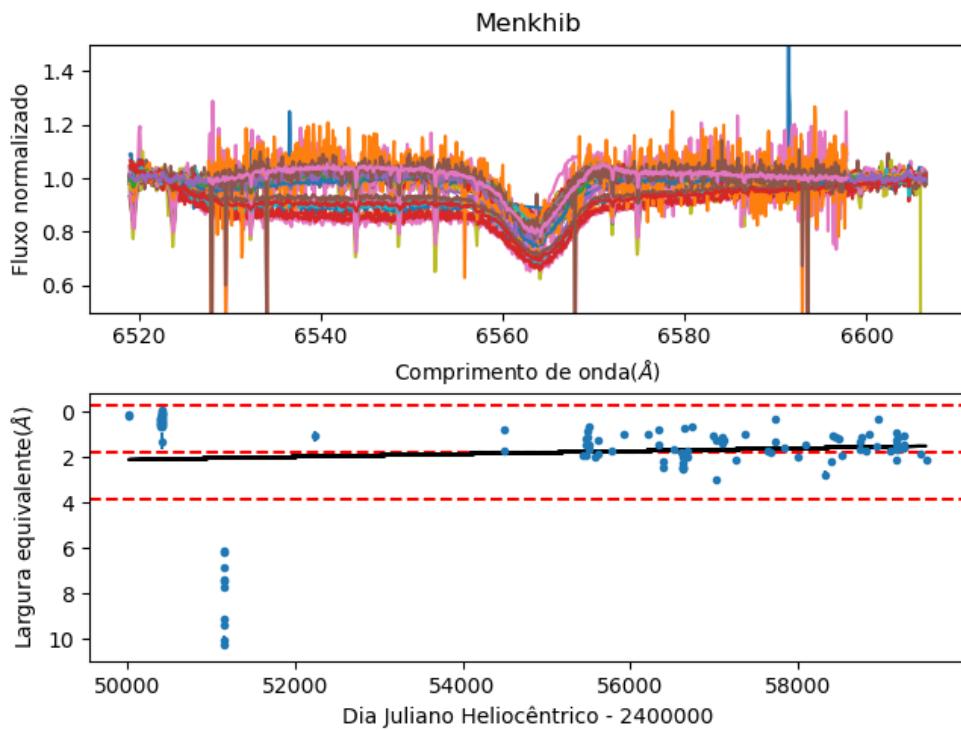
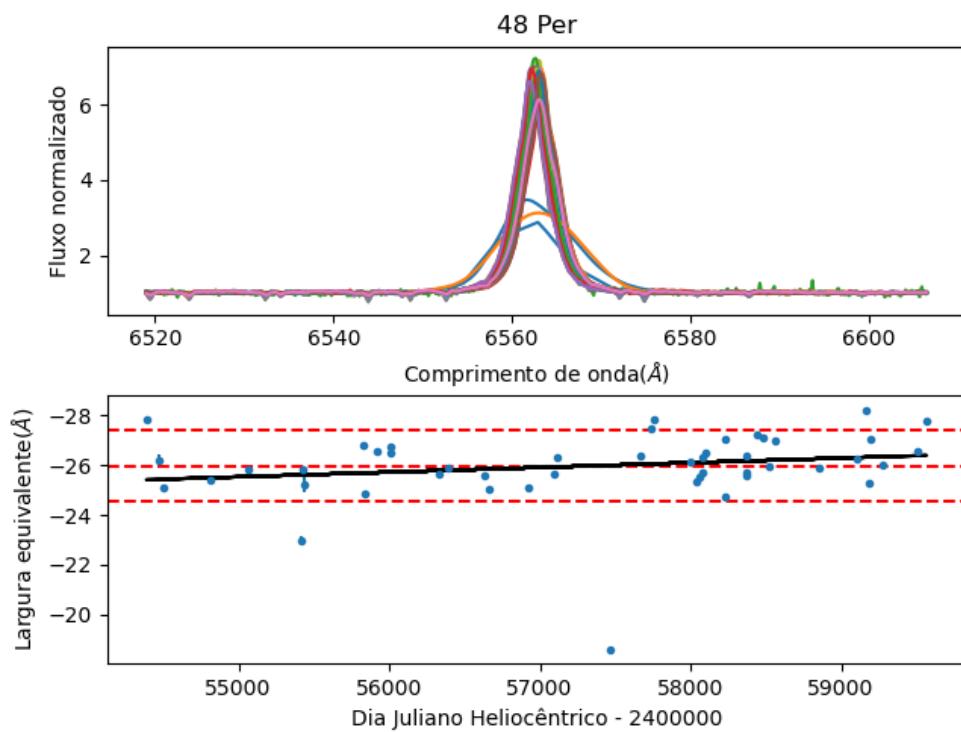


Figura A.18: Pleione

**Figura A.19:** Menkhib**Figura A.20:** 48 Per

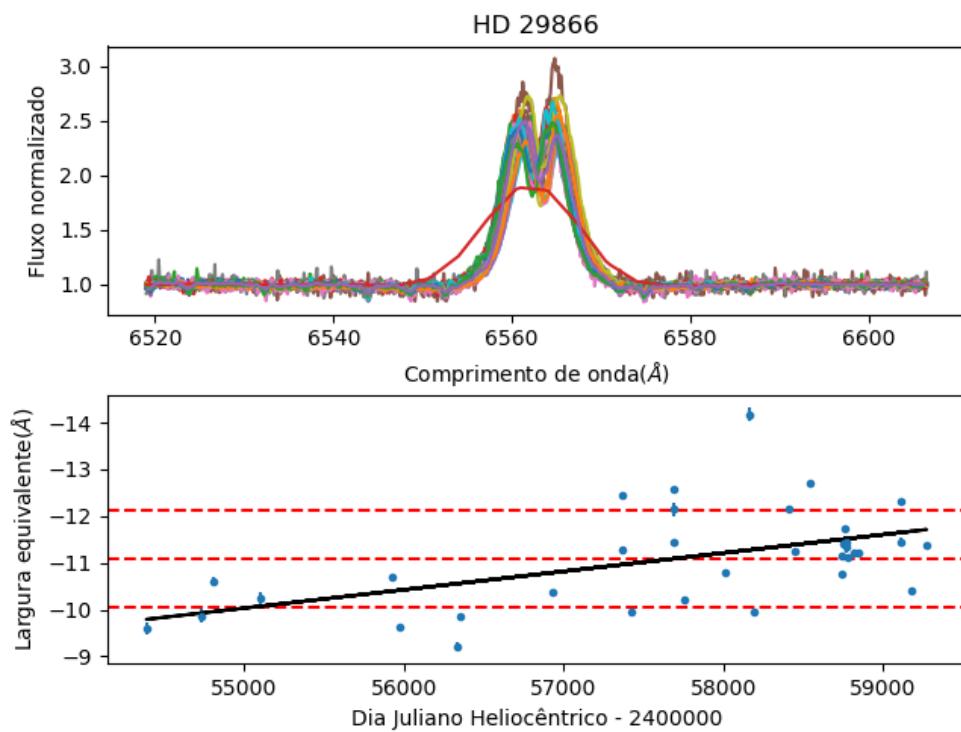


Figura A.21: HD 29866

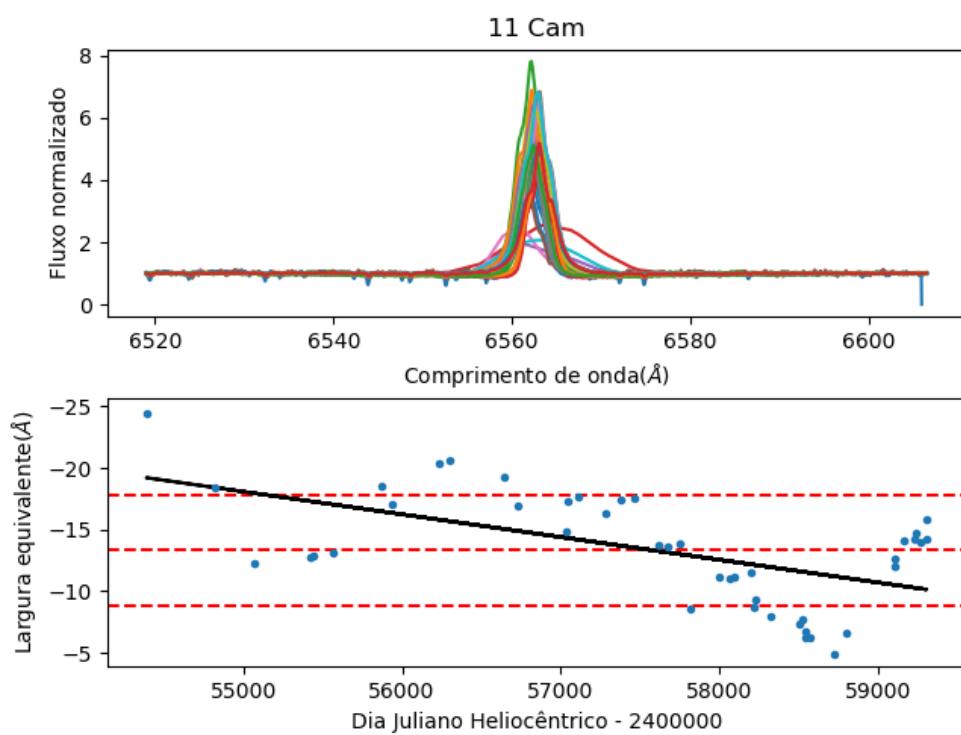
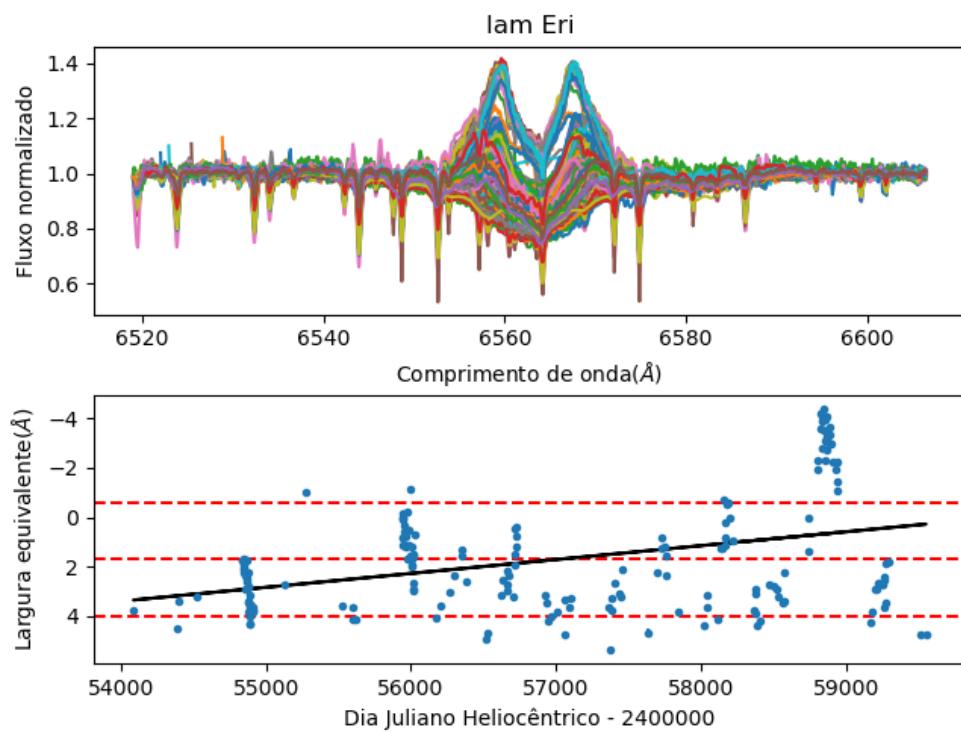
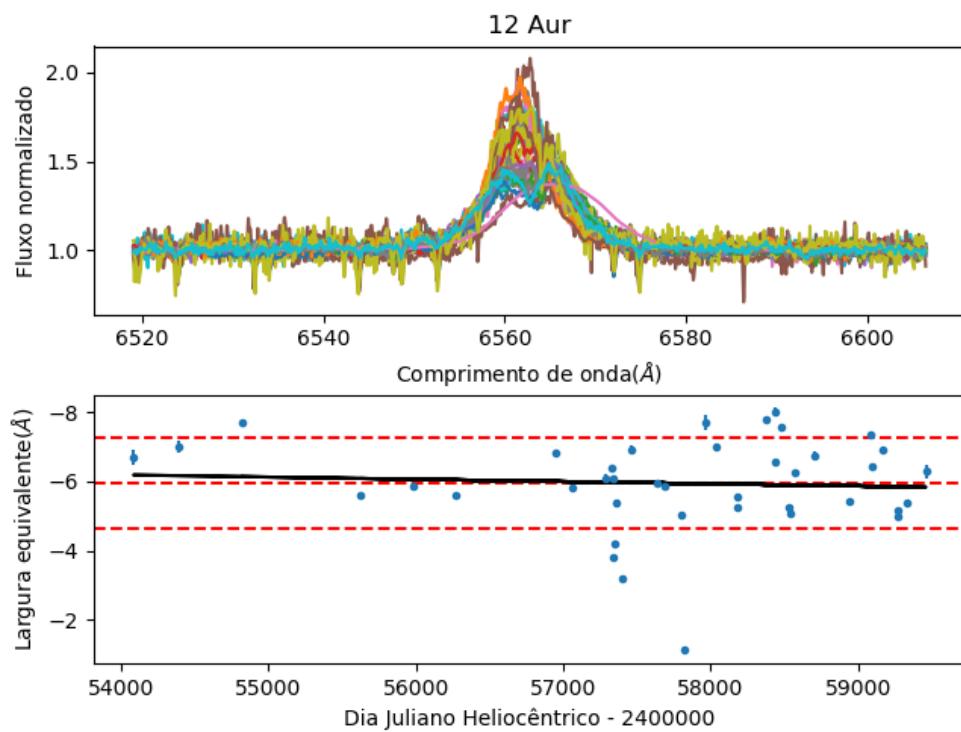


Figura A.22: 11 Cam

**Figura A.23:** λ Eri**Figura A.24:** 12 Aur

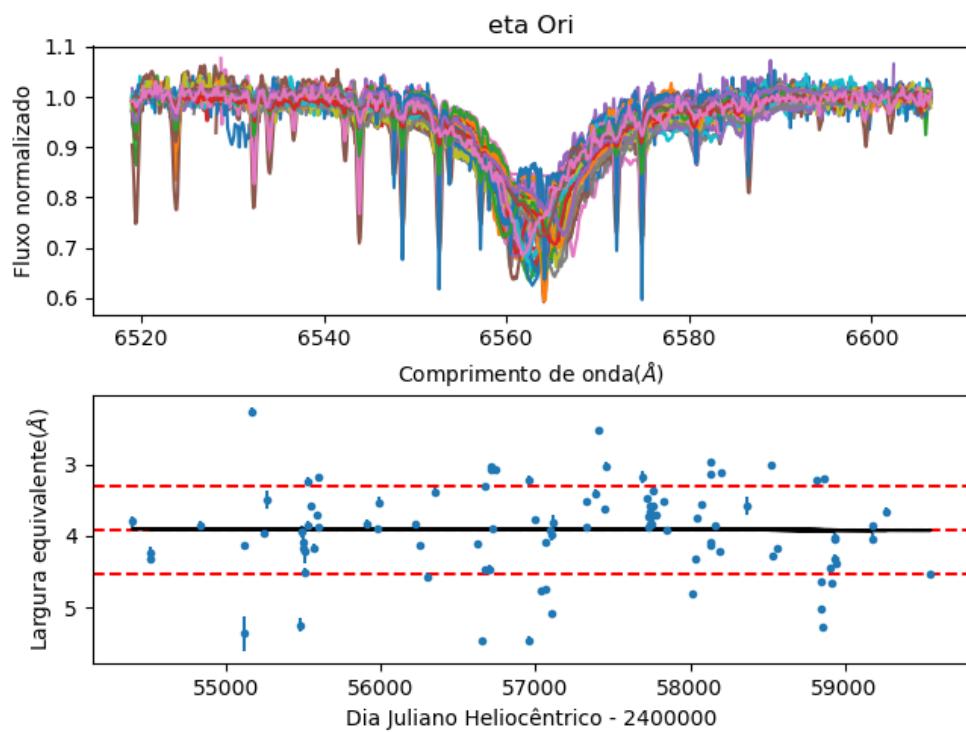
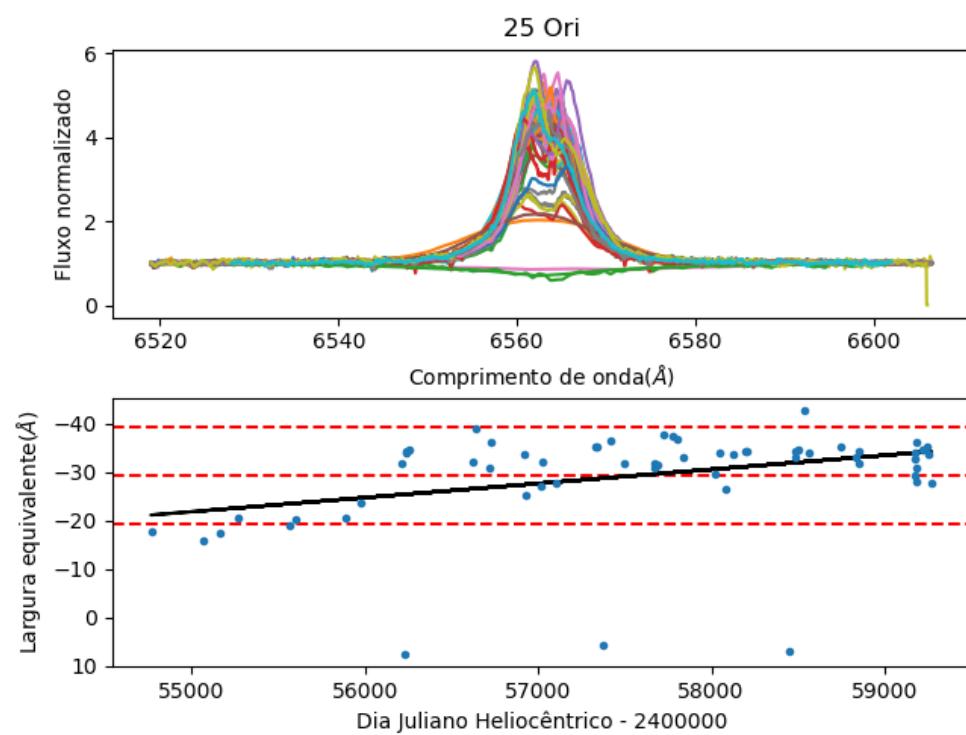
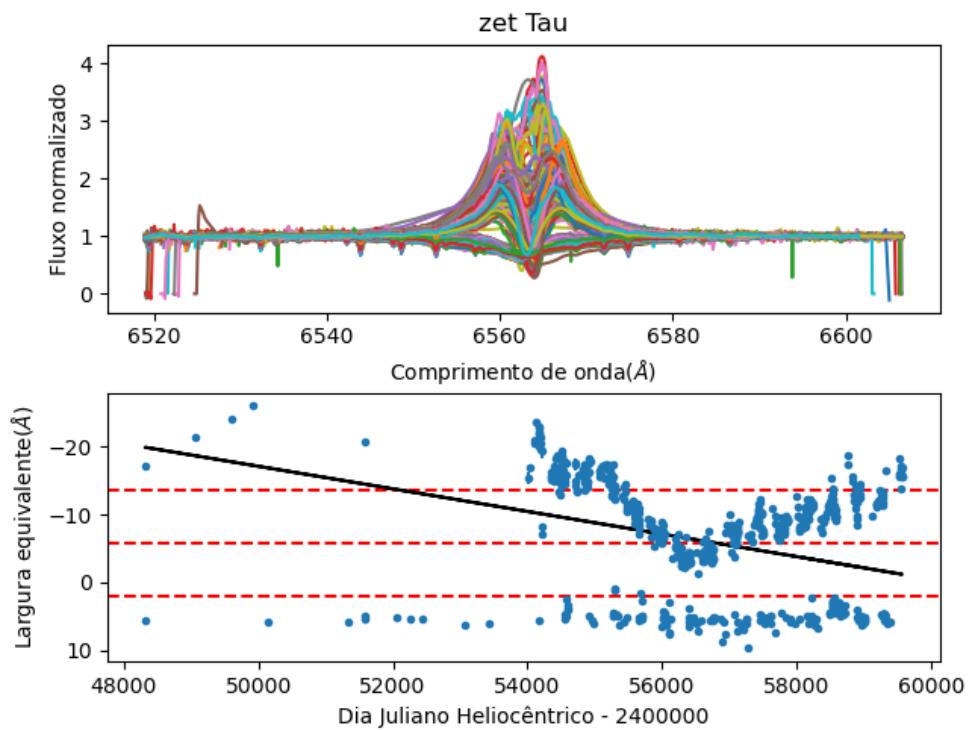
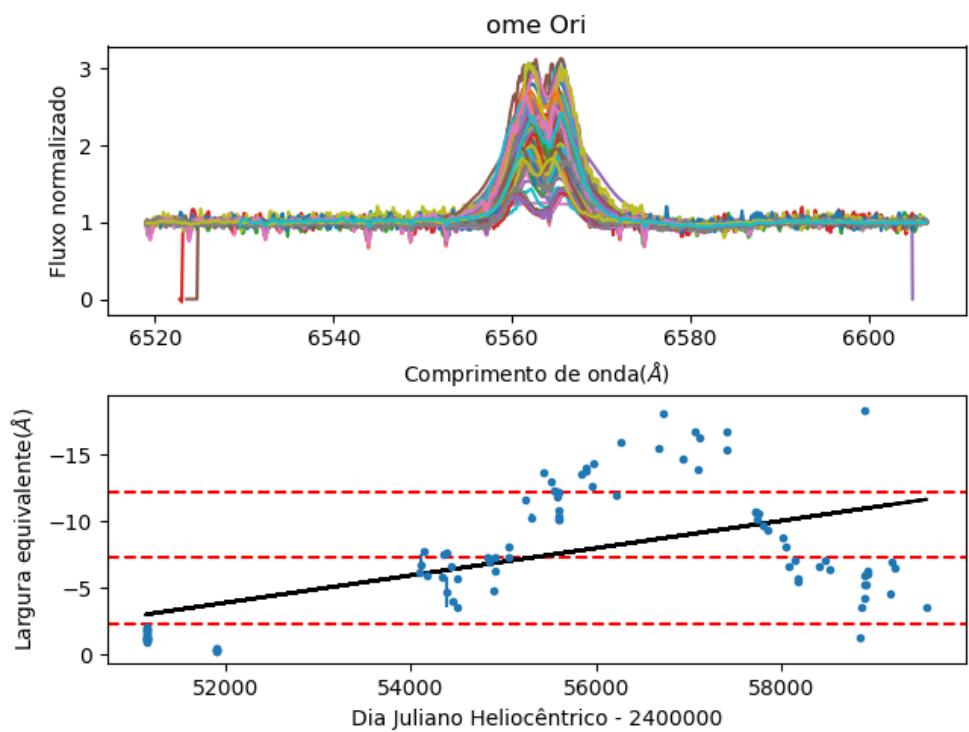
Figura A.25: η Ori

Figura A.26: 25 Ori

Figura A.27: ζ TauFigura A.28: ω Ori

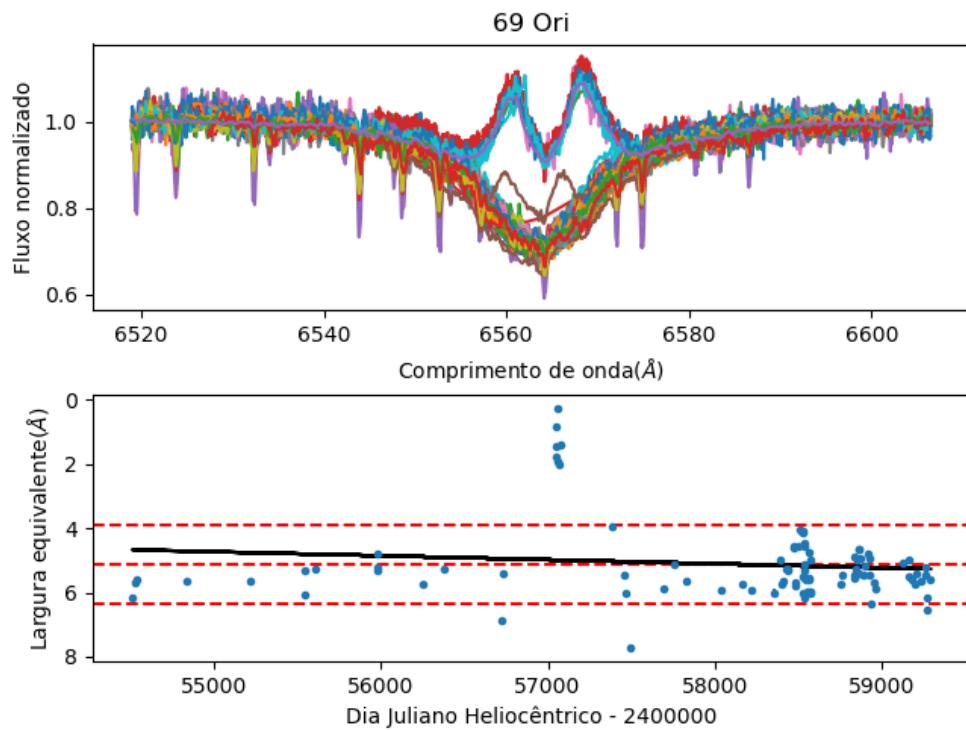


Figura A.29: 69 Ori

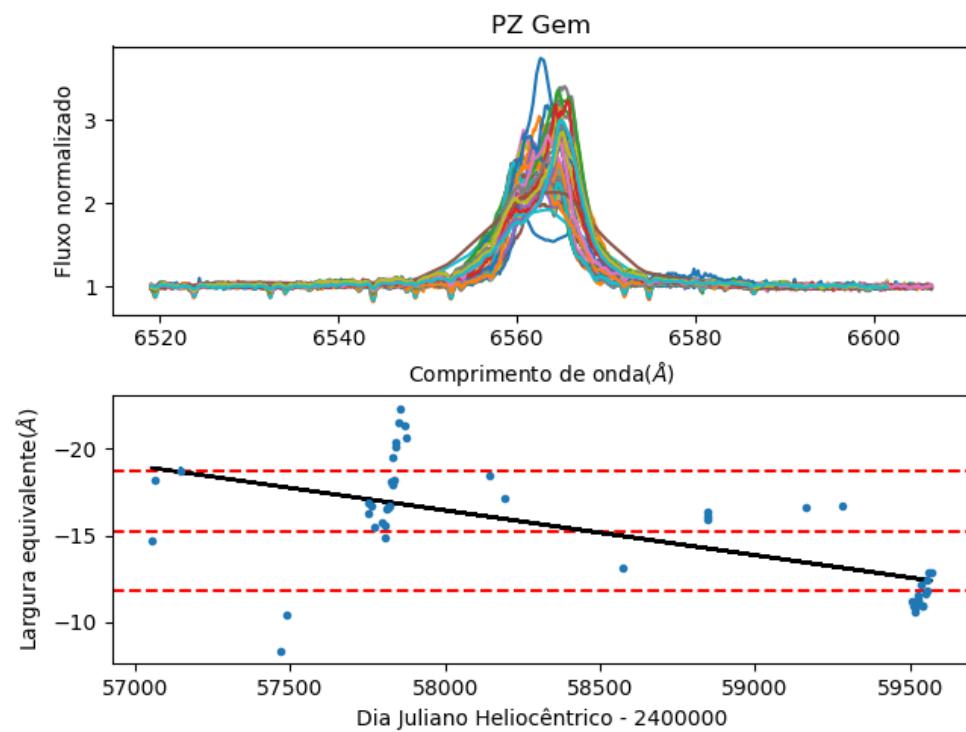


Figura A.30: PZ Gem

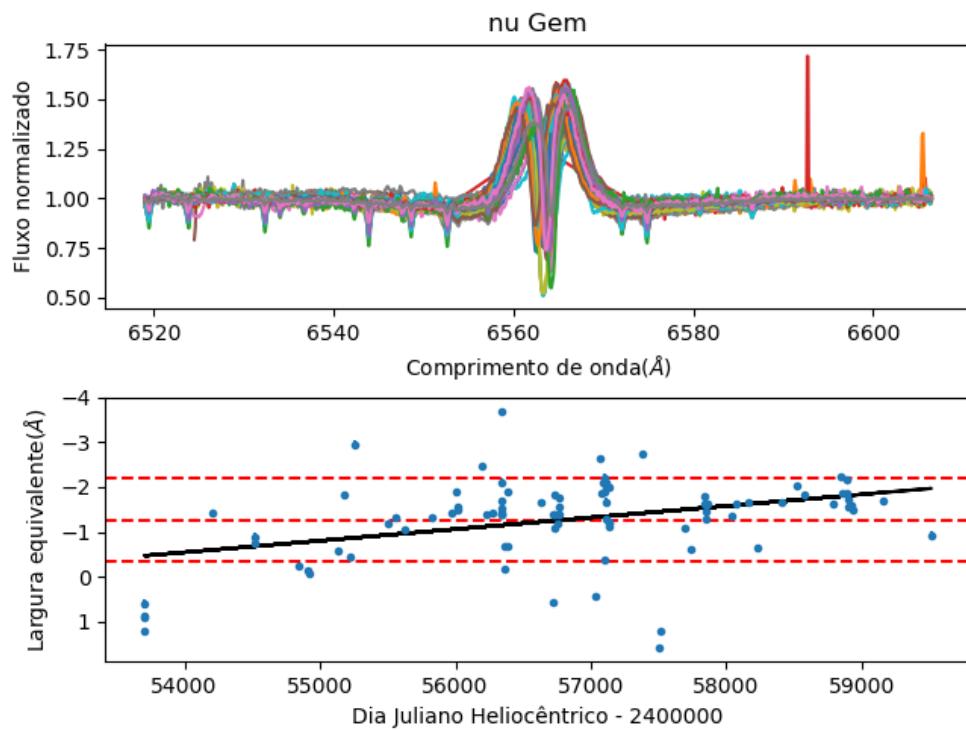
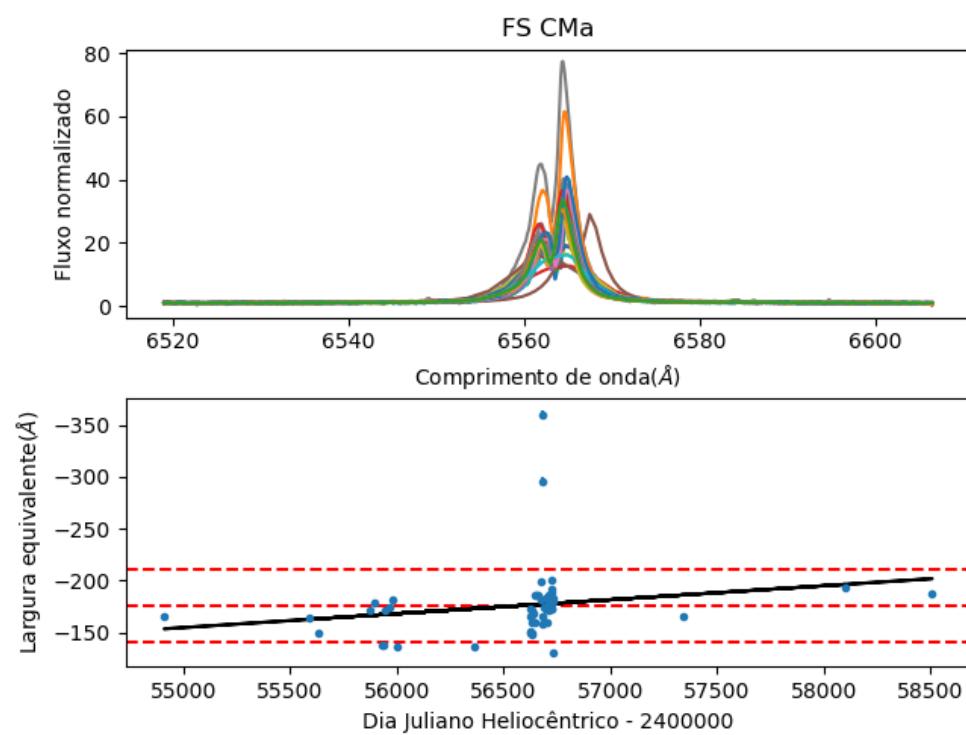
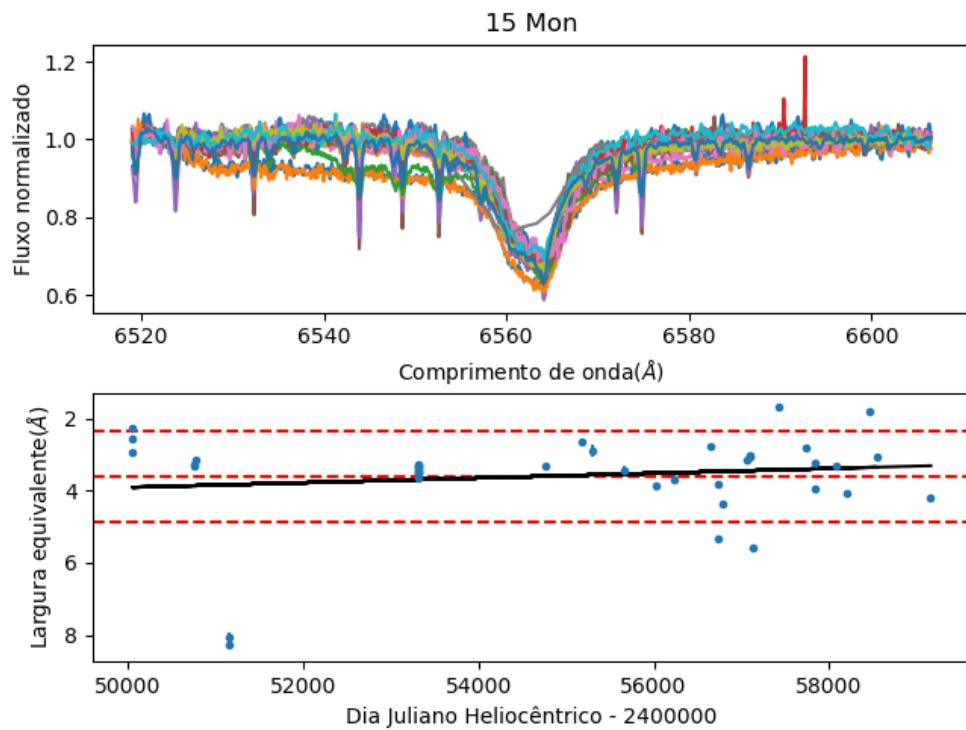
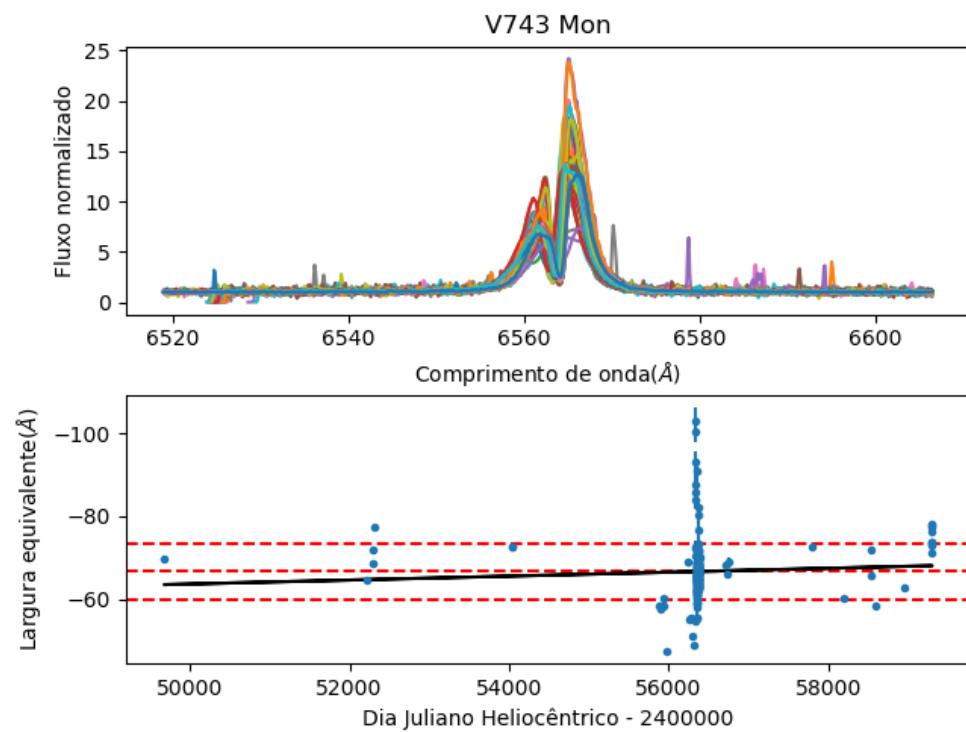
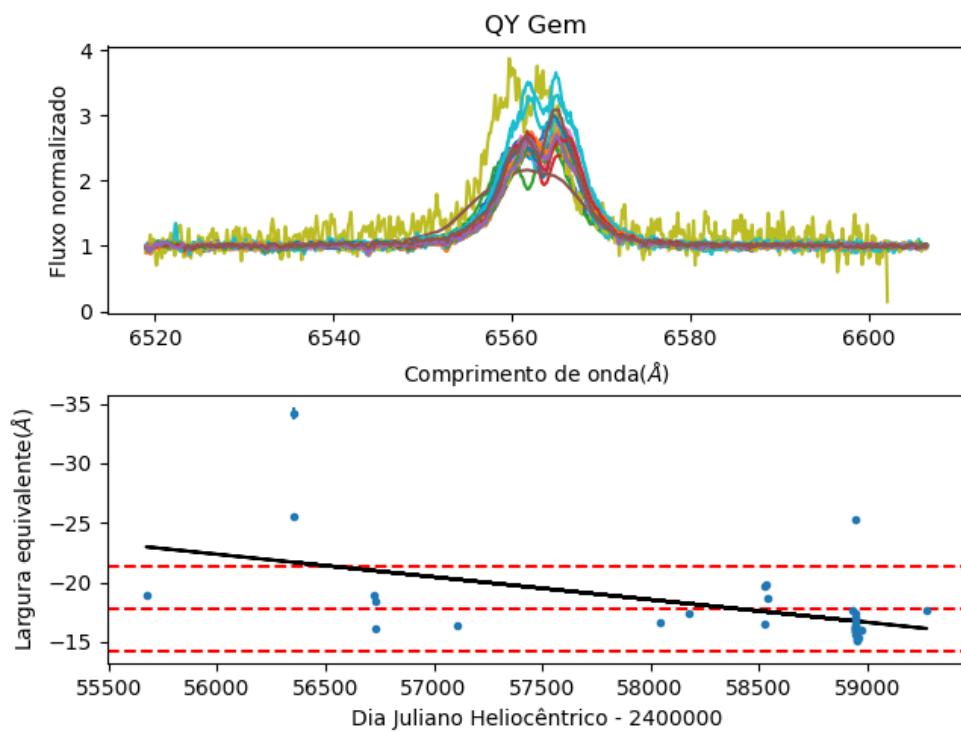
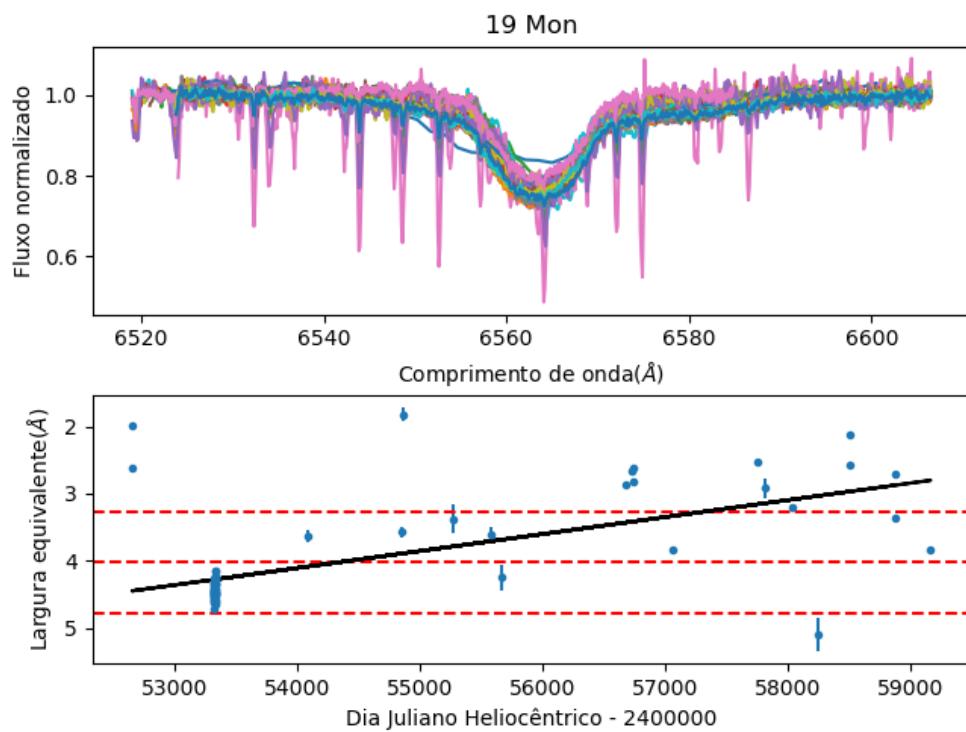
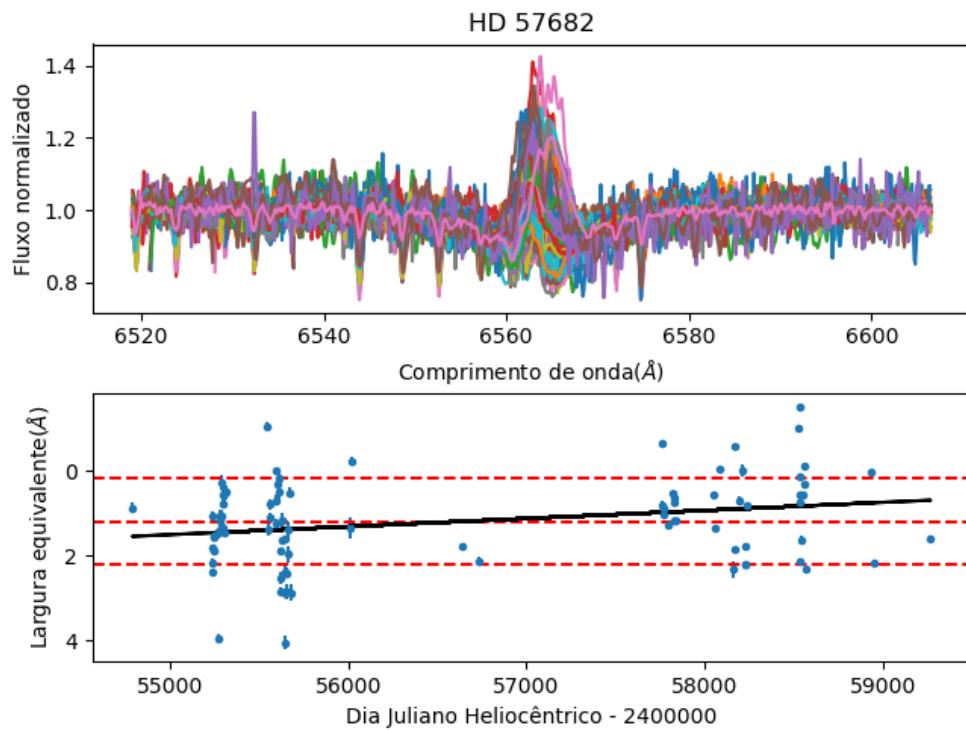
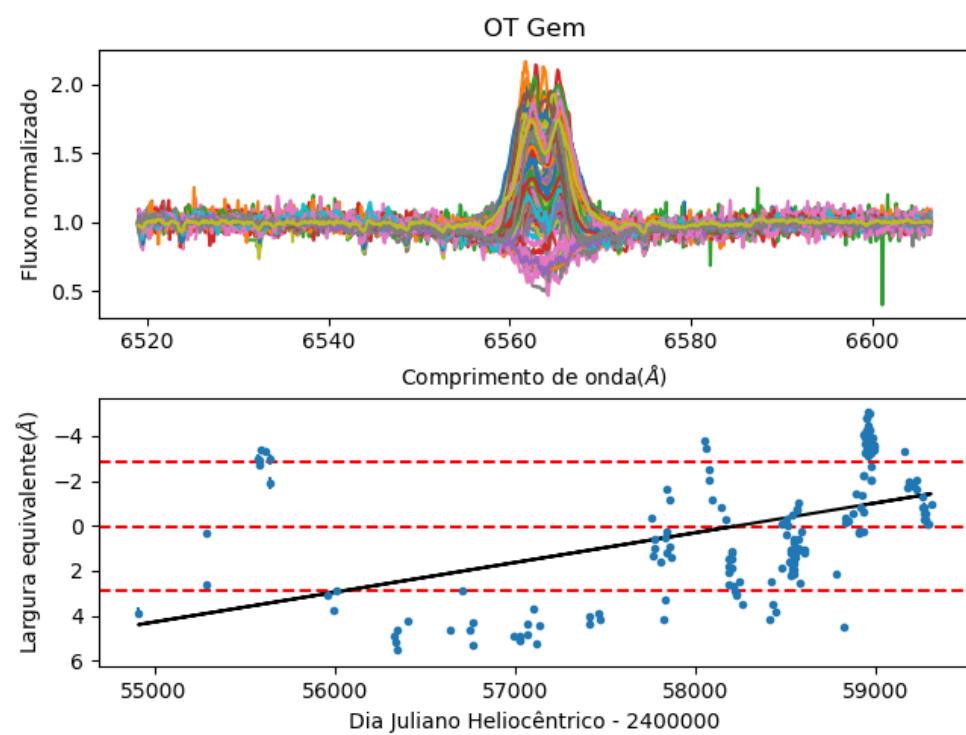
Figura A.31: ν Gem

Figura A.32: FS CMa

**Figura A.33:** 15 Mon**Figura A.34:** V743 Mon

**Figura A.35:** QY Gem**Figura A.36:** 19 Mon

**Figura A.37:** HD 57682**Figura A.38:** OT Gem

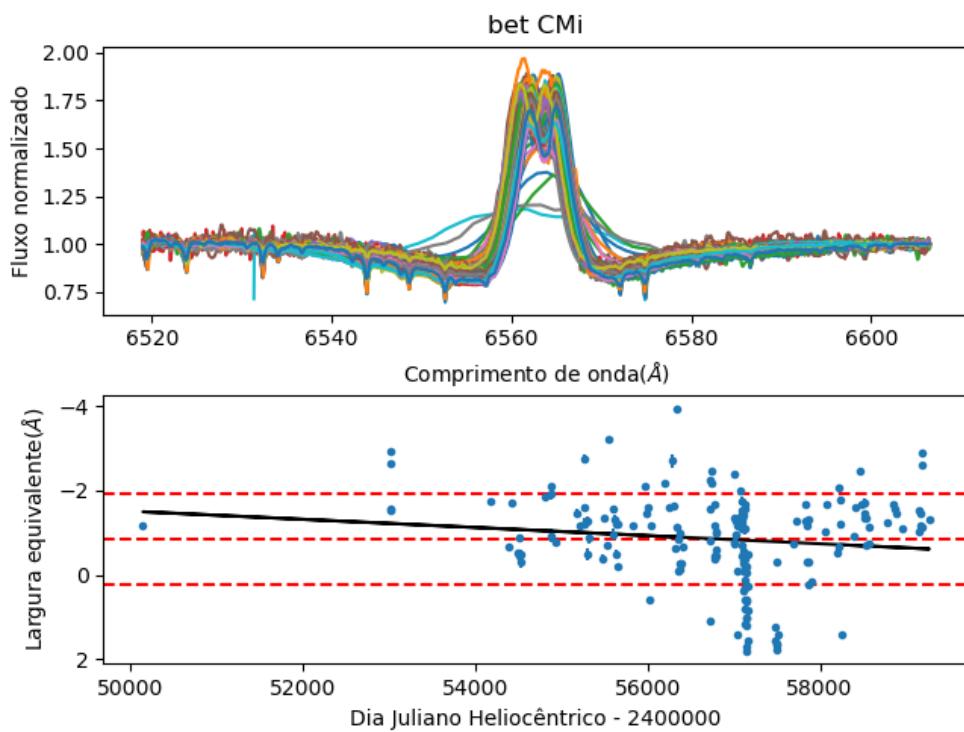
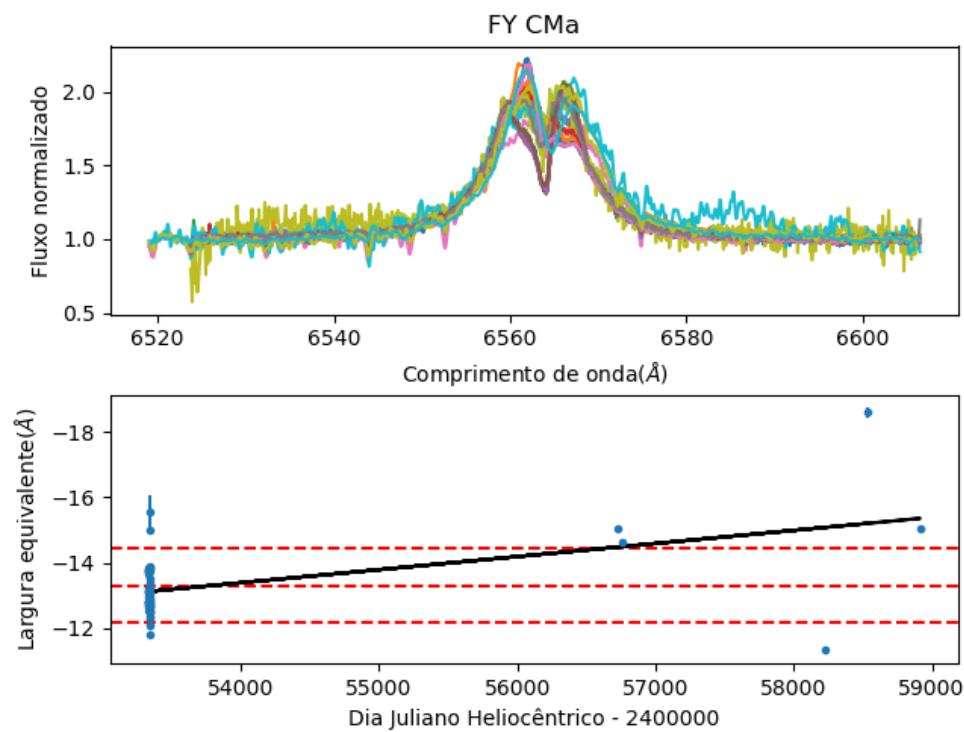
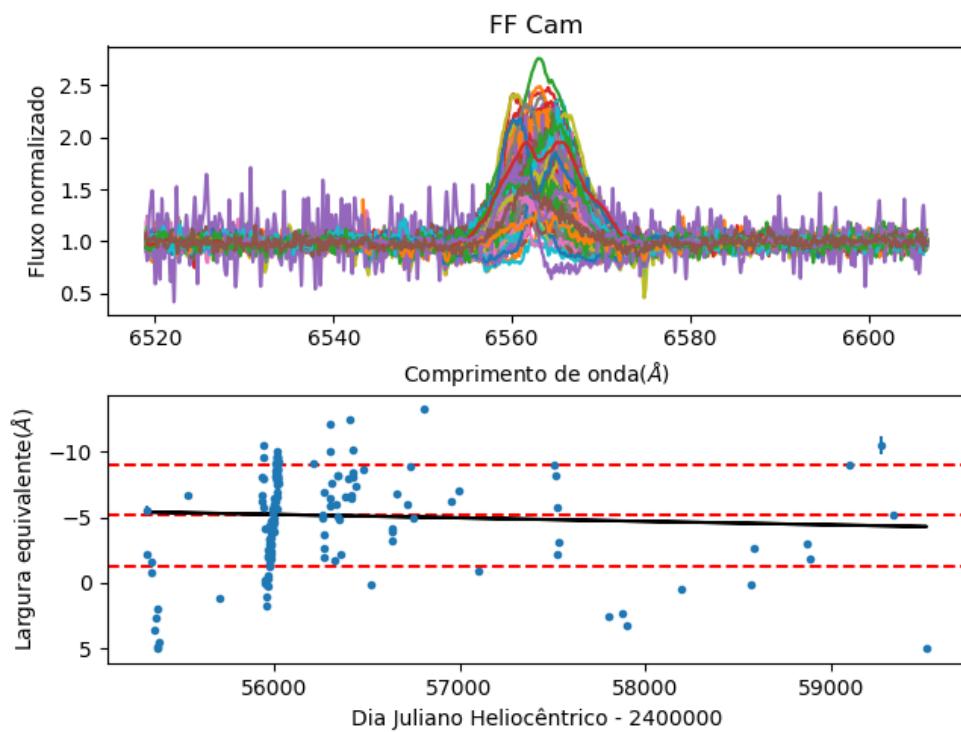
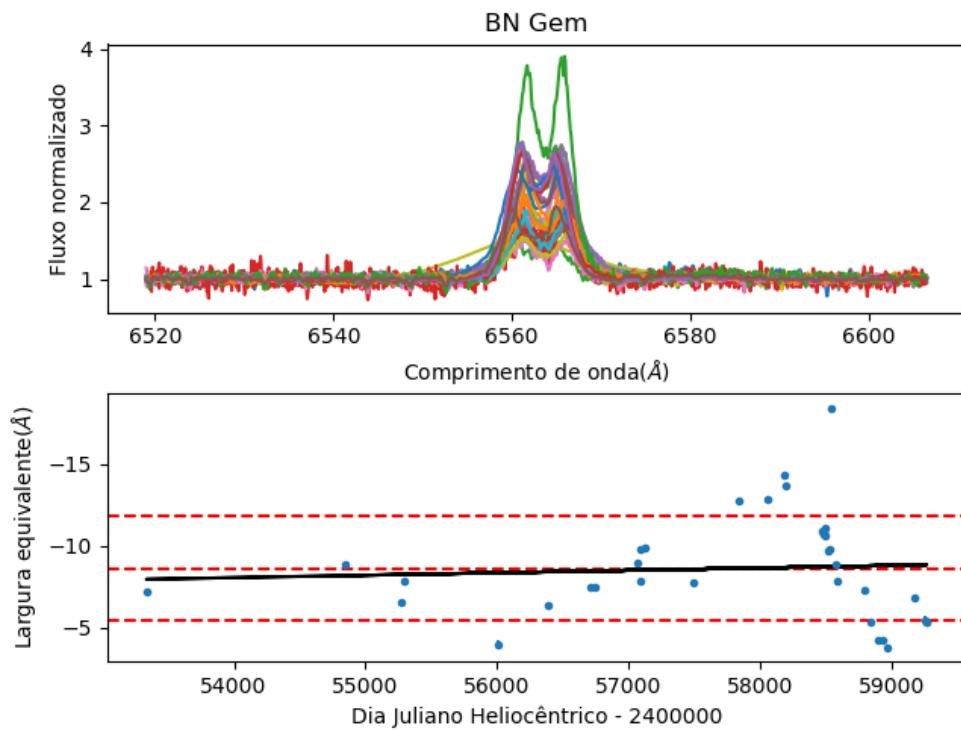
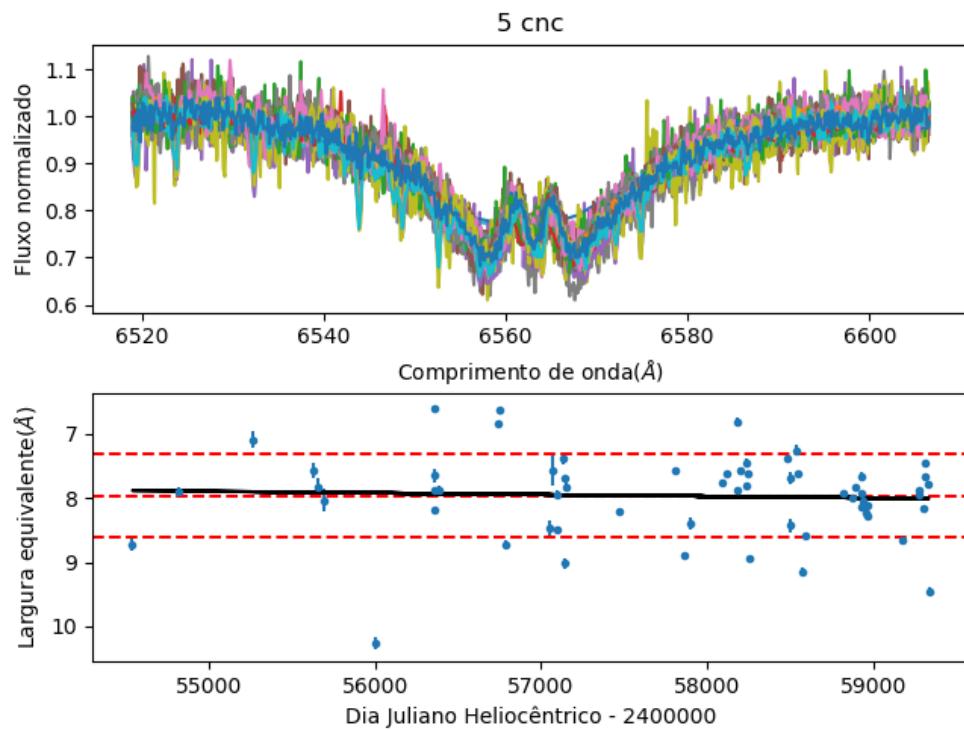
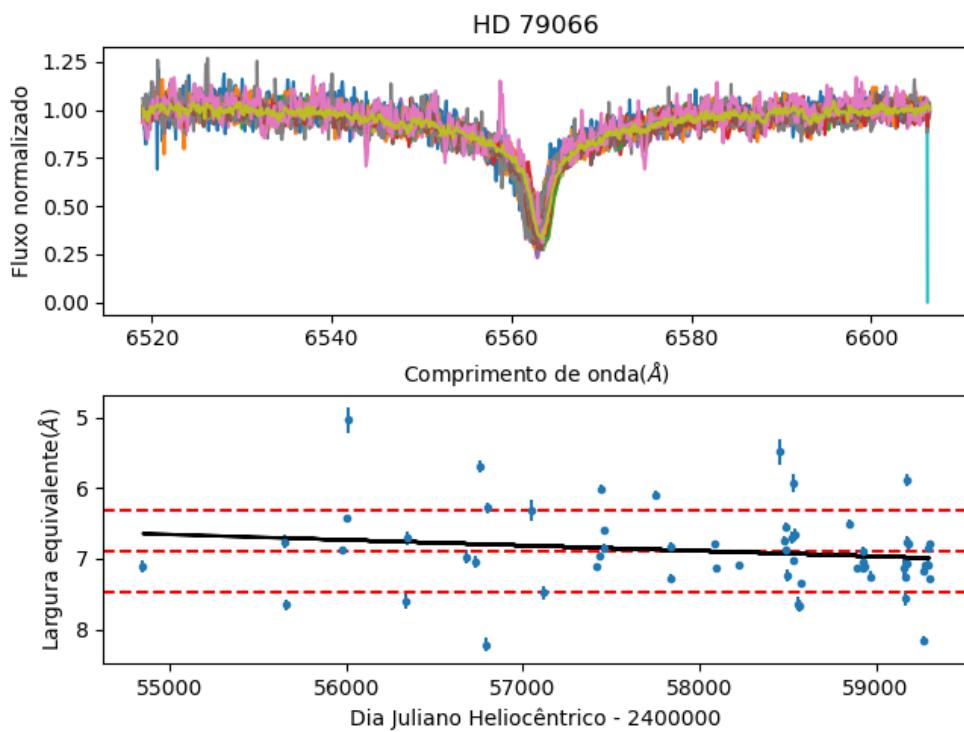
Figura A.39: β CMi

Figura A.40: FY CMa

**Figura A.41:** FF Cam**Figura A.42:** BN Gem

**Figura A.43:** 5 cnc**Figura A.44:** HD 79066

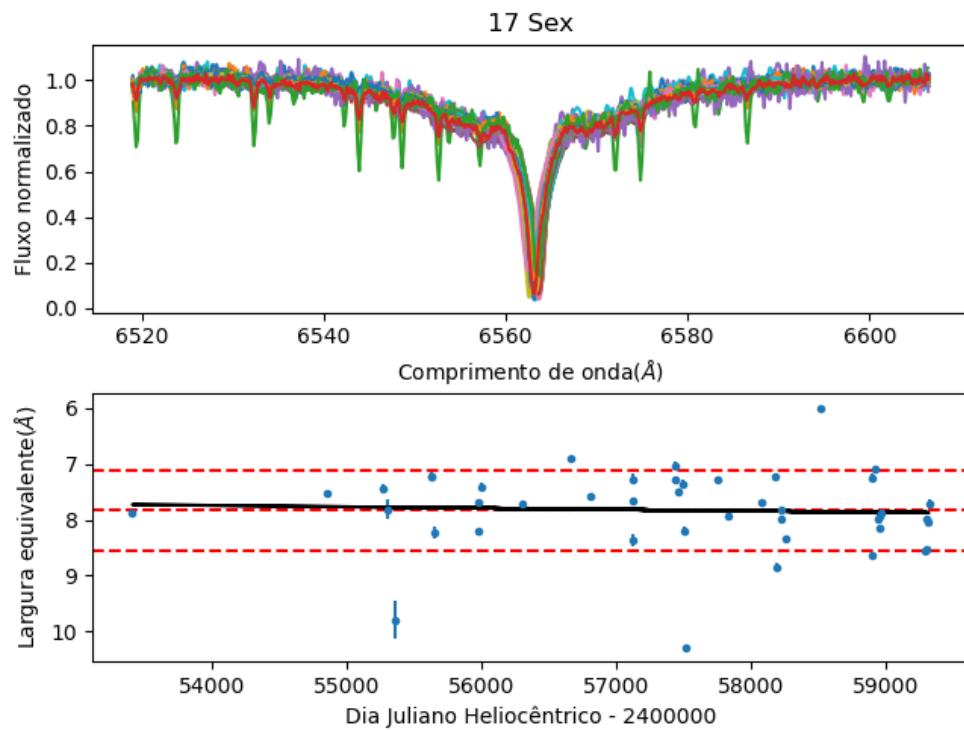
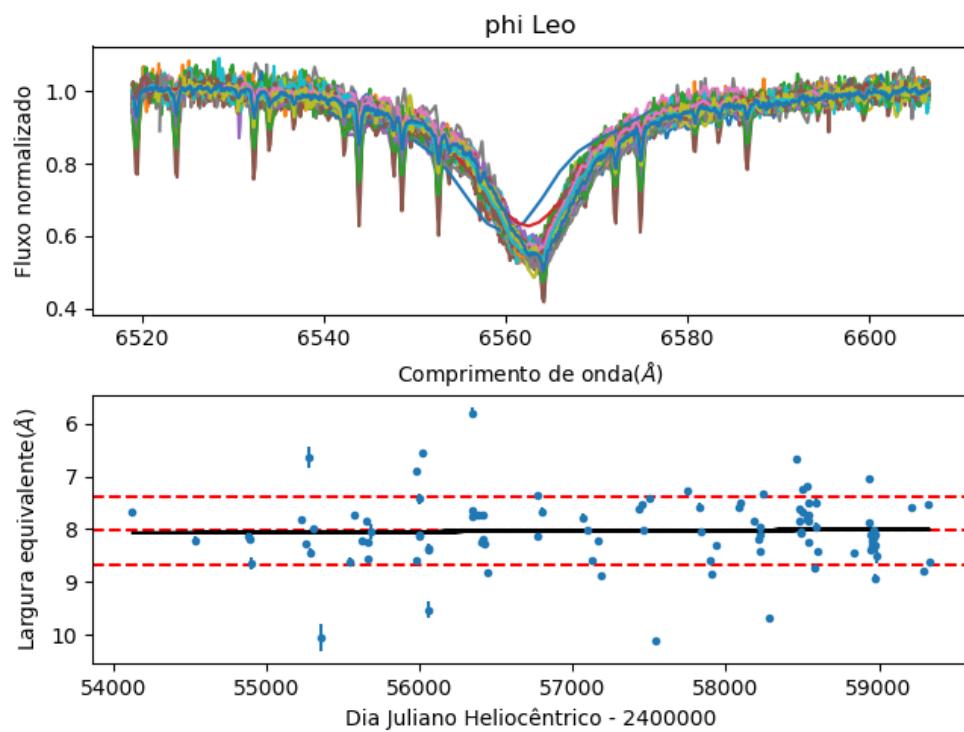
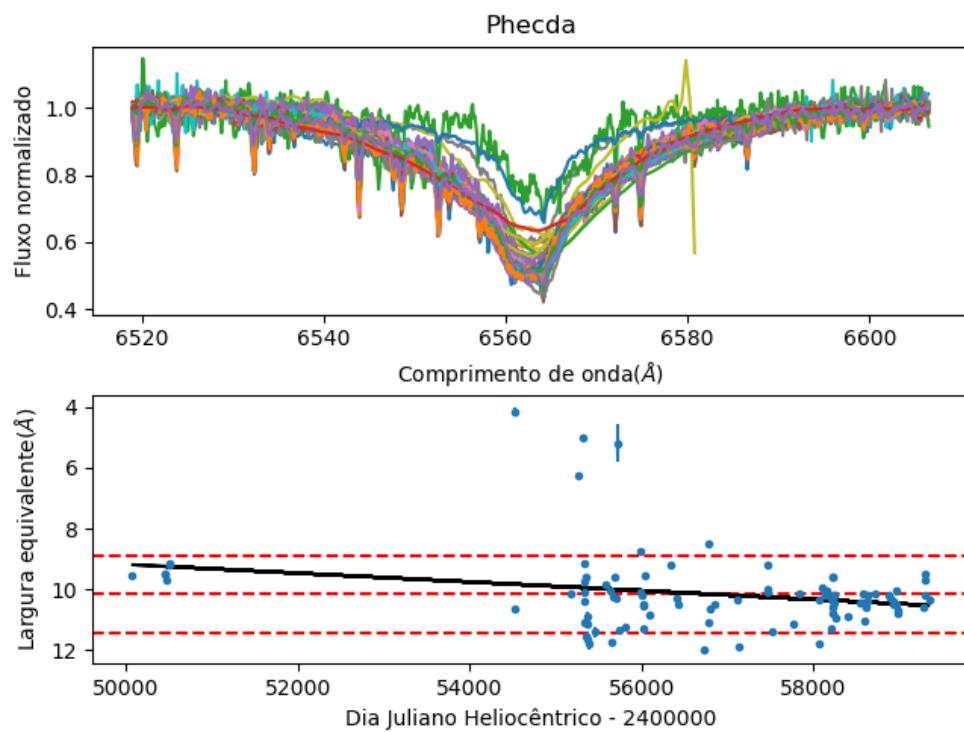
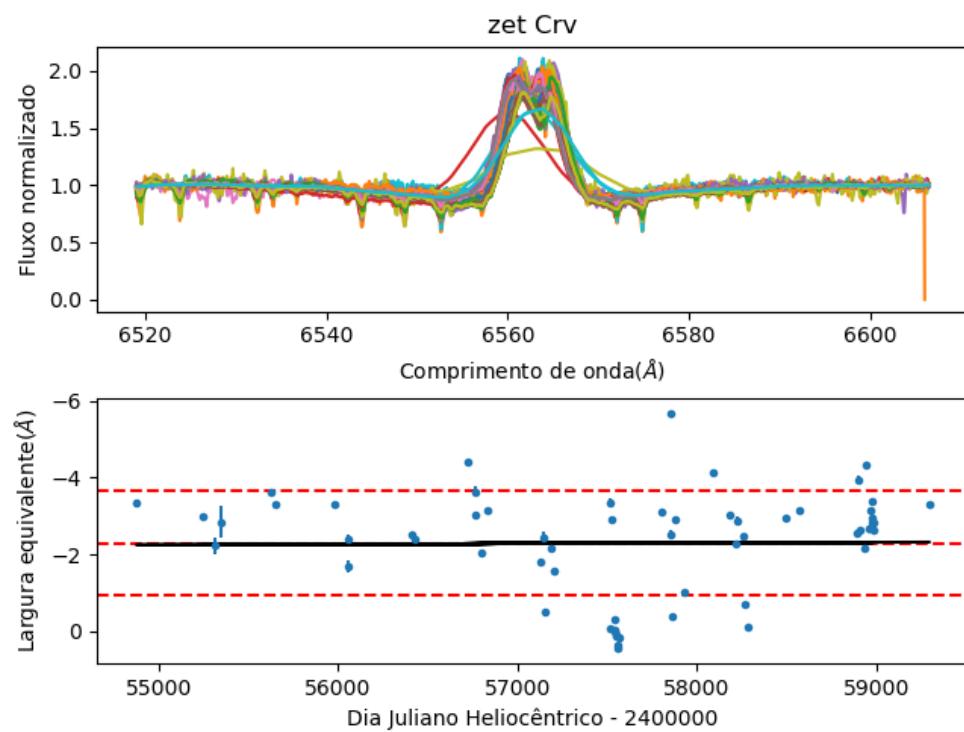


Figura A.45: 17 Sex

Figura A.46: ϕ Leo

**Figura A.47:** Phecda**Figura A.48:** ζ Crv

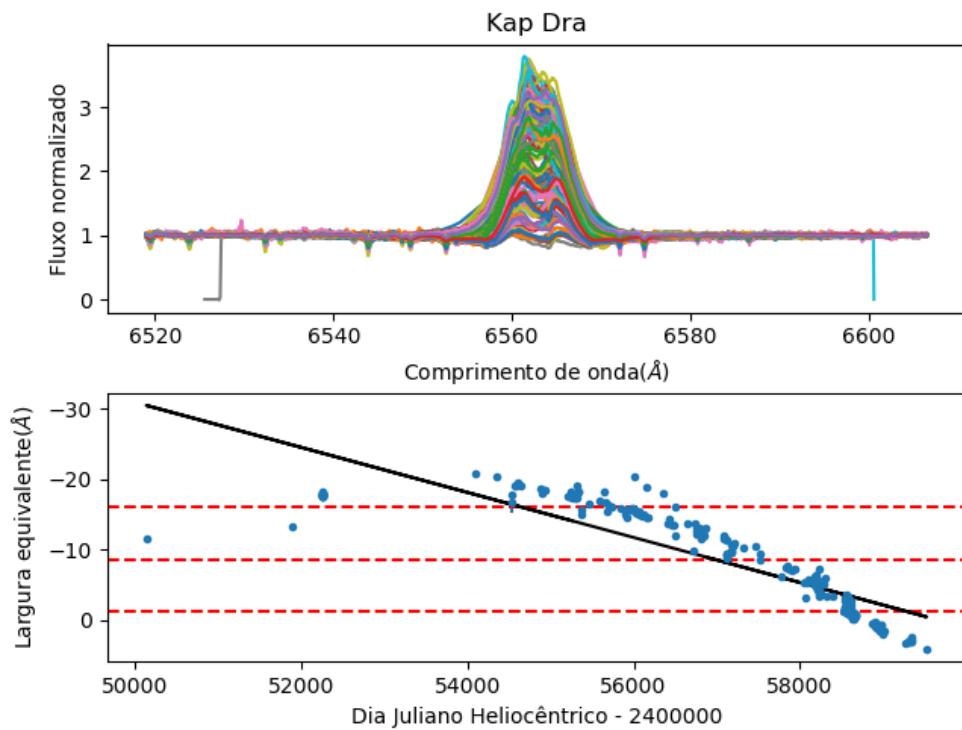


Figura A.49: κ Dra

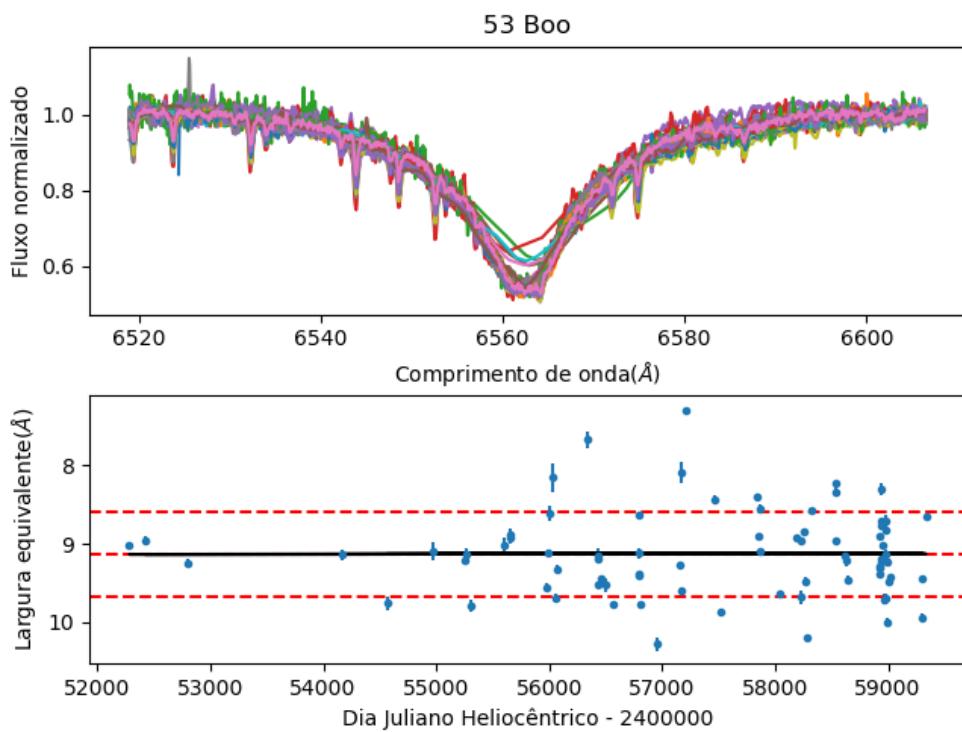
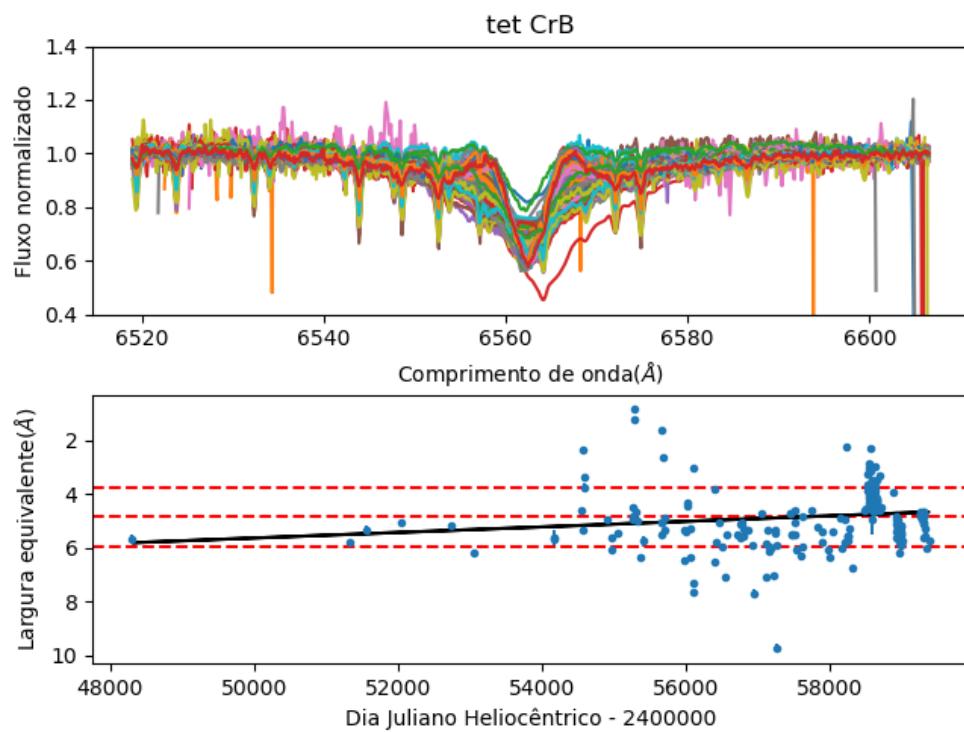
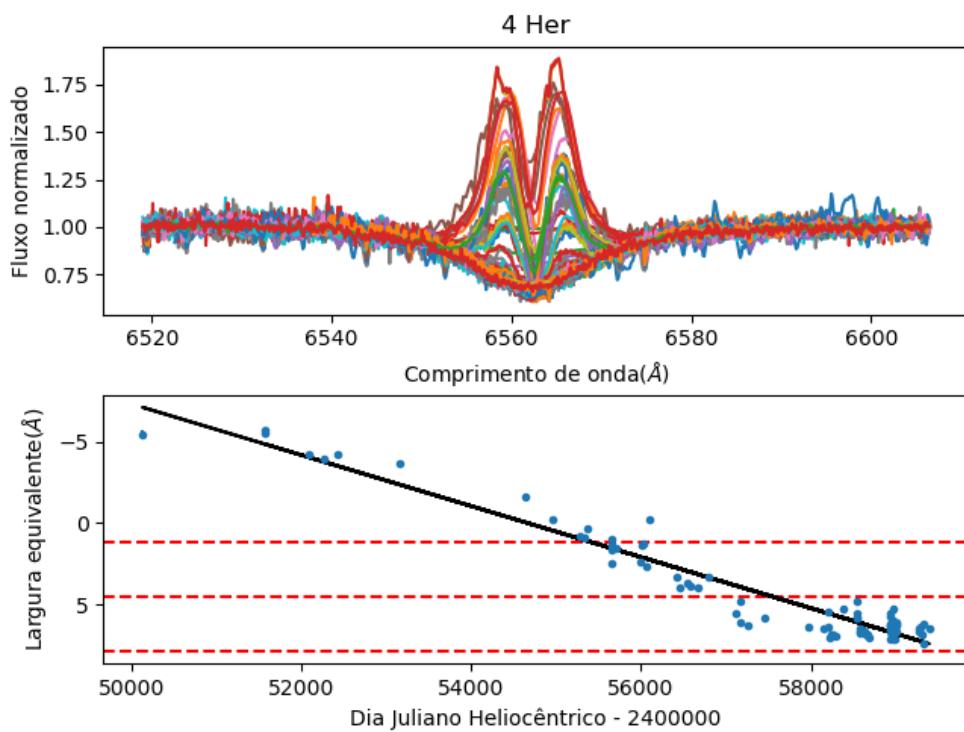


Figura A.50: 53 Boo

**Figura A.51:** θ CrB**Figura A.52:** 4 Her

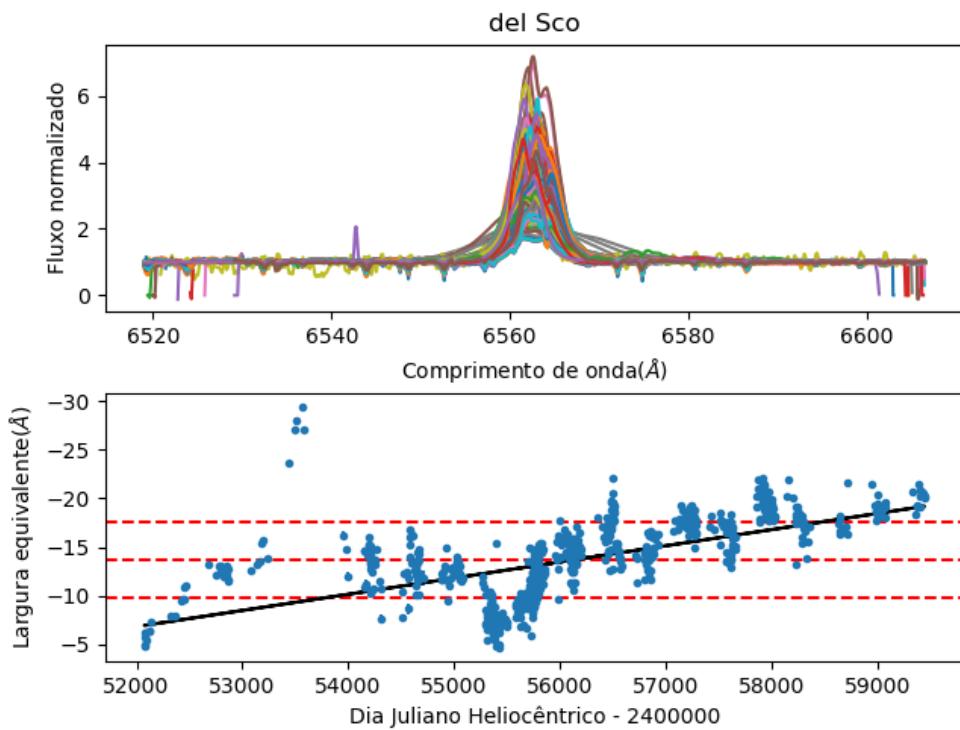


Figura A.53: δ Sco

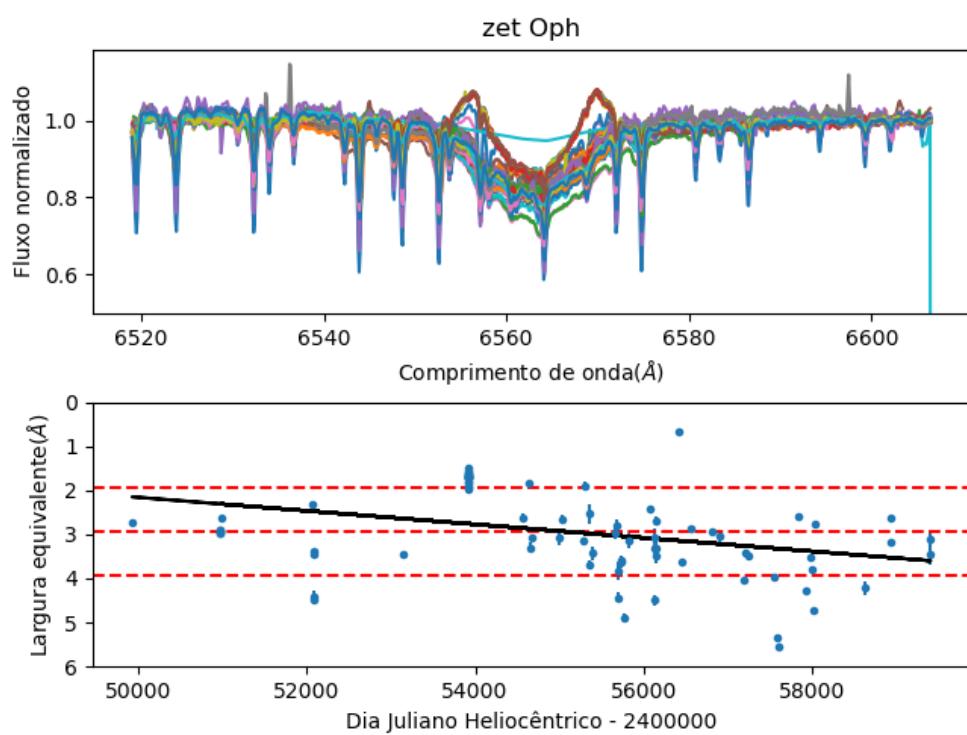
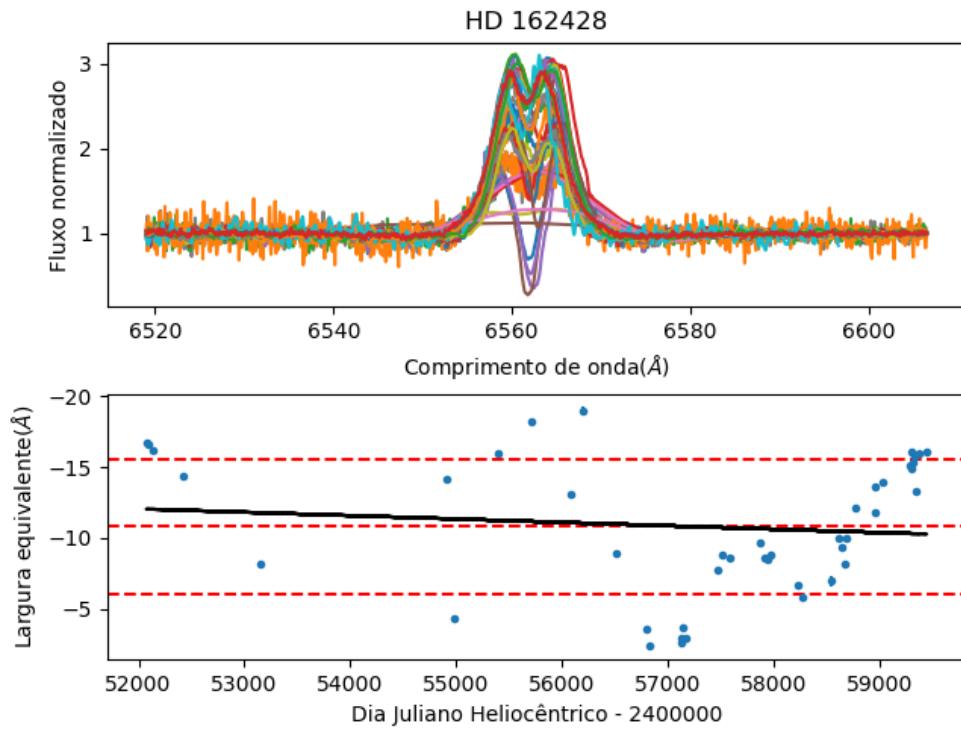
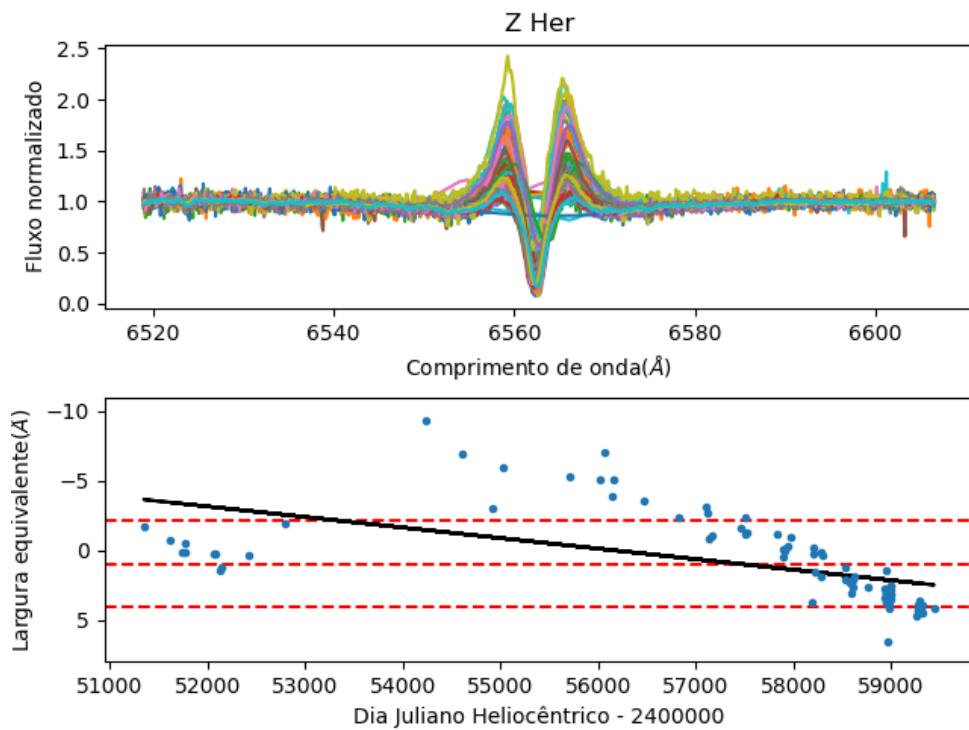
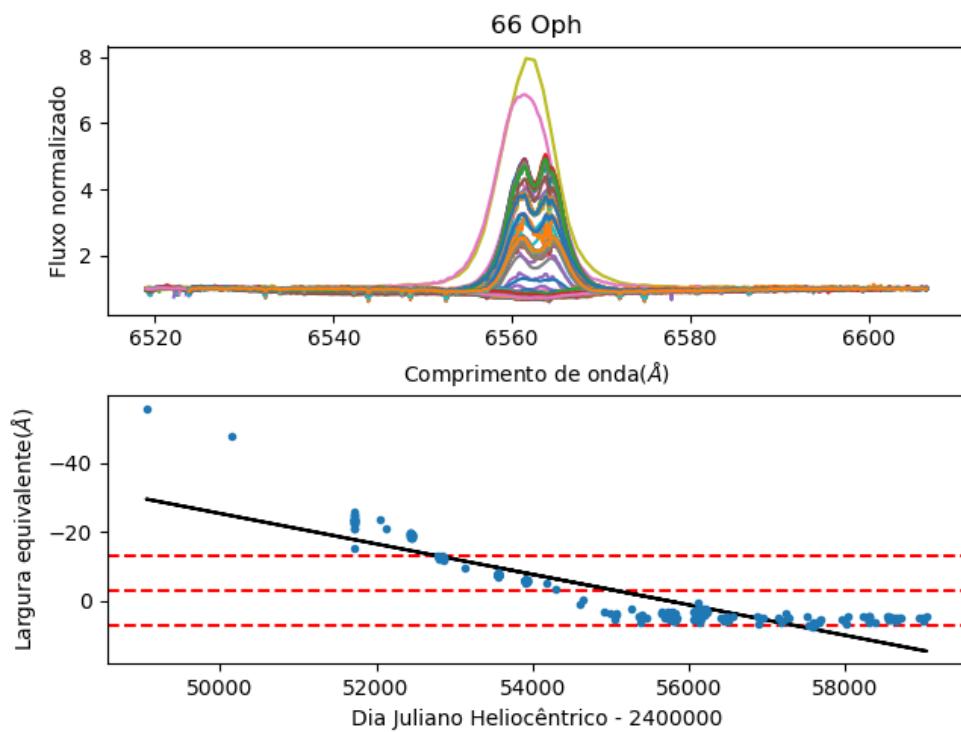
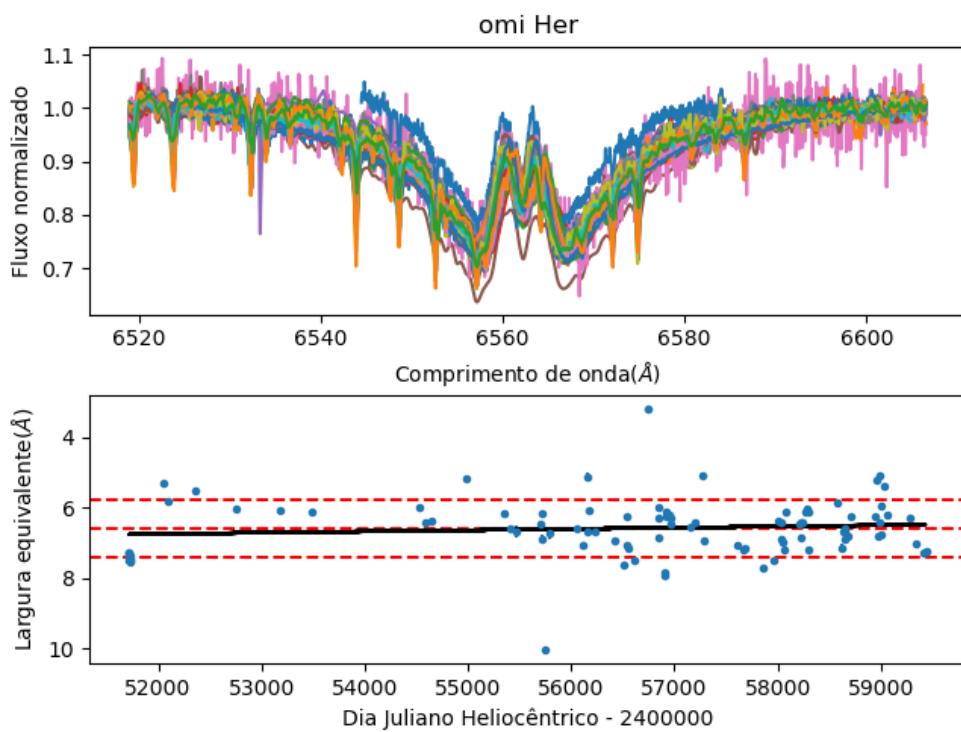


Figura A.54: ζ Oph

**Figura A.55:** HD 162428**Figura A.56:** Z Her

**Figura A.57:** 66 Oph**Figura A.58:** o Her

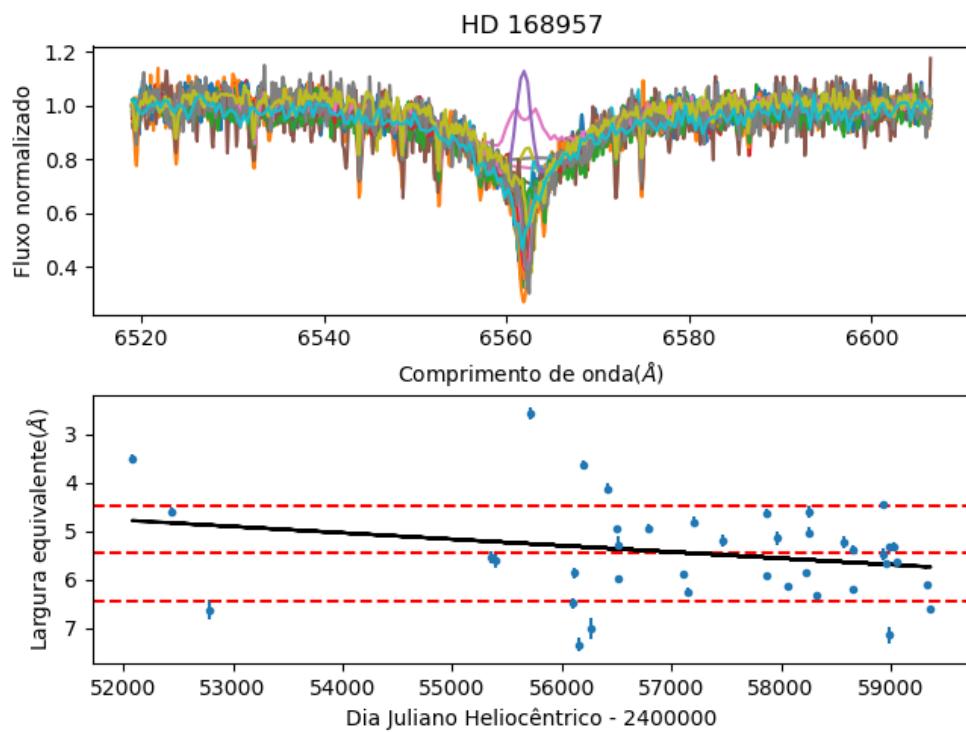


Figura A.59: HD 168957

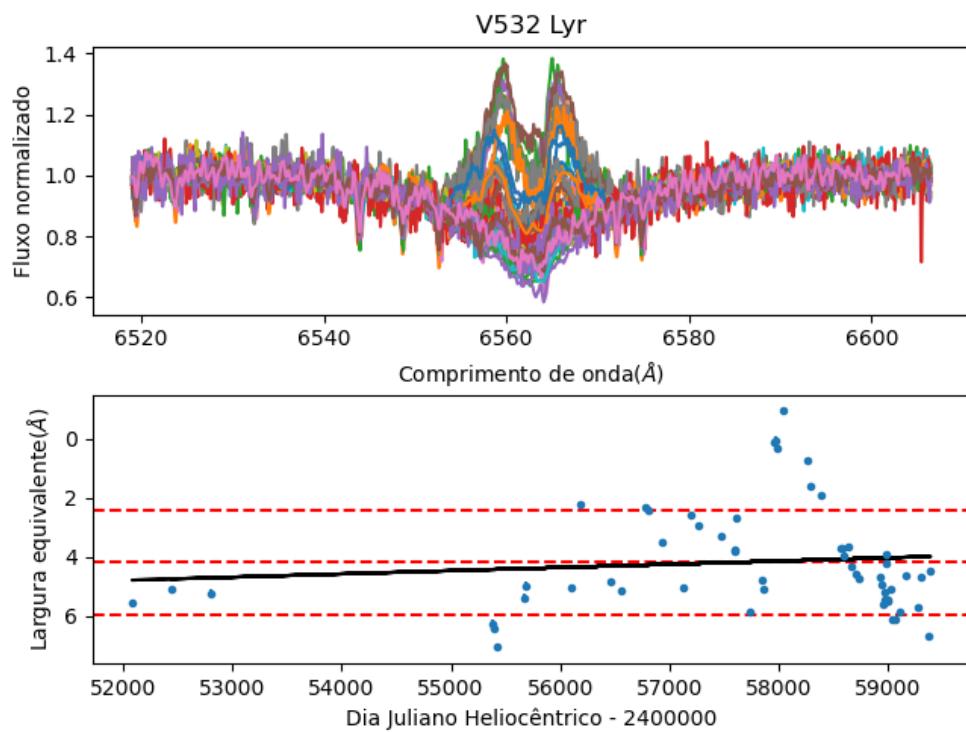


Figura A.60: V532 Lyr

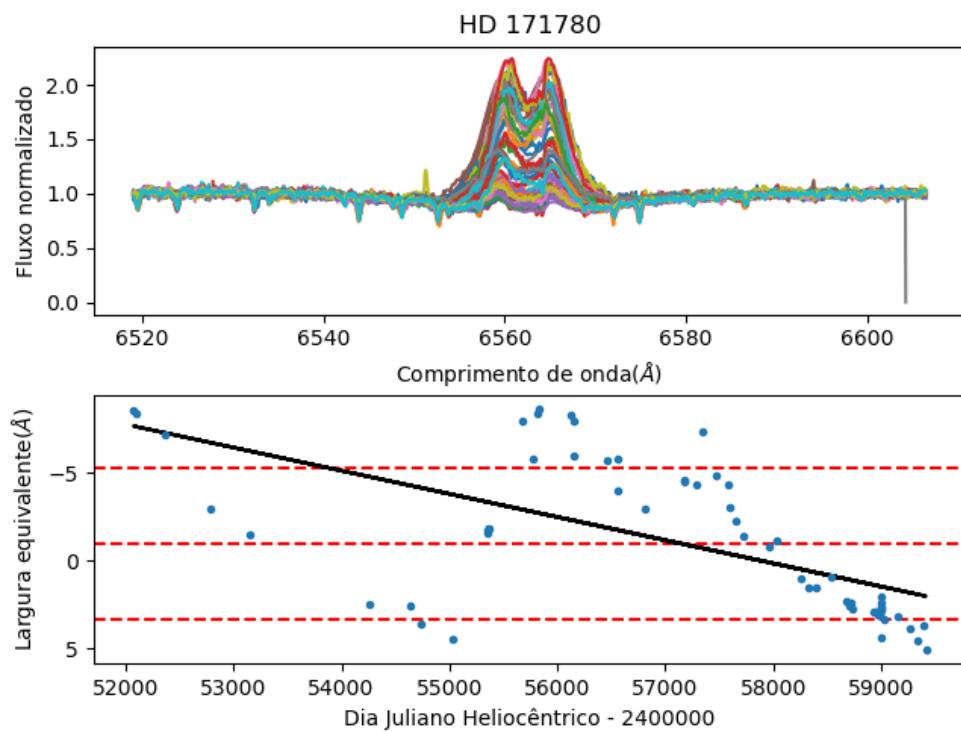


Figura A.61: HD 171780

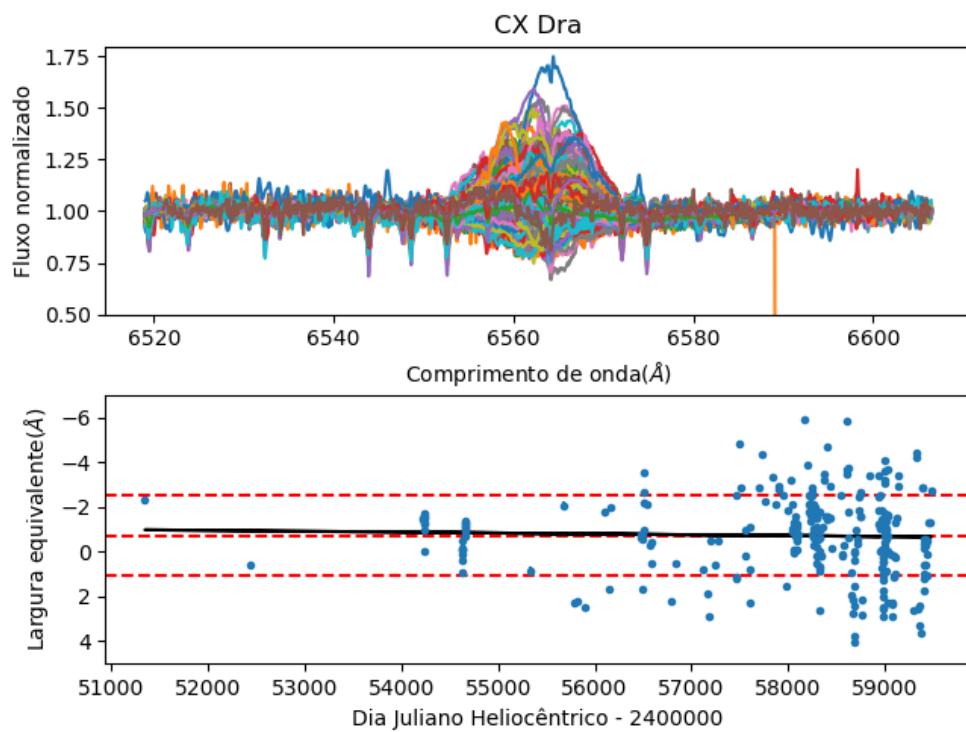
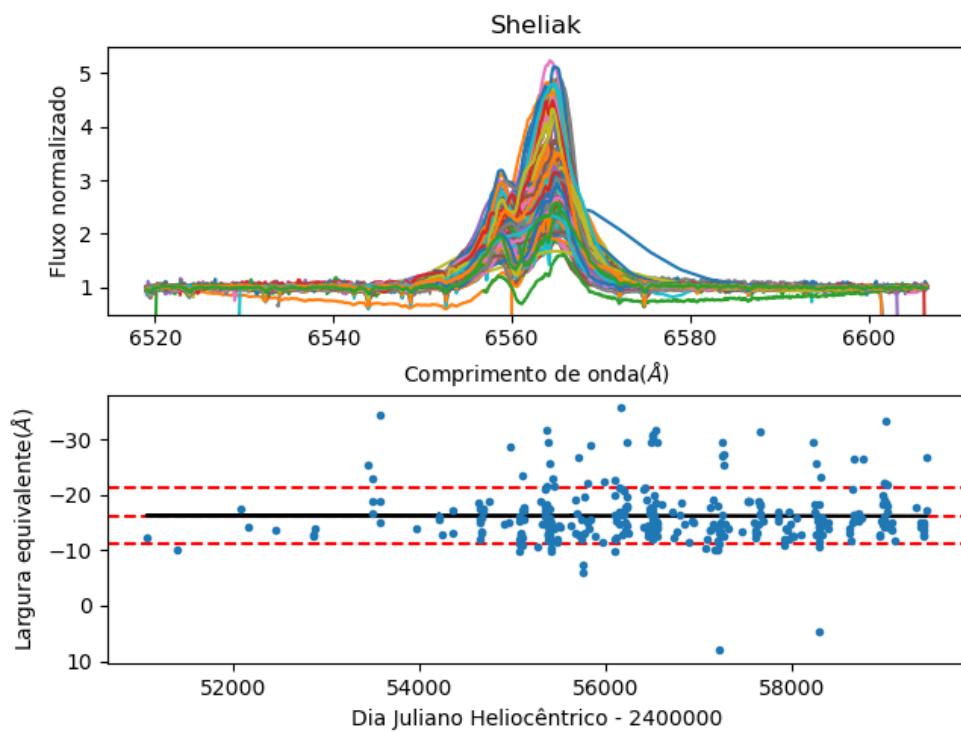
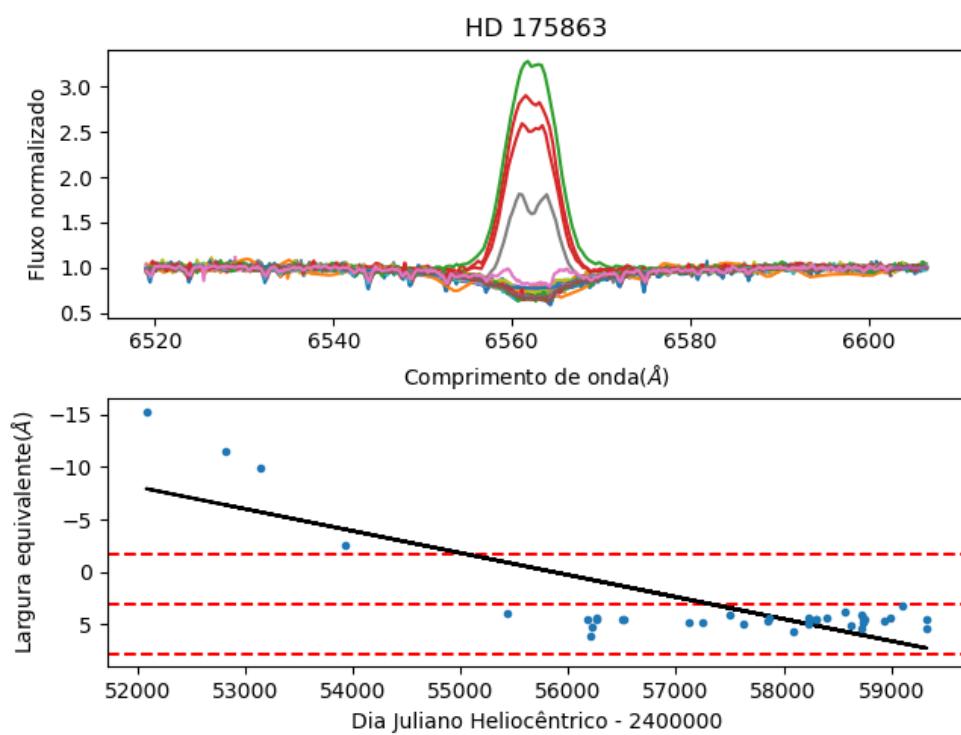
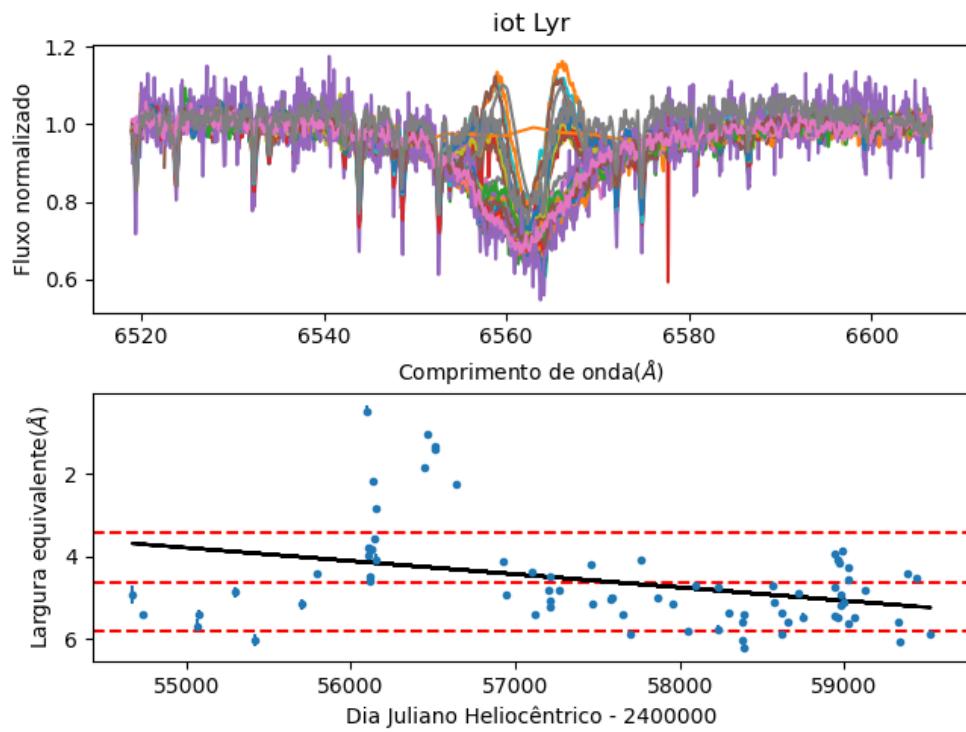
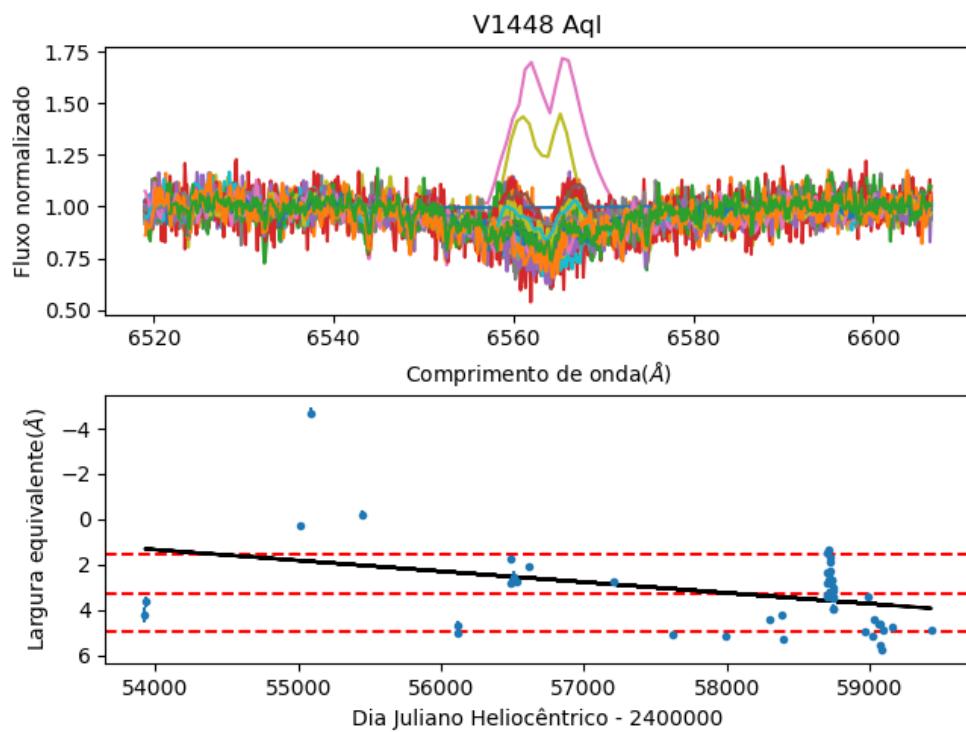


Figura A.62: CX Dra

**Figura A.63:** Sheliak**Figura A.64:** HD 175863

**Figura A.65:** ι Lyr**Figura A.66:** V1448 Aql

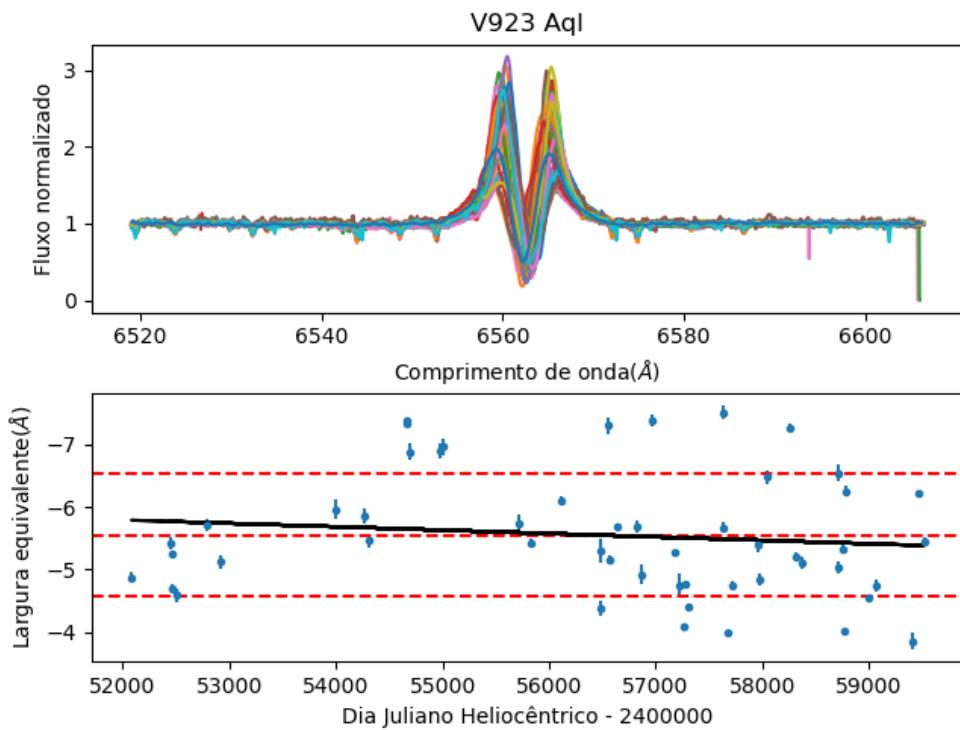


Figura A.67: V923 Aql

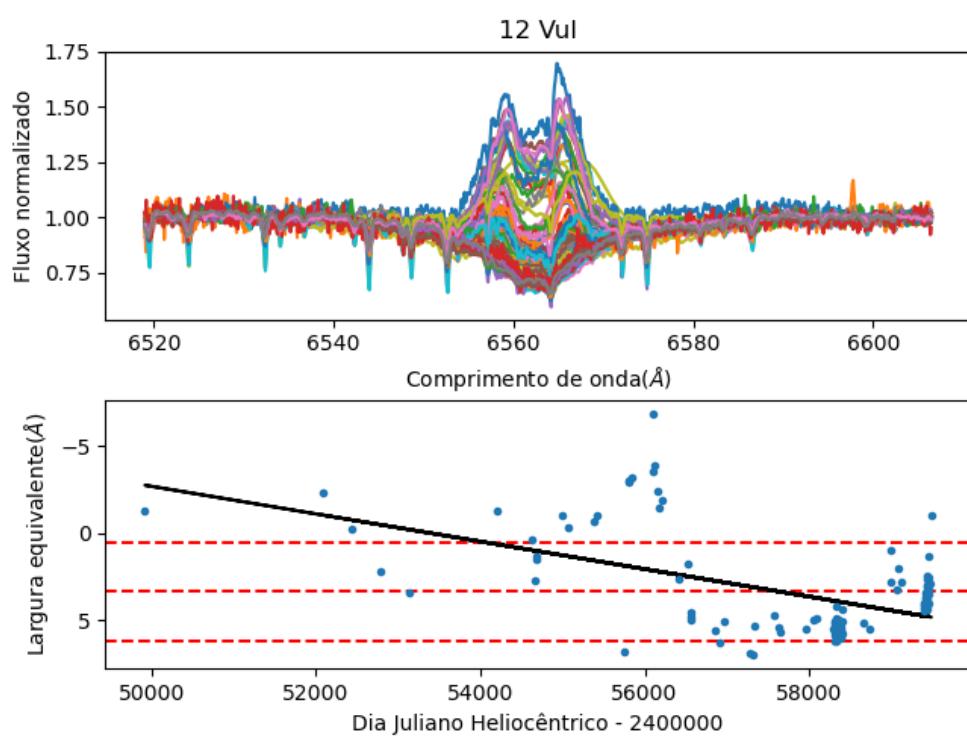
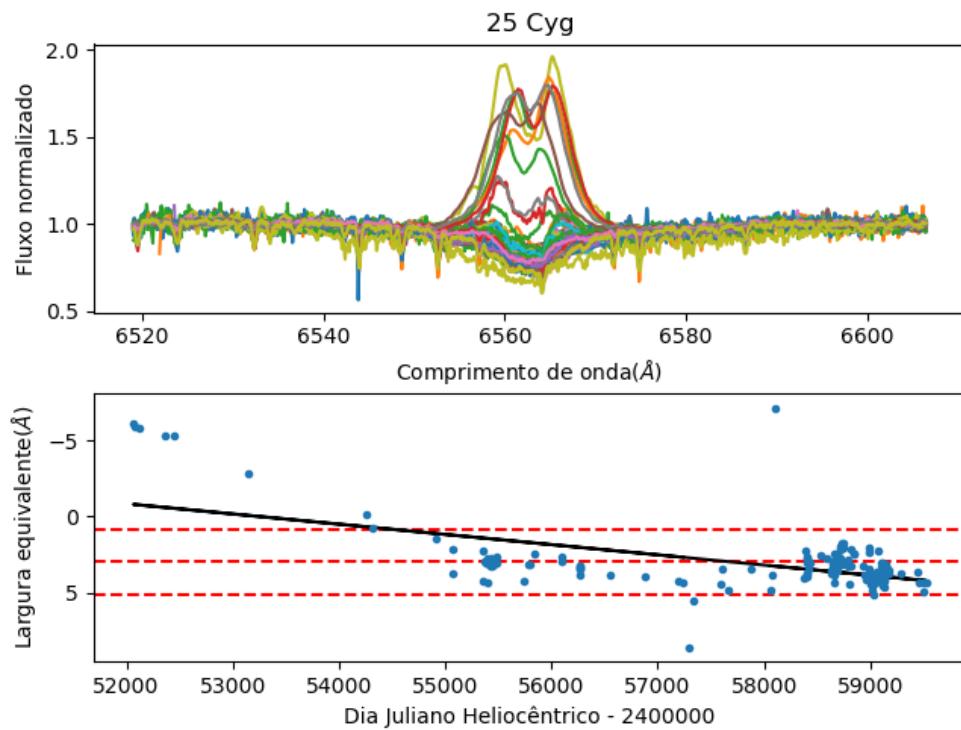
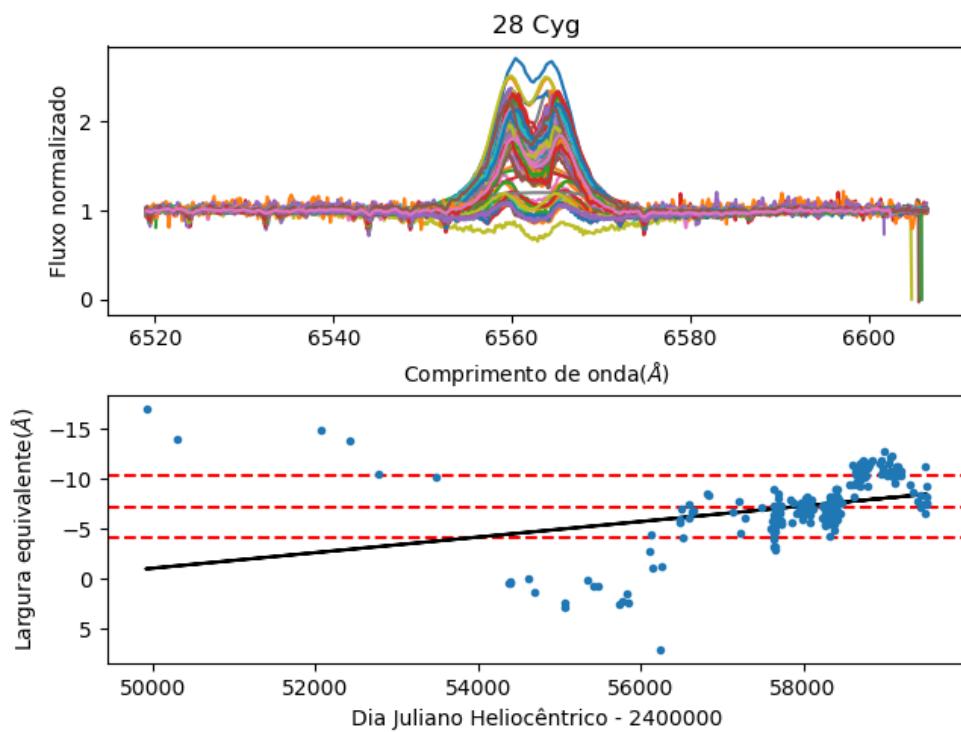
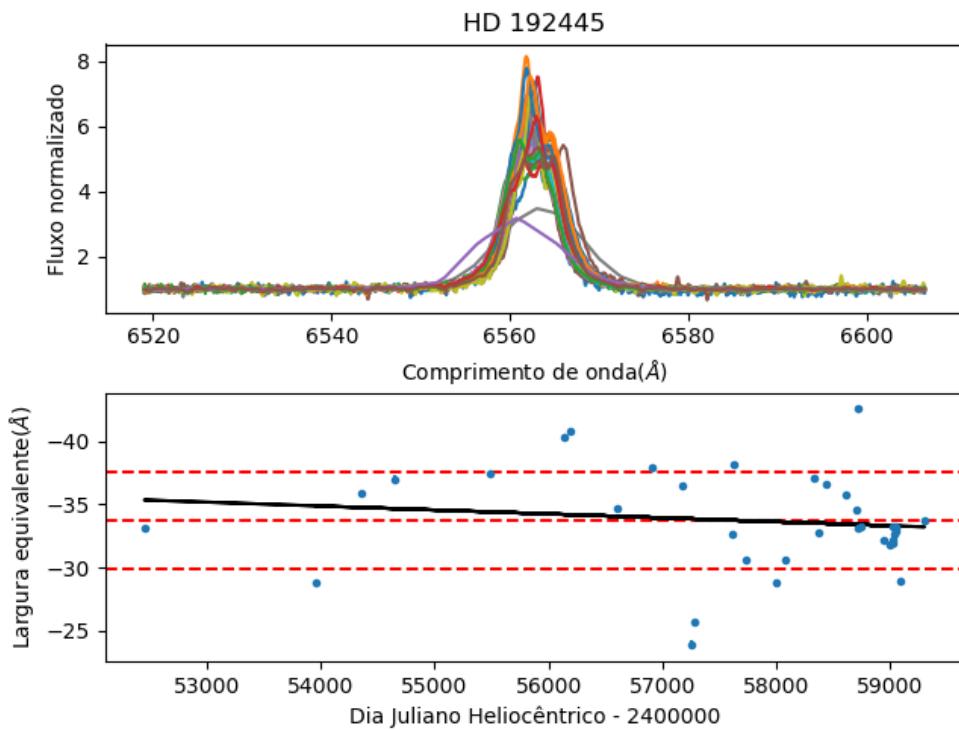
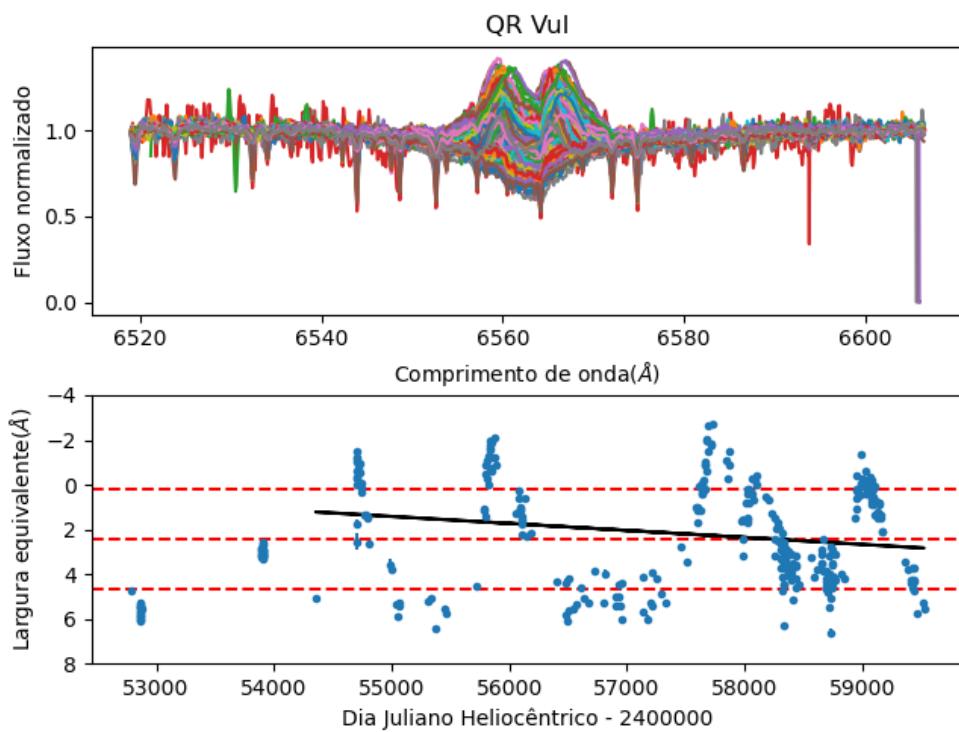
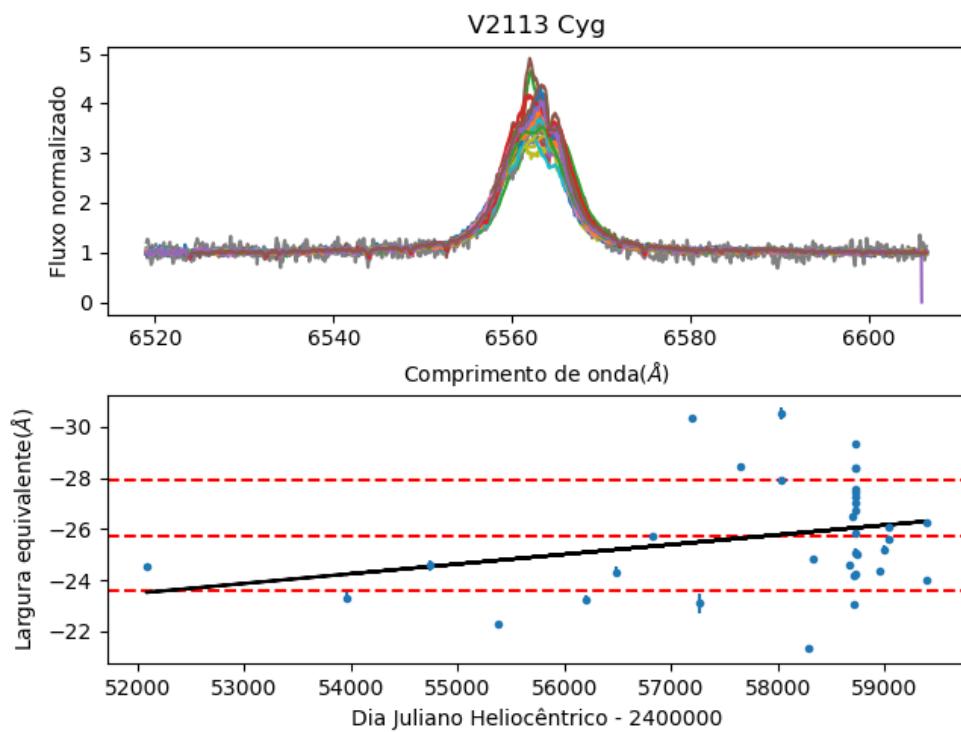
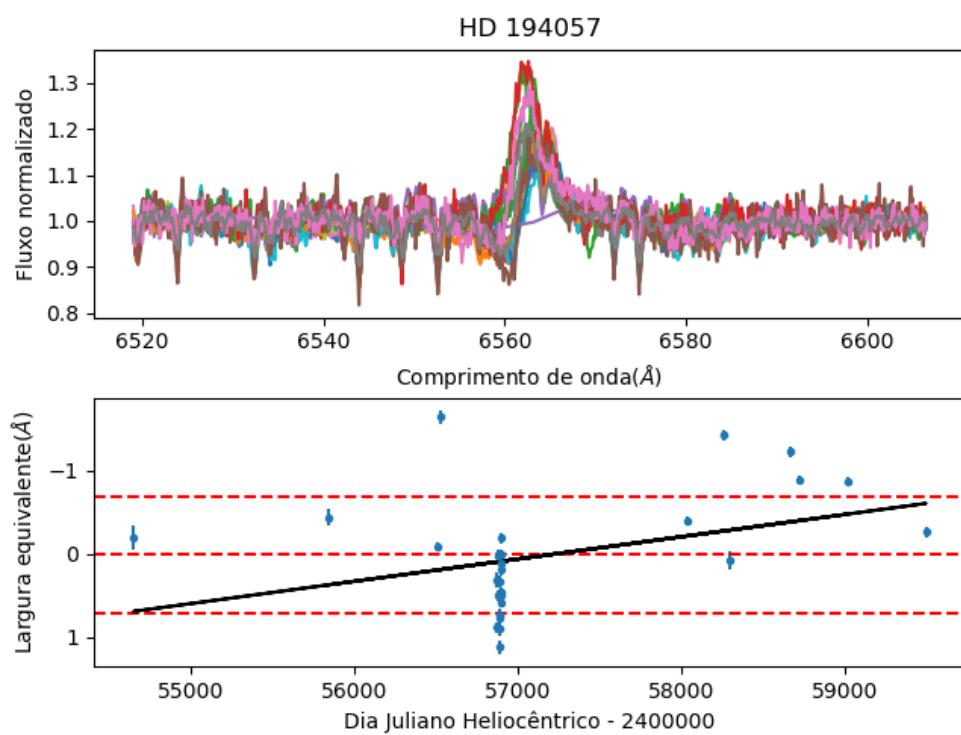


Figura A.68: 12 Vul

**Figura A.69:** 25 Cyg**Figura A.70:** 28 Cyg

**Figura A.71:** HD 192445**Figura A.72:** QR Vul

**Figura A.73:** V2113 Cyg**Figura A.74:** HD 194057

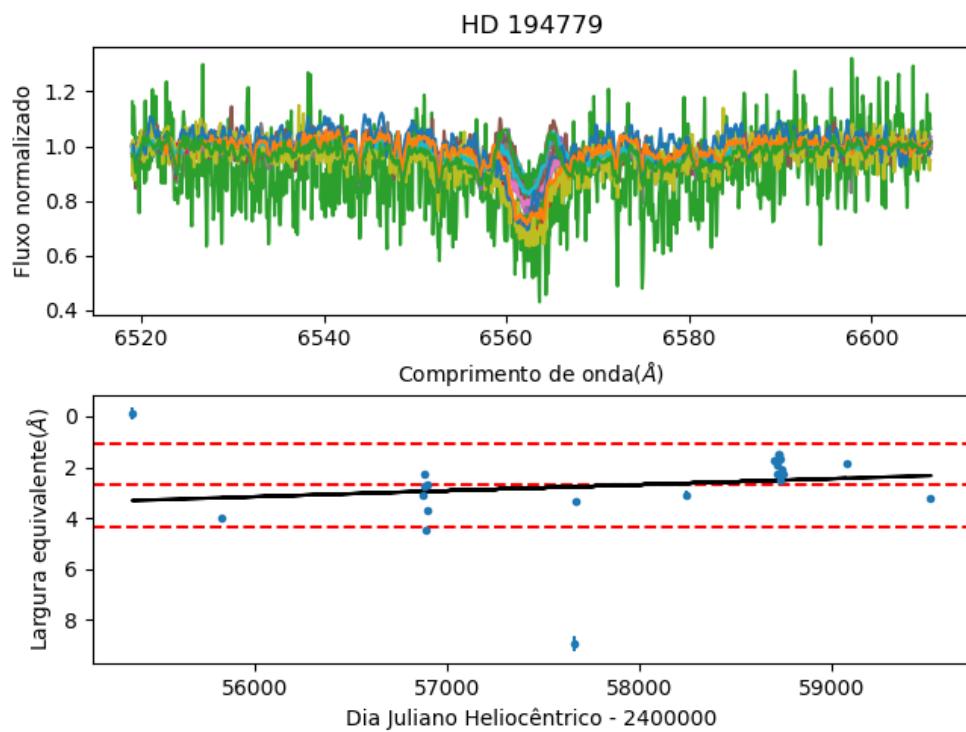
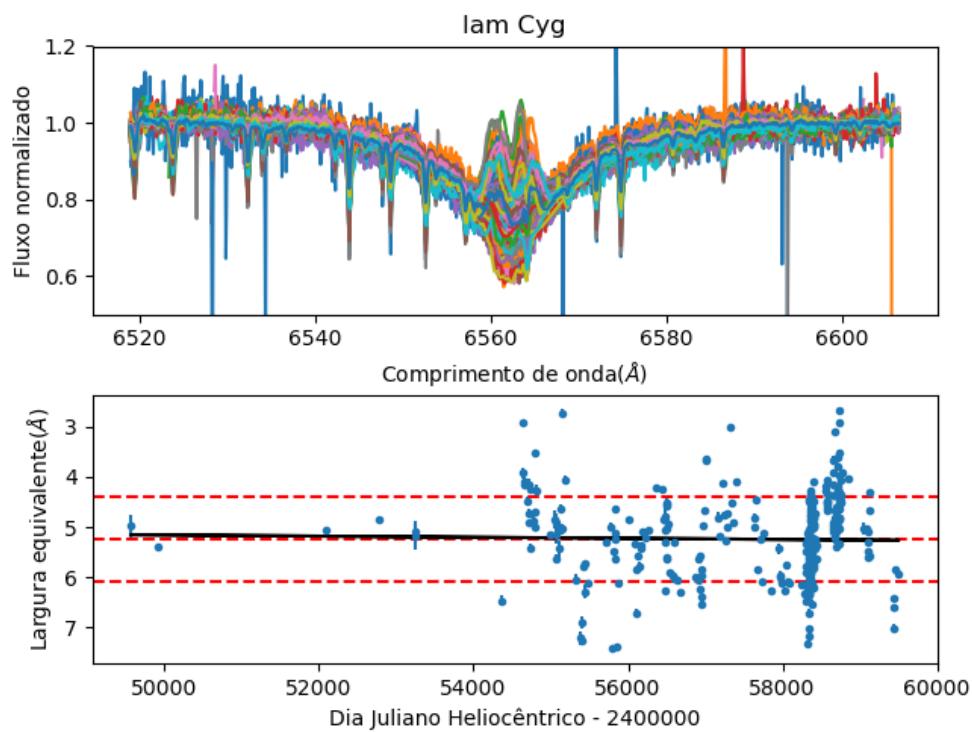
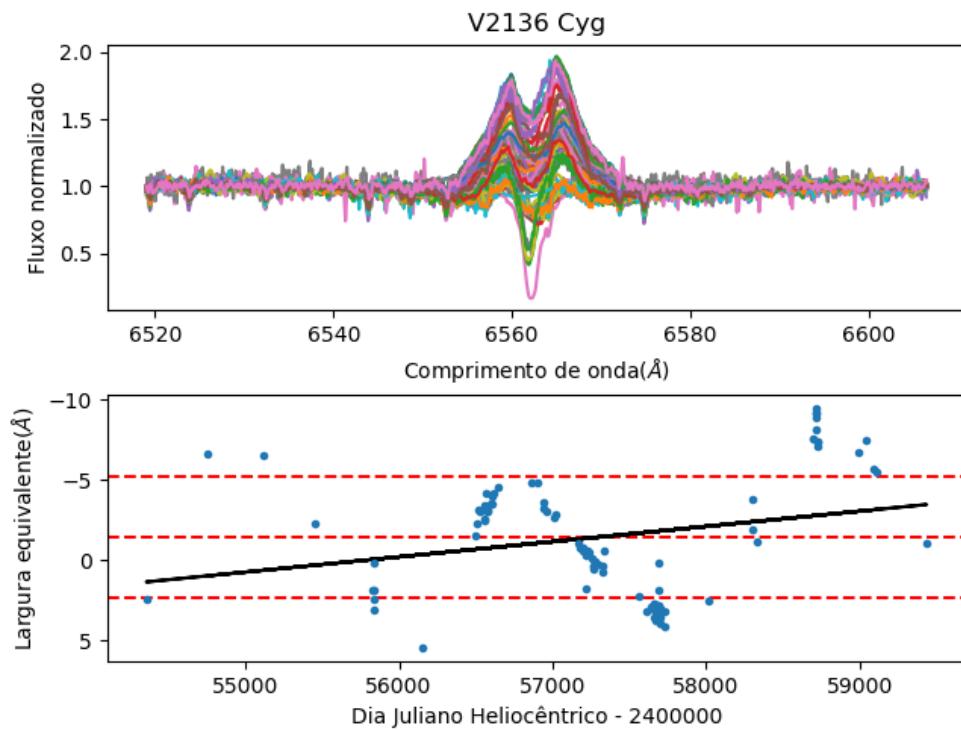
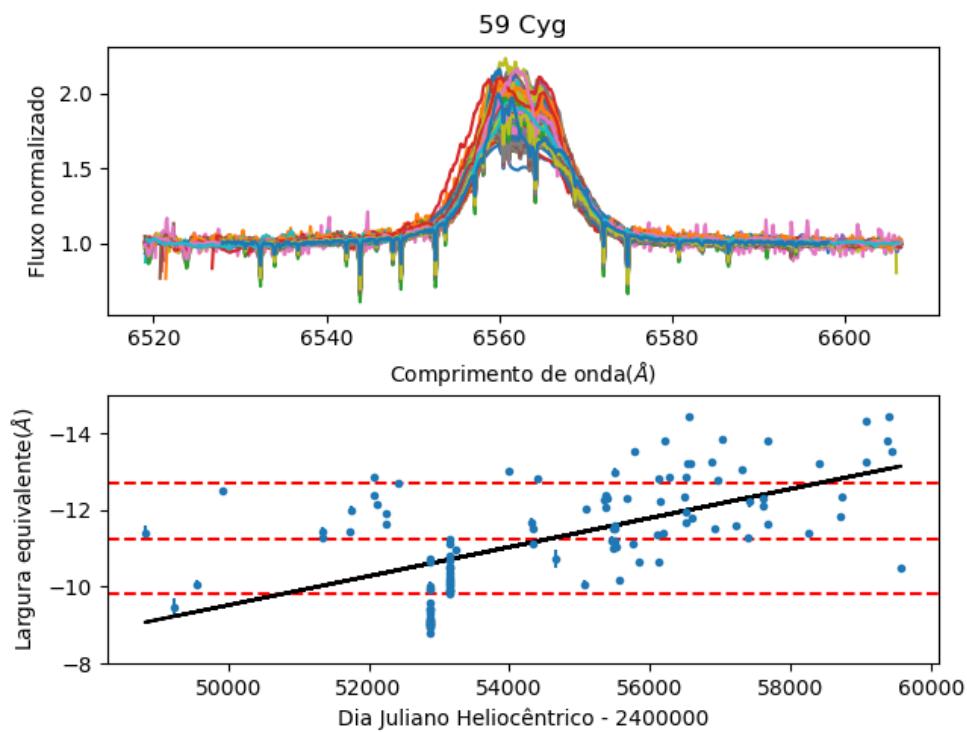
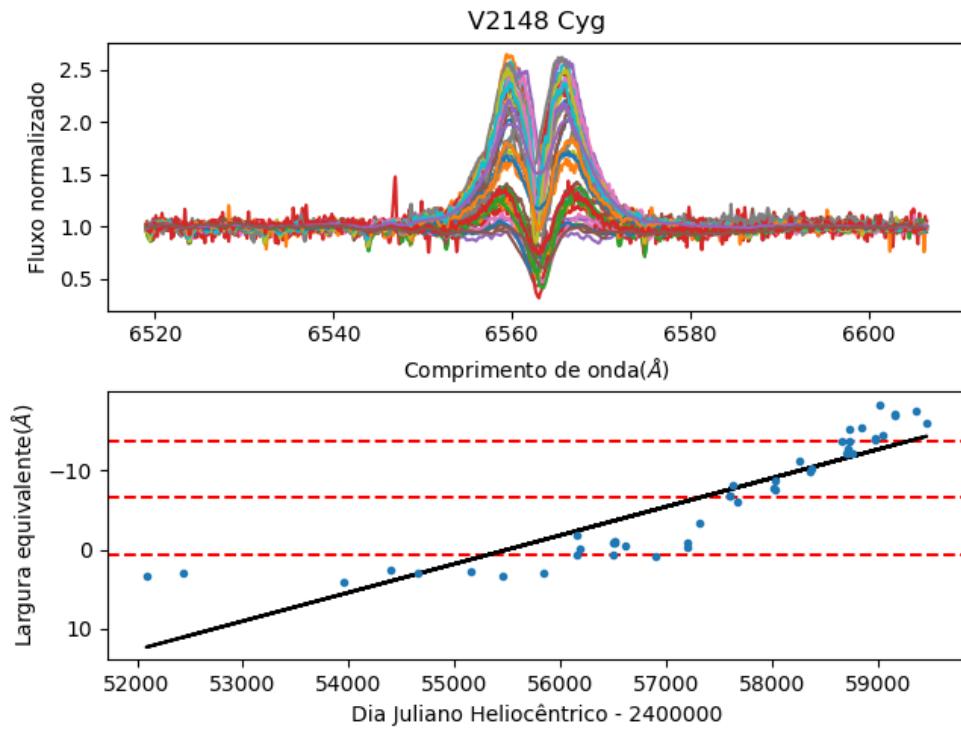
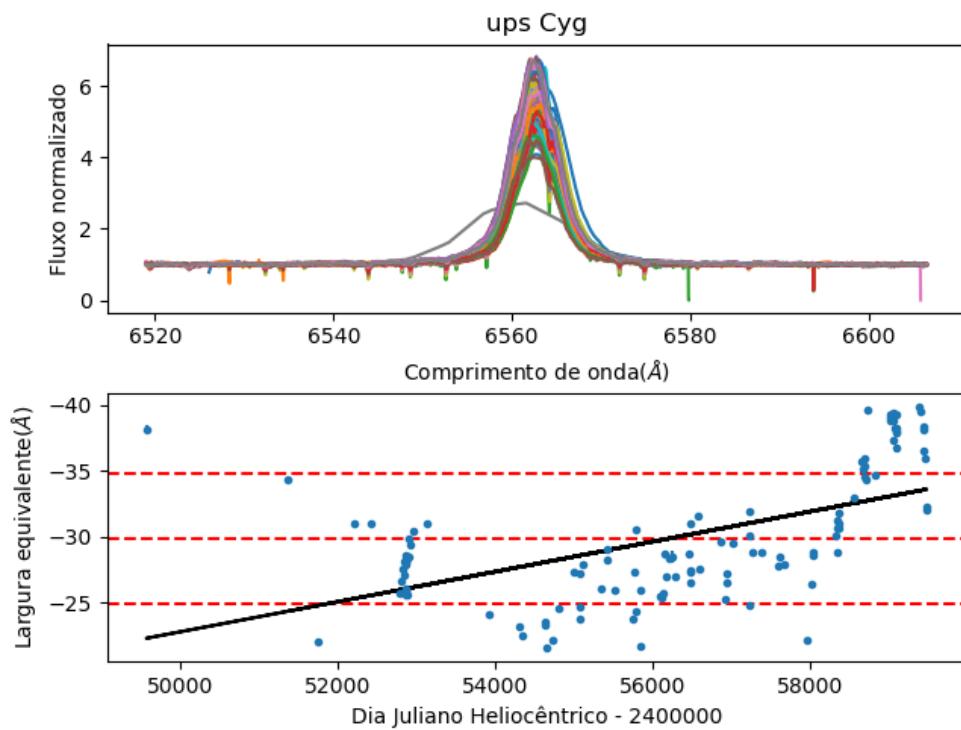
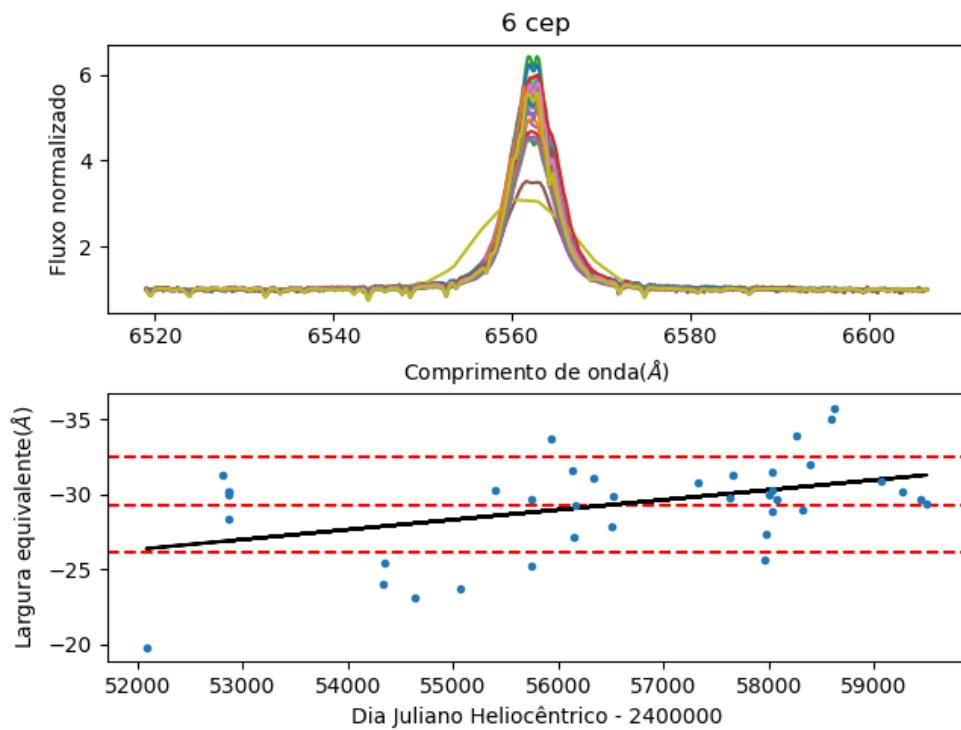
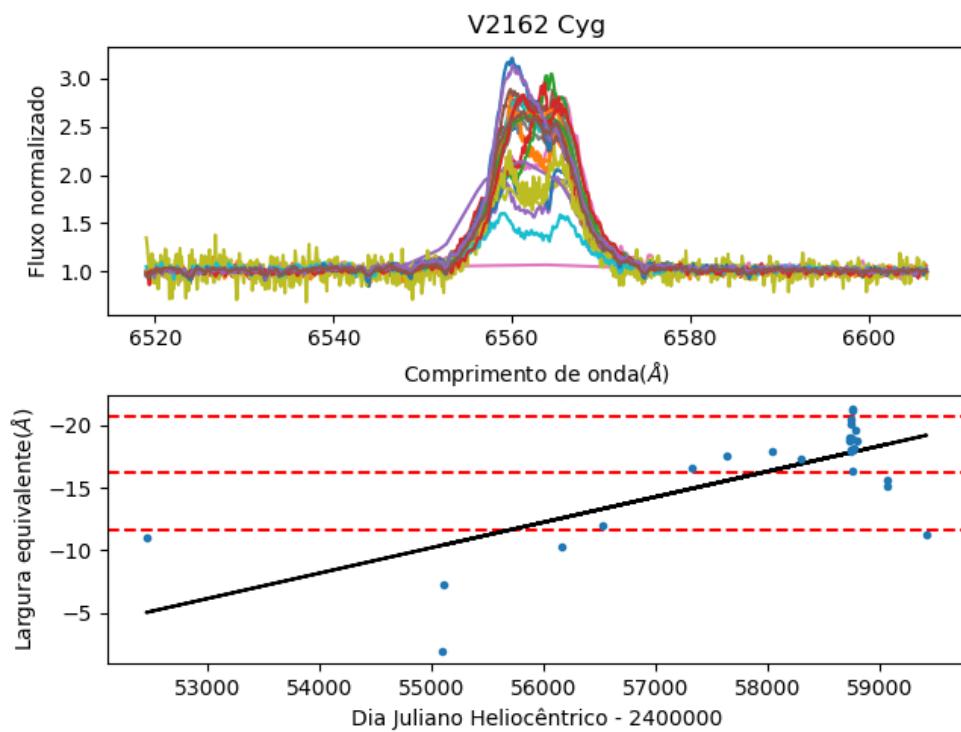


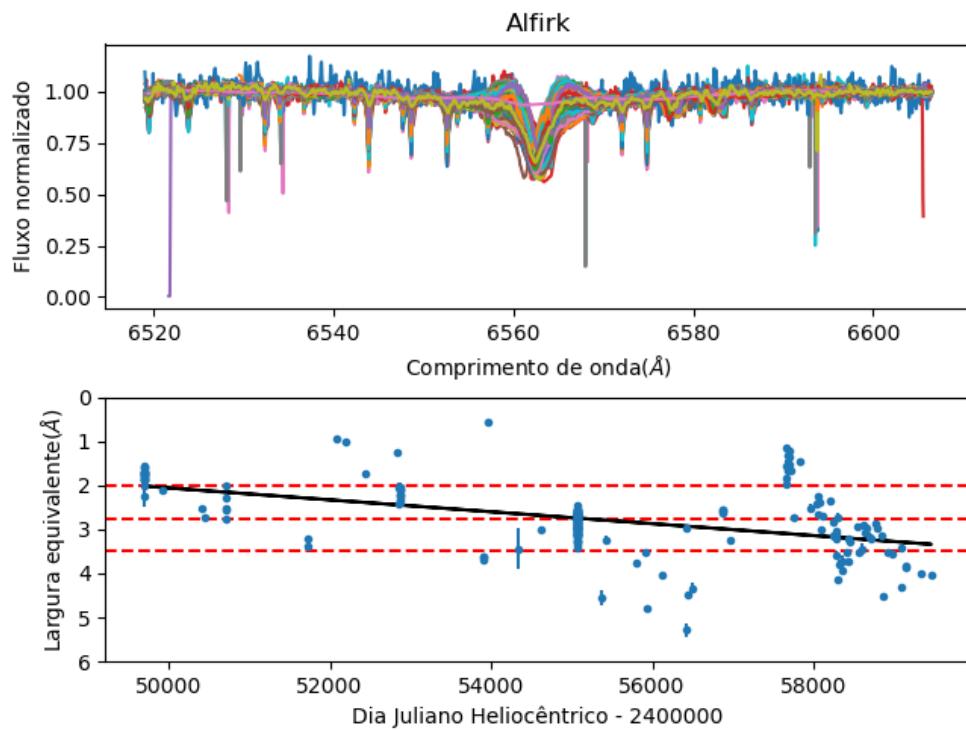
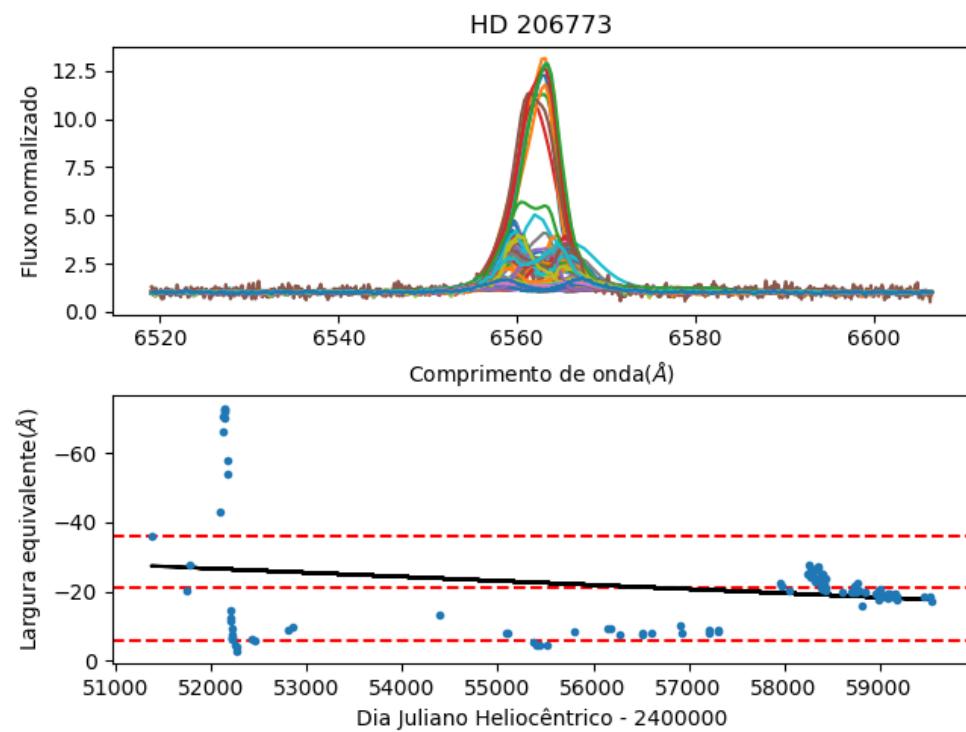
Figura A.75: HD 194779

Figura A.76: λ Cyg

**Figura A.77:** V2136 Cyg**Figura A.78:** 59 Cyg

**Figura A.79:** V2148 Cyg**Figura A.80:** ν Cyg

**Figura A.81:** 6 Cep**Figura A.82:** V2162 Cyg

**Figura A.83:** Alfirk**Figura A.84:** HD 206773

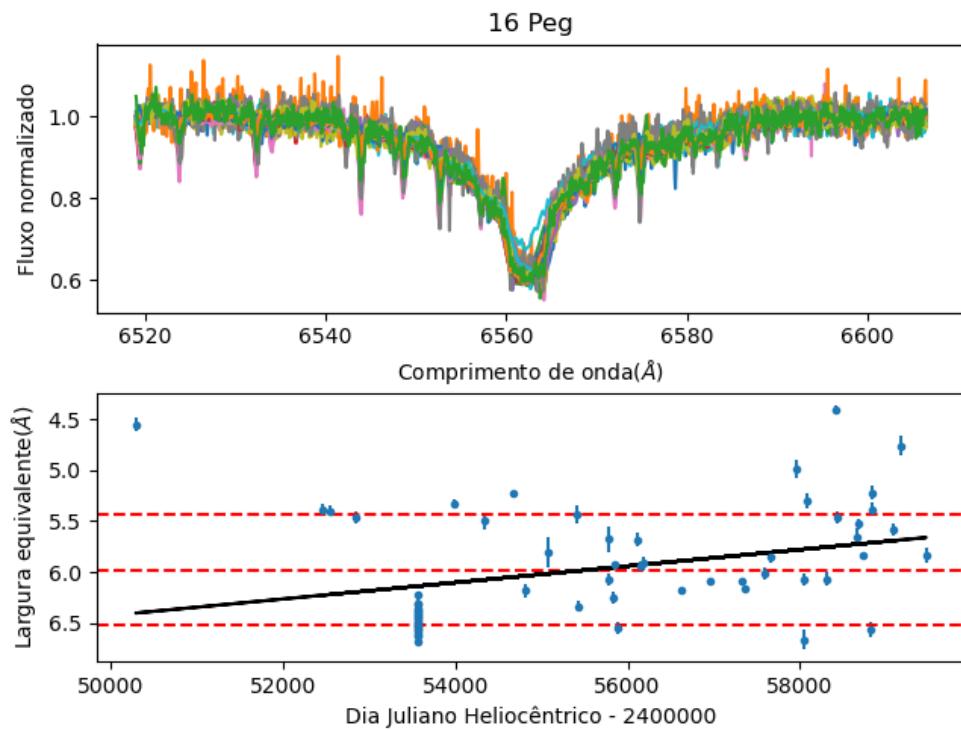


Figura A.85: 16 Peg

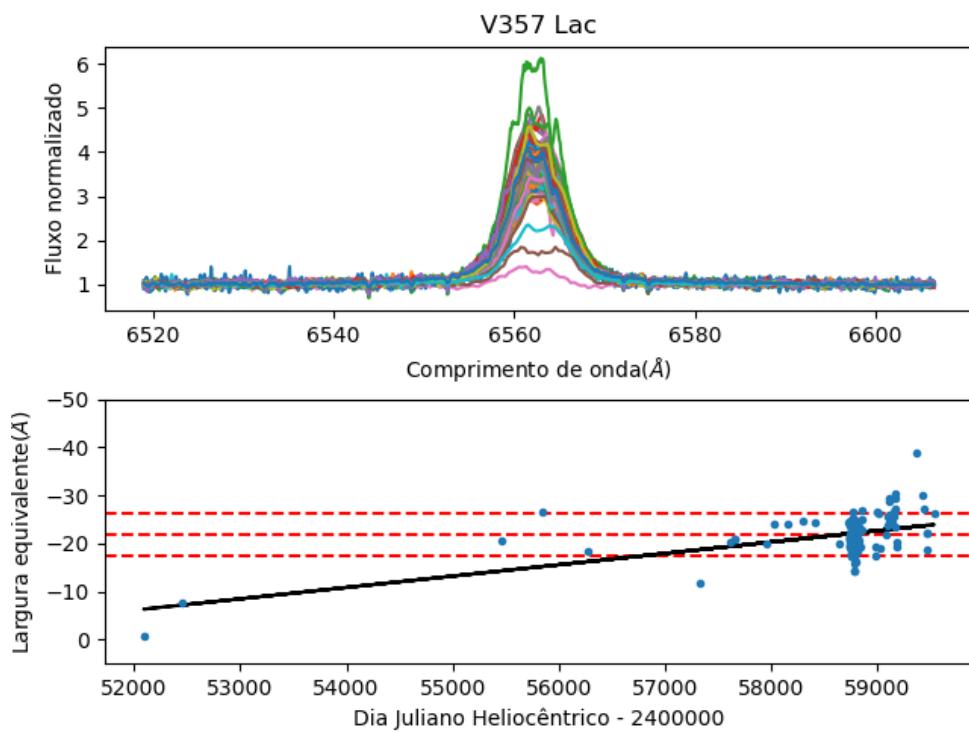


Figura A.86: V357 Lac

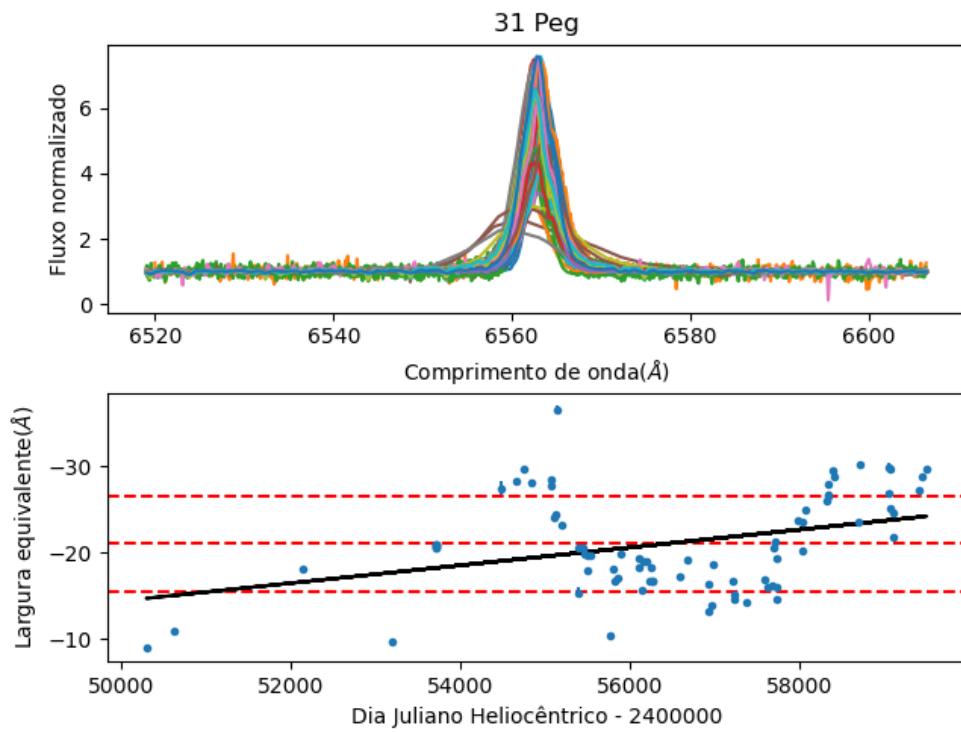
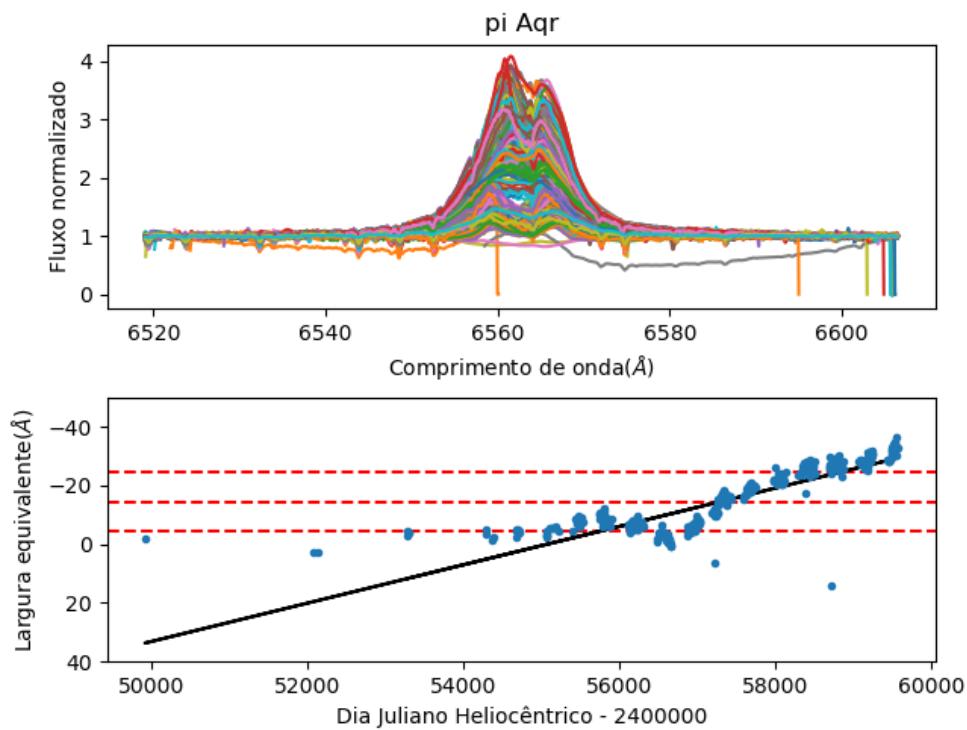
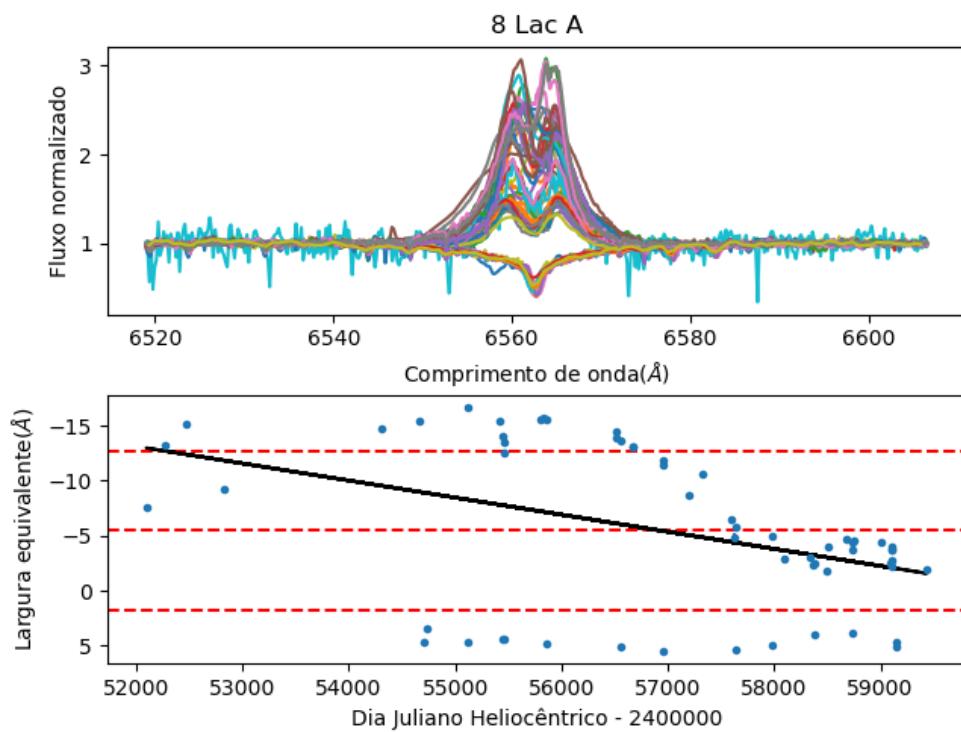
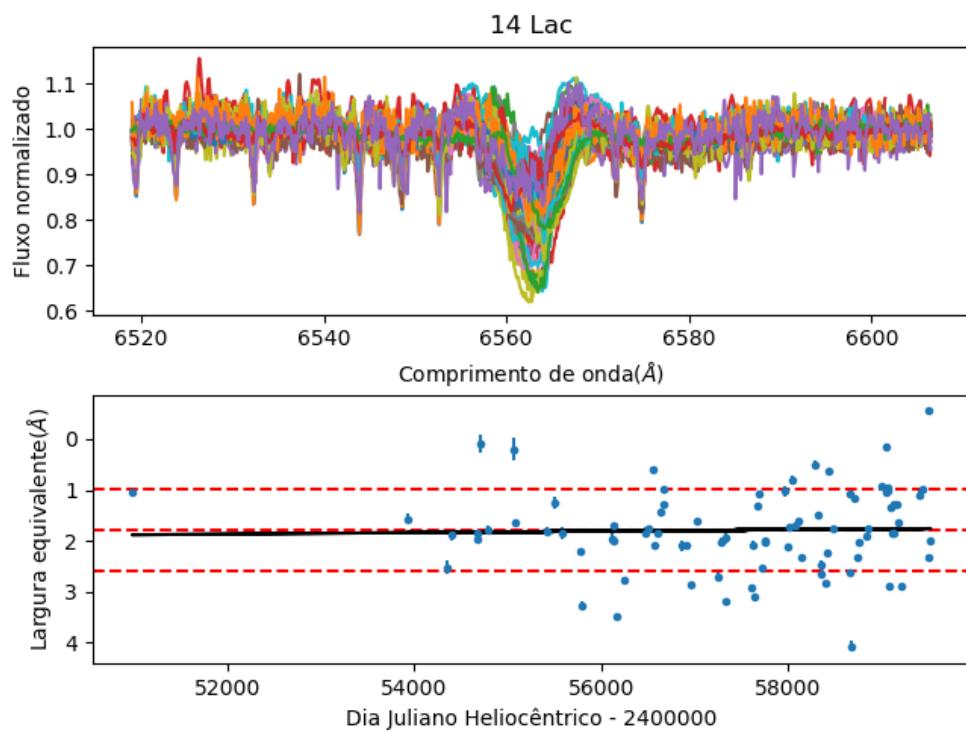
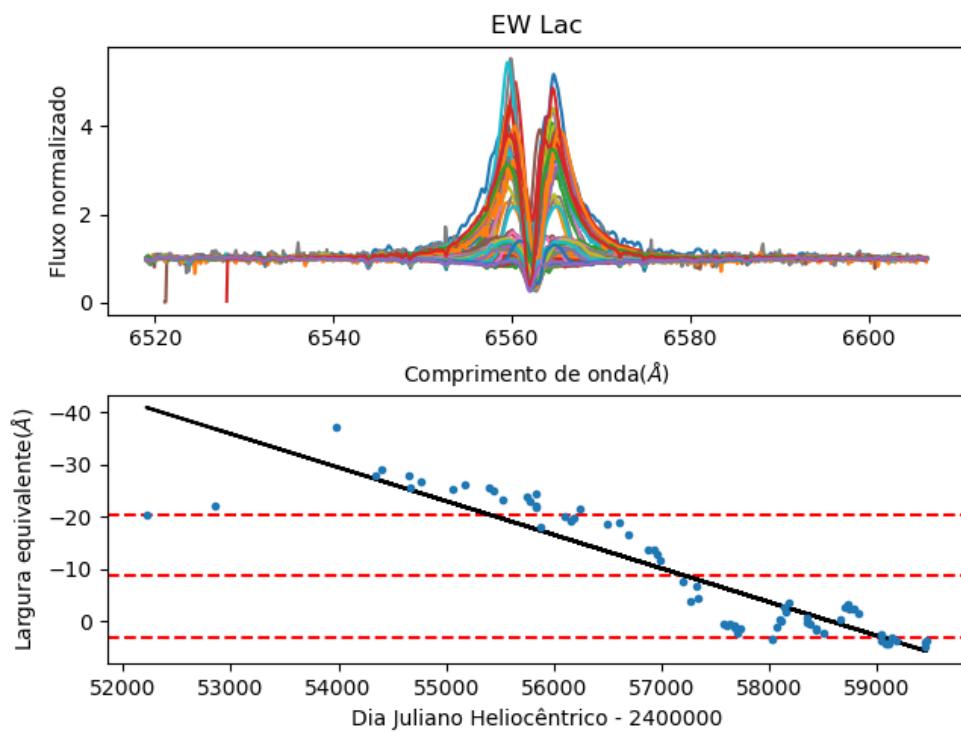
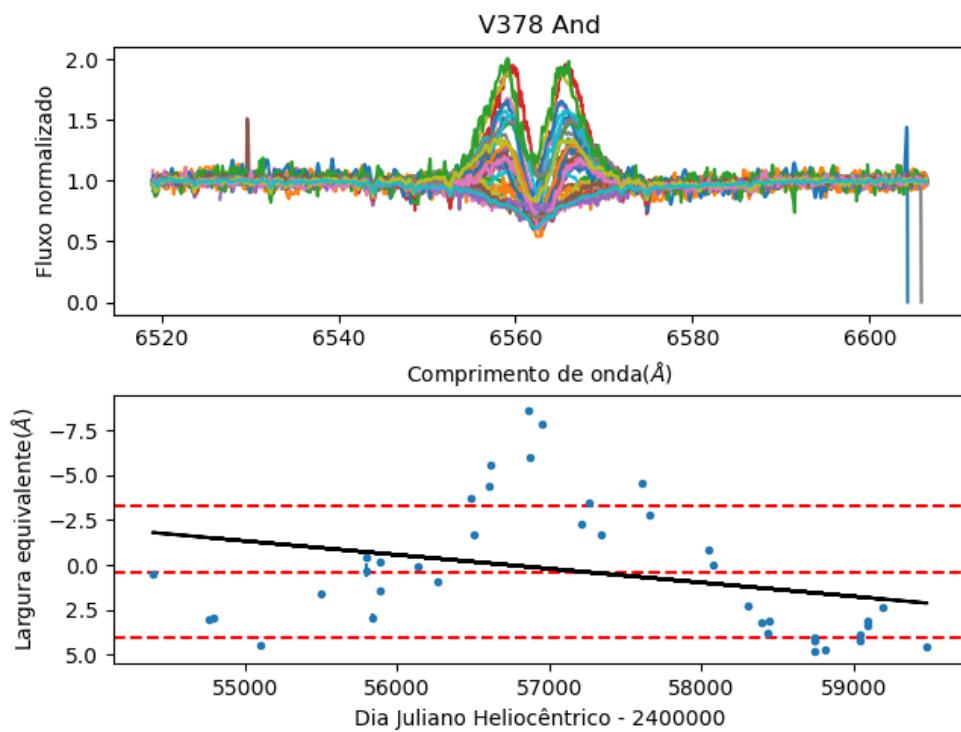
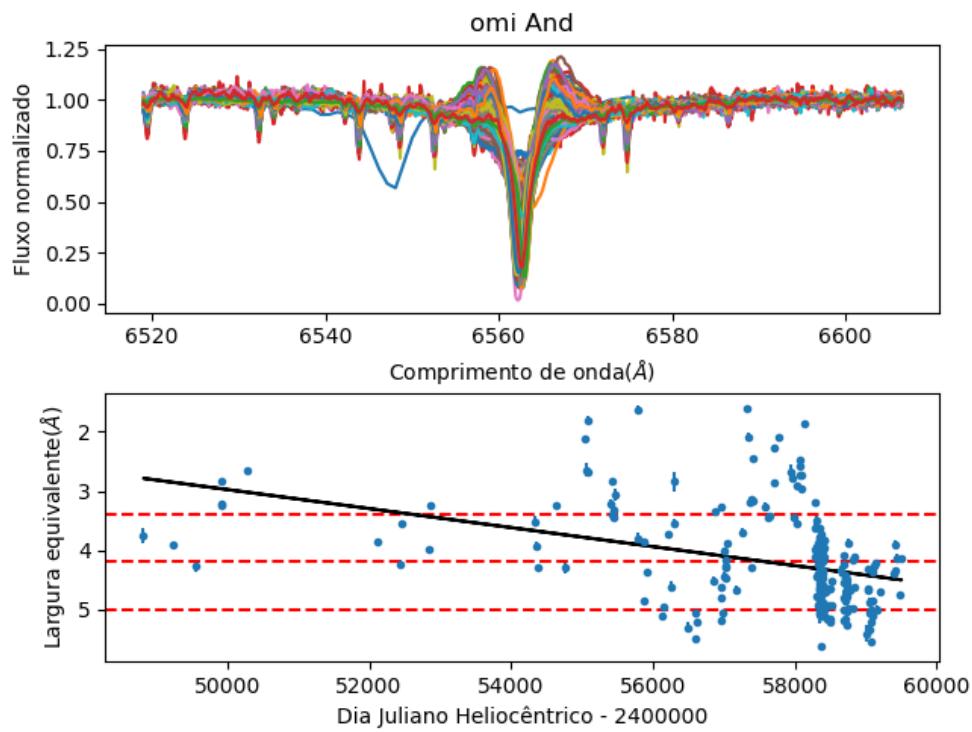
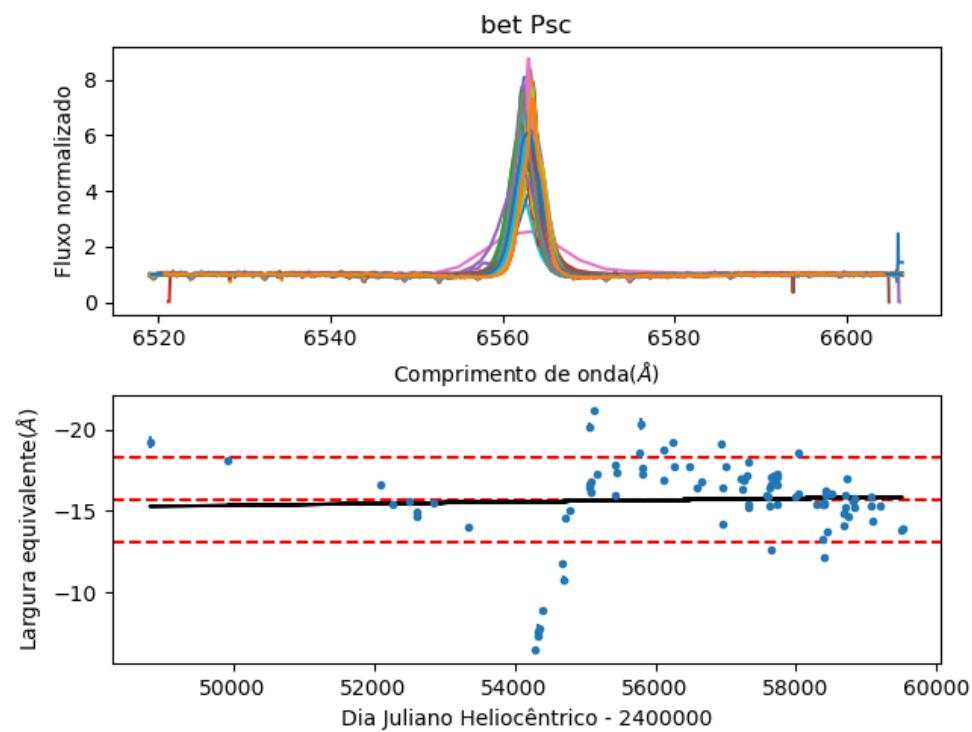


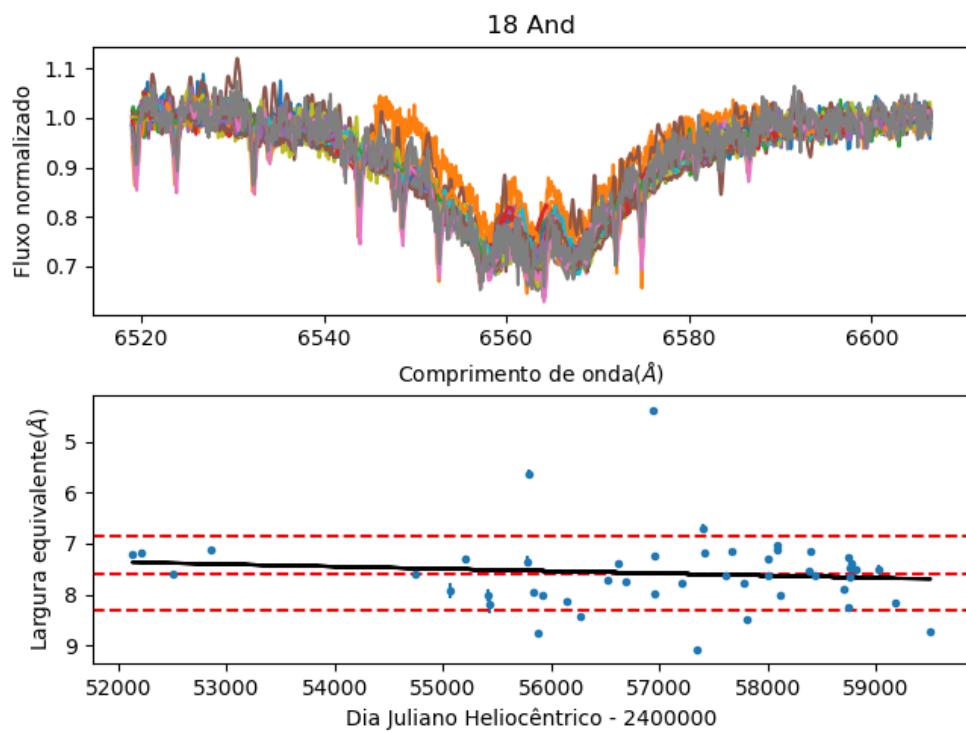
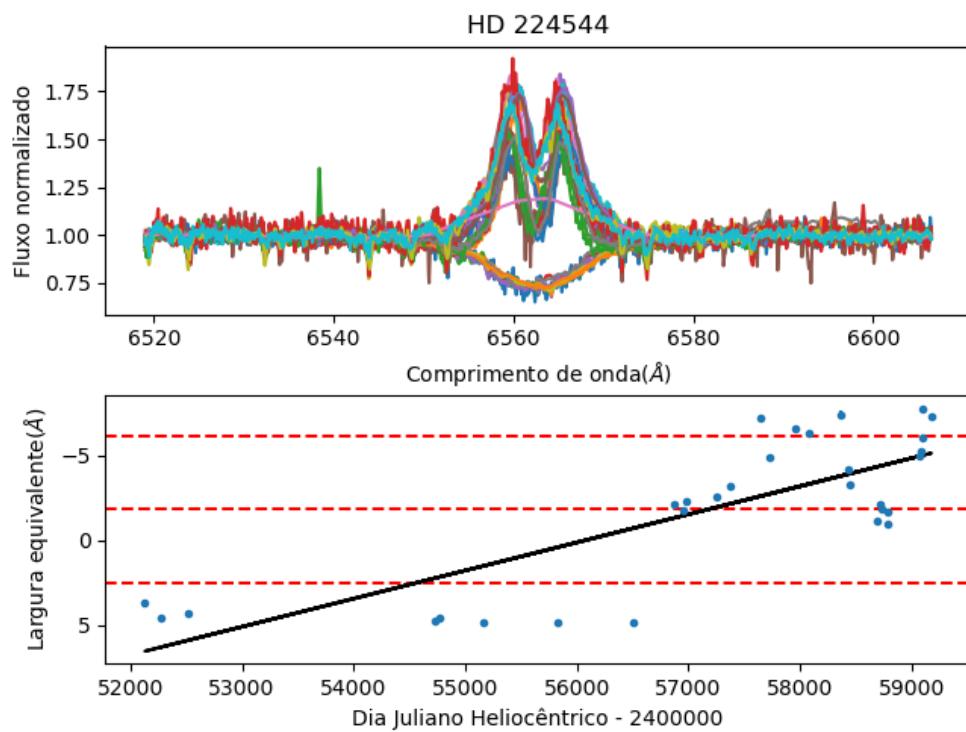
Figura A.87: 31 Peg

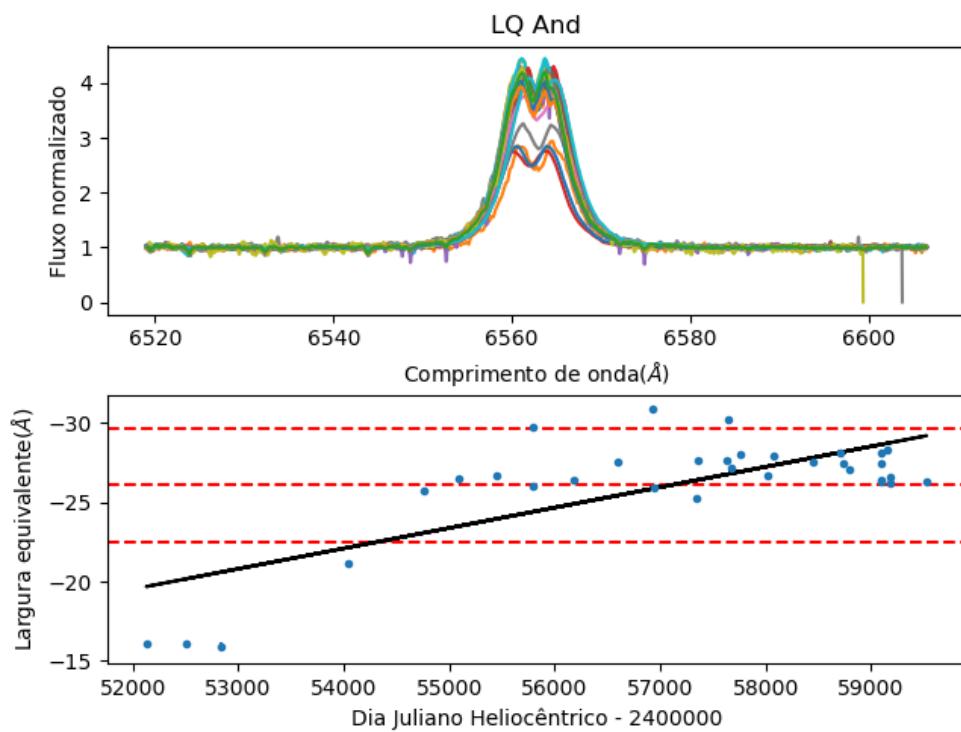
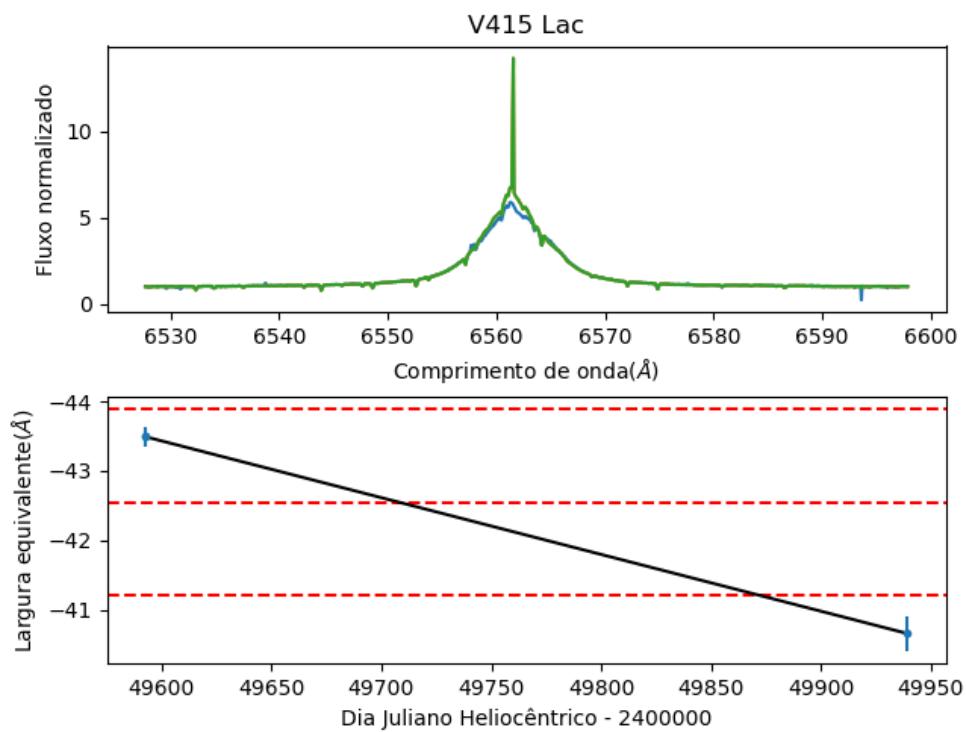
Figura A.88: π Aqr

**Figura A.89:** 8 Lac A**Figura A.90:** 14 Lac

**Figura A.91:** EW Lac**Figura A.92:** V378 And

**Figura A.93:** *o* And**Figura A.94:** *β* Psc

**Figura A.95:** 18 And**Figura A.96:** HD 224544

**Figura A.97:** LQ And**Figura A.98:** V415 Lac