



Universidade Federal do Rio de Janeiro  
Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza  
Observatório do Valongo

**Um estudo de semelhança:  
mapeando vieses na análise espectroscópica  
empírica de estrelas gêmeas solares**

Geisa Teixeira da Ponte

Orientador: Prof. Dr. Gustavo Frederico Porto de Mello

2019



**Um estudo de semelhança:  
mapeando vieses na análise espectroscópica  
empírica de estrelas gêmeas solares**

Geisa Teixeira da Ponte

Projeto Final de Curso submetido ao Observatório do Valongo do Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza da Universidade Federal do Rio de Janeiro como parte dos requisitos necessários para obtenção do título de astrônoma.

Orientador:  
Prof. Dr. Gustavo Frederico Porto de Mello

Rio de Janeiro  
Setembro de 2019



---

## Agradecimentos

---

Primeiramente, gostaria de agradecer a todos os trabalhadores brasileiros pagadores de impostos, sobretudo àqueles trabalhadores braçais que movem este país com a força das suas mãos e suor aguerrido e tão pouco valorizado. Estes representam a minha própria origem. Fui a primeira de toda linhagem familiar a terminar o ensino fundamental, a primeira a fazer ensino médio e a entrar no ensino superior. Agradeço imensamente ao nosso sistema de educação pública sem o qual jamais teria chegado até aqui, e que muito longe de ser perfeito, ainda assim é "o que temos pra hoje" em via de diminuir as desigualdades inerentes da nossa sociedade. Um grande viva à educação de qualidade pública acessível e ao financiamento público da pesquisa científica de base – aquela que não dá lucro imediato, mas sem a qual qualquer país definha na escuridão e perda de soberania.

Gostaria de agradecer aos meus pais, Maria Aparecida Teixeira e Edio Estrela da Ponte que, apesar de não terem tido a oportunidade de estudar, sempre fizeram de tudo para que eu tivesse a melhor educação ao nosso alcance. Que nunca pouparam esforços para me dar a melhor educação possível, mesmo que nunca tenha sido fácil. Muito obrigada a atual companheira do meu pai, Sandra Oliveira, por todo apoio e presença nos momentos em que mais precisamos, pelo cuidado e carinho dedicado.

Minha gratidão eterna ao grande amor da minha vida, Diego Lorenzo de Oliveira, que tem sido tão companheiro e cúmplice em todos esses anos. Não existem palavras que definam todo meu amor e gratidão.

À minha querida neuropsicóloga e amiga Dra. Beatriz Baldivia a quem eu posso dizer que hoje "devo tudo". Sem a sua generosidade eu não estaria aqui hoje. Sem a sua compaixão eu não teria encontrado meu caminho. Muito obrigada. Escrevemos esta monografia *juntas*.

Muito obrigada aos meus sogros Maria Eliane e Rui de Oliveira por todo apoio e acolhimento nos momentos cruciais.

Aos meus avós paternos, Júlio Ramos Botelho da Ponte e Lídia Estrela da Ponte (ambos em memória) por todo carinho e deliciosas lembranças. Ao meu avô, especialmente, por ter me ensinado a nadar.

*"Quando a vida te decepciona, qual é a solução? Continue a nadar! Continue a nadar! Continue a nadar, nadar, nadar! Para achar a solução, nadar, nadar!" –Dory*

Aos meus avós maternos, Maria Rosa Alves Teixeira e José Custódio Teixeira (em memória). Minha avó é exemplo vivo de superação, força e inteligência. Assim como sua mãe, minha bisavó, Sebastiana Rita da Cruz, hoje aos 99 anos, que nos agracia com tanta sabedoria.

Muito obrigada ao meu querido orientador Gustavo Frederico Porto de Mello, por todo conhecimento transmitido, paciência e dedicação. Guardo uma enorme admiração e muito carinho da nossa jornada nestes anos. Obrigada pelas valiosas reflexões e lições aprendidas pra vida toda (inclusive a me alimentar melhor :D).

A querida grande mãe Universidade Federal do Rio de Janeiro de quem tenho muito orgulho de ser cria, por todo conhecimento que tive acesso, por todas oportunidades, por todo acolhimento, por ter sido meu coração e minha casa por anos. Em especial agradeço ao financiamento recebido sem o qual eu não poderia sequer ter saído da minha cidade natal.

Muito obrigada a minha querida amiga Ana Carolina Posses do Nascimento que é parte essencial da minha vida e um dos pilares que sustenta minha certeza de que esse Universo pode ser um lugar maravilhoso quando a gente está cercado pelas pessoas certas.

Aos meus amigos também tão amados Natália Tobinaga Tourinho, Camila Esperança, Eduardo Machado e Carlyne de Oliveira que foram importantíssimos nos bons e nos maus momentos, por todas doses de carinho inesquecíveis.

À toda equipe do Observatório do Valongo, em especial aos queridos Rosa, Claudia e Elias que fizeram os dias no OV serem mais suaves e menos famintos.

Também um muito obrigada aos professores que tive sorte de encontrar pelo caminho, tanto dentro quanto fora do OV: Profa. Lília Irmeli que foi minha primeira orientadora acadêmica. Prof. Wagner Marcolino pelo excelente curso de Atmosferas Estelares que se dispôs a oferecer pra uma turma de uma pessoa só. Ao prof. Paulo Afrânio por me mostrar que eu podia amar Extragalática. A profa. Karín Menendez-Delmestre por ser uma mulher tão maravilhosa e inspiradora e ao prof. Thiago Signorini por ser tão aberto ao diálogo e por apoiar verdadeiramente os alunos.

Agradeço demais à queridíssima profa. Duília de Mello por ser tão mãezona e mostrar que é possível ter uma carreira fantástica e também lutar por um mundo melhor, com inclusão e acolhimento. Ao prof. Jorge Meléndez pela hospitalidade, palavras de incentivo e toda confiança. Muito obrigada a profa. Adriana Valio por ser tão acolhedora, tão forte e tão maravilhosa, por me mostrar o verdadeiro significado de serendipidade.

A todos vocês, muito obrigada, por tudo, por cada momento, por cada palavra, tanto as duras que serviram de degraus, quando as amorosas que me aqueceram o coração. Obrigada, muito, muito e muito!

---

## Resumo

---

O estudo detalhado de gêmeas solares possui aplicações diretas tanto no entendimento da evolução química da Galáxia, quanto na evolução das propriedades do Sol ao longo do tempo, além de ser uma ferramenta poderosa no estudo de sistemas exoplanetários. Por apresentarem características semelhantes às solares, a análise espectroscópica empírica destas estrelas torna suas caracterizações menos dependentes das incertezas presentes na modelagem de parâmetros teóricos, maximizando pequenas diferenças espectrais e possibilitando detalhar características de distinção ou semelhança. O objetivo deste trabalho é comparar caracterizações de geminilidade entre estrelas candidatas a gêmeas solares e o Sol, além da conhecida 18 Sco. Além disso, visamos mapear possíveis vieses nas análises empíricas desta classe de estrelas. Reportamos os resultados da comparação entre medidas manuais e automáticas, além da comparação entre diferentes espectrógrafos, diferentes resoluções e uso de Ganimedes e Vesta como *proxies* solares. A partir de espectros de alta razão-sinal ruído, alto poder resolutor (FEROS/ESO de  $R=48.000$ , e HARPS/ESO de  $R=115.000$ ) e ampla cobertura espectral (4500 a 6850 Å), avaliamos como o impacto de diferentes fontes de incerteza podem influenciar a classificação de uma determinada estrela como gêmea solar. Fizemos análises estatísticas de medidas de larguras equivalentes (EW), larguras à meia altura (FWHM) e profundidade das linhas espectrais de elementos alfa, do pico do ferro e do processo-s: Ca I, Sc I, Sc II, Ti I, Ti II, V I, Cr I, Cr II, Mn I, Fe I, Fe II, Ni I, Co I, Y I e Y II. Pudemos estimar que não há distinção estatisticamente relevante entre medidas manuais e automáticas para espectros com  $R=48.000$ , nem entre a utilização dos dois *proxies* solares da nossa amostra. As candidatas a gêmeas solares analisadas foram hierarquizadas de acordo com seus graus de semelhança com o Sol. Confirmamos que HD 98649, HD 138573 e 18 Sco são estatisticamente idênticas ao Sol e nossos resultados mostram que HD 118598 tem grandes chances de ser gêmea solar. Esta abordagem nos permite mapear algumas das fontes de incertezas e graus de subjetividade envolvidos nas determinações de semelhança espectroscópica entre as estrelas gêmeas e pode ser uma ferramenta bastante útil na confirmação de gêmeas solares. Ainda, nossos resultados podem ser relevantes para embasar análises de alta precisão utilizando medidas automáticas e também em estudos de semelhanças em outros tipos de estrelas muito parecidas entre si.

**Palavras-chave:** Métodos: observacionais – Estrelas: tipo solar – Estrelas: estatística – Técnicas: espectroscopia





---

## Abstract

---

The detailed study of solar twins has direct applications both in understanding the chemical evolution of the Galaxy and in the evolution of the properties of the Sun over time, as well as being a powerful tool in the study of exoplanetary systems. Due to their characteristics similar to solar, the empirical spectroscopic analysis of these stars is less dependent on the uncertainties present in the modeling of theoretical parameters, maximizing small spectral differences and making it possible to detail features of distinction or similarity. This study aims to compare characterizations of entwinement between solar twin candidate stars and the Sun, in addition to the well-known 18 Sco. Besides, we aim to map possible biases in the empirical analyses of this class of stars. We report the results of comparing manual and automatic measurements, as well as comparing different spectrographs, different resolutions, and using Ganymede and Vesta as solar proxies. Using high signal-to-noise, high-resolution spectra (FEROS/ESO with  $R=48,000$ , and HARPS/ESO with  $R=115,000$ ) and broad spectral coverage (4500 to 6850 Å), we assess the impact of different sources of uncertainty and how they can influence a star's classification as a solar twin. We performed statistical analyses of measurements of equivalent widths (EW), full width half maximum (FWHM) and depth of spectral lines using alpha elements, iron peak and s-process: Ca I, Sc I, Sc II, Ti I, Ti II, V I, Cr I, Cr II, Mn I, Fe I, Fe II, Ni I, Co I, Y I e Y II. We estimate there is no statistically significant difference between manual and automatic measurements for spectra with  $R = 48,000$ , nor between the use of our two solar solar proxies. The solar twin candidates analyzed were ranked according to their degree of resemblance to the Sun. We confirm that HD 98649, HD 138573 and 18 Sco are statistically identical to the Sun and our results show that HD 118598 has a high chance of being a solar twin. This approach allows us to map some of the sources of uncertainty and degrees of subjectivity involved in determining the spectroscopic similarity between twin stars and can be a handy tool in confirming solar twins. Moreover, our results may be relevant to support high precision analyzes using automatic measurements and also in studies of similarities between other star types.

**Keywords:** Methods: observational – Stars: solar-type – Stars: statistics – Techniques: spectroscopic

---

# Sumário

---

Agradecimentos	iii
Resumo	v
Abstract	vii
Sumário	viii
Termos e Abreviaturas	xi
Símbolos e Constantes Físicas	xiii
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
1.1 Estrelas gêmeas solares . . . . .	1
1.2 A motivação pela busca de gêmeas solares . . . . .	5
1.2.1 A gêmea solar 18 do Escorpião . . . . .	8
1.3 Objetivos e estrutura da monografia . . . . .	10
<b>2 Amostra</b>	<b>13</b>
2.1 Critérios de seleção da amostra . . . . .	13
2.1.1 Objetos de estudo . . . . .	13
2.2 Espectros e instrumentos utilizados . . . . .	14
2.2.1 Bases de dados . . . . .	14
2.2.2 Espectros FEROS . . . . .	17
2.2.3 Espectros HARPS . . . . .	18
<b>3 Tratamento dos dados</b>	<b>21</b>
3.1 Tratamento inicial dos espectros HARPS . . . . .	21
3.2 Mapeando regiões espectrais de interesse . . . . .	22
3.2.1 Regiões de contínuo . . . . .	22
3.2.2 Regiões de exclusão . . . . .	22
3.3 Espectros utilizados na análise . . . . .	25
3.4 Normalizações . . . . .	25
<b>4 Medição das linhas espectrais</b>	<b>29</b>

4.1	Definindo os parâmetros analisados . . . . .	29
4.1.1	Grandezas empíricas . . . . .	29
4.1.2	Espécies químicas selecionadas . . . . .	30
4.2	Medidas manuais das linhas . . . . .	31
4.2.1	Procedimento: Medidas manuais (IRAF) . . . . .	31
4.3	Medidas automáticas das linhas . . . . .	33
4.3.1	Motivação para comparar medidas manuais e automáticas . . . . .	33
4.3.2	A ferramenta de análise massiva iSpec . . . . .	33
4.3.3	Procedimento: Medidas automáticas . . . . .	34
4.4	Testes de sanidade das linhas . . . . .	35
4.4.1	Teste 0: Significância estatística das larguras equivalentes (EWs) . . . . .	35
4.4.2	Modalidades . . . . .	40
4.4.3	Teste 1: FWHM/ $\lambda$ vs. EW . . . . .	43
4.4.4	Teste 2: $d_r$ vs. EW/ $\lambda$ (largura equivalente reduzida) . . . . .	46
4.5	Listas finais das medidas de linhas . . . . .	47
<b>5</b>	<b>Análise estatística</b>	<b>51</b>
5.1	O Teste Kolmogorov-Smirnov biamostrual . . . . .	51
5.2	Comparação entre medidas de EW . . . . .	53
5.2.1	Colunas das tabelas de comparação e escolha do <i>proxy</i> solar . . . . .	55
5.3	Análise I	
	Comparação entre medidas manuais e automáticas (FEROS) . . . . .	57
5.3.1	Comparação direta entre os dois tipos de medida . . . . .	58
5.3.2	Comparação direta das estrelas com o Sol . . . . .	65
5.4	Comparação entre espectrógrafos e resoluções diferentes . . . . .	68
5.5	Análise IIa	
	Comparação entre dois espectrógrafos: FEROS $\times$ HARPS . . . . .	70
5.5.1	Comparações diretas cruzadas . . . . .	72
5.5.2	Comparações de semelhança das estrelas com o Sol . . . . .	74
5.6	Análise IIb	
	Comparação à mesma resolução (R=48.000) . . . . .	76
5.6.1	Comparações diretas cruzadas . . . . .	77
5.6.2	Comparações de semelhança das estrelas com o Sol . . . . .	79
5.7	Análise IIc	
	Comparação entre resoluções diferentes do mesmo instrumento . . . . .	81
5.7.1	Comparações diretas . . . . .	82
5.7.2	Comparações de semelhança das estrelas com o Sol . . . . .	90
5.8	Análise III	
	Repetibilidade e comparação entre <i>proxies</i> solares . . . . .	94
5.8.1	Repetibilidade . . . . .	95
5.8.2	Comparação entre <i>proxies</i> solares . . . . .	102
<b>6</b>	<b>Conclusões</b>	<b>107</b>
6.1	Interpretação dos resultados da análise . . . . .	107

6.1.1	Tipo de medida . . . . .	107
6.1.2	Instrumentos e resolução . . . . .	108
6.1.3	Normalização . . . . .	109
6.1.4	<i>Proxies</i> solares . . . . .	110
6.2	Classificação das gêmeas solares por ordem de semelhança . . . . .	111
6.3	Considerações finais . . . . .	114

**Referências Bibliográficas** **115**

**A Apêndice – Tabelas** **121**

A.1	Tabela de linhas candidatas . . . . .	121
A.2	Tabela de espectros HARPS . . . . .	129
A.3	Tabelas da Análise I (Seção 5.3)- Comparação entre medidas manuais e automáticas (FEROS) . . . . .	130
A.4	Tabelas da Análise IIa (Seção 5.5) - Comparação entre dois espectrógrafos: FEROS × HARPS . . . . .	132
A.5	Tabelas da Análise IIb (Seção 5.6) - Comparação à mesma resolução . . . . .	135
A.6	Tabelas da Análise IIc (Seção 5.7) - Comparação entre resoluções diferentes do mesmo instrumento . . . . .	139
A.7	Tabelas da Análise III (Seção 5.8) - Repetibilidade e comparação entre <i>proxies</i> solares . . . . .	141

**B Apêndice – Figuras** **145**

---

## Termos e Abreviaturas

---

- Geminilidade (solar) – Grau de semelhança espectroscópica de uma estrela com o Sol. Utilizamos esta palavra de forma inédita em astronomia, tendo sido pensada especialmente para este trabalho. Também pode ser utilizada como geminilidade estelar, que denominaria grau de semelhança entre duas estrelas, não necessariamente parecidas com o Sol. Ou seja, duas estrelas (quaisquer) espectroscopicamente idênticas.
- 18 Sco – Estrela 18 de Escorpião. A primeira gêmea solar detectada na história (Porto de Mello & da Silva 1997). Também conhecida como 18 Scorpii ou HD 146233 ou HR 6060 ou HIP 79672. Localizada na constelação de Escorpião.
- R – Poder resolutor de um espectrógrafo. Também chamado coloquialmente de *resolução* instrumental. Quanto maior a R, maior a resolução instrumental.
- ESO – *European Southern Observatory*. É o conjunto de observatórios europeus no hemisfério sul. O Brasil fez parte do ESO entre 2011 e 2018.
- FEROS – *Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph*. Espectrógrafo (Chile/ESO) com  $R=48.000$ .
- HARPS – *High Accuracy Radial velocity Planet Searcher* Espectrógrafo caçador de exoplanetas (Chile/ESO) com  $R=115.000$ .
- HIPPARCOS – *High Precision Parallax Collecting Satellite*. Missão espacial histórica de levantamento de dados astronômicos.
- ESA – *European Space Agency*. É a agência espacial europeia.
- TESS – *Transiting Exoplanet Survey Satellite*. Missão espacial de caça a exoplanetas por detecção de trânsito. Lançado em 2018, diferentemente da missão Kepler, o TESS tem um campo observacional muito amplo e mira em estrelas mais próximas.
- E-ELT – *European Extremely Large Telescope*. Super telescópio sendo contruído no Chile e pertencente ao ESO.
- GMT – *Giant Magellan Telescope*. Outro super telescópio sendo construído no Chile, mas de consórcio internacional, incluindo o Brasil (Instituições do estado de São Paulo).

- CCD – *Charge-coupled device*. Dispositivo eletrônico para captação de imagens utilizado nos telescópios modernos (e até nas câmeras de celular).
- IRAF – *Reduction and Analysis Facility*. Programa de computador amplamente utilizado pelos astrônomos de todo o mundo para reduzir e analisar dados observacionais.
- ESPRESSO – *Echelle SPectrograph for Rocky Exoplanets and Stable Spectroscopic Observations*. Espectrógrafo caçador de exoplanetas. Lançado em 2018, tem por objetivo detectar planetas terrestres e ser futuro substituto do HARPS. Está no *Very Large Telescope* (VLT) no ESO/Chile.
- EW – *Equivalent Width*. Largura equivalente. Parâmetro geométrico fundamental dos perfis de linhas espectrais e amplamente utilizado na espectroscopia como fonte de informações astrofísicas. Uma explicação mais completa pode ser vista na Seção 4.1.1.
- FWHM – *Full Width Half Maximum*. Largura à meia altura. Outro parâmetro geométrico de linhas espectrais. Uma explicação mais completa pode ser vista na Seção 4.1.1.
- $d_r$ – *Depth*. Profundidade da linha espectral. Sua interpretação geométrica pode ser vista na Seção 4.1.1.
- mm – Medidas manuais de linhas espectrais (utilizadas no nosso estudo).
- ma – Medidas automáticas de linhas espectrais (utilizadas no nosso estudo).

---

## Símbolos e Constantes Físicas

---

- $T_{\text{ef}}$  – Temperatura efetiva
- $\log(g)$  – Log da gravidade superficial
- $[\text{Fe}/\text{H}]$  – Metalicidade, que representa o logaritmo da razão entre a abundância de ferro da estrela e a do Sol. O ferro não é o elemento pesado mais abundante, mas é um dos mais fáceis de medir com dados espectrais no visível. A equação para o logaritmo é:

$$[\text{Fe}/\text{H}] = \log_{10} \left( \frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right)_{\text{estrela}} - \log_{10} \left( \frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right)_{\text{Sol}} \quad (1)$$

onde  $N_{\text{Fe}}$  e  $N_{\text{H}}$  são o número de átomos de ferro e hidrogênio por unidade de volume, respectivamente. Por esta fórmula, estrelas com metalicidade superior à do Sol têm um valor logarítmico positivo, enquanto aquelas com metalicidade menor que a do Sol têm um valor negativo.

- $\odot$  – Relativo ao Sol
- $\lambda\lambda$  – Intervalo espectral. Por exemplo,  $\lambda\lambda 5304\text{-}5337$  significa que me refiro a um intervalo de  $5304 \text{ \AA}$  a  $5337 \text{ \AA}$ .





# Capítulo 1

---

## Introdução

---

### 1.1 Estrelas gêmeas solares

Nem todas as pessoas estão familiarizadas com o conceito de estrelas gêmeas solares e é comum pensarmos, num primeiro momento, que se trata de uma definição um pouco diferente da que é usada pelos estudiosos desses objetos. Então, para que a leitura desta monografia seja feita de uma forma seguramente compreensível, precisamos descartar a possibilidade de interpretação equivocada dessa definição e do contexto astrofísico que a envolve.

Estrelas gêmeas solares foram inicialmente previstas por Cayrel de Strobel et al. (1981), baseando-se em parâmetros espectroscópicos, como temperaturas efetivas e metalicidades. Os parâmetros utilizados para esta classificação variam de acordo com a rigidez e objetivos de cada análise, mas em geral, considera-se gêmea solar aquelas estrelas que possuam (dentro das incertezas observáveis), principalmente: massa, metalicidade ( $[Fe/H]$ ), temperatura efetiva ( $T_{ef}$ ), gravidade superficial ( $\log(g)$ ), velocidade de microturbulência  $v_t$ , composição química, luminosidade, campos magnéticos, propriedades de asterossismologia e atividade cromosférica idênticas aos parâmetros solares correspondentes. No sentido da definição original da Cayrel, a dimensão temporal e portanto, sua época de formação é um fator relevante para a construção ideal e completa do conceito de gêmea solar. Em outras palavras, a idade de uma eventual candidata a gêmea solar deveria ser indistinguível daquela que encontramos para o Sol (Porto de Mello et al. 2014). Portanto, nesta definição tradicional, as gêmeas solares buscam contextualizar as propriedades do Sol hoje na nossa Galáxia.

No entanto, o conceito de gêmeas solares vem sendo revisitado ao longo dos anos, dando muito menos importância à dimensão temporal das candidatas (do Nascimento et al. 2013; Monroe et al. 2013; Rosén et al. 2016; Lorenzo-Oliveira

et al. 2019). É importante lembrar que calcular idades estelares precisas vem sendo uma tarefa bastante árdua (Soderblom 2010; Bazot et al. 2018). Entre os diferentes métodos, a técnica mais aplicada é através da comparação de isócronas, e existem outras formas indiretas através do uso de rotação (Barnes 2007; Lorenzo-Oliveira et al. 2019) e atividade cromosférica estelar (Mamajek & Hillenbrand 2008; Lorenzo-Oliveira et al. 2016a,b, 2018). Ainda assim, o erro relativo envolvido no cálculo das idades, na melhor das hipóteses, é cerca de uma ordem de grandeza maior se comparado às incertezas obtidas no cálculo de outros parâmetros estelares fundamentais como luminosidade, temperatura e gravidade superficial (Nissen 2016)<sup>1</sup>. Desta forma, a dificuldade em determinar idades estelares precisas limita bastante a completa aplicação do conceito original idealizado por Cayrel para uma gêmea solar.

Num sentido mais prático da definição de gêmea solar, não nos referimos exclusivamente às estrelas irmãs do Sol no sentido de origem no espaço (nascidas da mesma nuvem de gás e poeira que deu origem ao nosso sistema planetário) nem no tempo (nascidas na mesma época) e sim às suas características físicas observadas. De forma bastante simples, seria como dizer que gêmeas solares são sócias do Sol, no sentido de serem fisicamente tão parecidas entre si que poderiam facilmente ser consideradas indiscrimináveis.

Após esse esclarecimento, a definição de gêmea solar pode parecer algo um pouco mais intuitivo, mas definir o que elas realmente representam ainda tem sido um processo em constante evolução. Em meio à variedade de tipos e classes estelares, as gêmeas solares ganharam uma considerável atenção apenas nas três últimas décadas.

Por serem objetos de tipo espectral G2V, em média, relativamente débeis, essa classe de estrelas permaneceu sem ampla atenção da comunidade científica até a década de 1980. Isso pode ser explicado pela inerente limitação imposta pela tecnologia disponível até esta época, quando placas fotográficas ainda não haviam sido substituídas pelos modernos CCDs<sup>2</sup>.

Para uma gêmea solar ser classificada como tal, dependemos de uma instrumentação astronômica que só pôde ser construída recentemente, composta por grandes telescópios e instrumentos de alta resolução, essenciais para se

---

<sup>1</sup>Nissen (2016) encontra, para gêmeas solares, erros em  $T_{\text{ef}}$  da ordem de 0,1%, ao passo que para idades os erros giram em torno de 15-20%

<sup>2</sup>O CCD, sigla em inglês para dispositivo de carga acoplada, é um chip constituído de um conjunto de elementos microscópicos (os *pixels*) de material semicondutor, cada um deles capaz de converter eficientemente a luz incidente em uma carga elétrica proporcional à intensidade da luz.

alcançar uma boa precisão em parâmetros atmosféricos e propriedades físicas. É importante mencionar também o papel fundamental da missão HIPPARCOS/ESA<sup>3</sup> (entre 1989 e 1993) que disponibilizou distâncias super precisas pela primeira vez e possibilitou, juntamente com a análise espectroscópica, vincular massas e estágios evolutivos estelares.

Logicamente, nenhuma estrela é perfeitamente igual ao Sol. Desta forma, para efeitos práticos, são definidos os limites toleráveis em que esses parâmetros são considerados característicos de gêmeas solares. Dentro dessas definições, teremos estrelas que podem ser hierarquizadas como mais gêmeas ou menos gêmeas. Devemos deixar claro que, de acordo com o objetivo de cada estudo, a definição de gêmea solar poderá ser mais restrita ou não. A busca, no entanto, não se trata apenas de encontrarmos *a melhor gêmea solar definitiva*, já que esta possivelmente não será uma descoberta perene. É preciso considerar que o conceito de gêmea solar será constantemente aprimorado com o avanço tecnológico e científico e serve como catalisador para acessarmos propriedades solares em diferentes contextos. Dependendo da propriedade analisada, estes limites podem ser convenientemente afrouxados ou afunilados. Um exemplo é o estudo da evolução da abundância de lítio (Li) que, além da dependência da idade estelar, correlaciona-se também de forma sensível às pequenas diferenças em massa e composição química. Neste caso, quanto mais próxima das características solares uma amostra estiver, menos influência de outras variáveis ela terá, portanto, a dependência da idade será maximizada (Carlos et al. 2016, 2019). Já no caso da rotação e atividade magnética, apesar das dependências em idades serem importantes, em primeira aproximação, não são tão intensas como no caso do Li, portanto, podemos considerar estrelas ligeiramente diferentes do Sol como retratos de distintos estágios de evolução da atividade cromosférica e rotação, por exemplo (Barnes 2007; Ribas et al. 2010; Wright et al. 2011; Güdel et al. 1997; Lorenzo-Oliveira et al. 2019). Ao considerarmos a idade da estrela ou algum outro parâmetro amplamente variável na escala evolutiva (até mesmo  $T_{\text{ef}}$ ) como parâmetro de seleção de uma amostra de candidatas a gêmeas solares, precisamos ser extremamente cuidadosos ao considerar também as variações desses parâmetros nas trajetórias evolutivas estelares. Em outras, palavras, como pode ser visto na Fig. 1.1, a restrição em temperatura não contempla necessariamente variações de massa. Por exemplo, se na seleção da amostra ancorarmos a  $T_{\text{ef}}$  entre 5600 e 5900 K,

---

<sup>3</sup>*The High Precision Parallax Collecting Satellite*

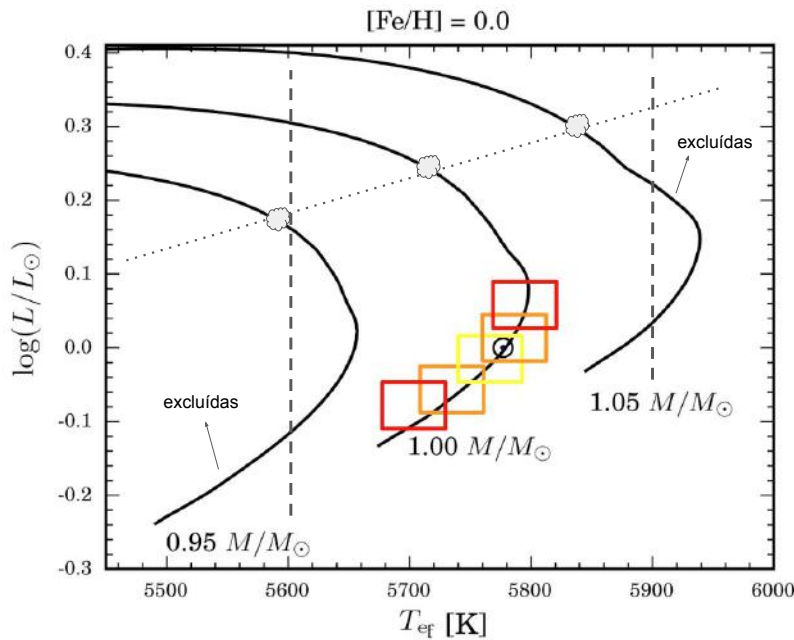


Figura 1.1: A trajetória evolutiva do Sol (representado pelo  $\odot$ ) e as trajetórias para duas gêmeas solares com diferença em 5% de massa. As linhas verticais tracejadas mostram os limites em  $T_{\text{ef}}$  para o exemplo que citamos no texto (entre 5600 e 5900 K). As caixas coloridas mostram diferentes momentos da vida do Sol. Se usarmos a  $T_{\text{ef}}$  ou luminosidade como parâmetro de seleção de amostra para candidatas a gêmeas solares, precisamos levar em consideração que esses parâmetros não são fixos durante o tempo de evolução das estrelas na sequência principal. Se este cuidado não for tomado, podemos selecionar uma amostra enviesada, por exemplo, por estarmos deixando de fora estrelas gêmeas mais jovens ou mais velhas que o Sol (se isso não for proposital). A linha pontilhada inclinada indica o momento que a estrela sai da sequência principal, representada pelos balões. Para ver mais, consulte Lorenzo-Oliveira (2011).

estaremos descartando estrelas jovens de massa ligeiramente (5%) mais baixa que a do Sol e também descartando estrelas com massa ligeiramente maior que a do Sol em determinados momentos de sua vida (indicados como excluídas pelas setas na Fig. 1.1). Se este cuidado não for tomado, podemos acabar enviesando nossa amostra e ter resultados inconsistentes.

Paralelamente, na definição de gêmea solar, é importante considerarmos se a estrela é ou não binária. A estrela companheira da (supostamente) gêmea solar deve estar suficientemente distante de forma que se possa resolver ambos espectros individualmente e sem contaminação, ou seja, binárias não-espectroscópicas. Mas, se uma importante candidata a gêmea for constatada com binária espectroscópica, que pelo menos a emissão da estrela companheira seja tão diferente que a região espectral afetada pela contaminação possa ser desprezada (dos Santos et al. 2017). Não existe consenso na literatura sobre este tipo de consideração e é comum que autores removam binárias espectroscópicas ainda na seleção da amostra de gêmeas solares (e.g. Lorenzo-Oliveira

et al. 2018) para evitar possíveis problemas de interpretação.

Juntamente com o avanço tecnológico e a contínua melhoria dos métodos instrumentais, espectroscópicos e fotométricos, o limiar para classificação de gêmeas solares evoluiu consideravelmente e muitas campanhas observacionais foram realizadas (Porto de Mello et al. 2014) para detectar e analisar essas estrelas. Nos últimos anos, o número de gêmeas solares aumentou para uma interessante coleção que ultrapassa uma centena de objetos (Pasquini et al. 2008; Meléndez et al. 2009; Porto de Mello et al. 2014; Meléndez et al. 2014; do Nascimento et al. 2013; Lorenzo-Oliveira et al. 2018) e este número tende a aumentar. Com o advento de levantamentos fotométricos ambiciosos como o TESS (*Transiting Exoplanet Survey Satellite*<sup>4</sup>) que está observando milhares de estrelas, teremos disponíveis dados valiosíssimos para estudar mais profundamente esses objetos, inclusive utilizando cruzamento de informações com outras bases de dados já existentes. Além disso, com a futura geração de telescópios terrestres cada vez maiores como o E-ELT (*European Extremely Large Telescope*) e o GMT (*Giant Magellan Telescope*), ganharemos o ferramental para identificar e estudar gêmeas solares em regiões pouco exploradas e também cada vez mais distantes.

## 1.2 A motivação pela busca de gêmeas solares

Por conta das suas propriedades fundamentais apresentarem notável semelhança com o Sol, o estudo de gêmeas solares oferece naturalmente múltiplas perspectivas e com inúmeras aplicações que serão brevemente mencionadas a seguir.

Como o Sol está muito perto de nós e se apresenta muito brilhante no céu, temos certa dificuldade em conhecer as suas cores fotométricas com precisão. Gêmeas solares são fontes úteis para definir o ponto zero de calibrações fotométricas fundamentais (Holmberg et al. 2006; Datson et al. 2014; Porto de Mello et al. 2014), e podem ser usadas para subtrair a luz refletida do Sol em asteroides e outros corpos do Sistema Solar a fim de se estudar sua mineralogia (Lazzaro et al. 2004; Jasmim et al. 2013). Já que o Sol não pode ser observado durante a noite, usar gêmeas solares para estudos da curva de refletância desses corpos (com a subtração da assinatura espectroscópica solar mimetizado pela gêmea) pode melhorar bastante a precisão dos resultados que

---

<sup>4</sup><https://tess.mit.edu/>

geralmente são obtidos usando-se estrelas não necessariamente tão semelhantes ao Sol (Giribaldi et al. 2019). Esse tipo de estudo ajuda a traçar também uma linha histórica de formação e evolução do nosso sistema planetário e pode trazer respostas às questões sobre a Terra e seu passado (Ribas et al. 2005).

Mais uma motivação importante para o estudo de gêmeas solares vem do fato de que elas oferecem uma boa referência para análises que concentram-se nas propriedades do próprio Sol. A fim de descobrir se o Sol é uma estrela comum ou atípica, diversos estudos analisaram suas características em meio a amostras de gêmeas solares (Gustafsson et al. 2008; Meléndez et al. 2014; dos Santos et al. 2016). Quando se trata de rotação e atividade magnética, concluímos que, basicamente, o Sol é uma estrela bastante típica pra sua idade (Lorenzo-Oliveira et al. 2019). No entanto, em termos de composição química superficial de elementos refratários, é sugerido na literatura que existe uma diferenciação entre gêmeas possuidoras ou não de exoplanetas (Meléndez et al. 2014, 2017; Bedell et al. 2018).

Alguns estudos (p.e. Meléndez et al. 2014; Botelho et al. 2019) exploraram essas potenciais conexões entre planeta e estrela usando amostras de gêmeas solares. A análise de composição química dessas estrelas pode ser de extrema importância para guiar campanhas de busca por exoplanetas (Meléndez et al. 2012) ao otimizar a seleção de alvos com maior chances de possuir exoplanetas detectáveis.

Quando nos deparamos com uma curva de luz indicando a possível presença de um exoplaneta orbitando uma estrela, precisamos descartar outros fatores que possam influenciar a queda de fluxo luminoso observado, como manifestações do campo magnético da estrela. Para desembaraçar esses efeitos e confirmar a detecção de um planeta orbitando outras estrelas, precisamos conhecer seus padrões de ciclos magnéticos e sua influência em velocidades radiais.

Ainda, algumas linhas de elementos químicos presentes nos espectros dessas estrelas apresentam variação geométrica durante ciclos magnéticos em estrelas magneticamente ativas que podem, inclusive, afetar a derivação de parâmetros atmosféricos estelares precisos (como  $T_{\text{ef}}$ , abundância química, metalicidade, etc.). Usando gêmeas solares jovens, é possível mapear algumas dessas influências (? , em preparação) e melhorar a análise dessas estrelas e a caracterização dos seus (possíveis) exoplanetas.

Do ponto de vista da evolução química da Galáxia e da evolução estelar,

diferenças em abundâncias de elementos como o tório (del Peloso et al. 2005; Botelho et al. 2019), lítio (do Nascimento et al. 2009; Carlos et al. 2016, 2019) e a razão  $[Y/Mg]$  (da Silva et al. 2012; Tucci-Maia et al. 2016) podem ser calibradas como relações em função da idade das gêmeas solares, estabelecendo-se uma forma complementar de datação de estrelas. As diferenças químicas de um intervalo de idade para outro são muito pequenas em função da idade, portanto, utilizar gêmeas solares através de análise diferencial proporciona erros muito baixos, evidenciando esses relógios químicos. Esse tipo de informação química pode ser bastante valiosa para o estudo da evolução da nossa Galáxia (da Silva et al. 2012; Spina et al. 2018).

Investigando gêmeas solares mais jovens podemos ter uma ideia do passado do nosso Sol e sua evolução até os dias de hoje. Assim como ao analisar estrelas gêmeas solares mais velhas que o Sol (do Nascimento et al. 2013; Monroe et al. 2013) podemos ter uma ideia de como ele pode evoluir no futuro (Fig. 1.2).

Por fim e não menos importante, existe também a motivação astrobiológica para o estudo de estrelas gêmeas solares (Porto de Mello et al. 2006). Somando-se a todos os argumentos já estabelecidos aqui sobre as vantagens técnicas em se procurar exoplanetas nessa categoria de estrelas, podemos lembrar também que o Sol é a única estrela que possui um planeta onde se tem certeza da existência de vida e amplo conhecimento sobre seu surgimento, evolução e funcionamento. Conhecemos de forma multidisciplinar os mecanismos necessários (porém não suficientes) para o surgimento da vida e sua manutenção tanto na superfície quanto nas profundezas de oceanos.

Quando buscamos entender mais sobre nossa própria origem e evolução no cenário cósmico, naturalmente somos levados em direção a pistas para desvendar mais uma peça no quebra-cabeça da astrobiologia. Com telescópios terrestres cada vez maiores e missões modernas de caça intensa a exoplanetas, nunca estivemos tão perto de detectar um planeta gêmeo da Terra (Krissansen-Totton et al. 2016).

Assim como a busca por novas formas de vida ao redor de outras estrelas, nos interessa também explorar possibilidades de manutenção e sobrevivência da nossa própria espécie. Pensar em missões em que possamos visitar e futuramente colonizar outros planetas traz à tona uma série de considerações sobre habitabilidade (Ehlmann et al. 2016; Kashyap Jagadeesh et al. 2017) dentro e fora do nosso próprio Sistema Solar. Uma missão colonizadora de Marte não está tão longe de deixar de ser apenas ficção científica e conhecer profun-

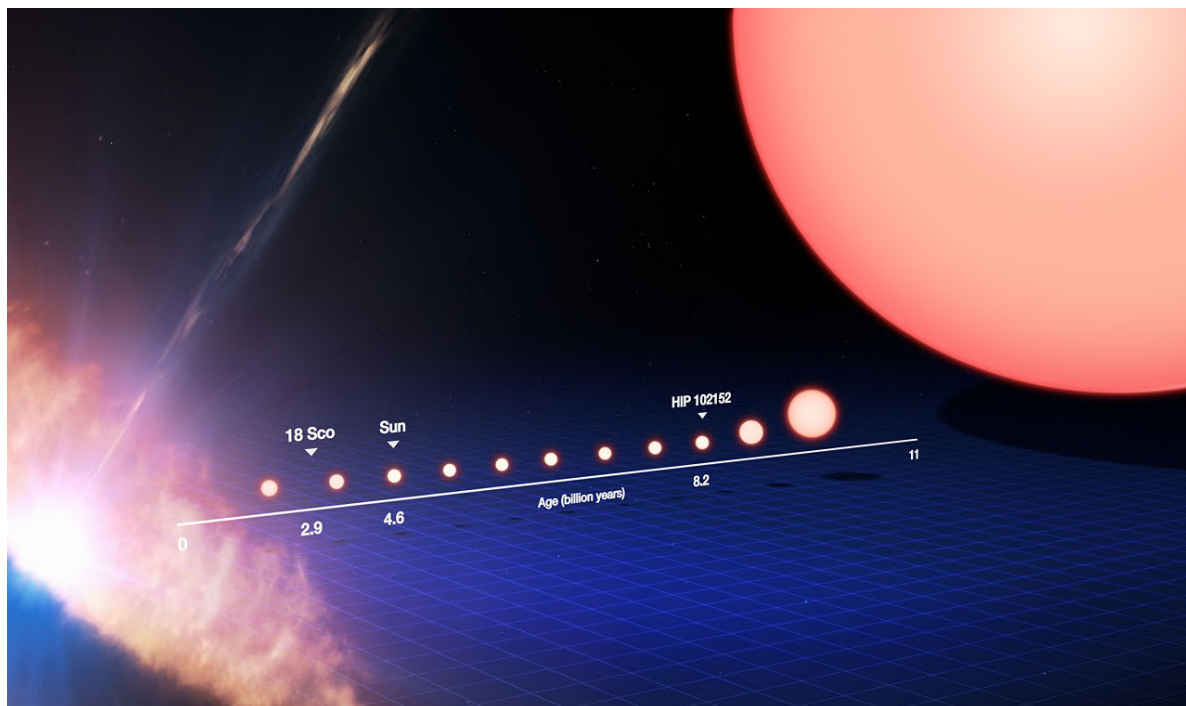


Figura 1.2: Uma projeção artística da linha temporal de evolução de uma estrela gêmea solar. Na extrema esquerda, vemos o início da sua vida ainda embebida na nuvem de gás e poeira que lhe deu origem. Vemos alguns exemplos de gêmeas localizadas ao longo da linha de tempo com a gêmea solar 18 Sco (mais jovem), o Sol e a HIP 102152 (mais velha). Na extrema direita, temos a projeção do futuro para estrelas com  $1 M_{\odot}$  se transformando em gigante vermelha ao sair da sequência principal com aproximadamente 11 bilhões de anos. Crédito da imagem: ESO/M. Kornmesser.

damente os limites da habitabilidade de estrelas gêmeas solares pode ser um passo valioso na concretização dessa ideia ambiciosa e possivelmente relevante para a manutenção da nossa espécie. Portanto, a análise de estrelas gêmeas solares nos remete não só a questões puramente técnicas e científicas, mas também filosóficas sobre nosso próprio surgimento, existência e permanência neste Universo.

### 1.2.1 A gêmea solar 18 do Escorpião

A primeira descoberta de uma gêmea solar foi feita por Porto de Mello & da Silva (1997). Os autores mostraram que a 18 do Escorpião (18 Sco) possui parâmetros atmosféricos e estrutura muito semelhantes ao Sol. Com os dados da época, mostrou-se que  $T_{\text{ef}}$ ,  $\log(g)$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , microturbulência,  $v \sin i$ , luminosidade, raio, abundâncias de lítio e berílio, atividade magnética em H&K e



$H\alpha$  são bastante similares aos valores do Sol. Modernamente, o parâmetro que mais mais se desvia é a idade cromosférica e sismológica, além da abundância de Li.

Atualmente, 18 Sco além de ser a primeira gêmea solar detectada em toda a história, tem sido também considerada a *a gêmea solar mais próxima* (Porto de Mello & da Silva 1997; Meléndez et al. 2012; Porto de Mello et al. 2014; Bazot et al. 2018), a apenas 46 anos-luz ou 14 parsecs de nós (Gaia Collaboration et al. 2018), o que possibilita análises precisas de sismologia e monitoramentos espectroscópicos de alta precisão ao longo do tempo. Desta forma, ela é de grande valor para testarmos com riqueza de detalhes a teoria de evolução estelar e modelos computacionais, combinando sismologia e espectroscopia, como mencionado na seção anterior. Tudo isso faz da 18 Sco uma boa referência para caracterizarmos espectroscopicamente novas gêmeas solares.

A 18 Sco fica no hemisfério sul terrestre e é quase equatorial, podendo facilmente ser vista do norte (Fig. 1.3). Ela possui outros identificadores (ou nomes), dependendo de qual catálogo nos referimos. Dentre os principais estão: HR 6060 no catálogo de estrelas brilhantes (Hoffleit & Jaschek 1982), HD 146233 no catálogo H. Draper (Nesterov et al. 1995) e HIP 79672 no catálogo Hipparcos (Gould & Chanamé 2004).

Como dito, usamos os parâmetros espectroscópicos observáveis para determinar os graus de semelhança entre as estrelas. No entanto, ter dois espectros virtualmente idênticos não necessariamente indica que teremos parâmetros físicos idênticos nas duas estrelas. A mensagem que é fornecida por um espectro estelar carrega diversas informações que podem estar embaraçadas entre si e fenômenos físicos diferentes podem resultar num mesmo efeito espectral observável. Ou seja, as informações espectrais podem ser degeneradas, já que o mesmo efeito observado pode ser causado por diferentes combinações de propriedades estelares. Esta é uma importante consideração a ser feita em estudos de semelhança, já que essas combinações podem emular um falso positivo espectroscópico para geminidade<sup>5</sup>.

Este trabalho também visa dar continuidade a análise que foi feita em Porto de Mello et al. (2014), onde foram empregadas caracterizações fotométricas e

---

<sup>5</sup>Geminidade (solar) – Grau de semelhança espectroscópica de uma estrela com o Sol. Utilizamos esta palavra de forma inédita em astronomia, tendo sido pensada especialmente para este trabalho. Também pode ser utilizada como geminidade estelar, que denominaria grau de semelhança entre duas estrelas, não necessariamente parecidas com o Sol. Ou seja, duas estrelas (quaisquer) espectroscopicamente idênticas.



Figura 1.3: Localização da estrela 18 Sco (em laranja) no céu do hemisfério sul. Crédito da Imagem: Revista FAPESP/drüm (adaptada)

dados espectroscópicos de várias fontes para selecionar as novas candidatas às gêmeas solares. Além da análise detalhada manual de estrelas uma a uma, torna-se importante a avaliação do grau de confiabilidade de análises automáticas que possibilitam determinar parâmetros estelares com grande velocidade. Dessa forma, podemos explorar todas as possibilidades que estas grandes bases de dados espectroscópicos proporcionam a fim de otimizarmos caracterizações de novos membros dessa importante classe de estrelas.

### 1.3 Objetivos e estrutura da monografia

Por apresentarem características semelhantes às solares, a análise espectroscópica detalhada de estrelas gêmeas solares torna-se menos dependente das incertezas presentes na modelagem de parâmetros teóricos, maximizando pequenas diferenças espectrais e possibilitando detalhar características de distinção ou semelhança. A partir de espectros de alta razão sinal-ruído, alto poder resolutor (FEROS/ESO,  $R=48000$  e HARPS/ESO,  $R=115.000$ ) e ampla cobertura espectral (de 4500 a 6850 Å), avaliamos como o impacto de diferentes fontes de erro na análise (erros de normalização, ruído fotônico, estabilidade do instrumento e uso de diferentes objetos como fontes do espectro solar) podem influenciar a classificação de uma determinada estrela como gêmea solar.

Esta abordagem nos permite mapear algumas das fontes de incertezas e graus de subjetividade envolvidos nas determinações de semelhança espectroscópica entre as estrelas gêmeas solares.

Falaremos no Capítulo 2 sobre os objetos de estudo, instrumentos e seleção da amostra utilizada. Já no Capítulo 3 mostramos o processo de tratamento de dados. No Capítulo 4 descrevemos como tomamos as medidas dos parâmetros desejados e a análise está minuciada no Capítulo 5. Por fim, no Capítulo 6 fazemos um apanhado das interpretações dos resultados, conclusões e perspectivas do trabalho.



## Capítulo 2

---

### Amostra

---

#### 2.1 Critérios de seleção da amostra

##### 2.1.1 Objetos de estudo

Para selecionar as candidatas a gêmeas solares da nossa análise utilizamos como referência as *very probable twins* (muito provavelmente gêmeas) HD 150248 e HD 164595 e também as *probable twins* (provavelmente gêmeas) HD 138573, HD 98649 e HD 118598, tais como descritas por Porto de Mello et al. (2014), tabela 12 daquele artigo, além da 18 Sco que é uma gêmea solar bastante conhecida. As outras estrelas provavelmente gêmeas da tabela citada não estavam disponíveis em espectros de boa qualidade.

Um dos objetivos da nossa análise é comparar espectros solares que tenham sido observados utilizando diferentes objetos refletores. A ideia é verificar se há diferenças estatisticamente relevantes que possam influenciar na determinação de gêmeas solares a partir da escolha do *proxy* solar (isto é, o objeto que reflete a luz do Sol e de onde podemos observar seu espectro<sup>1</sup>).

Na nossa análise usamos dois *proxies* solares: Ganimedes (lua de Júpiter) e também do asteroide Vesta. No entanto, é comum utilizar-se também outros corpos do Sistema Solar para obter o espectro do Sol de corpos refletoras: A Lua, outros satélites galileanos de Júpiter, o planeta anão Ceres, o asteroides Pallas, etc. Como pode ser visto na figura 2.1, estes *proxies* solares mencionados como exemplo são bastante diferentes entre si, tanto em tamanho, quanto em formato, proximidade (do Sol ou de nós), relevo e composição química superficial. Uma característica em comum é que eles não têm atmosfera. Precisamos de uma superfície que reflita bem a luz solar, com a menor absorção e reflexão possível. Mas, seria a influência do corpo refletor irrelevante? As

---

<sup>1</sup>A obtenção de espectro solar de forma direta (apontando o telescópio para o Sol) é feita por poucos instrumentos, geralmente dedicados apenas à observação solar.



Figura 2.1: Em escala, alguns *proxies* solares frequentemente utilizados pela literatura. Da esquerda para direita: Io, Europa e Ganimedes, nossa Lua, o planeta anão Ceres, e os asteroides Vesta e Palas. Neste trabalho utilizamos Ganimedes e Vesta. Crédito das imagens individuais: NASA-JPL (adaptadas).

perguntas que fazemos são: Estas diferenças físicas reunidas podem trazer alguma diferença significativa para caracterização de uma gêmea solar? Se compararmos uma estrela com o Sol refletido de Ganimedes vamos encontrar diferença na comparação dessa mesma estrela com o Sol refletido de Vesta? Por isso, nessa análise buscamos comparar espectros de dois *proxies*, como mencionado: Ganimedes e Vesta.

É bom lembrar que não buscamos, neste primeiro momento, responder quais são as causas físicas ou químicas por trás destas possíveis diferenças, mas sim, quantificar empiricamente onde as candidatas a gêmeas podem mostrar diferenças em relação ao Sol e apontar se elas se traduzem em diferenças empíricas objetivas que poderiam se traduzir em outras propriedades que são dependentes de modelos, como massa, idade, temperatura efetiva, etc.

## 2.2 Espectros e instrumentos utilizados

### 2.2.1 Bases de dados

A fim de mapearmos diferenças entre determinações de gêmeas solares em dois instrumentos *echelle* distintos, utilizamos espectros do Sol e de estrelas obtidos com os espectrógrafos FEROS (*Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph*, Moorwood et al. 1998) e HARPS (*High Accuracy Radial velocity Planet Searcher*, Mayor et al. 2003). Ambos espectrógrafos encontram-se no sítio do Observatório de La Silla no Chile, sob administração do Observatório

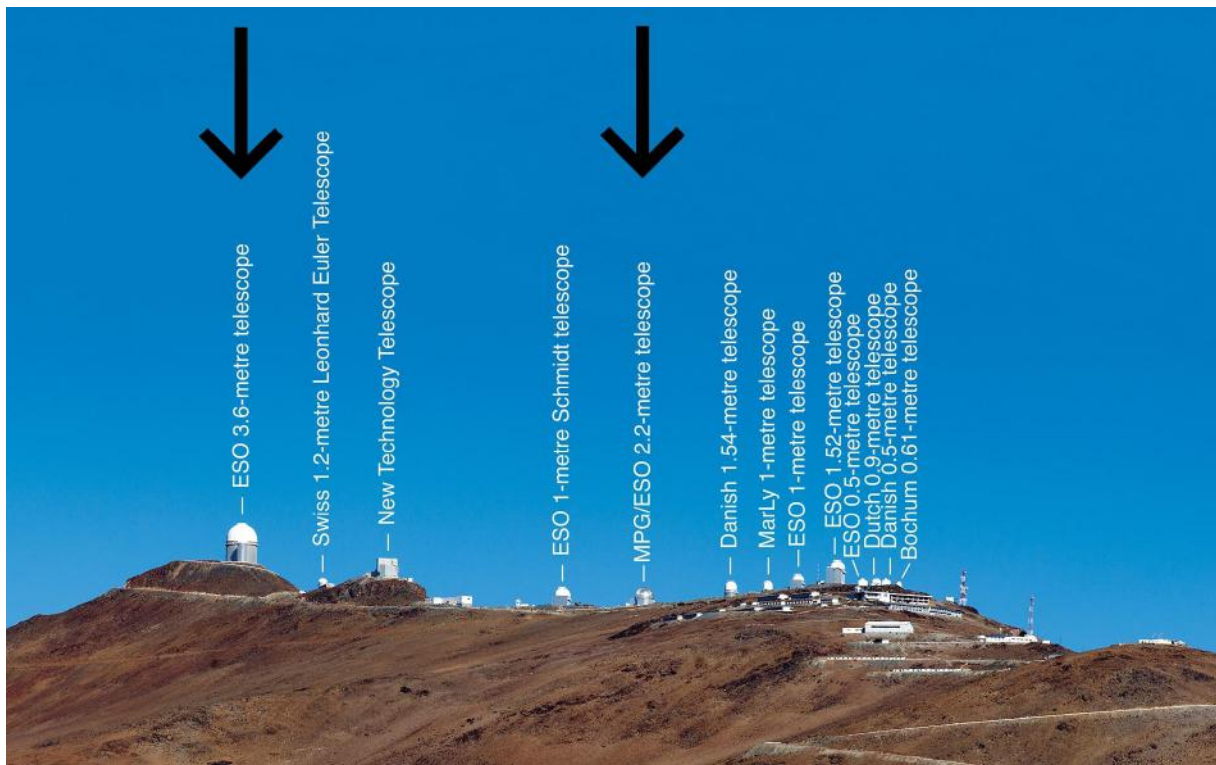


Figura 2.2: Imagem que mostra os telescópios de La Silla. Indicados pelas setas pretas estão os telescópios que abrigam os espectrógrafos utilizados na nossa análise. À esquerda, vemos o telescópio de 3,6 metros (onde está o HARPS) e à direita, o de 2,2 metros (onde está o FEROS). Crédito da imagem: ESO/José Francisco Salgado.

Europeu do Sul (ESO). O FEROS<sup>2</sup> está comissionado no telescópio de 2,2 metros, já o HARPS no de 3,6 metros (Fig. 2.3) e ambos espectrógrafos contemplam o intervalo de cobertura espectral proposto na nossa análise, entre 4500 Å e 6862 Å.

	FEROS	HARPS
Poder resolutor (R)	48.000	115.000
Cobertura espectral (Å)	3500 a 9200	3780 a 6910
Número de ordens <i>echelle</i>	39	72
Amostragem (pixeis/elemento espectral)	3,2	4,1
Tamanho do pixel ( $\mu m$ )	15	15
Precisão em velocidade radial (m/s)	$\sim 25$	$\sim 1$
CCD	EEV 2k $\times$ 4k	2 $\times$ EEV 2k $\times$ 4k

Tabela 2.1: Características dos instrumentos utilizados na nossa análise. Configuração do HARPS descrita em Anglada-Escudé & Butler (2012)

<sup>2</sup>O FEROS foi transferido do telescópio ESO-1,52m para o de MPG/ESO-2,2m em outubro de 2002. <http://www.ls.eso.org/sci/facilities/lasilla/instruments/feros/Projects/FEROS2to2.2/>



Figura 2.3: Invólucros dos espectrógrafos usados nesta análise. FEROS à esquerda e o HARPS à direita com sua câmara de vácuo aberta. Crédito das imagens: ESO.

De forma geral, embora o FEROS disponibilize à comunidade científica maior cobertura espectral em relação ao HARPS, este por sua vez possui maior poder resolutor (115.000 em comparação aos 48.000 do FEROS), estabilidade e colagem de ordens *echelle* mais suaves.

Apesar do lançamento do novo espectrógrafo caçador de exoplanetas ESPRESSO/ESO (*Echelle SPectrograph for Rocky Exoplanets and Stable Spectroscopic Observations*, Pepe et al. 2013, 2014), o HARPS se manterá como um instrumento bastante relevante por muitos anos, por conta do tempo de operação (desde outubro de 2003, completando 16 anos em 2019), base de dados bastante vasta, valiosa e acessível. Por ser o espectrógrafo de alta resolução mais utilizado no mundo e o maior caçador de exoplanetas da atualidade, utilizar o HARPS na nossa análise a torna mais relevante para comunidade astronômica. Sobretudo porque a precisão da detecção de um exoplaneta acompanha a determinação de parâmetros da estrela hospedeira, e ainda, para conhecermos as propriedades do planeta em si, precisamos também conhecer bem a

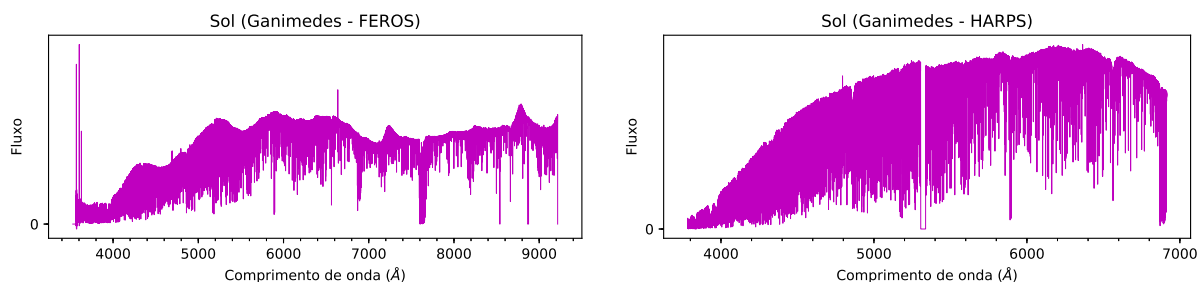


Figura 2.4: Espectros do Sol (via Ganimedes) obtidos no FEROS (esquerda) e HARPS (direita). Vemos as coberturas espectrais de cada instrumento e as diferenças na aparência do contínuo global devidas às particularidades de cada instrumento.



sua estrela.

O HARPS está num ambiente bastante controlado, numa câmara de vácuo com temperatura, umidade e pressão estáveis, o que o torna um instrumento muito estável ao longo do tempo. Além de possuir uma base de dados com interface bastante amigável, o HARPS conta com um processo de redução de dados instantâneo e de alta qualidade, o que proporciona aos seus espectros um contínuo estável também ao longo do tempo. Essa característica se traduz numa facilidade maior na normalização e abre uma porta para análises extremamente precisas como já mostradas na literatura (Monroe et al. 2013; Tucci-Maia et al. 2014; Galarza et al. 2016), já que é possível atingir altíssimas S/R via combinação desses espectros. Falaremos mais sobre combinação e S/R na próxima seção.

O FEROS, apesar de ser uma ferramenta bastante poderosa, apresenta alguns problemas inerentes ao seu *pipeline*<sup>3</sup> de redução e colagens de ordens *echelle*. Mostramos na Fig. 2.4 um exemplo bastante sintomático de como as amostragens, reduções e colagens de ordens são diferentes nos dois instrumentos. As observações feitas no FEROS precisam de um pouco mais de cuidado na normalização dos espectros para não perderem a coerência do contínuo global. Isso se traduz numa maior complexidade inerente ao maior tempo e esforço investidos no tratamento dos dados. Se esta particularidade do FEROS não é levada em consideração, podemos chegar a um resultado final de menor qualidade nas medidas das linhas se comparadas ao HARPS, visto que teremos maior incerteza na localização do seu contínuo físico real. Falaremos mais sobre esses cuidados e medidas no Capítulo 3. No entanto, o HARPS possui uma brecha de aproximadamente 33 Å em  $\lambda\lambda 5304\text{-}5337$  devido ao espaçamento entre seus dois CCDs. Esse intervalo espectral perdido pode ser visualizado na Fig. B.1 no Apêndice B.

### 2.2.2 Espectros FEROS

Em nossa análise utilizamos 12 espectros FEROS originais do nosso próprio grupo de pesquisa, já combinados em médias e corrigidos de velocidades radiais (Tabela 2.2) onde também descrevemos as respectivas razões sinal-ruído (S/R) para cada objeto analisado.

---

<sup>3</sup>A expressão *pipeline* de redução refere-se à sequência de algoritmos necessários para o tratamento espectral dos dados científicos através de um programa de computador.

Objeto	Espectros
18 Sco	5
Ganimedes	2
Vesta	1
HD 150248	2
HD 164595	1
HD 138573	1
HD 98649	2
HD 118598	1

Tabela 2.2: Espectros FEROS (já combinados) utilizados neste estudo.

Objeto	Espectros
18 Sco	14
Ganimedes	5
Vesta	5
HD 150248	5
HD 138573	5
HD 98649	1

Tabela 2.3: Espectros HARPS (individuais) utilizados neste estudo.

### 2.2.3 Espectros HARPS

Para seleção dos espectros HARPS, fizemos uma triagem na base de dados do ESO<sup>4</sup> à procura dos arquivos de ciência que já estavam abertos para uso da comunidade científica. Dentre estes, escolhemos os de maior S/R disponíveis. Para a estrela HD 98649 conseguimos apenas um espectro e as HD 164595 e HD 118598 não estavam disponíveis.

No Capítulo 3 mostramos como combinamos estes arquivos para chegar a espectros médios com a mesma lógica dos do FEROS. Isto é, para que os espectros HARPS tivessem valores de S/R parecidos com os mesmos objetos no FEROS tanto quanto possível. A tabela dos arquivos HARPS originais adquiridos para combinação e a identificação dos seus respectivos programas observacionais estão listadas na Tabela 2.3 do Apêndice A.

<sup>4</sup>[http://archive.eso.org/wdb/wdb/adp/phase3\\\_spectral/form](http://archive.eso.org/wdb/wdb/adp/phase3\_spectral/form) - Acessado em janeiro de 2018.

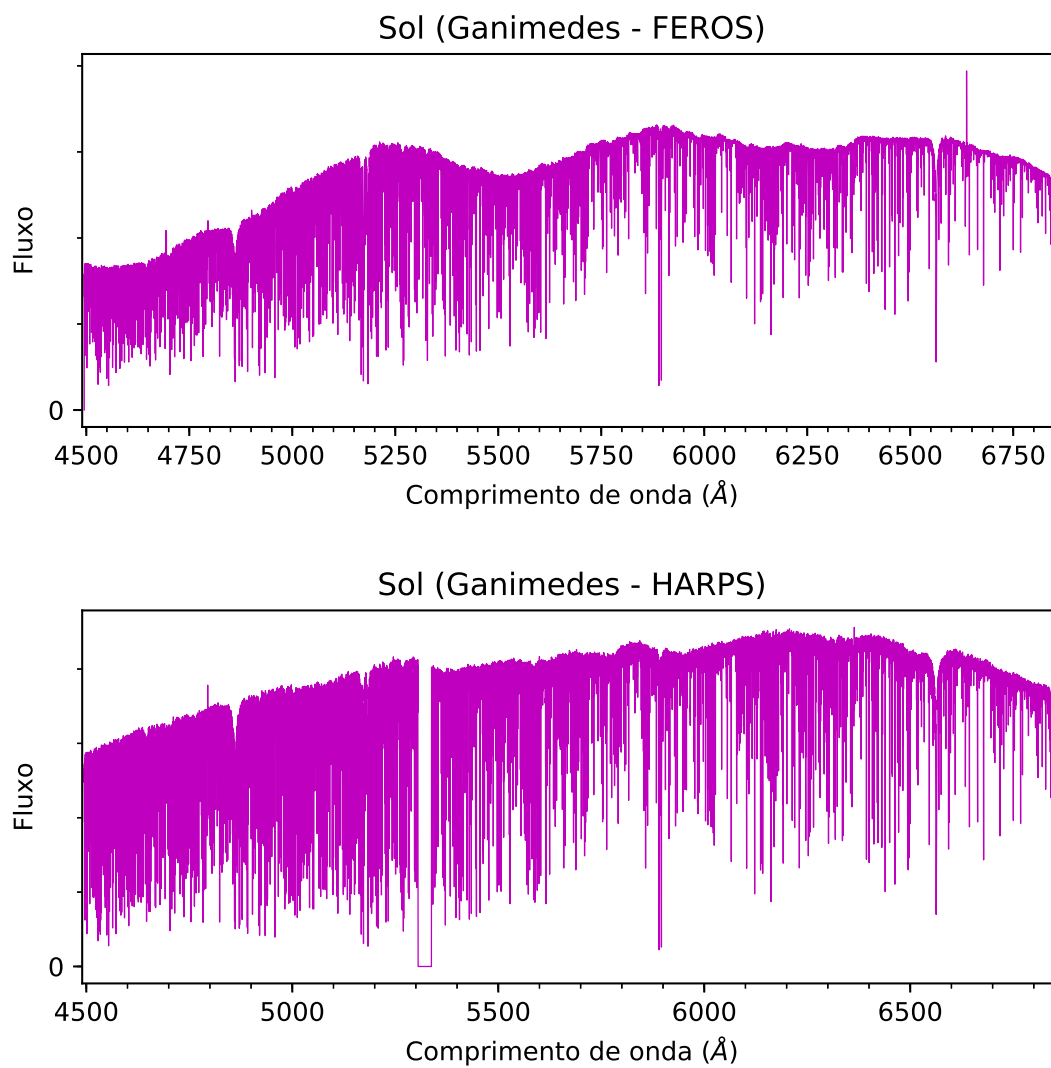


Figura 2.5: Espectros do Sol obtidos no FEROS (em cima) e HARPS (em baixo). Vemos em ambos apenas a cobertura espectral utilizada na nossa análise.



## Capítulo 3

---

### Tratamento dos dados

---

#### 3.1 Tratamento inicial dos espectros HARPS

Buscamos os espectros HARPS na sua base de dados do ESO e após aquisição de cada arquivo, fizemos uma análise exploratória inicial para atestar a sanidade dos dados. Abrimos cada espectro e comparamos visualmente com um espectro solar gabarito bastante conhecido e utilizado anteriormente pelo nosso grupo. Além disso, realizamos verificações individuais de marcadores de linhas espectrais clássicas. Após essa análise visual, iniciamos o processo de correção das velocidades radiais para cada arquivo através de um *script* em Python, usando as informações das CCFs (perfil de correlação cruzada) individuais calculadas pelo próprio HARPS. Os arquivos de CCF vêm juntamente com os arquivos de ciência adquiridos na base do ESO. Em seguida, realizamos as combinações de espectros usando a tarefa `scombine` do `pyRAF` tanto para minimizar defeitos por conta de dados defeituosos (como raios cósmicos, por exemplo) quanto para melhorar a amostragem de fótons. Estas combinações foram previamente mapeadas de forma que otimizassem cálculo da razão sinal-ruído dos arquivos finais. A fim de que a amostra de espectro combinados do HARPS tivesse a maior coerência possível com a amostra do FEROS, tentamos manter os valores de S/R parecidos entre os mesmos objetos no HARPS e FEROS, com exceção de um espectro da 18 Sco que propositadamente combinamos com S/R=1200.

Na equação 3.1 mostramos o cálculo da S/R dos espectros combinados. Para estimar a S/R das médias, usamos a S/R medida na ordem 50, que ficam em aproximadamente 5500 Å, ou seja, na metade da nossa região de interesse. Por exemplo, para combinar  $N = 2$  espectros, fazemos a média da S/R e multiplicamos pela raiz quadrada (já que combinamos apenas dois espectros neste exemplo). Se fosse  $N = 3$ , usaríamos uma raiz cúbica e assim por diante.

$$S/R_{\text{total}} = \langle S/R \rangle \times \sqrt{N} \quad (3.1)$$

## 3.2 Mapeando regiões espectrais de interesse

### 3.2.1 Regiões de contínuo

Inicialmente mapeamos as regiões de contínuo do espectro do Sol utilizando o atlas solar de Wallace et al. (2011) em conjunto com o de Kurucz et al. (1984). Mostramos um instantâneo desse processo na Fig. 3.1. Tendo definido estas regiões de contínuo solar, fizemos as decisões sobre as melhores regiões de interesse para cortes dentro da cobertura espectral disponível nos instrumentos utilizados.

Esse primeiro passo foi essencial para mantermos as bordas de cada corte ancoradas em pontos de contínuo durante a normalização, a fim de não perdermos a coerência com o contínuo global do espectro.

A normalização do contínuo é necessário para que possamos medir características geométricas das linhas. Pode-se argumentar que esse cuidado poderia ser dispensado em casos de análises puramente diferenciais entre estrelas tão parecidas entre si. Porém, nosso objetivo nas comparações vai além disso porque a ideia é mapear o impacto estatístico dessas pequenas diferenças, já que estamos utilizando várias estrelas em comparação com o Sol. Ou seja, usamos a vantagem da semelhança até certo ponto, porque podemos presumir semelhanças espectrais mais globais. Só que daí em diante, nos interessa a maximização das pequenas diferenças. Temos como meta uma análise de alta precisão, então, fazer esse procedimento cuidadoso de normalização é bastante coerente. Ademais, nossas análises comparativas usam valores absolutos das medidas tomadas nas linhas espectrais e não apenas seus valores diferenciais, como poderá ser visto nos Capítulos 4 e 5.

### 3.2.2 Regiões de exclusão

Cortamos os espectros FEROS em 16 regiões de interesse e os espectros HARPS em 8 regiões. Ao determinamos as regiões de exclusão do espectro, consideramos duas premissas:

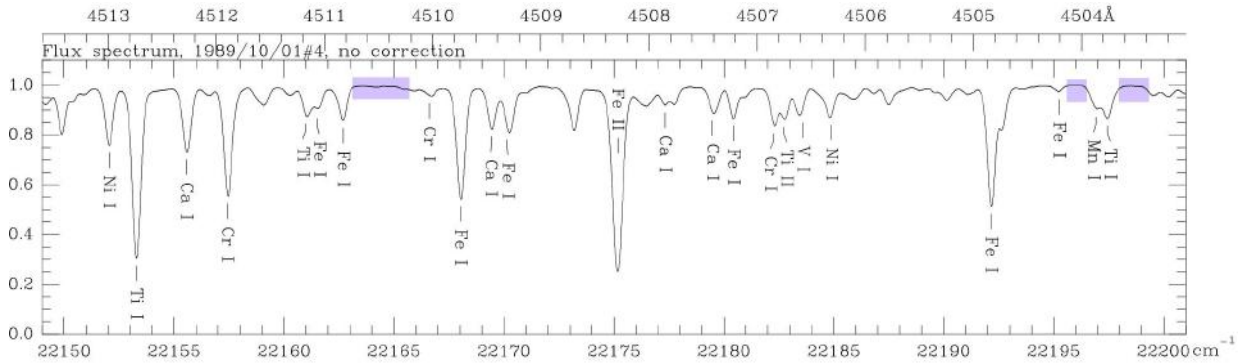


Figura 3.1: Trecho do atlas solar de Wallace et al. (2011). Os retângulos em lilás representam as regiões de contínuo encontradas no atlas solar para esta pequena região mostrada. Este procedimento foi feito manualmente ao longo de toda a cobertura espectral (4496 a 6867 Å) proposta nesta análise.

1. Premissa astrofísica: Evitar linhas muito fortes e com asas lorentzianas que rebaixam o contínuo. Evitar regiões densamente povoadas com linhas telúricas.
2. Premissa instrumental: Evitar a utilização de regiões do contínuo desfiguradas por características instrumentais (p.e. algoritmo de extração ou colagem de ordens *echelle* problemática, píxeis defeituosos, etc.).

Além disso, ao optarmos por cortar o espectro em regiões menores antes de normalizá-lo, ganhamos em troca o benefício de reduzir os graus de liberdade e as incertezas internas da análise. Também utilizamos funções contínuas e suaves de baixa ordem no processo de ajuste, tentando fazer com que os blocos não excedessem a casa dos 300 Å. A maior parte dos blocos dos espectros FEROS ficaram com menos de 150 Å. A decisão por cortar o FEROS em 16 blocos e o HARPS em apenas 8 blocos é explicada pelas premissas astrofísica e instrumental descritas anteriormente. Por conta da premissa instrumental, os espectros FEROS precisaram ser cortados em mais regiões que os espectros HARPS, o que era esperado devido às características individuais dos espectrógrafos descritas na Seção 2.2.1. Para decidir quais seriam as regiões de corte dos arquivos do HARPS, a mesma análise exploratória de dados feita no FEROS foi executada. Como o contínuo global do HARPS é bem mais estável e menos sujeito a erros de colagem de ordem, concluímos que não havia necessidade de cortar os espectros HARPS nos mesmos locais em que os espectros FEROS apresentavam problemas. Dessa forma, bastou que os espectros HARPS fossem cortados em 8 blocos, tendo a premissa 1 (astrofísica) sido predominante, já que esta exclui as regiões de linhas intensas caracte-

rísticas do espectro solar. A premissa instrumental do HARPS foi excluir o corte dos dois CCDs, ou seja, as premissas instrumentais foram individuais. Dessa forma, respeitamos as características de cada instrumento, não havendo necessidade de assumir regiões de cortes idênticas para os arquivos provenientes de espectrógrafos diferentes, desde que o contínuo global do espectro fosse preservado de forma bastante satisfatória.

Bloco	Início (Å)	Fim (Å)	Comentário (região de exclusão)
01	4496	4656	-
02	4708	4840	$\lambda\lambda 4840-4880$ ( $H\beta$ )
03	4892	5000	-
04	4994	5154	$\lambda\lambda 5157-5195$ (Tripleto do Mg I)
05	5194	5289	-
06	5273	5381	-
07	5357	5474	-
08	5454	5577	-
09	5593	5725	-
10	5710	5821	-
11	5800	5877	$\lambda\lambda 5885-5900$ (Linhas fortes de Na I)
12	6040	6208	-
13	6194	6351	-
14	6375	6492	$\lambda\lambda 6530-6600$ ( $H\alpha$ )
15	6612	6752	-
16	6727	6867	A partir de 6867 Å (Linhas telúricas)

Tabela 3.1: FEROS: As regiões utilizadas e excluídas nos espectros da nossa análise.

Durante a análise dos espectros HARPS, assim como dos espectros FEROS,

Bloco	Início (Å)	Fim (Å)	Comentário (região de exclusão)
01	4496	4840	$\lambda\lambda 4840-4880$ ( $H\beta$ )
02	4892	5154	$\lambda\lambda 5157-5195$ (Tripleto do Mg I)
03	5194	5305	Emenda dos CCDs entre 5306 e 5338 Å
04	5341	5577	-
05	5593	5877	$\lambda\lambda 5885-5900$ (Linhas fortes de Na I)
06	5950	6208	-
07	6194	6500	$\lambda\lambda 6530-6600$ ( $H\alpha$ )
08	6612	6867	A partir de 6867 Å (Linhas telúricas)

Tabela 3.2: HARPS: As regiões utilizadas e excluídas nos espectros da nossa análise.



utilizamos índices em maiúscula (A, B e C) para os objetos com mais de um espectro e o índice U para os de espectro único daquele objeto. Lembrando que, apesar da lógica de índices ser a mesma para os dois espectrógrafos, ter o mesmo índice não significa que os espectros são "idênticos". Ou seja, o espectro 18 Sco A do FEROS não é o mesmo espectro 18 Sco A do HARPS, obviamente. Esta nomenclatura com índices visa apenas enumerar os arquivos utilizados e não diz nada sobre semelhança ou qualquer outra possível conexão entre eles. A lista completa dos arquivos utilizados pode ser vista na Tabela A.2 do Apêndice A.

### 3.3 Espectros utilizados na análise

Ao fim da análise exploratória e tratamento dos dados, optamos por retirar da análise dois espectros FEROS da 18 Sco (B e C) por conta de trechos defeituosos que, se excluídos individualmente, prejudicariam a estatística de linhas. Mantivemos então três espectros médios da 18 Sco no FEROS, dois de Ganimedes, um de Vesta e um de cada candidata a gêmea solar: HD 150248, HD 164595, HD 118598, HD 138573 e HD 98649. Estes espectros já haviam sido combinados pelo nosso grupo de pesquisa anteriormente. Já para o HARPS, ficamos com 3 espectros médios da 18 Sco, tendo um deles sido combinado propositadamente para resultar numa S/R muito maior que a dos outros para a análise de repetibilidade da Seção ?? (18 Sco C, S/R=1200). Além disso, no HARPS obtivemos também dois espectros combinados de Ganimedes e dois de Vesta, bem como dois da HD 150248 e da HD 138573 e apenas um (o único disponível e por isso, não médio) da HD 98649. A lista final dos espectros combinados pode ser vista nas Tabelas 3.3 e 3.4.

### 3.4 Normalizações

Como dito, os espectros FEROS utilizados no nosso estudo são espectros bastante conhecidos e originais do nosso próprio grupo de pesquisa e portanto, já encontravam-se combinados e corrigidos de velocidades radiais. Para os espectros HARPS, utilizamos os arquivos disponíveis na base de dados do ESO (como descrito na Seção 2.2.3), corrigimos as velocidades radiais e prosseguimos a análise. Então de posse destes arquivos de espectros fizemos:

Objeto	Índice	Ano da observação	S/R
18 Sco	A	2007	524
18 Sco	D	2001	437
18 Sco	E	2010	548
Ganimedes	A	2007	530
Ganimedes	B	1999	381
Vesta	U	2010	453
HD 150248	U	2008	358
HD 164595	U	2001	388
HD 138573	U	2001	423
HD 98649	A	2001	391
HD 98649	B	1999	444
HD 118598	U	2001	363

Tabela 3.3: Lista final dos espectros FEROS. Os índices em maiúscula (A, B, C e U) diferenciam cada arquivo de espectro médio da análise e indicam a contagem da quantidade de espectros de cada objeto. Onde vemos A, D e E (no caso da 18 Sco) tínhamos inicialmente cinco espectros na análise, porém os de índice B e C mostraram-se bastante defeituosos, precisando ser removidos a fim de preservarmos a robustez estatística da amostra de linhas. Os de índice U são os de espectro único daquele objeto e instrumento.

Objeto	Índice	Ano da observação	S/R
18 Sco	A	2007	524
18 Sco	B	2009	504
18 Sco	C	2015	1200
Ganimedes	A	2007	524
Ganimedes	B	2007	350
Vesta	A	2011	351
Vesta	B	2014	438
HD 150248	A	2015	400
HD 150248	B	2015	480
HD 138573	A	2015	460
HD 138573	B	2016	380
HD 98649	U	2009	207

Tabela 3.4: Lista final dos espectros HARPS. Da mesma forma que a Tabela 3.3, os índices em maiúscula (A, B, C e U) diferenciam cada arquivo de espectro médio da análise e indicam a contagem da quantidade de espectros de cada objeto.

1. Corte das regiões de interesse divididas em 16 blocos para o FEROS (Tabela 3.1) e 8 blocos para o HARPS (Tabela 3.2).
2. Normalização do contínuo de cada bloco de forma sequencial, ou seja, ao realizar a normalização do bloco 01, optamos por fazer todas as nor-

malizações dos blocos 01 de todos espectros FEROS sequencialmente, a fim de manter coerência e memória de curto prazo aguçadas. O mesmo para o HARPS. Mais sobre essa estratégia sequencial será mostrado na Seção 4.2.

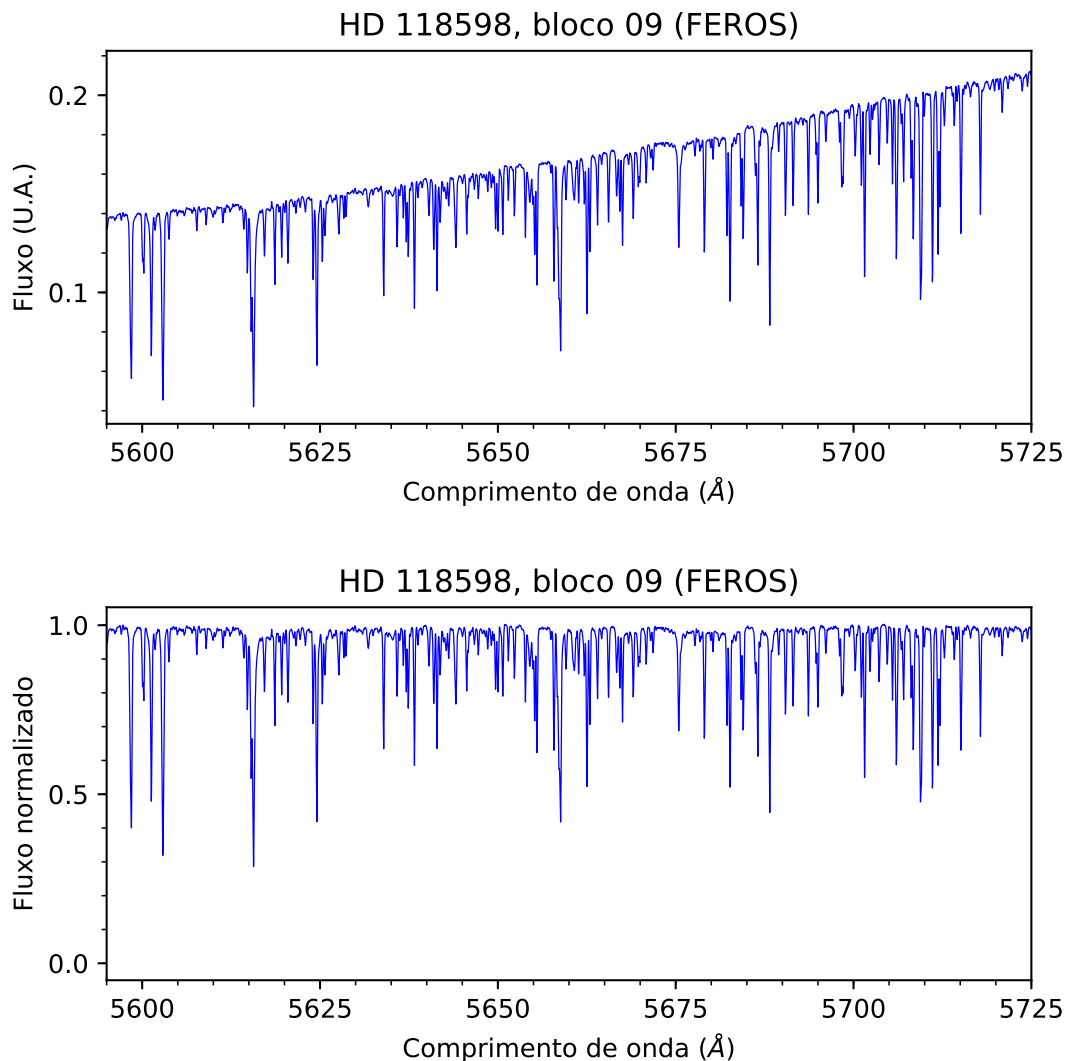


Figura 3.2: Pequeno trecho do espectro da estrela HD 118598 (FEROS) antes de ser normalizado (superior) e depois da normalização (inferior).

Podemos ver um exemplo do resultado da normalização FEROS na Fig. 3.2. No painel superior vemos o bloco 09 do espectro da HD 118598 antes de ser normalizado e no inferior, vemos o espectro após a normalização. Todo o processo de aquisição e tratamento dos dados foi sumarizado na Fig. 3.3.

Procedimento/Espectros	<b>FEROS</b>	<b>HARPS</b>
Busca	-	Busca pelos espectros das candidatas a gêmeas na base de dados ESO.
Aquisição	Tranferência de dados interna no grupo de pesquisa.	Aquisição via internet dos arquivos da base de dados ESO.
Tratamento inicial	Análise exploratória dos espectros, conferência de sanidade dos dados.	Análise exploratória dos espectros, conferência de sanidade dos dados.
	-	Cálculo e correção das velocidades radiais de cada espectro.
	-	Corte dos espectros nos limites de análise do nosso estudo (4500-6872 Å)
	-	Combinação de espectros usando tarefa <code>scombine</code> do IRAF
Busca por regiões de contínuo usando o atlas solar como apoio	Mapeamento das regiões de interesse e exclusão de acordo com as características dos espectros.	Mapeamento das regiões de interesse e exclusão de acordo com as características dos espectros
Preparo para normalização	Corte dos blocos (16).	Corte dos blocos (08).
Tratamento final	Normalização sequencial de cada bloco.	Normalização sequencial de cada bloco.
	Comparação dos espectros entre si para detectar possíveis inconsistências de contínuo.	Comparação dos espectros entre si para detectar possíveis inconsistências de contínuo.

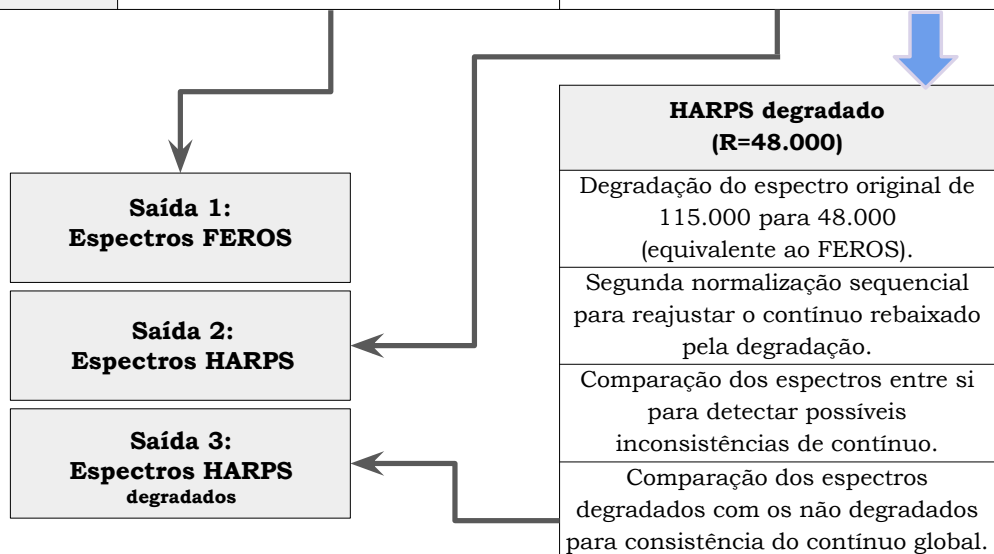


Figura 3.3: Resumo do processo de aquisição e tratamento dos dados no nosso estudo.

## Capítulo 4

---

### Medição das linhas espectrais

---

#### 4.1 Definindo os parâmetros analisados

##### 4.1.1 Grandezas empíricas

A maioria das informações que adquirimos sobre as composições químicas e os parâmetros atmosféricos das estrelas provém de características de absorção espectral, tanto de bandas moleculares, quanto de linhas atômicas. Uma das técnicas mais poderosas e bem compreendidas para desembaraçar a abundância química, por exemplo, dos efeitos da temperatura e da gravidade nas características de absorção, emprega medidas de larguras equivalentes. Estas medidas representam, matematicamente, efeitos físicos.

Utilizamos na nossa análise o ajuste de perfis gaussianos simples às linhas espectrais e os parâmetros aqui descritos se referem a esta distribuição. Objetivamente, são três as grandezas empíricas que nos interessam neste primeiro momento:

- Largura equivalente (EW)
- Largura à meia altura (FWHM)
- Profundidade ( $d_r$ )

A definição matemática da EW pode ser vista na Eq. 4.1 onde  $F_{\text{cont}}$  refere-se ao fluxo no contínuo e  $F(\lambda)$  ao fluxo no intervalo de comprimento de onda:

$$\text{EW} \equiv \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{[F_{\text{cont}} - F(\lambda)]}{F_{\text{cont}}} d\lambda \quad \text{ou} \quad \text{EW} \equiv \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} 1 - \frac{F(\lambda)}{F_{\text{cont}}} d\lambda. \quad (4.1)$$

Sua interpretação geométrica pode ser vista na Fig. 4.1 onde o retângulo preenchido equivale a uma linha completamente escura, ou seja, que absorve

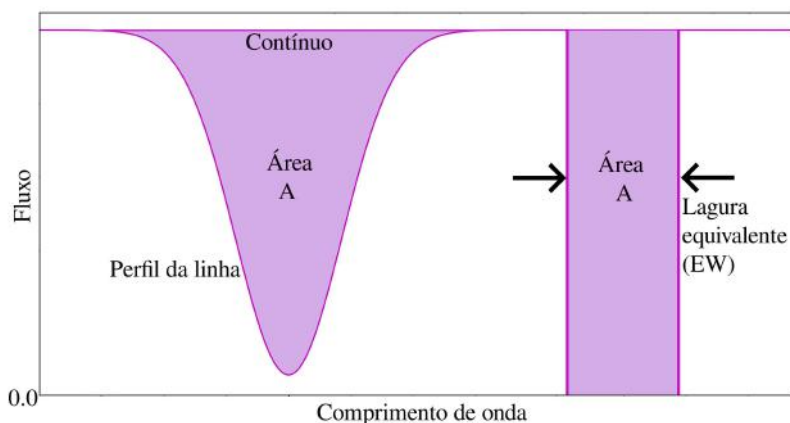


Figura 4.1: Interpretação geométrica da largura equivalente (EW): a largura de um retângulo (direita) com a mesma área da linha de absorção real (esquerda).

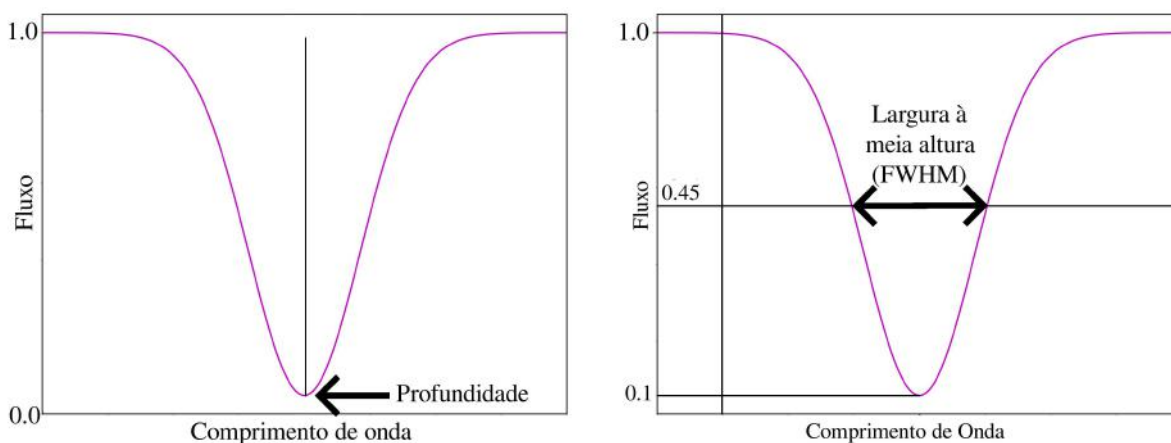


Figura 4.2: À esquerda, vemos os conceitos de profundidade ( $d_r$ ) da linha e à direita, a largura à meia altura (FWHM).

toda a energia dentro de seu perfil. A equação matemática para a FWHM do perfil gaussiano é definida por:

$$\text{FWHM} \equiv 2\sigma\sqrt{2 \ln(2)} \quad , \text{ onde } \sigma \text{ é o desvio padrão da gaussiana.} \quad (4.2)$$

Na Fig. 4.2 mostramos interpretações geométricas da FWHM bem como a da  $d_r$ .

#### 4.1.2 Espécies químicas selecionadas

Utilizamos na nossa análise elementos do pico do ferro, processo-s e elementos alfa: Ca I, Sc I, Sc II, Ti I, Ti II, V I, Cr I, Cr II, Mn I, Fe I, Fe II, Ni I, Co I, Y I e Y II, totalizando quinze espécies das quais cinco são íons. A lista de

linhas candidatas foi selecionada a partir de Porto de Mello (1996) e da Silva et al. (2012), podendo ser consultada na Tabela A.1 do Apêndice A.

Nossa escolha por estas espécies se baseou no fato delas estarem bem representadas em quantidade (com exceção do Y e Sc) ao longo de toda a cobertura espectral proposta no estudo, o que nos proporciona um argumento estatístico robusto. Este critério eliminou algumas espécies mais leves que o Cu, como C, Na e Mg. Demos preferência, majoritariamente, às linhas não mescladas e com perfil gaussiano bastante evidente.

## 4.2 Medidas manuais das linhas

Tomar medidas manuais de linhas é um método bastante comum que consiste em analisar visualmente de forma sequencial cada linha disponível na cobertura espectral. A partir desta análise visual, são ajustadas gaussianas aos perfis de cada linha espectral. Os métodos de medições manuais de larguras equivalentes são usados há décadas na espectroscopia. Atualmente, um dos procedimentos padrão para obter essa medida é utilizar rotinas numéricas interativas no IRAF<sup>1</sup>.

### 4.2.1 Procedimento: Medidas manuais (IRAF)

Realizamos medidas individuais das linhas utilizando a rotina interativa *plot* do IRAF. Marcamos dois pontos de contínuo nos lugares escolhidos via posicionamento do *mouse* e teclando *k* ajustamos uma gaussiana única ao perfil da linha, como pode ser visualizado na Fig. 4.3.

Para minimizar erros diferenciais de contínuo e possível identificação equivocada da linha a ser medida, realizamos a medição de cada linha da lista (Tabela A.2 do Apêndice) de forma sequencial. Por exemplo, ao medirmos a linha 4523,4 Å (Fe I) abrimos um dos espectros da amostra, realizamos a medida **apenas** desta linha e fechamos este espectro. Em seguida abrimos outro espectro da amostra e novamente medimos **apenas** esta linha. O mesmo procedimento foi feito para todas as linhas (Tabela A.1) e em todos os espectros FEROS da amostra. Dizemos que este procedimento cuidadoso minimiza possíveis erros diferenciais de contínuo porque ao realizarmos todas as medidas de

---

<sup>1</sup>IRAF é a sigla de *Image Reduction and Analysis Facility* e consiste numa ampla coleção de *softwares* para uso geral em redução e análise de dados científicos. O IRAF foi desenvolvido e é mantido pelo *National Optical Astronomy Observatory*, em Tucson, Arizona, EUA.

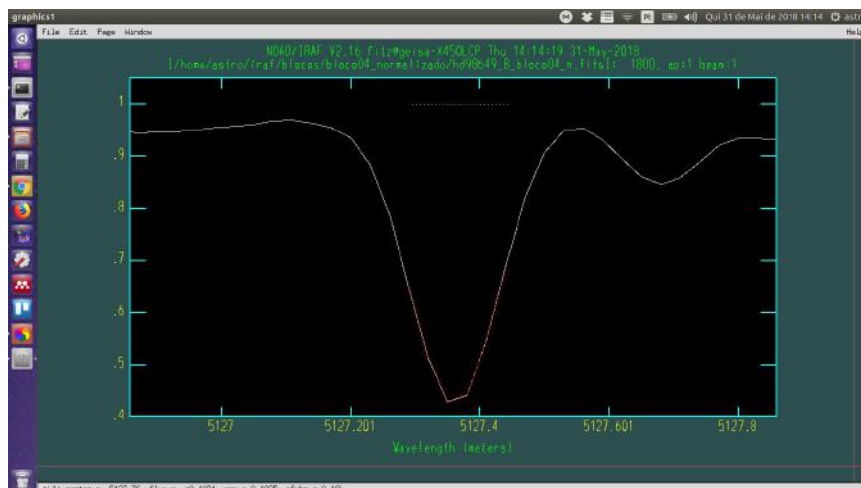


Figura 4.3: Um instantâneo da tela com uma linha sendo medida manualmente via IRAF. O traçado verde mostra o contínuo que foi arbitrado visualmente e o perfil vermelho tracejado ajusta a gaussiana ao perfil da linha.

uma mesma linha em todos os espectros da amostra seguidamente, tendemos a uma maior consistência sobre onde se deve posicionar o ponteiro do *mouse* durante a medida. Por estarmos usando nossa memória de curto prazo, garantimos que nosso julgamento na escolha da posição do contínuo esteja menos sujeita a subjetividades e as medidas tornam-se potencialmente mais precisas.

Como se pode imaginar, tomar as medidas dessa forma é uma tarefa demorada e minuciosa. Por isso, com objetivo de otimizar o processo das medições manuais, construímos um *script* utilizando a linguagem de programação Python (via *pyRAF*) para abrir e fechar janelas específicas dos espectros nas mesmas regiões, a fim de tomarmos as medidas das linhas como descrito no parágrafo anterior. Este *script* fez apenas otimizar o trabalho manual de abrir e fechar os espectros nas regiões certas, de forma seguida e ordenada, não interferindo em nenhum aspecto da medição das linhas em si. Cada medida de linha gerou um arquivo de registro no formato *splot.log* onde ficaram gravadas as nossas informações de interesse: EW, FWHM e  $d_r$ .

Utilizando o método descrito, totalizamos cerca de 4530 gaussianas medidas e ajustadas manualmente, sem contar as inúmeras tentativas de ajustes insatisfatórios ao longo do processo que foram descartadas.



## 4.3 Medidas automáticas das linhas

### 4.3.1 Motivação para comparar medidas manuais e automáticas

Como dito na Seção 4.2, o procedimento clássico para realizar medidas de linhas é feito de forma manual através do IRAF. Dependendo do volume de dados de um estudo, essa tarefa pode ser demorada e cansativa, além de restritiva no sentido de limitar a quantidade de dados analisados frente ao tempo operacional necessário. Com o advento de grandes levantamentos modernos e a chegada de instrumentos de alta resolução, novos dados vêm sendo fornecidos de forma acelerada à comunidade científica. Há uma demanda intrínseca de se analisar uma quantidade cada vez maior de objetos astronômicos em tempo recorde e de forma competitiva. Estamos na era do *big data*. A pergunta que nos fazemos é: quão mais eficiente é tomar medidas de linhas espectrais de média intensidade de forma manual frente a forma automática? Até onde vale o tempo, recursos energéticos e operacionais despendidos em medidas manuais? Nossa ideia é tentar entender a que nível estatístico a diferença entre os dois tipos de medidas é relevante para o caso de gêmeas solares. Dessa forma, podemos contribuir com a otimização e avanço de futuras análises espectroscópicas onde se demande alta precisão. Também pretendemos fornecer embasamento e justificativa estatísticos para a escolha pela medida automática, quando esta for aplicável. Daqui em diante, usaremos a distinção entre os tipos de medidas para os espectros FEROS:

- Para medidas manuais  $\rightarrow$  mm
- Para medidas automáticas  $\rightarrow$  ma

Dentro desse contexto, buscamos utilizar espectros do Sol e de candidatas a gêmeas solares (além da gêmea solar 18 Sco) a fim fornecer diretrizes para tentarmos responder algumas dessas perguntas.

### 4.3.2 A ferramenta de análise massiva iSpec

O iSpec de Blanco-Cuaresma et al. (2014) foi a ferramenta de análise escolhida para tomada das medidas automáticas das linhas. Além das medições de EW, FWHM e  $d_r$ , ela contempla outra série de funcionalidades para o tratamento e análise de espectros: a remoção de raios cósmicos, normalização de contínuo, degradação de resolução, determinação e correção de velocidade radial,

identificação de linhas telúricas, re-amostragem, além do cálculo de abundâncias químicas e parâmetros atmosféricos, podendo-se utilizar diversas listas de linhas, catálogos e modelos de atmosferas estelares.

Nossa escolha pelo iSpec deve-se a dois motivos mais simples. O primeiro foi o contato com os resultados preliminares obtidos por Tucci-Maia et al. (2019), onde além do iSpec, foram analisadas outras duas famosas ferramentas automáticas: ARES (Sousa et al. 2007) e DAOSPEC (Stetson & Pancino 2008). No trabalho citado, dentre as três ferramentas, o iSpec foi o que obteve melhores resultados na comparação entre medidas manuais e automáticas para as estrelas 16 Cygni A e B. O segundo motivo foi a facilidade de acesso, *download*, instalação e manuseio do iSpec. Os outros dois aplicativos mencionados requisitam mais passos intermediários para serem instalados e utilizados pela comunidade astronômica, sendo alguns bem burocráticos. No caso do DAOSPEC é necessário enviar via fax aos autores um termo de utilização assinado<sup>2</sup>. Neste aspecto, o iSpec tem grande vantagem, tanto pela facilidade de *download* e instalação (diretamente de um website<sup>3</sup> mantido pelo autor), bem como por apresentar uma interface bastante amigável ao usuário.

### 4.3.3 Procedimento: Medidas automáticas

Assim como as medidas manuais, as medidas automáticas tomadas via iSpec também foram cuidadosamente tratadas. Utilizamos exatamente os mesmos arquivos de espectros das medidas manuais, normalizados durante a etapa de tratamento de dados, ou seja, a única diferença entre as duas medidas será, de fato, a forma como ela é feita: manual ou automaticamente.

Dentro do aplicativo:

- Abre-se o bloco de espectro desejado em `Files > Open spectra`.
- Com o arquivo aberto e espectro mostrado na tela, escolhemos `Operations > Find line masks`.
- Na nova janela aberta, fornecemos a lista de espécies químicas de interesse (`Ca 1, Co 1, Cr 1, Cr 2, Fe 1, Fe 2, Mn 1, Ni 1, Sc 1, Sc 2, Ti 1, Ti`

---

<sup>2</sup><http://www.arcetri.astro.it/~pancino/daospec.html>. Acessado em junho de 2018.

<sup>3</sup><https://www.blancocuaresma.com/s/iSpec>. Acessado em junho de 2018.

2,Y 1,Y 2) digitamos a resolução do nosso espectro (48000) e marcamos a opção `Check derivatives before fitting` para que a segunda e terceira derivadas sejam usadas para melhorar o ajuste ao início e ao fim das máscaras de linha<sup>4</sup>.

- Ao confirmar a operação, com apenas um clique, as gaussianas individuais são ajustadas à todas as linhas selecionadas daquele bloco, como pode ser visto na Fig. 4.4. As medidas tomadas são gravadas num arquivo de texto formatado em tabela.

Como descrito, este processo precisa ser realizado individualmente para cada bloco de cada espectro analisado, ou seja, como esta parte da análise contemplou 12 espectros FEROS com 16 blocos cada e 12 espectros e HARPS com 8 blocos cada, efetuamos o procedimento pelo menos 288 vezes, totalizando cerca de 4500 linhas medidas de forma automática no FEROS e mais 4500 linhas medidas no HARPS.

Todas as medidas foram tomadas de forma a evitarmos um possível viés de priori, ou seja, todas as linhas foram medidas de forma "cega", sem o conhecimento ou qualquer comparação prévia ou concomitante com valores esperados para cada linha. Todas as medidas foram tomadas desta forma e apenas posteriormente, já de posse das tabelas completas das medidas, é que partimos para analisar seus valores de forma individual e coletiva. A seguir detalhamos estes procedimentos.

## 4.4 Testes de sanidade das linhas

Os mecanismos de alargamento de linhas espectrais podem ser causados por vários processos físicos e é através da interpretação do perfil alargado da linha que podemos deduzir algumas características da fonte de radiação.

### 4.4.1 Teste 0: Significância estatística das larguras equivalentes (EWs)

Sabemos que as linhas mais fracas da nossa amostra podem sofrer grande influência de pequenos erros de contínuo, normalização e medida. Então, precisamos estabelecer um critério de corte para eliminar as linhas que, por conta desses efeitos, possam apresentar comportamento incompatível com a expectativa teórica, como descrito anteriormente.

---

<sup>4</sup>Veja mais em: <https://www.blancocuaresma.com/s/iSpec/manual/usage/lines>

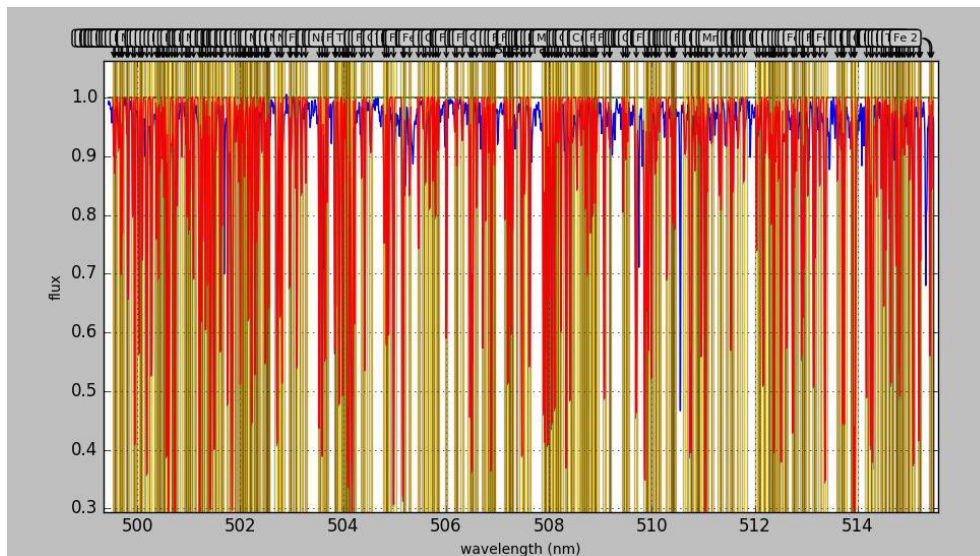


Figura 4.4: Exemplo da tomada de medidas via iSpec. Na tela, mostra-se um bloco de 5000 a 5150 Å de um espectro FEROS da estrela HD 98649 A. A linha em azul é o próprio espectro quase que totalmente coberto pelas gaussianas (em vermelho) ajustadas às linhas espectrais. As marcações em amarelo são as chamadas regiões da linha, como pode ser visto ampliado à direita da figura 4.5

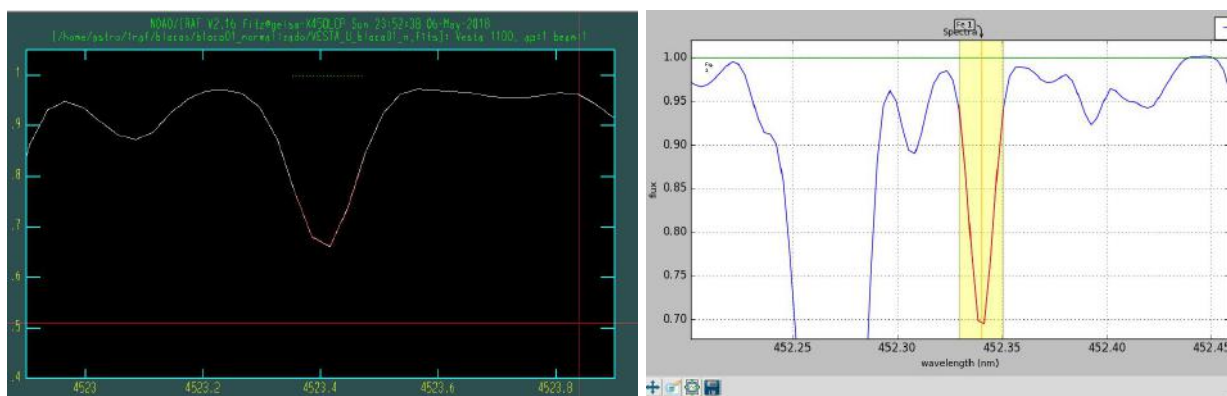


Figura 4.5: Comparação visual da mesma linha – 4523,4 Å (Fe I) – no espectro FEROS de Vesta na medida no IRAF (à esquerda) e no iSpec (à direita) com ampliação.

Para o cálculo de incerteza das nossas medidas de EW, usamos dois espectros da 18 Sco, nosso principal objeto de estudo. Escolhemos espectros FEROS para garantir que esse seria o maior erro cometido nas medidas de EW, já que este possui a menor resolução e menor estabilidade, considerando as questões mencionadas na Seção 2.2.1.

Fizemos então a comparação das medidas de EW em dois espectros distintos (Fig. 4.6) usando ajuste de mínimos quadrados, ou do inglês *ordinary least squares*, daqui em diante chamado de OLS<sup>5</sup>. A premissa é que essas medidas

<sup>5</sup>OLS é uma técnica de otimização matemática que procura encontrar o melhor ajuste para um conjunto de dados tentando minimizar a soma dos quadrados das diferenças entre o valor estimado e os dados observados. Para saber mais sobre técnicas de regressão linear, consulte Lorenzo-Oliveira (2011)

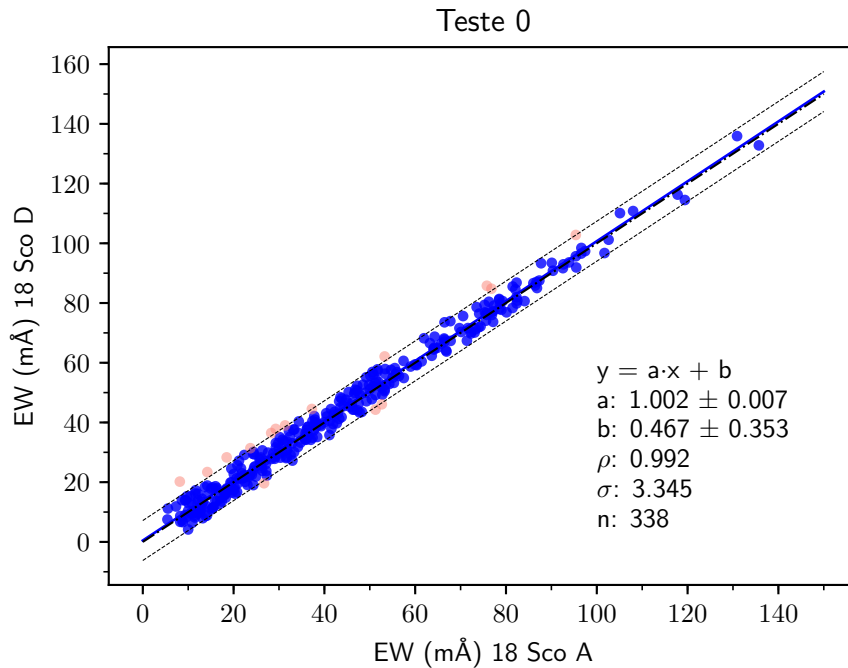


Figura 4.6: A comparação das medidas de EW em dois espectros FEROS da 18 Sco. O parâmetro  $\sigma=3,345$  mÅ mostrado é a dispersão das medidas em torno do ajuste de mínimos quadrados (OLS).

deveriam ser idênticas, já que comparamos espectros médios do mesmo objeto no mesmo espectrógrafo e que foram analisados pela mesma pessoa e sob os mesmos vieses subjetivos. Então, tomamos a dispersão da distribuição das medidas comparadas, lançando mão das seguintes hipóteses:

- Supomos os níveis de erro idênticos nos dois eixos (x e y).
- Supomos os erros de medida independentes.

Se ambas hipóteses são verdadeiras, podemos utilizar a incerteza do ajuste de mínimos quadrados ( $\sigma_{\text{OLS}}$ ) para estimar a incerteza representativa das medidas de EW do nosso trabalho. De acordo com esse raciocínio:

$$\sigma_{\text{OLS}}^2 = \sigma_x^2 + \sigma_y^2 \quad (4.3)$$

Como assumimos nível de incerteza idêntico em x e y:

$$\sigma_{\text{OLS}}^2 = 2\sigma_x^2 \quad \therefore \quad \sigma_x = \sqrt{\frac{\sigma_{\text{OLS}}^2}{2}} \quad (4.4)$$

Com o valor de  $\sigma_{\text{OLS}} = 3,345$  mÅ (mostrado na Fig. 4.6), temos que:

$$\sigma_x \approx 2,36 \text{ m\AA} \quad (4.5)$$

Usamos então o critério de  $2\sigma_x$  para estimar o limite inferior para um ajuste estatisticamente significativo das gaussianas às linhas espectrais:

$$2\sigma_x = 4,73 \text{ m\AA} \approx 5 \text{ m\AA} \quad (4.6)$$

Dessa forma, eliminamos todas as linhas com larguras equivalentes menores que  $5 \text{ m\AA}$ . Esse critério também se justifica pelo fato das linhas mais fracas serem muito sensíveis a erros de contínuo e de normalização, podendo contribuir de forma indesejada na incerteza final nos nossos resultados.

Cada medida de linha foi estatisticamente testada para avaliarmos se seu comportamento está coerente com os efeitos físicos esperados. Nosso primeiro passo foi considerar as intensidades das linhas como critério individual, ou seja, suas EWs. Após a eliminação de linhas com baixa significância estatística, realizamos dois testes estatísticos para remover as linhas que apresentaram comportamentos incompatíveis com a expectativa teórica por apresentarem desvio sistemático, ou estarem afetadas por erros aleatórios (p.e. ruído fotônico).

De forma semelhante ao critério de corte das linhas muito fracas, precisamos nos perguntar se existe também um corte para linhas mais intensas, já que optamos por usar ajustes gaussianos aos perfis das linhas espectrais. Os perfis reais das linhas nas fotosferas estelares são de Voigt, convolução entre os perfis alargados termicamente nas fotosferas, que são gaussianos, com os perfis alargados por mecanismos de amortecimento, que são lorentzianos, perfazendo um perfil de Voigt (desde que rotação e macroturbulência não sejam importantes). O perfil instrumental é admitido como gaussiano, e sendo mais largo que o perfil físico da linha, domina a função matemática de alargamento, e os perfis observados se tornam gaussianos a menos das asas das linhas mais intensas, que não podem ser bem ajustadas por gaussianas. Os três perfis são mostrados na Fig. 4.7. Essa é a razão pela qual as linhas mais intensas não são bem ajustadas por gaussianas, e mais a frente (Seç. 4.4.3) também testaremos como as nossas linhas se comportam num diagrama  $\text{FWHM}/\lambda$  por EW, onde as linhas mais intensas tendem a ser ajustadas por FWHMs maiores.

Para linhas de baixa e média intensidade, o perfil de Voigt pode ser aproximado a um perfil gaussiano sem prejuízo nos resultados obtidos. Esse limite de aproximação depende da resolução do instrumento utilizado na análise. Para

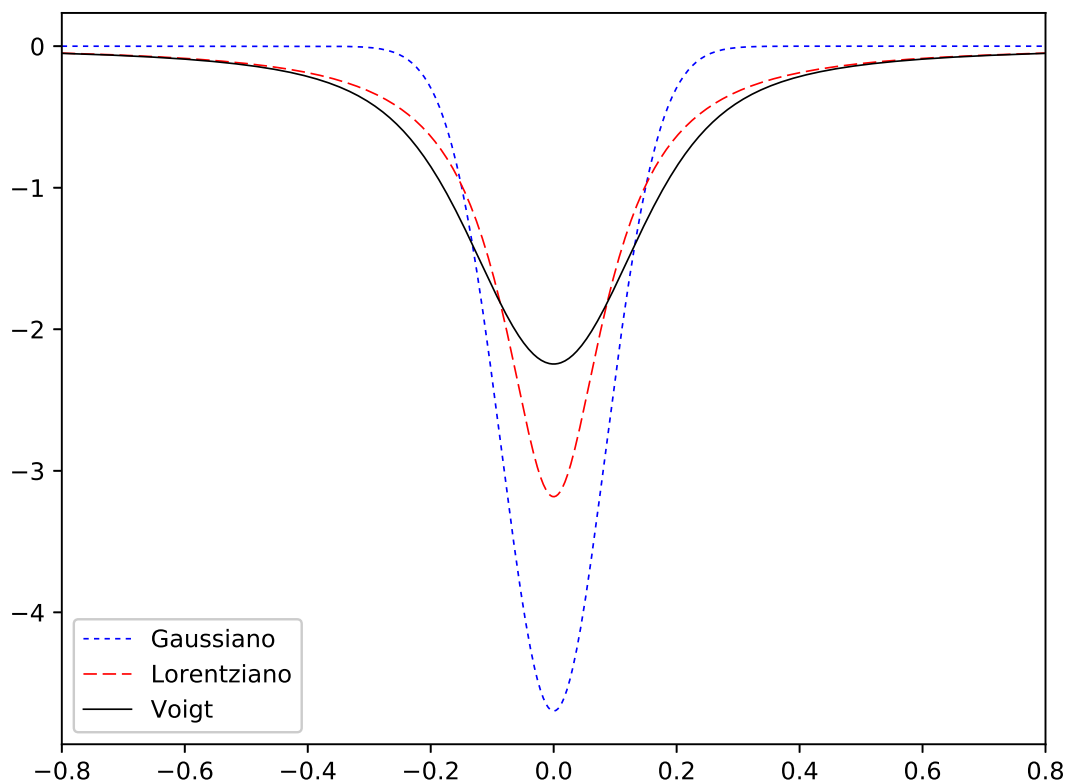


Figura 4.7: Perfis gaussiano, lorentziano e de Voigt.

espectrógrafos de menor resolução (como FEROS se comparado ao HARPS) o limite em que podemos aproximar o perfil de linha a uma gaussiana é maior, já que o instrumento tem menor capacidade de ler o perfil real na convolução devido a limitação instrumental.

Então, precisamos fazer algumas considerações para estimar esse limite de intensidade para que as nossas medidas tomadas através do perfil gaussiano estejam menos sujeitas a problemas de ajuste. Para isso, realizamos um teste bastante simples: utilizando a linguagem de programação Python, estimamos até onde o ajuste da gaussiana ao perfil da linha poderia ser considerado visualmente de qualidade. Ajustamos gaussianas sobre linhas de diferentes intensidades e ao longo de toda cobertura espectral da nossa análise para fazer esta inspeção visual. Mostramos na Fig. 4.8 alguns resultados gráficos obtidos. Em suma, testamos quão bem uma gaussiana poderia ser ajustada para linhas de intensidade entre 60 e 135  $\text{m}\text{\AA}$  (nossa linha mais intensa medida) com  $R=115.000$  (HARPS).

Encontramos que linhas a partir de 110  $\text{m}\text{\AA}$  começam a sofrer uma pequena queda na qualidade visual do ajuste. Já as linhas com 100  $\text{m}\text{\AA}$  ainda

permanecem com ajuste visual bastante satisfatório, mostrando as duas distribuições superpostas de forma convincente. Como estamos lidando com dois espectrógrafos de resoluções diferentes, os perfis de alargamento instrumental são diferentes. Por conta disso, optamos por usar o valor de 100 mÅ como limite superior para nossa lista de linhas a fim de cobrir o limite máximo com boa margem de segurança em interseção nos dois espectrógrafos.

Após passar pelo Teste 0, ou seja, a seleção de linhas entre 5 e 100 mÅ, podemos ter uma visão das diferenças nas listas de linhas dos dois tipos de medidas (manual e automática). As medidas manuais resultaram num número maior de linhas aprovadas, se comparadas as listas de linhas de medidas automáticas. No entanto, isso não significa que as mais linhas `mm` foram aprovadas no Teste 0 do que as linhas `ma`. Essa diferença é originada antes dos nossos testes, ainda na fase de tomada de medidas e pode ser explicada pela incerteza do algoritmo ao buscar o centroide da linhas de forma automatizada, o que não acontece durante as medidas manuais. Obtivemos números finais de linhas medidas para cada espectro como mostrado na Tabela 4.1. Após rodar o Teste 0 para as medidas FEROS, somando todos os espectros, ficamos com 4025 linhas `mm` e 3779 linhas `ma`. Já para o HARPS, 3294 linhas ficaram dentro dos limites estabelecidos, enquanto no HARPS degradado foram 3100 linhas (Tabela 4.2).

#### 4.4.2 Modalidades

Lembrando que quando for mencionado FEROS seguido de "mm" (FEROS `mm`) nos referimos a medidas de linhas dos espectros FEROS feitas manualmente. Já para FEROS seguido de "ma" (FEROS `ma`) as medidas foram feitas automaticamente via iSpec. Para todos os espectros HARPS as medidas são automáticas, de modo que não usamos a distinção de `mm` e `ma` para eles. Ou seja, se mencionamos espectros HARPS, sempre nos referimos a medidas automáticas.

Sobre os espectrógrafos, é importante frisar que ao mencionarmos medidas FEROS, todos os espectros foram usados em sua resolução original (R=48.000), tanto para `mm` quanto para `ma`. Já para o HARPS há a distinção entre o HARPS original (R=115.000) ou HARPS degradado (R=48.000) da seguinte forma:



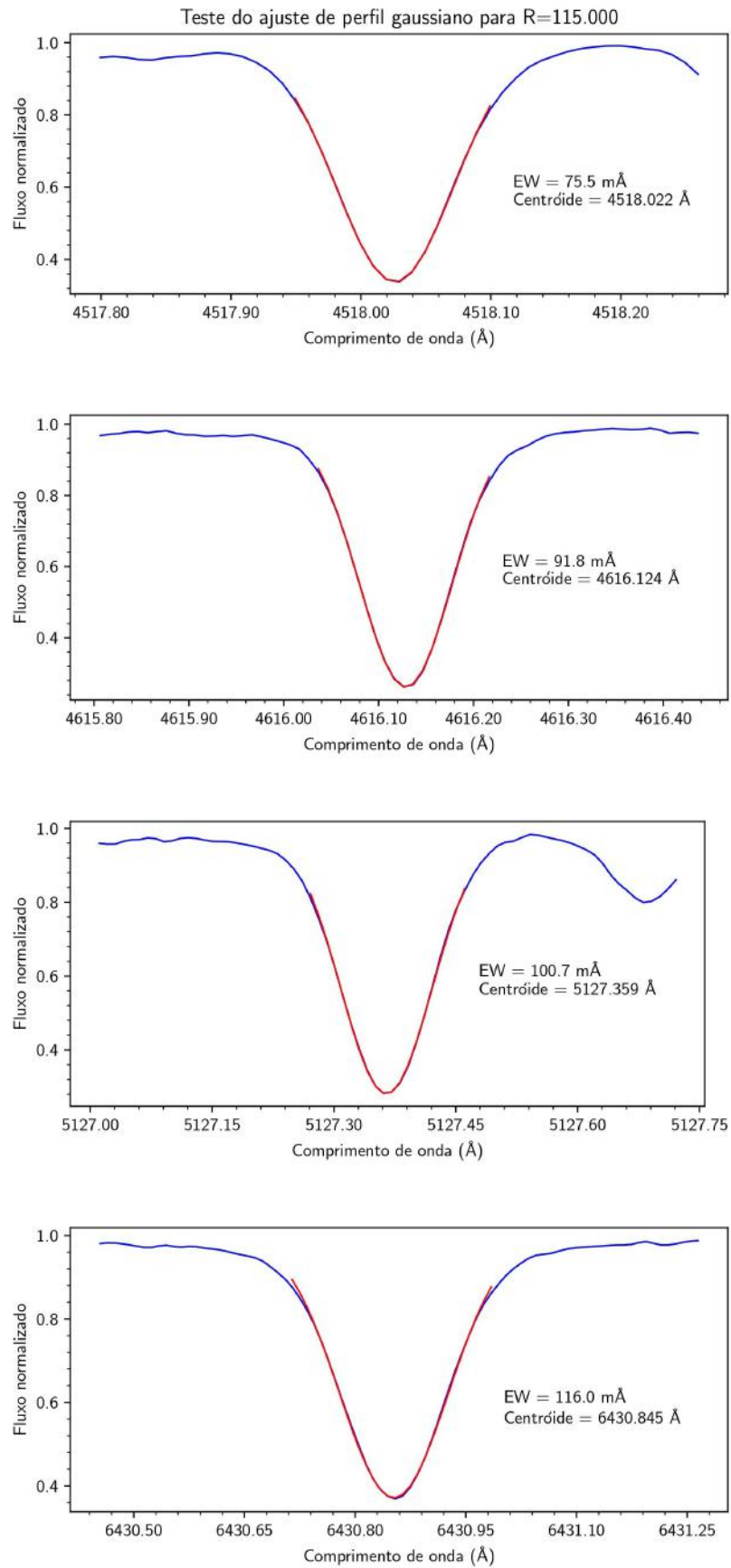


Figura 4.8: Nosso teste de qualidade do ajuste de perfil gaussiano à algumas linhas do espectro HARPS da 18 Sco. Em azul, o espectro real e em vermelho, o ajuste da gaussiana. É possível notar que na última imagem (linha de  $EW = 116 \text{ m}\text{\AA}$ ) existe uma pequena queda da qualidade visual do ajuste da gaussiana.

Espectro	mm	ma	mm—ma	perda	aproveitamento	aproveitamento
					mm	ma
18 Sco A	341	327	14	4,11%	90,21%	86,51%
18 Sco D	341	335	6	1,76%	90,21%	88,62%
18 Sco E	338	328	10	2,96%	89,42%	86,77%
HD 98649 A	339	308	31	9,14%	89,68%	81,48%
HD 98649 B	340	299	41	12,06%	89,95%	79,10%
HD 118598 U	339	292	47	13,86%	89,68%	77,25%
HD 138573 U	298	306	-8	-2,68%	78,84%	80,95%
HD 150248 U	338	296	42	12,43%	89,42%	78,31%
HD 164595 U	331	296	35	10,57%	87,57%	78,31%
Ganimedes A	340	332	8	2,35%	89,95%	87,83%
Ganimedes B	340	328	12	3,53%	89,95%	86,77%
Vesta U	340	332	8	2,35%	89,95%	87,83%

Tabela 4.1: A quantidade de linhas medidas para cada espectro FEROS. Na primeira coluna, mostramos o número de linhas obtidas nas medidas manuais, enquanto na segunda coluna, o número de linhas das medidas automáticas. As colunas de aproveitamento dizem respeito ao número total de linhas contidas na lista inicial de linhas candidatas que era de 378.

Espectro	R=115.000	R=48.000	H115—H48	perda	aproveitamento	aproveitamento
					R=115.000	R=48.000
18 Sco A	277	268	9	3,25%	73,28%	70,90%
18 Sco B	274	259	15	5,47%	72,49%	68,52%
18 Sco C	276	261	15	5,43%	73,02%	69,05%
HD 98649 U	270	264	6	2,22%	71,43%	69,84%
HD 138573 A	271	230	41	15,13%	71,69%	60,85%
HD 138573 B	278	259	19	6,83%	73,54%	68,52%
HD 150248 A	277	261	16	5,78%	73,28%	69,05%
HD 150248 B	268	260	8	2,99%	70,90%	68,78%
Ganimedes A	270	260	10	3,70%	71,43%	68,78%
Ganimedes B	277	260	17	6,14%	73,28%	68,78%
Vesta A	278	258	20	7,19%	73,54%	68,25%
Vesta B	278	260	18	6,47%	73,54%	68,78%

Tabela 4.2: A quantidade de linhas medidas para cada espectro HARPS. Na primeira coluna, mostramos o número de linhas obtidas nas medidas automáticas para os espectros com R original, enquanto na segunda coluna, o número de linhas das medidas automáticas para os espectros degradados em R=48.000. As colunas de aproveitamento dizem respeito ao número total de linhas contidas na lista inicial de linhas candidatas que era de 378.

- Para resolução original  $\rightarrow$  HARPS (sem sufixo)
- Para resolução degradada  $\rightarrow$  HARPS48 ou apenas HARPS degradado

Daqui em diante chamaremos de *modalidades* cada conjunto de dados. Temos então quatro modalidades: FEROS mm, FEROS ma, HARPS degradado e HARPS. Os dois testes descritos a seguir foram realizados individualmente para cada espectro de cada conjunto de dados.

#### 4.4.3 Teste 1: FWHM/ $\lambda$ vs. EW

Os mecanismos preponderantes de alargamento intrínseco das linhas espectrais (até a parte saturada da curva de crescimento) são: o alargamento instrumental, o alargamento Doppler devido à temperatura, os movimentos turbulentos (velocidade de microturbulência  $v_t$ ) e os efeitos da rotação estelar projetados na linha de visada ( $v \sin i$ ) do observador.

Para nossa análise, fazemos a hipótese que as estrelas da amostra não possuem  $v \sin i$  muito diferentes dos solares, o que significa que supomos que elas não têm rotação notadamente maior que a do Sol. Essa hipótese é razoável visto que sabemos previamente que seus níveis de atividade (que são diretamente relacionados à rotação estelar) assemelham-se aos níveis médios que observamos no Sol (Porto de Mello et al. 2014; dos Santos et al. 2017; Spina et al. 2018). Também supomos que a velocidade de microturbulência  $v_t$  pode ser considerada um fator de segunda ordem no alargamento de linhas moderadamente intensas (Gray 2008) como as que são usadas do nosso estudo.

Temos então a hipótese que o mecanismo físico preponderante de alargamento de linhas metálicas para as estrelas da nossa amostra se dá majoritariamente pelo alargamento Doppler térmico. Os movimentos dos átomos ao longo da linha de visada resultam em deslocamentos Doppler na radiação líquida observada (Gray 2008).

Para um mesmo elemento químico, este alargamento devido a velocidade de agitação dos átomos ( $v_d$ ) deve-se manter constante, já que ele depende diretamente da massa atômica e da temperatura do meio (Eq. 4.7).

$$v_d = \sqrt{\frac{2kT}{m}}, \quad (4.7)$$

Sendo  $k$  a constante de Boltzmann,  $m$  a massa e  $T$  a temperatura.

O alargamento Doppler será então proporcional a esse movimento dos átomos, ou seja, proporcional a  $v_d$ , sendo dada quantitativamente pela Eq. 4.8

$$\Delta\lambda_d = \frac{\lambda}{c} v_d = \frac{\lambda}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m}} \quad \text{ou seja,} \quad \frac{\Delta\lambda_d}{\lambda} = \frac{v_d}{c} = \frac{1}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m}} \quad (4.8)$$

Onde  $\lambda$  é o comprimento de onda,  $\Delta\lambda_d$  é o alargamento Doppler e  $c$  é a velocidade da luz. Substituindo os valores das constantes e rearranjando para evidenciar a dependência do alargamento térmico em função do peso atômico em unidades de massa atômica ( $\mu$ ) de cada elemento, temos:

$$\frac{\Delta\lambda_d}{\lambda} = 4,30 \times 10^{-7} \sqrt{\frac{T}{\mu}} \quad (4.9)$$

Então, podemos ver que o alargamento Doppler será maior para elementos mais leves e menor para elementos mais pesados. Como assumimos que nossas estrelas são muito parecidas com o Sol, levamos em consideração que sua  $T_{\text{ef}}$  também o será. Por isso, podemos dizer que a influência da temperatura nas Equações 4.7 e 4.8 pode ser considerada a mesma. Apesar dessa ser uma aproximação questionável se usada na fase de seleção de uma amostra de candidatas à gêmeas solares como explicamos no Capítulo 1, neste ponto da análise essa aproximação não tem influência no resultado final, visto que estamos apenas estimando os valores do alargamento Doppler térmico nas linhas espectrais.

Ainda, precisamos levar em conta o segundo tipo de alargamento importante que mencionamos, que é o alargamento instrumental. O perfil de linha que vemos num espectro é convolução do perfil real da linha com o perfil instrumental, ou seja, o alargamento observado da linha é na verdade uma combinação do alargamento Doppler térmico com o alargamento inerente ao instrumento utilizado (Eq. 4.10).

$$\frac{\Delta\lambda_i}{\lambda} = \frac{1}{R} \quad \text{onde } R \text{ é o poder resolutor do instrumento.} \quad (4.10)$$

Para os dois instrumentos utilizados na nossa análise, temos que:

$$\frac{\Delta\lambda_{i_F}}{\lambda} = \frac{1}{48000} = 2,083 \times 10^{-5} \quad \text{para o FEROS.} \quad (4.11)$$

$$\frac{\Delta\lambda_{iH}}{\lambda} = \frac{1}{115000} = 8,696 \times 10^{-6} \text{ para o HARPS.} \quad (4.12)$$

Então, podemos calcular a razão entre o alargamento instrumental e o alargamento Doppler:

$$r_{\lambda_{iF}} = \frac{\Delta\lambda_{iF}}{\Delta\lambda_d} = 48,3721 \sqrt{\frac{\mu}{T}} \quad (4.13)$$

$$r_{\lambda_{iH}} = \frac{\Delta\lambda_{iH}}{\Delta\lambda_d} = 20,8581 \sqrt{\frac{\mu}{T}} \quad (4.14)$$

Se fizermos este cálculo para cada um dos elementos da nossa análise (Tabela 4.3) e considerando 5772 K a  $T_{\text{ef}}$  do Sol (Prša et al. 2016) temos que o alargamento instrumental é de 4 a 6 vezes maior do que o Doppler térmico no FEROS e de 1,74 a 2,6 no HARPS dadas pela  $r_{\lambda_{iH}}$  e  $r_{\lambda_{iF}}$ , respectivamente. Em suma, nos resta esperar que a razão FWHM/ $\lambda$  tenha um valor médio constante, com uma pequena dispersão devida às nossas medidas das larguras equivalentes e dos valores de Doppler diferentes para os elementos da análise. Assim, aplicamos um critério estatístico de  $2\sigma$  de desvio da média para excluir as linhas que ficaram mais longe do comportamento esperado. Mostramos na Fig. 4.9 o gráfico do Teste 1 antes da convergência para um espectro FEROS da estrela 18 Sco.

Elemento	Nome	Peso ( $\mu$ )	$r_{\lambda_{iF}}$	$r_{\lambda_{iH}}$
Ca	Cálcio	40,078	4,03	1,74
Sc	Escândio	44,956	4,27	1,84
Ti	Titânio	47,867	4,41	1,90
V	Vanádio	50,942	4,54	1,96
Cr	Crômio	51,996	4,59	1,98
Mn	Manganês	54,938	4,72	2,04
Fe	Ferro	55,845	4,76	2,05
Ni	Níquel	58,693	4,88	2,10
Co	Cobalto	58,993	4,89	2,109
Y	Ítrio	88,906	6,00	2,59

Tabela 4.3: Os elementos usados nossa análise e seus respectivos pesos em massa atômica. Os  $r_{\lambda_{iF}}$  e  $r_{\lambda_{iH}}$  são os valores das razões entre o alargamento instrumental e o Doppler para cada espectrógrafo, calculados usando  $T_{\text{ef}}=5772$  K.

Assim, para ver se as linhas medidas têm as propriedades esperadas, testamos se a razão entre  $\text{FWHM}/\lambda$  é constante em função da EW, hipótese bastante razoável tendo em vista os mecanismos de alargamento da linha que influenciam no valor da FWHM.

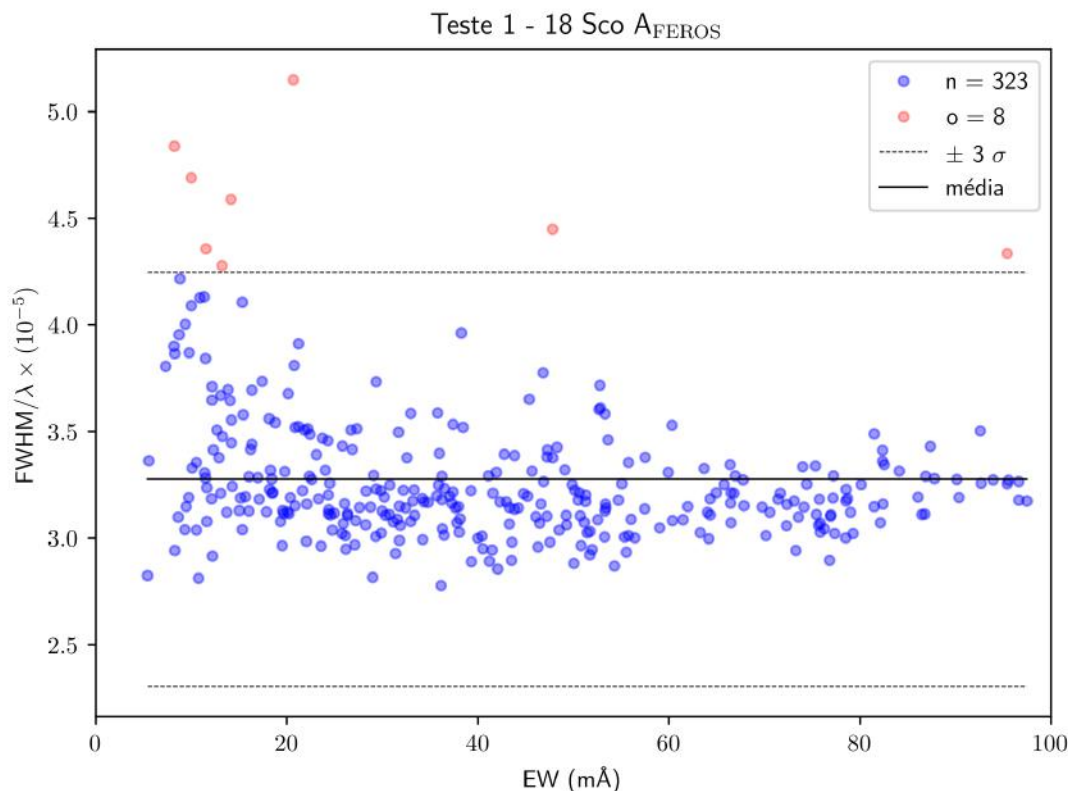


Figura 4.9: O Teste 1 aplicado às medidas manuais de um espectro FEROS da estrela 18 Sco. Mostramos apenas um exemplo, porém o Teste 1, foi realizado individualmente para todos os espectros das quatro modalidades de dados. Os pontos em vermelho representam as linhas que ficaram fora do nosso critério de  $2\sigma$  e foram excluídas da análise, neste exemplo da imagem um total de 16 linhas (o), tendo passado no teste 315 (n) linhas. O  $\sigma$  é a dispersão da média dos pontos calculada para essa distribuição. Esse procedimento foi feito individualmente para todos os espectros da análise.

#### 4.4.4 Teste 2: $d_r$ vs. $\text{EW}/\lambda$ (largura equivalente reduzida)

De forma complementar, realizamos o Teste 2 como o último critério de eliminação de linhas. Usamos então os resultados do Teste 1 considerando que a  $\text{FWHM}/\lambda$  se mantém constante e que o aumento da EW de uma linha tem que ser correspondente a um aumento da profundidade  $d_r$  da linha, como pode ser visualizado na Fig. 4.1 e Fig. 4.2 e eliminamos novamente todas as linhas que ficam de fora de  $2\sigma$  do ajuste.

Geometricamente, sabemos que a EW é proporcional à  $\text{FWHM} \times d_r$  e que FWHM é proporcional a  $\lambda$ . Então  $d_r$  é proporcional a  $\text{EW}/\lambda$  e se  $d_r$

aumentar, a razão  $EW/\lambda$  também aumentará linearmente. Assim, esperamos um comportamento linear da  $d_r$  com a razão  $EW/\lambda$  e o Teste 2 pode ser visualizado na Fig. 4.10.

## 4.5 Listas finais das medidas de linhas

No próximo capítulo mostramos detalhadamente como fizemos a análise estatística através da comparação entre as distribuições de parâmetros empíricos do Sol e das estrelas gêmeas solares. É importante ressaltar que cada análise (e fizemos várias, como descrito nos Capítulos 2 e 3) utiliza uma comparação de linhas uma a uma, ou seja, apenas as linhas que estão presentes em todos os espectros daquela análise são utilizadas na comparação. Por exemplo, para comparar as nossas medidas manuais com as medidas automáticas, utilizamos uma lista de linhas em particular que incluirá apenas aquelas linhas que passaram em todos os testes aqui descritos (Teste 0, Teste 1 e Teste 2),

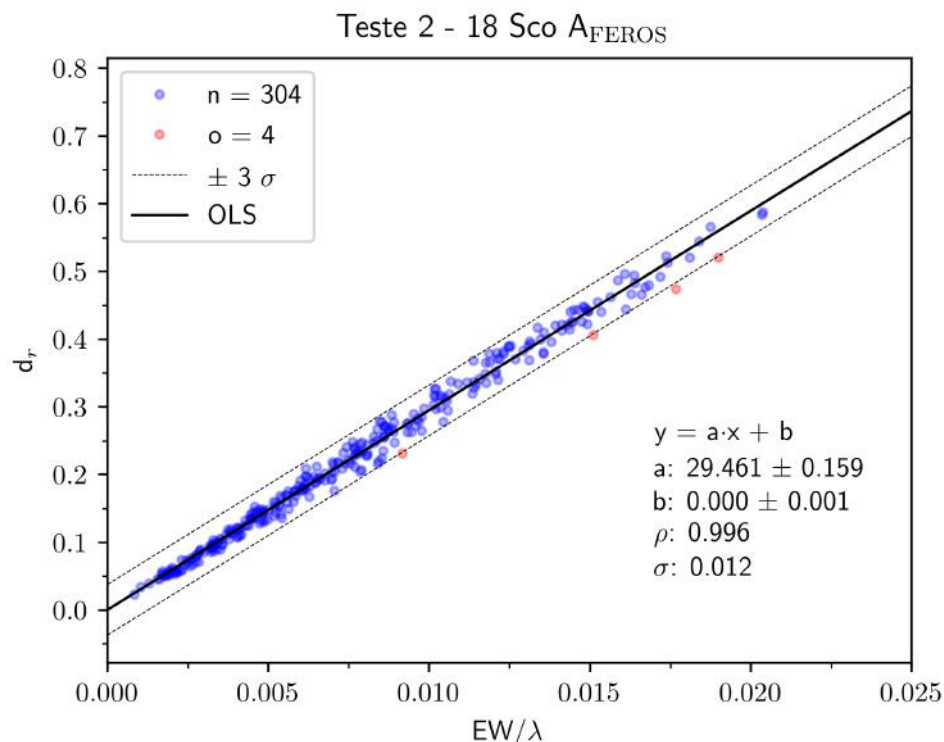


Figura 4.10: O Teste 2 aplicado às medidas manuais de um espectro FEROS da estrela 18 Sco. Mostramos apenas um exemplo, porém o Teste 2, assim como o Teste 1, foi realizado individualmente para todos os espectros das quatro modalidades de dados. Novamente, os pontos em vermelho representam as linhas que ficaram fora do nosso critério de  $2\sigma$  e foram excluídas da análise. Os índices  $a$  e  $b$  representam, respectivamente, o coeficiente angular e o linear da reta ajustada, e o  $\sigma$  é a dispersão calculada para essa distribuição e  $\rho$  é o Coeficiente de Correlação de Pearson.

além da exigência de que elas têm de estar presentes em todos os espectros daquela análise. Então, a lista final de linhas utilizadas para esta comparação contempla todas as linhas presentes na lista final de medidas manuais que estão também presentes na lista final de medidas automáticas para todos os espectros.

É importante lembrar que, apesar da lista inicial de linhas ser única (disponível na Tabela A.1), os espectros não são idênticos entre si, e várias linhas são descartadas durante o processo, seja porque caíram em regiões com algum comprometimento dos dados, ou porque tinham intensidade muito baixa, ou porque foram eliminadas nos nossos testes de qualidade descritos anteriormente nesta seção, etc. Além disso, as linhas que foram reprovadas nos diferentes espectros não são exatamente as mesmas. Ainda, é importante salientar também que os espectros HARPS têm um espaçamento de CCDs como explicado na Seção 2.2.3 (Fig. B.1 do Apêndice B), então algumas linhas da lista de candidatas presentes neste espaçamento perdido, naturalmente são eliminadas na lista final de comparação entre FEROS e HARPS, por exemplo. No entanto, na comparação FEROS com FEROS, estas linhas estarão presentes (se passaram nos testes de qualidade). Por isso, é necessário gerar uma lista final de linhas em comum para cada análise. Então, antes de fazer a cada análise em si, rodamos um *crossmatch* em particular que selecionou apenas as linhas em comum de cada espectro presente naquela comparação. Vemos abaixo o número de linhas contida nas listas finais de algumas comparações que faremos no próximo capítulo:

- Comparação FEROS  $\text{mm} \times$  FEROS  $\text{ma} = 184$  linhas
- Comparação FEROS  $\times$  HARPS = 192 linhas
- Comparação FEROS  $\times$  HARPS48 = 172 linhas
- Comparação HARPS48  $\times$  HARPS = 200 linhas

Por fim, é importante lembrar que ao final de todo esse processo terminamos com quatro conjuntos finais de dados, as modalidades: FEROS  $\text{mm}$ , FEROS  $\text{ma}$ , HARPS degradado e HARPS original. E tendo essas modalidades cada uma com um conjunto diferente de linhas, fazemos um cruzamento entre elas antes de fazer determinada comparação. Em suma, para compor a lista final em cada análise, a linha espectral precisa, pela ordem:



- a. Ter sido aprovada no Teste 0, ou seja, tem  $5 \text{ m\AA} < EW < 100 \text{ m\AA}$ . Ter mais de  $5 \text{ m\AA}$  é importante porque este é o nossa primeira hipótese de incerteza nas medidas de EW. Ter menos de  $100 \text{ m\AA}$  é importante porque nosso teste de ajuste gaussiano mostrou que esse valor é bastante seguro ainda nas asas da linha.
- b. Ter passado no Teste 1, ou seja, mostrou um comportamento médio constante na razão  $FWHM/\lambda$  ao longo dos valores de EW. Isto significa que o alargamento observado da linha condiz com a nossa hipótese da preponderância dos efeitos térmicos e instrumentais sobre os efeitos de rotação estelar. Esse teste também eliminou linhas que estavam bastante sujeitas a erros de contínuo/ruído e normalização.
- c. Ter passado no Teste 2, ou seja, mostrou linearidade da profundidade  $d_r$  em relação a largura equivalente reduzida ( $EW/\lambda$ ). Isto confirma a hipótese da linha estar num regime de ajuste gaussiano satisfatório sem aparente saturação.
- d. Passo final antes de cada comparação: A linha precisa estar presente em todos espectros da análise em questão (interseção é critério necessário e suficiente). Rodamos um *crossmatch* para selecionar apenas as linhas em comum.

A seguir, iniciamos nossa análise estatística utilizando os resultados das medições e testes de qualidade que acabamos de descrever.



## Capítulo 5

---

### Análise estatística

---

Escolhemos para nossa análise estatística o Teste Kolmogorov-Smirnov biamostrual. Este teste é bastante utilizado em comparações de distribuição de dados astrofísicos e tem sido aplicado em mais de 500 artigos arbitrados a cada ano na literatura astronômica (Babu & Feigelson 2006).

Nossa análise foi feita através da entrada dos dados tabelados das medidas de linhas descritos no Capítulo 4. As distribuições amostrais do Sol são diretamente comparadas com as distribuições de cada gêmea ou *proxy* solar através do comando `scipy.stats.ks_2samp` dos pacotes estatísticos da linguagem Python.

#### 5.1 O Teste Kolmogorov-Smirnov biamostrual

O Teste Kolmogorov-Smirnov (ou K-S) biamostrual é um teste não-paramétrico que compara dois conjuntos de dados unidimensionais ao avaliar se são ou não significativamente diferentes, ou seja, se duas distribuições podem ou não ser consideradas indistinguíveis entre si. Ele tem a vantagem de não ser dependente de pré-classificações dos dados, o que torna a análise menos sujeita à suposições iniciais arbitrárias. Define-se duas hipóteses:

- Hipótese nula: As duas distribuições podem ser consideradas indistinguíveis entre si (fontes semelhantes).
- Hipótese alternativa: As duas distribuições não provêm da mesma população (fontes diferentes).

O Teste K-S só pode ser aplicado quando a distribuição indicada na hipótese nula está completamente especificada, o que no nosso caso é supor que

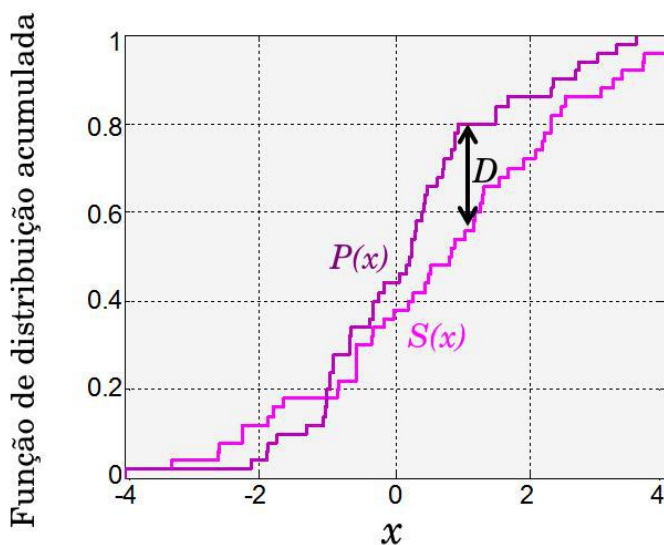


Figura 5.1: Exemplo gráfico do Teste K-S. A função representada por  $P(x)$  é a distribuição indicada pela hipótese nula ( $S_0$ ) e a  $S(x)$  representa, supostamente, a distribuição de medidas dos objetos que queremos testar similaridade espectroscópica com ele.

a distribuição de medidas de parâmetros das gêmeas solares devem seguir a mesma distribuição das de origem solar.

A estatística do Teste K-S é calculada utilizando a ordenação dos valores em ordem crescente, e em seguida, calculando-se a função de distribuição acumulada desses valores. Posteriormente calcula-se a diferença  $D$  entre as frequências acumuladas das duas distribuições. O Teste K-S, na versão biomostrol, verifica se as duas amostras de dados têm a mesma distribuição e não especifica qual é esta distribuição comum, isto é, se é normal ou não normal.

Os resultados produzem uma representação gráfica (Fig. 5.1) para comparar a máxima diferença entre duas funções de distribuição acumulada  $D$  (Eq. 5.1) que se traduz na máxima diferença vertical entre as duas curvas.

$$D = \max_{-\infty < x < +\infty} |S(x) - P(x)| \quad (5.1)$$

$P(x)$  e  $S(x)$  são as funções distribuição empírica da primeira e da segunda amostra, respectivamente. Nas próximas seções, mostramos todas as análises estatísticas onde usamos o Teste K-S para verificar semelhanças utilizando  $\alpha = 0,05$ , ou seja, com valor-p  $> 0,95$ . Neste caso, não poderemos rejeitar a hipótese da duas distribuições serem estatisticamente indistinguíveis a um nível de confiança de 95%. Em sentido prático, então  $D$  é calculado pelo `scipy.stats.ks_2samp` e usado para encontrar o valor-p, considerando tamanho de cada amostra (lista de linhas daquela comparação). Neste trabalho,

utilizaremos esse resultado numérico – ou seja, o valor-p – para avaliar a rejeição ou não da  $H_0$ .

## 5.2 Comparação entre medidas de EW

Como dito no final do capítulo anterior, cada análise tem uma lista final de linhas, já que as comparações são feitas em um para um a cada linha medida. Este número de linhas poderá ser localizado nas figuras de ajuste da reta via OLS indicado por "n".

Nesta seção, fizemos uma pré-análise ao comparar a consistência das nossas medidas de EW com medidas utilizadas em trabalhos anteriores do nosso grupo de pesquisa. Utilizamos como referência as medidas de EW de Di Bartolo (2005) que foram estabelecidas anteriormente como medidas de qualidade. As medidas do trabalho citado foram feitas através do ajuste de perfis gaussianos múltiplos utilizando a tarefa `bplot` do IRAF. Nossa hipótese é que, intuitivamente, espera-se que as nossas medidas manuais tenham qualidade superior às medidas de perfis múltiplos, tanto as `mm` quanto `ma`, no entanto é interessante testar se todo o nosso processo de tratamento de dados e tomada das medidas das linhas esteja de acordo com valores já conhecidos pelo nosso grupo. Este cuidado se faz necessário para que sigamos adiante nas análises subsequentes das próximas seções.

Utilizamos então nesta primeira comparação apenas os espectros FEROS em comum às duas análises. Ou seja, os espectros utilizados na nossa análise foram exatamente os mesmos arquivos de espectros utilizados pelo trabalho de referência. Além do Teste K-S, utilizamos mínimos quadrados ordinários (OLS) para fazer uma regressão linear na comparação das medidas de EW. Analisar os coeficientes angulares e lineares dessa equação da reta ( $a$  e  $b$ , respectivamente) mostrados na Equação 5.2 é uma forma simples de diagnosticar semelhanças entre as distribuições.

$$y = a \cdot x + b \quad (5.2)$$

O coeficiente angular nos informa a inclinação da reta relativa à função do primeiro grau, no caso, a reta da nossa regressão linear na forma da Equação 5.3:

$$a = \frac{\text{variação em } y}{\text{variação em } x} \quad (5.3)$$

Ou seja, o coeficiente angular corresponde à tangente do ângulo de inclinação da reta. Já o coeficiente linear é o ponto onde a reta passa pelo eixo  $y$ , isto é, quando  $x = 0$ . Para diagnosticar a semelhança que buscamos, quanto mais perto de 1 estiver o valor de  $a$  e mais perto de 0 estiver o valor de  $b$ , mais próximas entre si estão as medidas que estamos comparando.

Na Fig. 5.2 e vemos comparações visuais entre Di Bartolo (2005) e este trabalho usando medidas de EW em valores absolutos. Usamos a letra "n" para definir o número de pontos dentro de  $2\sigma$  e a letra "o" para definir o número de *outliers*.

Na Tabela 5.1 mostramos os resultados da análise estatística. Além disso, usamos também o Coeficiente de Correlação de Pearson ( $\rho$ ) para indicar o grau quantitativo de relação entre duas distribuições de variáveis. Um coeficiente de correlação próximo de zero indica que não há relação entre as duas variáveis, e quanto mais ele se aproximam de 1 ou  $-1$ , mais forte é a relação. No nosso caso, interessa apenas avaliar a proximidade com 1, já que nossas variáveis precisam estar correlacionadas (e não anti-correlacionadas). Quanto mais  $\rho$  se aproxima de 1, mais correlacionados estão os valores das medidas de EW entre si. Isso porque nota-se um aumento no valor de uma variável quando a outra também aumenta, ou seja, há uma relação linear positiva e bastante coerente.

Como pode ser visto na Tabela 5.1, os valores de  $a$  e  $\rho$  das comparações ficaram bem próximos de 1, enquanto os valores de  $b$  se aproximam de zero dentro das suas incertezas. Ainda, os valores da dispersão estão abaixo de  $5 \text{ m\AA}$  que é valor que estabelecemos anteriormente (Capítulo 4) como sendo a incerteza na medida. Todos esses fatores reunidos confirmam a sanidade das nossas medidas frente aos valores utilizados anteriormente pelo nosso grupo de pesquisa. Além disso, o  $\sigma$  entre as distribuições valida a estimativa do Capítulo 4 onde mostramos que nossa incerteza em EW está próxima de  $1,5 \text{ m\AA}$ . Quando propagado, este valor leva à erros de  $\sim 2 \text{ m\AA}$ . Desse modo, nossa capacidade de enxergar as diferenças entre as normalizações é limitada pela incerteza. Por isso, a diferença entre as duas normalizações não parece ser relevante ao nosso nível de detecção. Na próxima seção iniciamos as comparações para efeito de mapeamento de outros vieses estatísticos que nos interessam.

Pela natureza das duas medidas sendo comparadas, intuitivamente espera-se que as nossas medidas utilizando gaussianas individuais tenham qualidade superior em relação às aquelas de perfis múltiplos.

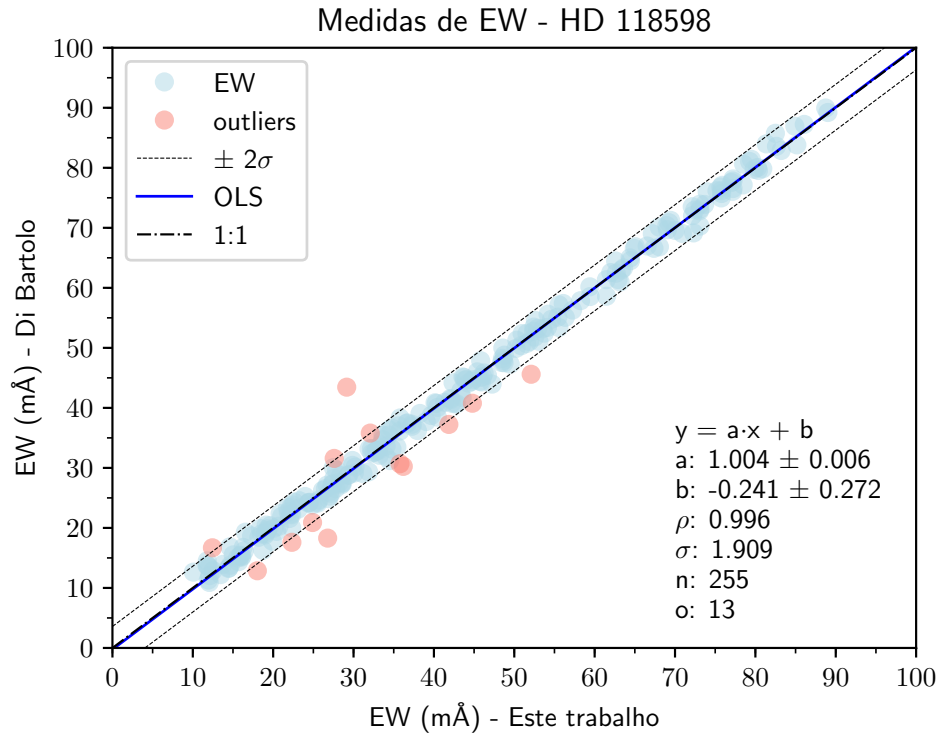


Figura 5.2: As comparações de medidas de EW em um para um. A linha azul indica o ajuste da reta usando mínimos quadrados ordinários (OLS). Os pontos em vermelhos estão fora do nosso limite de  $2\sigma$  para esta comparação.

Espectro	$\sigma$	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\rho$	excluídos
HD 164595 U	2.213	1.005	0.007	0.900	0.331	0.9947	13
HD 98649 A	2.248	0.994	0.007	0.246	0.341	0.9944	13
HD 98649 B	3.289	0.977	0.010	3.075	0.498	0.9878	17
HD 150248 A	3.165	1.018	0.010	1.385	0.478	0.9888	9
HD 138573 U	2.102	0.994	0.007	0.051	0.315	0.9950	13
HD 118598 U	1.909	1.004	0.006	-0.241	0.272	0.9959	13
Ganimedes B	2.499	1.007	0.007	-0.886	0.357	0.9931	12

Tabela 5.1: Coeficientes da comparação entre as medidas de um trabalho anterior do nosso grupo com as medidas manuais deste trabalho.

### 5.2.1 Colunas das tabelas de comparação e escolha do *proxy* solar

Na Tabela 5.2 explicamos de maneira resumida o significado de cada coluna das tabelas de análise que serão expostas nas próximas seções. É importante entender o significado de cada grandeza para compararmos os graus de semelhanças envolvidos nas análises.

Nosso critério para escolher os *proxies* solares em cada instrumento foi o espectro de maior S/R. O *proxy* escolhido para o FEROS foi o espectro

Tabela 5.2: Descrição das grandezas nas colunas das tabelas de estatísticas do Capítulo 5.

Coluna	Descrição
$D$	<p>É a máxima diferença de probabilidade entre duas funções de distribuição acumulada. <math>D</math> se traduz na máxima diferença vertical entre as duas curvas relativas às funções de distribuições empíricas da primeira e da segunda amostra.</p> <p>Em sentido prático, <math>D</math> é calculado pelo <code>scipy.stats.ks_2samp</code> e usado para encontrar o valor-p, considerando tamanho de cada amostra. Neste trabalho, utilizaremos esse resultado numérico – ou seja, o valor-p – para avaliar a rejeição ou não da <math>H_0</math>.</p>
valor-p	<p>É o parâmetro do Teste K-S que será empregado na nossa interpretação de semelhança.</p> <p>Se <math>\text{valor-p} \leq 0,95</math> : <i>Os dados não seguem a mesma distribuição, rejeite <math>H_0</math></i>. Se o valor-p for menor ou igual ao nível de significância, você deve rejeitar a hipótese nula e concluir que os seus dados não seguem a mesma distribuição.</p> <p>Se <math>\text{valor-p} &gt; 0,95</math>: Não é possível rejeitar que as distribuições são semelhantes (não deve rejeitar <math>H_0</math>). Se o valor-p for maior do que o nível de significância (neste trabalho: 0,95), não podemos rejeitar a hipótese nula. Não há evidências suficientes para concluir que os dados não seguem a mesma distribuição.</p>
$a$	Coeficiente angular da reta. Nos informa a inclinação da reta relativa à função do primeiro grau e corresponde à tangente do ângulo de inclinação da reta. Para diagnosticar a semelhança, buscamos, valores de $a$ tão mais próximos de 1 quanto possíveis.
$\sigma_a$	Incerteza do valor de $a$ .
$b$	Coeficiente linear da reta. É onde a reta passa pelo eixo $y$ , isto é, quando $x = 0$ . Para diagnosticar a semelhança, buscamos, valores de $b$ tão mais próximos de 0 quanto possíveis.
$\sigma_b$	Incerteza do valor de $b$ .
$\langle \Delta \rangle$	Média da diferença ( $x - y$ ) entre os valores das duas distribuições. Supomos que, quanto mais próxima de zero a diferença entre as medidas, mais semelhantes as distribuições.
$\sigma_\Delta$	Desvio padrão das medidas diferenciais ( $x - y$ ).
$\rho$	Coeficiente de Correlação de Pearson. Quanto mais próximo de 1, mais correlacionadas as amostras entre si.

Ganimedes A (S/R=530) e para o HARPS também o espectro nomeado de Ganimedes A (S/R=524). Sempre que mencionarmos comparações com o *Sol* ou gabarito solar, estaremos nos referindo a comparações com o espectro do *proxy* solar que utilizamos para aquele instrumento.



### 5.3 Análise I

#### Comparação entre medidas manuais e automáticas (FEROS)

Nesta análise, o nosso objetivo resume-se basicamente em tentar entender a que nível estatístico a diferença entre os dois tipos de medidas é relevante. Descrevemos nossa motivação para comparar os dois tipos de medida na Seção 4.3.1 e a Fig. 5.3 mostra um fluxograma explicativo de como realizamos este processo: os mesmos arquivos de espectros foram comparados entre si, de um para um, já que todas as medidas envolvidas nesta parte da análise são exclusivas do FEROS. Ou seja, os mesmos arquivos de espectros tiveram suas linhas tomadas de forma manual (*mm*) e automática (*ma*) e é esta a comparação que faremos nesta seção.

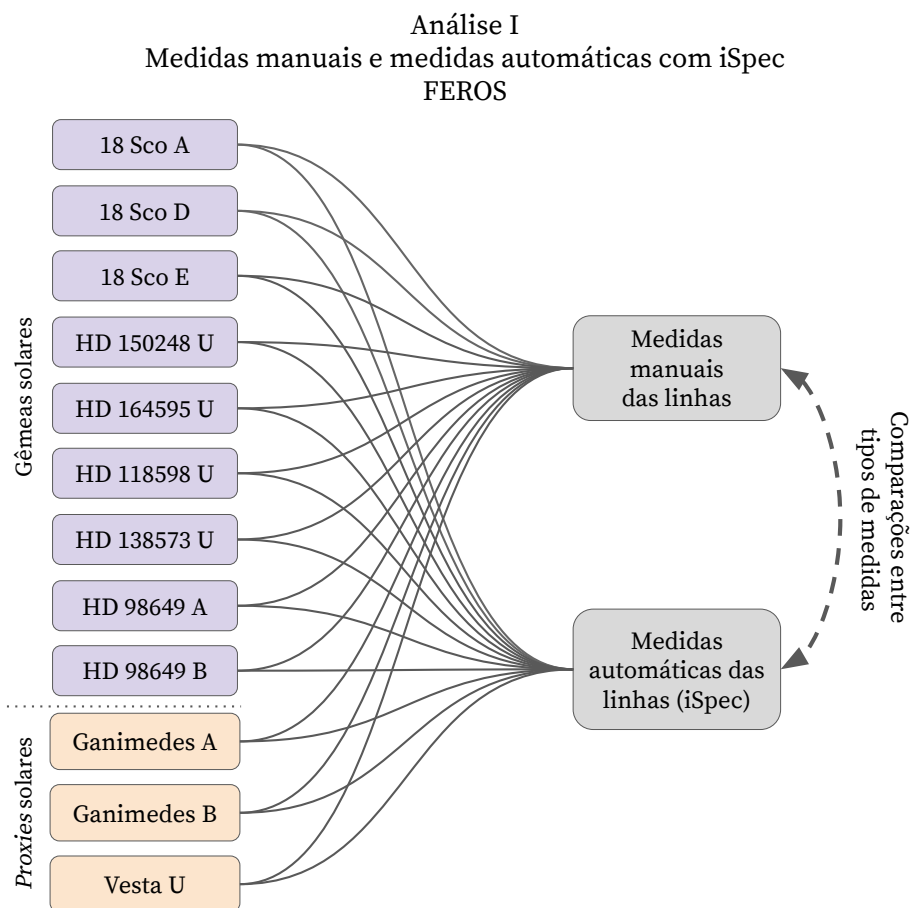


Figura 5.3: Esquema visual das comparações entre as medidas manuais e automáticas. Cada arquivo de espectro teve suas linhas medidas de forma manual e também de forma automática ao longo de toda cobertura espectral proposta no nosso trabalho (de 4500 a 6862 Å). Então, cada linha medida manualmente de cada arquivo foi comparada de uma para uma com as medidas automáticas do mesmo arquivo correspondente.

### 5.3.1 Comparação direta entre os dois tipos de medida

Em todas as comparações daqui em diante, faremos exatamente desta forma: primeiro mostraremos a tabela com os valores das estatísticas de uma comparação direta, seguido de um painel com um exemplo dos gráficos dessas comparações (incluindo EW, FWHM e profundidade), já que estas figuras foram geradas para todos os espectros da nossa amostra, para todas as análises seguidas. Em seguida, outros painéis que comparam as diferenças estatísticas entre as medidas de cada estrela, tanto para comparação direta quanto para comparação com o Sol (mas este só existe para os casos de comparações entre os mesmos arquivos de espectros, o que não acontece quando usamos espectrógrafos diferentes). Nesse painel, também conseguimos visualizar os graus de semelhanças das candidatas com o Sol. Na segunda parte de cada análise, fazemos a comparação de geminilidade das estrelas candidatas, comparando-as com nosso gabarito solar (Ganimedes A). E novamente, seguimos com painéis com um exemplo de comparação via OLS das medidas de EW, FWHM e profundidade para comparação da geminilidade. A ideia desta segunda parte é que possamos entender como a diferença entre tipo de medidas influencia na nossa capacidade de classificar uma estrela como gêmea. O foco é mostrar a diferença entre as duas comparações da estrela com o Sol. Em outras palavras, estamos mais interessados em ver se há semelhança entre as comparações do que se (nesse primeiro momento) a estrela é de fato classificada isoladamente como gêmea solar.

Então, seguindo esta lógica, vemos na Fig. 5.4 a comparação das medidas (à esquerda) e do histograma da diferença (à direita) para os valores de comparações diretas das EW para a 18 Sco A. Pelo histograma conseguimos ter uma ideia dos domínios das duas distribuições e podemos comparar qualitativamente suas semelhanças. Todos os valores das estatísticas do Teste K-S, coeficientes da reta ( $a$  e  $b$ ) com seus respectivos erros, dispersão  $\sigma$  e coeficiente de correlação  $\rho$  podem ser vistos na Tabela 5.3 para todos eles. Vemos também na Tabela 5.4 os valores de FWHM e Tabela 5.5 de profundidade. Além disso, mostramos na Fig. 5.5 um resumo destes coeficientes da comparação de EW para o mesmo espectro, a 18 Sco A, e em seguida na Fig. 5.6 os coeficientes para FWHM e os da profundidade na Fig. 5.7.

Tabela 5.3: FEROS – Os valores das estatísticas de comparação entre as distribuições de medidas manuais e automáticas de EW, ou seja,  $EW_{\text{mm}} \times EW_{\text{ma}}$ .

Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	0.022	1.000	0.999	0.002	0.082	0.118	-0.023	0.654	0.9995
18 Sco D	0.082	0.556	0.972	0.012	3.363	0.631	-2.046	3.557	0.9862
18 Sco E	0.022	1.000	1.004	0.002	-0.286	0.106	0.084	0.589	0.9996
HD 98649 A	0.022	1.000	1.002	0.002	-0.105	0.106	-0.01	0.591	0.9996
HD 98649 B	0.016	1.000	0.998	0.002	0.127	0.100	-0.024	0.569	0.9996
HD 164595 U	0.022	1.000	1.004	0.002	-0.252	0.119	0.090	0.691	0.9995
HD 150248 A	0.022	1.000	1.000	0.003	-0.022	0.128	0.002	0.728	0.9994
HD 118598 U	0.022	1.000	0.998	0.002	0.181	0.113	-0.067	0.633	0.9995
HD 138573 U	0.033	1.000	1.003	0.002	-0.087	0.107	-0.030	0.596	0.9996
Ganimedes A	0.027	1.000	1.000	0.002	0.034	0.12	-0.038	0.676	0.9995
Ganimedes B	0.022	1.000	1.000	0.003	0.042	0.136	-0.049	0.760	0.9994
Vesta U	0.016	1.000	1.000	0.002	-0.073	0.108	0.056	0.605	0.9996

Tabela 5.4: FEROS – Os valores das estatísticas de comparação entre as distribuições de medidas manuais e automáticas de FWHM, ou seja,  $FWHM_{\text{mm}} \times FWHM_{\text{ma}}$ .

Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	0.054	0.943	0.976	0.011	4.772	1.96	-0.682	3.570	0.9882
18 Sco D	0.141	0.046	1.091	0.041	-9.951	7.288	-5.934	10.313	0.89
18 Sco E	0.038	0.999	0.966	0.011	5.584	1.815	0.020	3.104	0.9886
HD 98649 A	0.054	0.943	0.948	0.015	9.275	2.508	-0.577	3.740	0.9784
HD 98649 B	0.076	0.644	0.969	0.014	5.866	2.369	-0.658	3.345	0.9812
HD 164595 U	0.049	0.977	0.966	0.015	5.817	2.608	-0.065	3.846	0.9775
HD 150248 A	0.043	0.994	0.978	0.017	4.154	2.823	-0.582	5.036	0.9735
HD 118598 U	0.076	0.644	0.974	0.014	5.522	2.487	-1.079	3.754	0.9812
HD 138573 U	0.054	0.943	0.972	0.014	5.493	2.440	-0.668	3.546	0.9814
Ganimedes A	0.043	0.994	0.991	0.012	2.223	2.110	-0.69	3.696	0.9865
Ganimedes B	0.0380	0.999	0.975	0.012	4.808	2.086	-0.605	3.110	0.9856
Vesta U	0.043	0.994	0.974	0.012	4.282	1.985	-0.026	3.392	0.9862

Tabela 5.5: FEROS – Os valores das estatísticas de comparação entre as distribuições de medidas manuais e automáticas de profundidade, ou seja,  $d_r_{\text{mm}} \times d_r_{\text{ma}}$ .

Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	0.022	1.000	0.993	0.001	0.001	$< 10^{-4}$	0.001	0.002	0.9999
18 Sco D	0.049	0.977	0.976	0.005	0.010	$< 10^{-4}$	-0.004	0.009	0.9975
18 Sco E	0.022	1.000	0.993	0.001	0.001	$< 10^{-4}$	0.001	0.002	0.9999
HD 98649 A	0.022	1.000	0.993	0.001	0.001	$< 10^{-4}$	0.001	0.002	0.9999
HD 98649 B	0.022	1.000	0.994	0.001	0.001	$< 10^{-4}$	0.001	0.002	0.9999
HD 164595 U	0.022	1.000	0.994	0.001	0.000	$< 10^{-4}$	0.001	0.002	0.9999
HD 150248 A	0.016	1.000	0.992	0.001	0.001	$< 10^{-4}$	0.001	0.002	0.9999
HD 118598 U	0.022	1.000	0.995	0.001	0.000	$< 10^{-4}$	0.001	0.001	0.9999
HD 138573 U	0.027	1.000	0.993	0.001	0.001	$< 10^{-4}$	0.001	0.002	0.9999
Ganimedes A	0.022	1.000	0.992	0.001	0.001	$< 10^{-4}$	0.001	0.002	0.9999
Ganimedes B	0.022	1.000	0.992	0.001	0.001	$< 10^{-4}$	0.001	0.002	0.9999
Vesta U	0.027	1.000	0.991	0.001	0.001	$< 10^{-4}$	0.001	0.002	0.9999

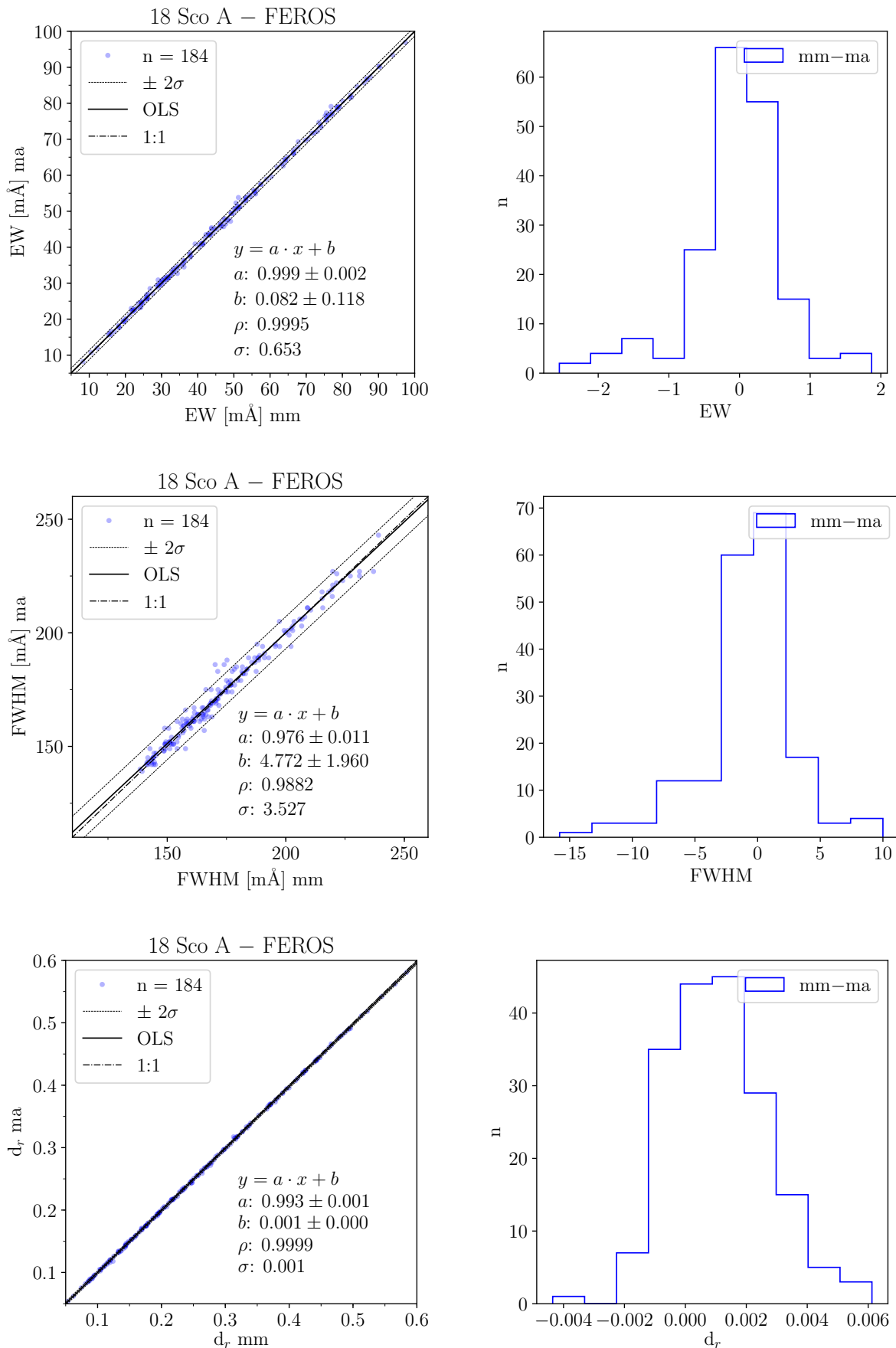


Figura 5.4: Um exemplo da comparação  $\text{mm} \times \text{ma}$  via OLS. Painéis à esquerda, de cima para baixo: EW, FWHM e profundidade. À direita, vemos os histogramas das diferenças das medidas. Estes gráficos foram gerados para todas as comparações de todos os espectros da análise.

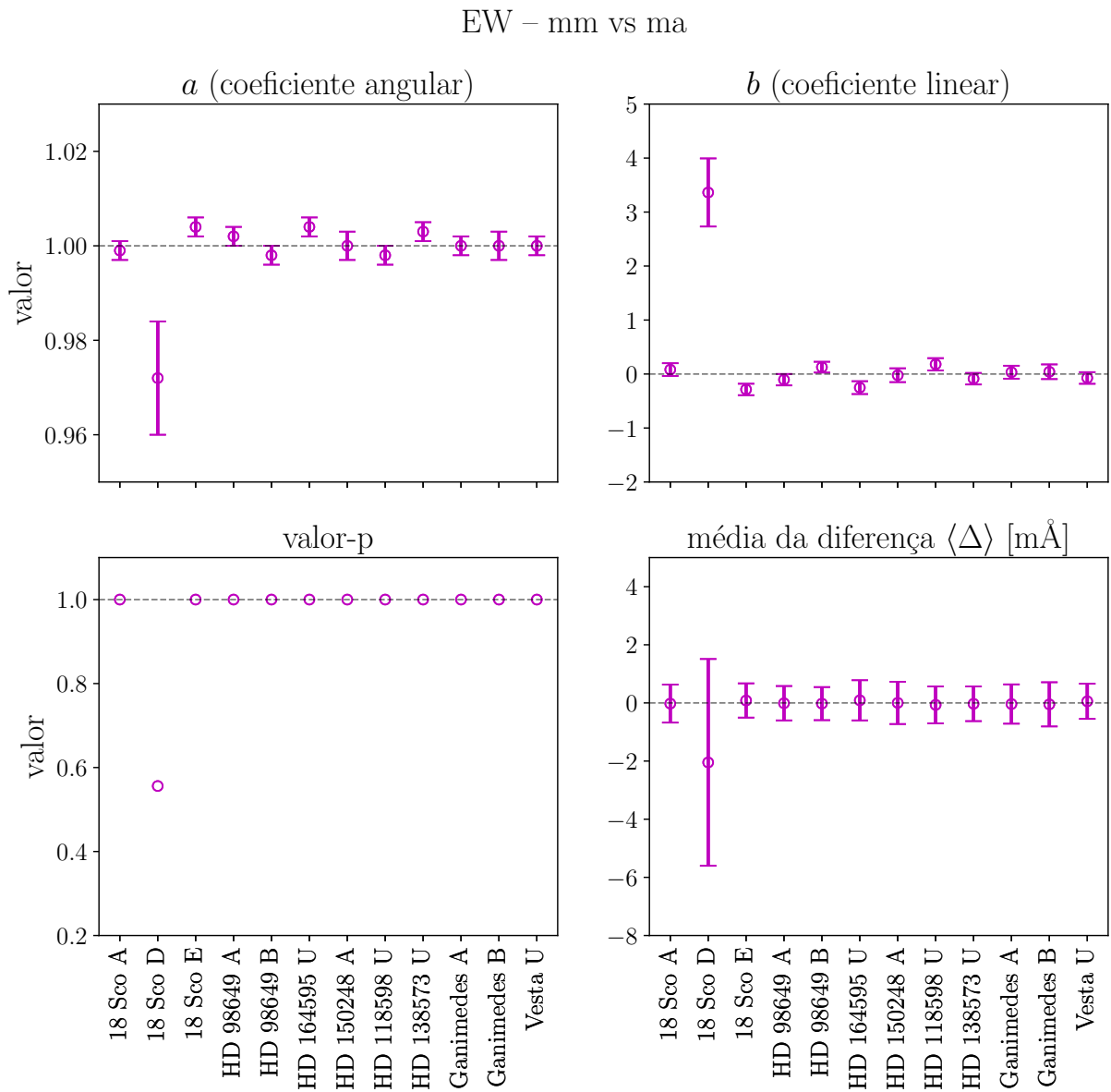


Figura 5.5: Visualização resumida das comparações para EW da Tabela 5.3. No painel superior esquerdo vemos o coeficiente angular  $a$  da OLS, assim como na direita vemos o coeficiente linear  $b$ . Abaixo, no painel esquerdo, vemos o valor-p dado pelo Teste K-S, enquanto à direita vemos a média das diferenças  $\langle \Delta \rangle$  entre as medidas.

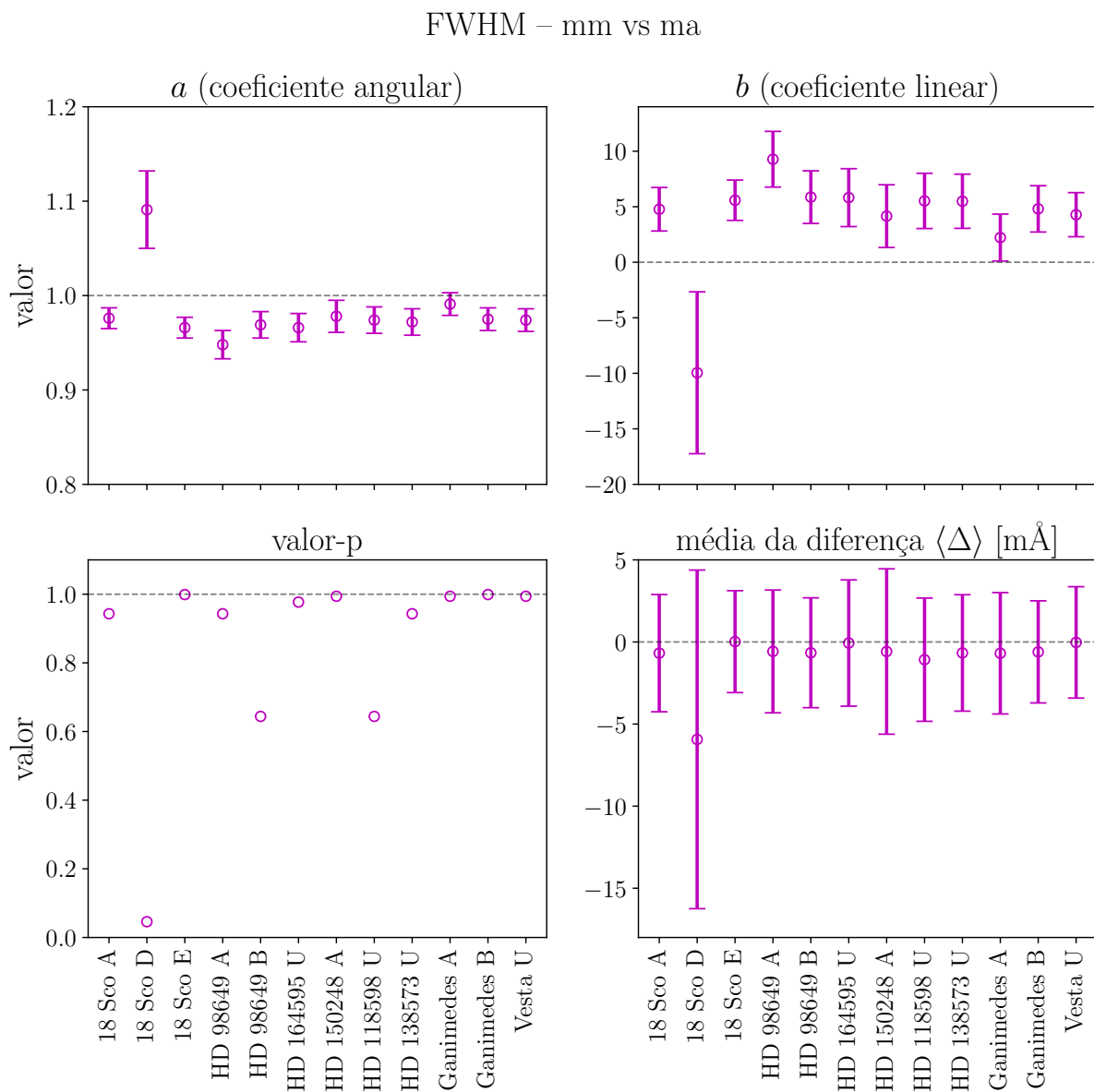


Figura 5.6: Visualização resumida das comparações para FWHM da Tabela 5.4. No painel superior esquerdo vemos o coeficiente angular  $a$  da OLS, assim como na direita vemos o coeficiente linear  $b$ . Abaixo, no painel esquerdo, vemos o valor-p dado pelo Teste K-S, enquanto à direita vemos a média das diferenças  $\langle \Delta \rangle$  entre as medidas. Note que os valores da 18 Sco D ficaram bastante discrepantes das outras comparações.

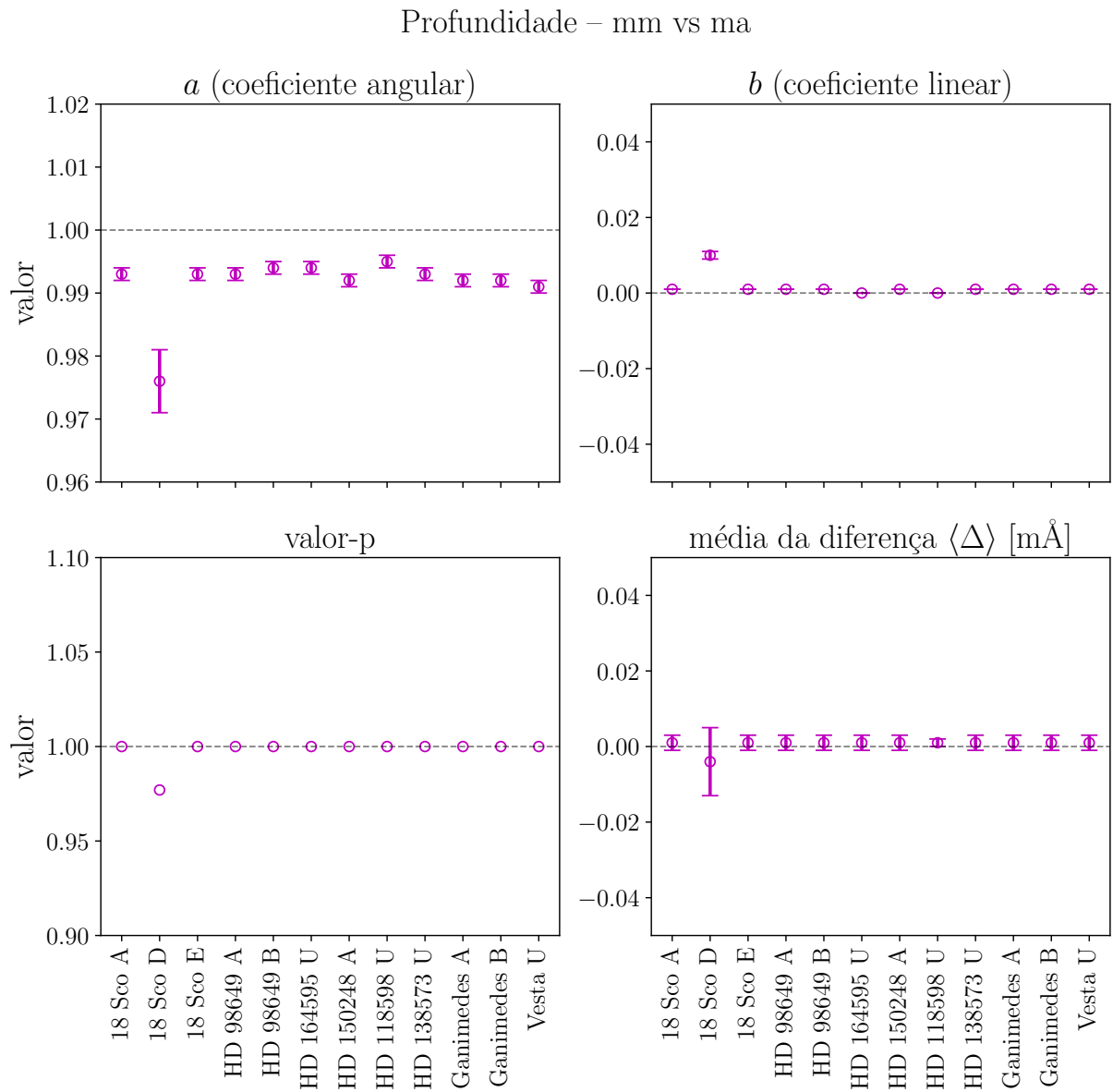


Figura 5.7: Visualização resumida das comparações para profundidade da Tabela 5.5. No painel superior esquerdo vemos o coeficiente angular  $a$  da OLS, assim como na direita vemos o coeficiente linear  $b$ . Abaixo, no painel esquerdo, vemos o valor-p dado pelo Teste K-S, enquanto à direita vemos a média das diferenças  $\langle \Delta \rangle$  entre as medidas. No caso das profundidades, vemos que as barras de erro para  $b$  e  $\langle \Delta \rangle$  estão colapsadas.

O baixo valor que encontramos para a dispersão entre  $m_a$  e  $m_m$  pode ser entendido como uma estimativa do erro relacionado ao método de medição das linhas: diferentes métodos numéricos de ajuste da gaussiana e a escolha visual e automática das regiões da linha. Lembrando que isso não será um problema porque normalmente a análise é feita ou por um método ou por outro. Além disso, os erros e o desvios encontrados estão em torno de  $0,001 \text{ m\AA}$ . Então, em princípio, não haveria problema em misturar os dois tipos de medidas nas análises, embora isso não seja algo consistente, a priori.



### 5.3.2 Comparação direta das estrelas com o Sol

Nesta seção mostramos a comparação das gêmeas diretamente com o nosso gabarito solar. A ideia é que possamos comparar paralelamente (lado a lado) como os parâmetros empíricos medidos manualmente e automaticamente revelam a semelhança de uma estrela em relação ao Sol. Vemos na Fig. 5.8 os gráficos para EW, FWHM e profundidade da HD 98649 B. Do lado esquerdo, as medidas manuais e do lado direito, as automáticas. Novamente, esta análise foi realizada para todos os espectros FEROS e na Tabela 5.6 podemos conferir as comparações para EW.

Tabela 5.6: FEROS – Os valores das estatísticas de comparação entre as estrelas e o Sol em EW. Todos os espectros com medidas manuais e automáticas foram comparados. Mostramos os valores para FWHM e profundidade nas Tabelas A.3 e A.4 do Apêndice.

Espectro	medida	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	mm	0.049	0.977	1.006	0.005	0.924	0.250	-1.179	1.412	0.9978
18 Sco A	ma	0.049	0.977	1.004	0.005	0.961	0.235	-1.164	1.331	0.9980
18 Sco D	mm	0.071	0.733	1.018	0.010	1.291	0.525	-2.117	2.984	0.9905
18 Sco D	ma	0.109	0.214	0.997	0.013	4.239	0.652	-4.124	3.679	0.9848
18 Sco E	mm	0.060	0.888	0.998	0.005	1.520	0.241	-1.418	1.362	0.9979
18 Sco E	ma	0.049	0.977	1.002	0.005	1.215	0.245	-1.296	1.381	0.9978
HD 98649 A	mm	0.043	0.994	0.988	0.008	1.289	0.424	-0.760	2.406	0.9934
HD 98649 A	ma	0.049	0.977	0.990	0.009	1.179	0.439	-0.732	2.484	0.9929
HD 98649 B	mm	0.033	1.000	1.003	0.008	0.026	0.399	-0.150	2.249	0.9943
HD 98649 B	ma	0.033	1.000	1.000	0.008	0.118	0.391	-0.136	2.207	0.9945
HD 164595 U	mm	0.060	0.888	0.982	0.010	-0.729	0.487	1.525	2.767	0.9912
HD 164595 U	ma	0.060	0.888	0.986	0.010	-1.038	0.476	1.654	2.699	0.9917
HD 150248 A	mm	0.065	0.816	0.979	0.007	-0.338	0.366	1.293	2.109	0.9950
HD 150248 A	ma	0.065	0.816	0.979	0.007	-0.397	0.367	1.334	2.115	0.9949
HD 118598 U	mm	0.049	0.977	0.995	0.008	0.828	0.381	-0.601	2.152	0.9947
HD 118598 U	ma	0.049	0.977	0.993	0.008	0.970	0.376	-0.630	2.124	0.9948
HD 138573 U	mm	0.054	0.943	1.003	0.008	1.045	0.407	-1.197	2.295	0.9941
HD 138573 U	ma	0.060	0.888	1.006	0.008	0.937	0.412	-1.189	2.324	0.9940

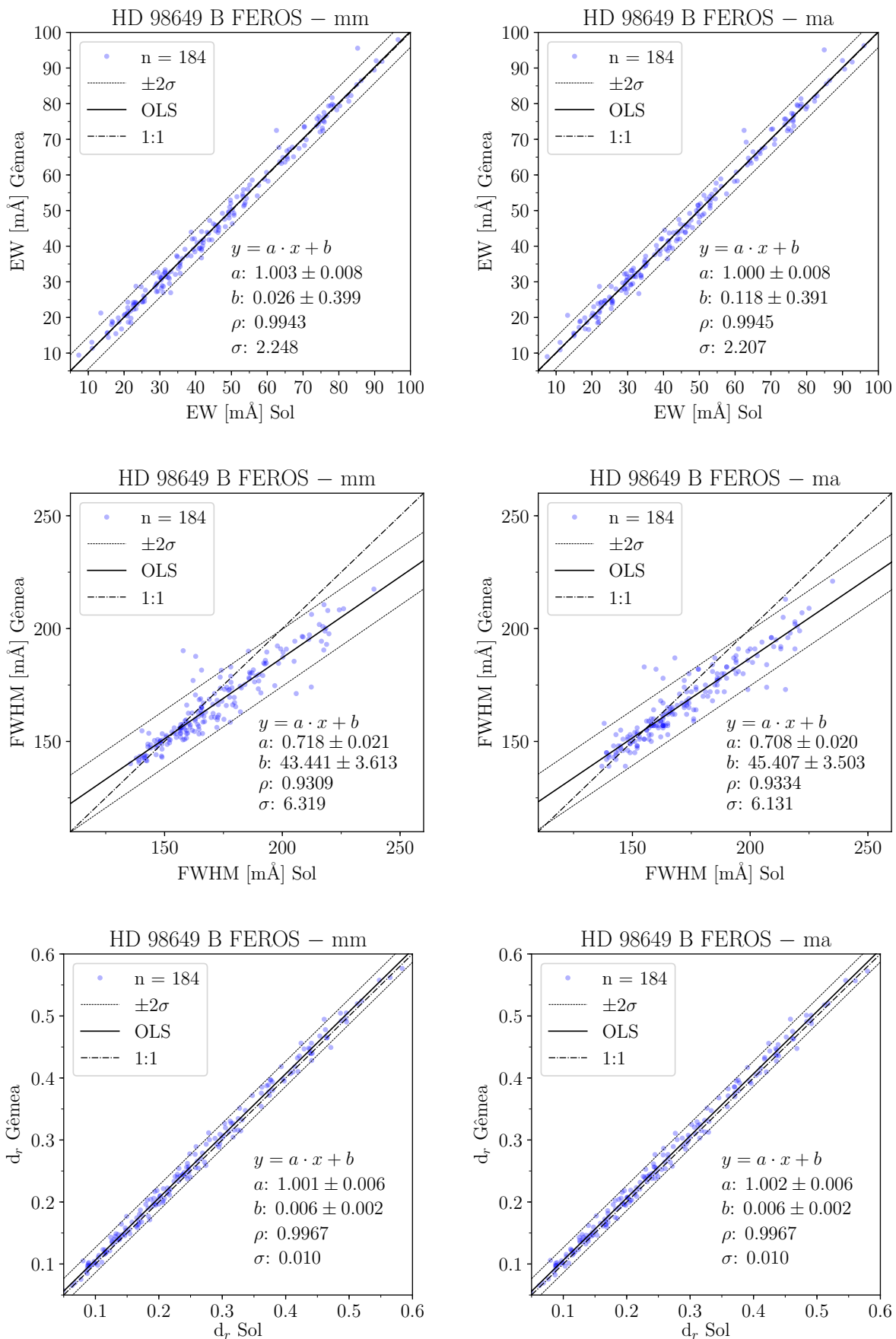


Figura 5.8: Os painéis mostram os ajustes da OLS na comparação com o nosso gabarito solar. De cima para baixo: EW, FWHM e profundidade. À esquerda, vemos os gráficos para o espectro FEROS da estrela HD 98649 (S/R=444) com as medidas tomadas manualmente. À direita, vemos as comparações da mesma estrela usando medidas automáticas.

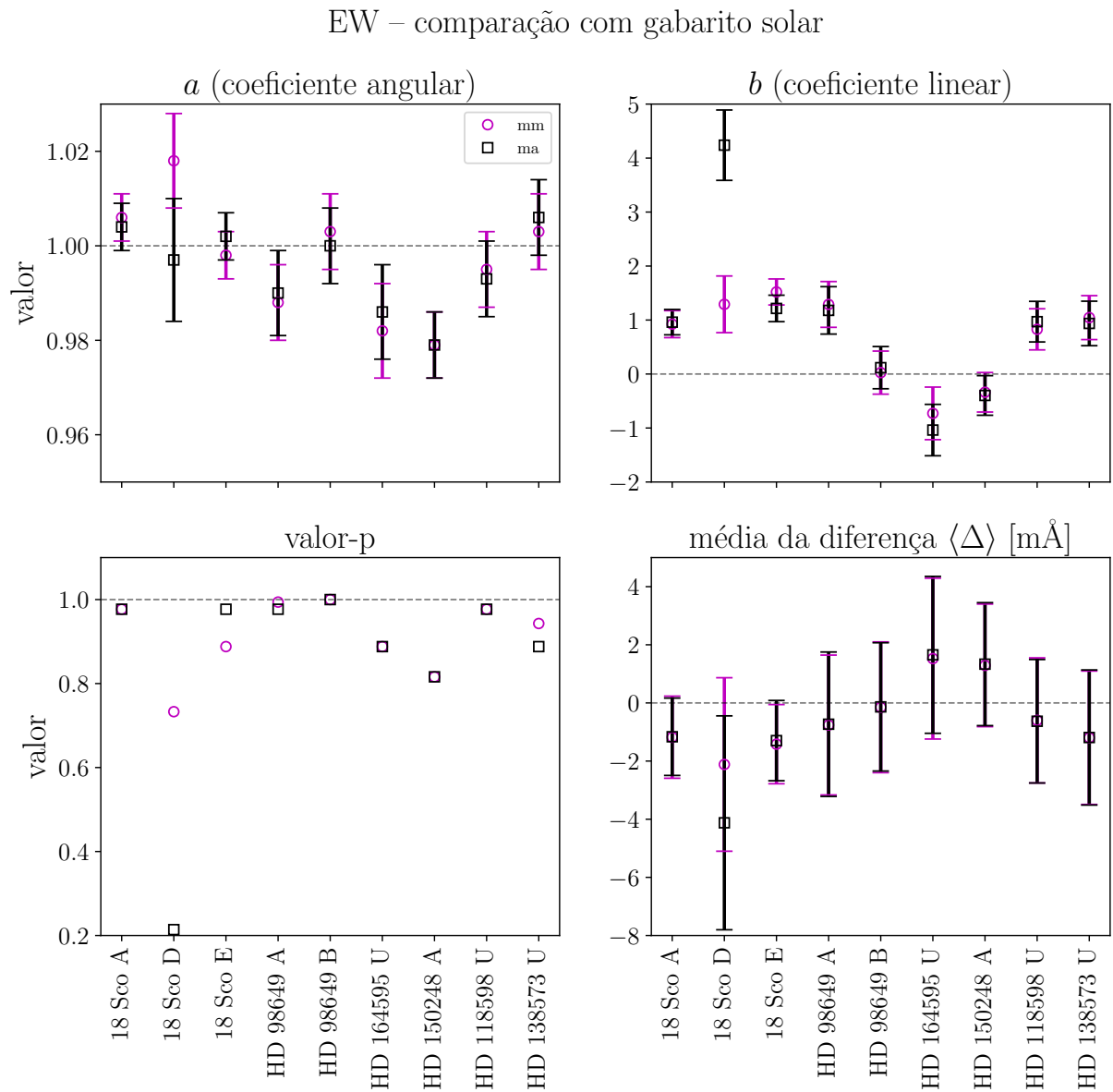


Figura 5.9: Mostramos neste gráfico os coeficientes de semelhança ( $a$ ,  $b$ , valor-p e  $\langle \Delta \rangle$ ) para a comparação das estrelas com o nosso gabarito solar para as medidas de EW manuais (círculos magentas) e automáticas (quadrados pretos). Este resultado, além de comparar os tipos de medidas entre si, já nos adianta os graus de similaridade entre as gêmeas solares com o Sol.

As medidas manuais e automáticas para determinação de semelhança entre gêmeas e o Sol são estatisticamente indistinguíveis. Isso é uma confirmação adicional do que já tínhamos adiantado na seção anterior. Se as medidas de  $m_a$  e  $m_m$  são indistinguíveis partindo do mesmo espectro da estrela, ao testarmos a semelhança com o Sol teremos as mesmas conclusões, independente da medida ser  $m_a$  ou  $m_m$ . Outro ponto é que a média das diferenças  $\langle \Delta \rangle$  está sempre dentro de  $\sim \sigma_\Delta$  do valor nulo. Então  $\sim \sigma_\Delta$  está compatível com a incerteza das EWs prevista no Capítulo 4 como  $\sim 1,5 \text{ m\AA}$ , evidenciando que podemos já estar na zona de ruído observacional. A média das diferenças também está sempre dentro do erro das medidas de EW  $\sim 1,5 \text{ m\AA}$  reforçando que estamos no limite observacional e que essas estrelas são empiricamente bastante parecidas com o Sol dentro dos limites de medida que temos. Isso era esperado, já que selecionamos a amostra através de outro estudo de semelhança com o Sol feito pelo nosso grupo (Porto de Mello et al. 2014).

#### 5.4 Comparação entre espectrógrafos e resoluções diferentes

Nas próximas seções, iremos mostrar três análises diferentes (mas pertencentes a um mesmo conjunto) nomeadas da seguinte forma:

- Análise IIa – Onde fazemos uma comparação direta dos espectros FEROS  $m_a$  com os espectros HARPS. Lembrando que para o HARPS sempre usamos medidas automáticas neste trabalho.
- Análise IIb – Onde fazemos uma comparação direta dos espectros FEROS  $m_a$  com sua resolução original de  $R=48.000$  com os mesmos objetos em espectros HARPS degradados para  $R=48.000$ .
- Análise IIc – Onde fazemos uma comparação direta dos espectros HARPS com sua resolução original de  $R=115.000$  com os mesmos espectros (mesmas observações) HARPS degradados para  $R=48.000$ .

A pergunta que tentamos responder é: como a caracterização de gêmeas solares pode ser influenciada pela instrumentação utilizada na análise? Como discutimos no Capítulo 1, o avanço da tecnologia e conseqüente melhora no poder resolutor dos espectrógrafos modernos foi um importante passo para o estudo dessa classe de estrelas. Além disso, a geometria observada do perfil das linhas espectrais está diretamente relacionada a este poder resolutor do

	FEROS x HARPS		FEROS x HARPS		HARPS x HARPS	
	original	original	original	degradado	original	degradado
Efeitos contidos:	Um para um	Cruzado	Um para um	Cruzado	Um para um	Cruzado
Poder resolutor	N/A	✓	N/A		✓	✓
Estabilidade	N/A	✓	N/A	✓		
Algoritmo de extração	N/A	✓	N/A	✓		
Colagem de ordens	N/A	✓	N/A	✓		
S/R	N/A	✓	N/A	✓		✓

Figura 5.10: Esquema que mostra a implicação de alguns possíveis fatores instrumentais e espectrais (como a S/R) nas diferenças encontradas nas comparações feitas nesta seção.

instrumento, como vimos no Capítulo 4. Quanto maior a resolução, naturalmente temos mais informações reais dos processos físicos acontecendo na atmosfera estelar, ainda que sujeitos a limitação instrumental.

Nesta comparação estatística utilizamos dados dos dois espectrógrafos diferentes e fizemos as comparações cruzando os dados de diferentes espectros do mesmo objeto, o que chamamos de reproducibilidade. Ou seja, comparamos o espectro 18 Sco A do HARPS com o espectro 18 Sco A do FEROS.

Na primeira parte, utilizamos os espectros originais descritos no Capítulo 2, com suas resoluções instrumentais preservadas de  $R=48.000$  para o FEROS e  $R=115.000$  para o HARPS. Já na segunda parte, utilizamos espectros HARPS degradados na mesma resolução do FEROS, ou seja,  $R=48.000$ . Este processo de degradação foi descrito no Capítulo 3. Na terceira parte, comparamos diretamente os espectros HARPS originais e os espectros degradados para termos uma ideia da influência líquida do impacto puramente devido ao poder resolutor, preservando a amostragem espectral original. Então nossas hipóteses são:

- FEROS original  $\times$  HARPS original – Mostra as diferenças de poder resolutor, estabilidade dos espectrógrafos, algoritmos de extração e redução dos dados, colagem de ordens, etc., além das diferenças intrínsecas dos espectros como a S/R, por exemplo. Veremos esta análise na Seção 5.5.
- FEROS original  $\times$  HARPS degradado – Mostra as diferenças de estabilidade dos instrumentos, algoritmos de extração e redução dos dados,

colagem de ordens, etc., além das diferenças intrínsecas dos espectros como a S/R (quando espectros diferentes do mesmo objeto são comparados entre si). Veremos esta análise na Seção 5.6.

- HARPS original  $\times$  HARPS degradado – Mostra as diferenças de poder resolutor nas comparações de um pra um (os mesmos arquivos de espectros) e diferenças de poder resolutor somadas às diferenças intrínsecas dos espectros como a S/R (quando espectros diferentes do mesmo objeto são comparados entre si). Veremos esta análise na Seção 5.7.

Iniciamos então fazendo as comparações na ordem: a) comparações diretas cruzadas e b) comparações de semelhança das estrelas com o Sol. Vemos na Fig. 5.10 um esquema explicativo de como funcionou a lógica das comparações e algumas possíveis causas de diferenças entre as medidas tomadas.

## 5.5 Análise Ila

### Comparação entre dois espectrógrafos: FEROS $\times$ HARPS

Nesta parte utilizamos os espectros dos dois instrumentos em resoluções originais, ou seja, FEROS com  $R=48.000$  e HARPS com  $R=115.000$ . Como dito anteriormente, o objetivo é que tenhamos evidências empíricas das diferenças causadas pela resolução, mas não é apenas isso que estará em jogo. Como são dois instrumentos distintos, ambos possuem configurações internas e externas diferentes entre si, além de que os espectros (observações) comparados não são os mesmos. Vemos no fluxograma da Fig. 5.11 como cruzamos os dados dos objetos comparados.

Na seção anterior quando comparamos medidas manuais e automática nos espectros FEROS, tínhamos a certeza que a única diferença em jogo era a execução da medida, já que as medidas tomadas vieram *exatamente* dos mesmos arquivos de espectros normalizados. Mas nesta parte da análise, temos em mente que aplicamos apenas comparações cruzadas do mesmo objeto, e não do mesmo arquivo de espectro. Isso é importante ser distinguido para que se entenda os efeitos embaraçados nas diferenças envolvidas, como mostrado na lista de checagem da Fig. 5.10. Mais tarde, na Subseção 5.7 mapeamos a influência pura da resolução usando o mesmo espectrógrafo, onde voltaremos a comparar os mesmos arquivos de espectros (e objetos) entre si.

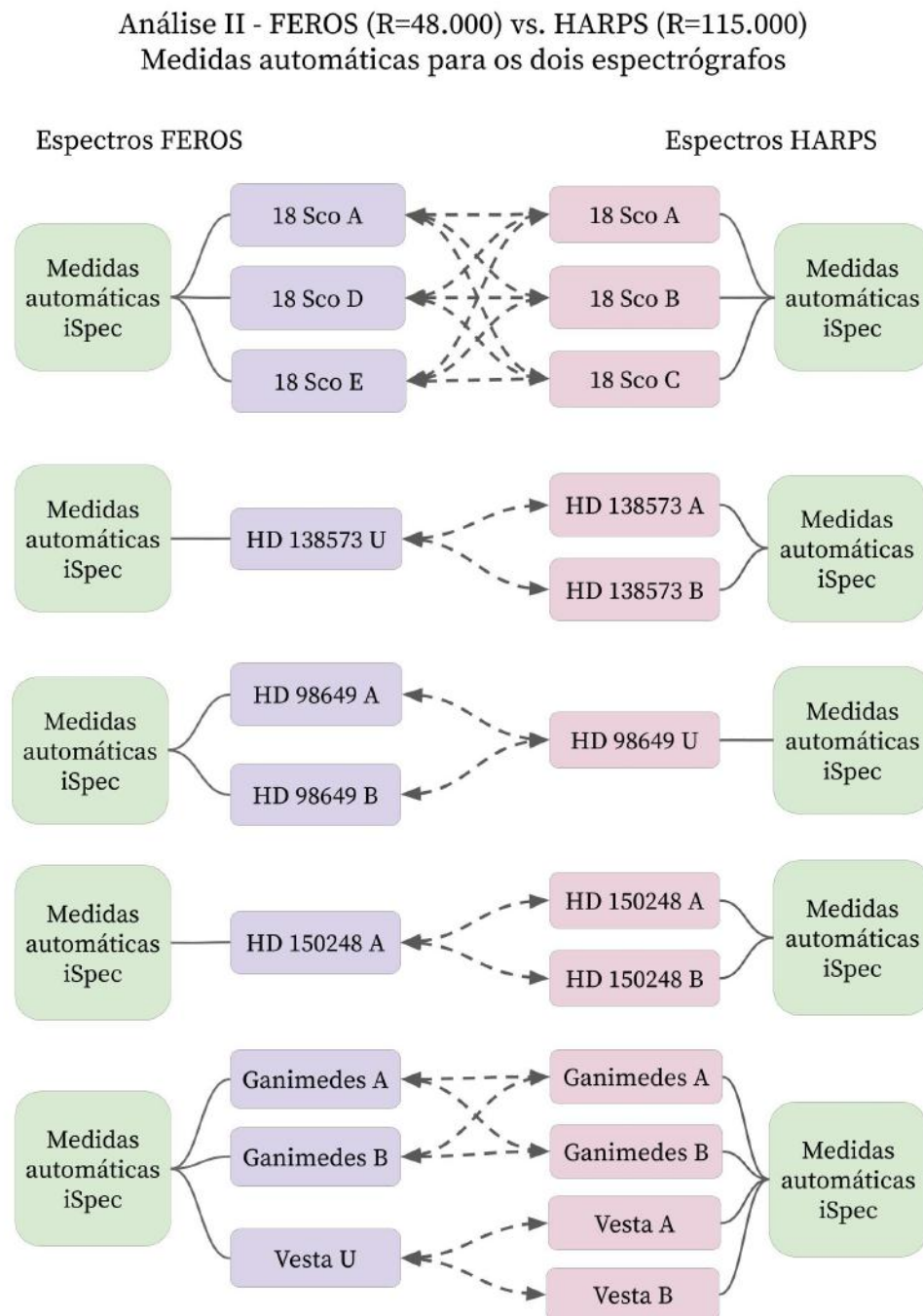


Figura 5.11: Fluxograma das comparações da Análise IIA com os espectros FEROS com R=48.000 e HARPS com R=115.000. As linhas tracejadas indicam as comparações cruzadas.

### 5.5.1 Comparações diretas cruzadas

A seguir, mostramos na Tabela 5.7 as estatísticas de comparação para EW entre os objetos (lembrando que não são os mesmos arquivos de espectro) de forma cruzada. Os valores para FWHM e profundidade podem ser vistos nas Tabelas A.5 e A.6 do Apêndice. Novamente, aqui nosso foco é entender se os objetos compartilham o mesmo regime (ou seja, se são classificadas de forma equivalente pelas suas distribuições) quando comparados de forma cruzada. As estatísticas são dadas pelo valor-p obtido do Teste K-S, além dos coeficientes da OLS que demonstram seus graus de semelhança.

Tabela 5.7: FEROS×HARPS – Os valores das estatísticas de comparação entre as distribuições de medidas automáticas de EW, ou seja,  $EW_{\text{FEROS}} \times EW_{\text{HARPS}}$ .

FEROS	HARPS	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco A	0.073	0.671	0.979	0.006	-1.642	0.338	2.662	1.933	0.996
18 Sco A	18 Sco B	0.057	0.903	0.974	0.007	-0.532	0.358	1.785	2.062	0.9955
18 Sco A	18 Sco C	0.083	0.5	0.975	0.005	-1.534	0.291	2.76	1.703	0.997
18 Sco D	18 Sco A	0.13	0.071	0.963	0.013	-4.002	0.726	5.917	3.908	0.9833
18 Sco D	18 Sco B	0.125	0.092	0.958	0.013	-2.865	0.739	5.04	4.002	0.9825
18 Sco D	18 Sco C	0.135	0.054	0.96	0.012	-3.937	0.676	6.015	3.668	0.9854
18 Sco E	18 Sco A	0.078	0.584	0.982	0.006	-1.91	0.321	2.791	1.818	0.9964
18 Sco E	18 Sco B	0.052	0.952	0.977	0.006	-0.798	0.342	1.914	1.954	0.9959
18 Sco E	18 Sco C	0.078	0.584	0.978	0.005	-1.816	0.253	2.889	1.474	0.9978
HD 98649 A	HD 98649 U	0.089	0.422	0.963	0.008	-1.719	0.446	3.511	2.604	0.9927
HD 98649 B	HD 98649 U	0.073	0.671	0.96	0.007	-1.171	0.366	3.076	2.234	0.9949
HD 150248 A	HD 150248 A	0.083	0.5	0.97	0.007	-1.858	0.331	3.236	1.989	0.9957
HD 150248 A	HD 150248 B	0.078	0.584	0.969	0.007	-1.43	0.354	2.88	2.123	0.9951
HD 138573 U	HD 138573 A	0.094	0.352	0.948	0.01	-1.166	0.525	3.67	3.157	0.9898
HD 138573 U	HD 138573 B	0.094	0.352	0.947	0.01	-1.012	0.527	3.594	3.18	0.9897
Ganimedes A	Ganimedes A	0.078	0.584	0.967	0.005	-0.961	0.281	2.51	1.727	0.9971
Ganimedes A	Ganimedes B	0.094	0.352	0.971	0.005	-1.268	0.256	2.669	1.571	0.9976
Ganimedes B	Ganimedes A	0.094	0.352	0.953	0.009	-1.179	0.471	3.452	2.815	0.9918
Ganimedes B	Ganimedes B	0.104	0.235	0.956	0.009	-1.487	0.457	3.611	2.719	0.9924
Vesta U	Vesta A	0.068	0.757	1.028	0.007	-2.872	0.383	1.532	2.224	0.9952
Vesta U	Vesta B	0.094	0.352	0.976	0.006	-1.996	0.292	3.13	1.707	0.9969

Mostramos na Fig. 5.12 um exemplo visual destas comparações. Nos painéis à esquerda, vemos os gráficos de comparação via OLS para EW, FWHM e  $d_r$ , enquanto à direita, vemos os histogramas da diferença entre as medidas.



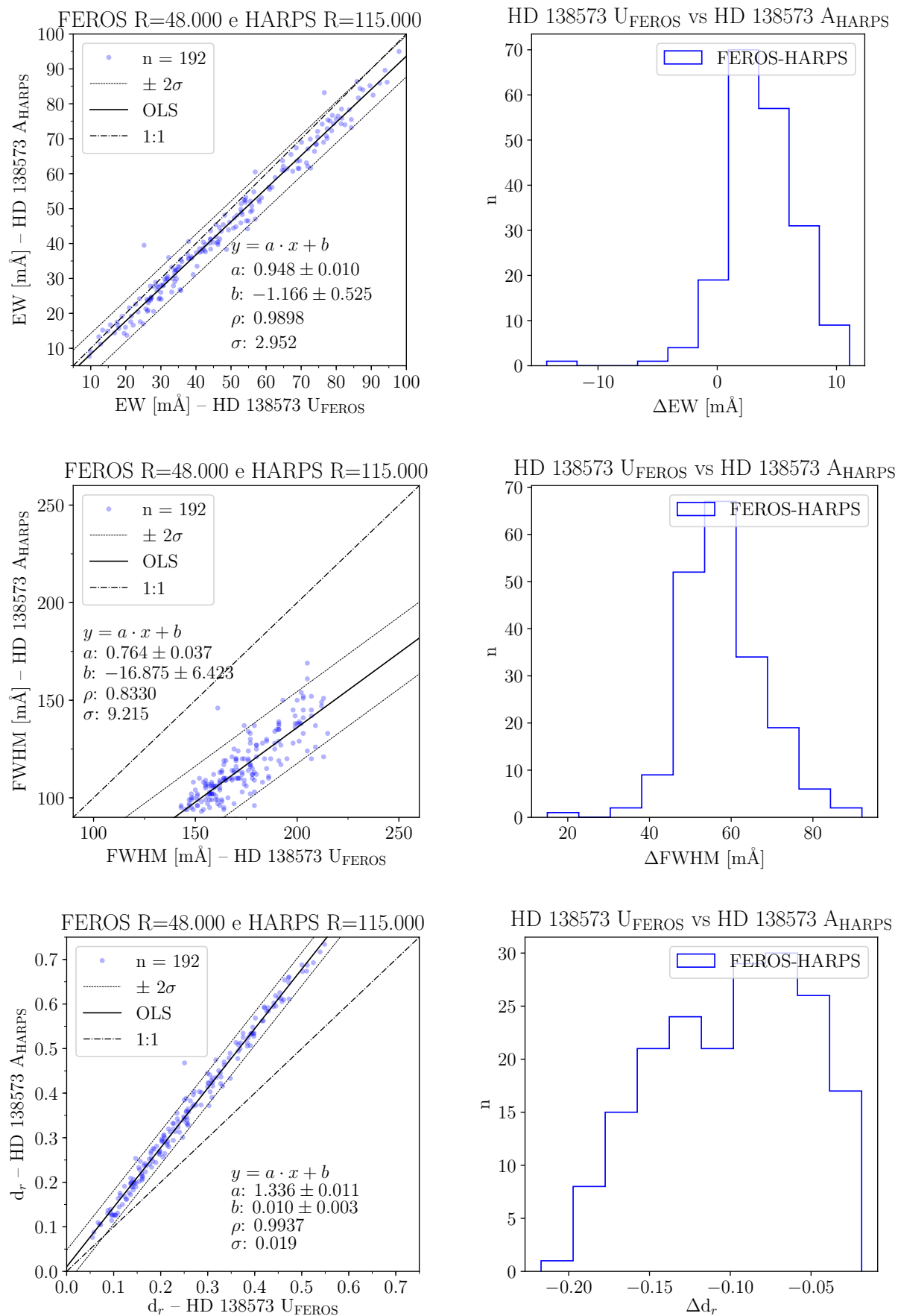


Figura 5.12: Vemos nos painéis à esquerda os ajustes da OLS de cima para baixo: EW, FWHM e profundidade. À direita, vemos os histogramas das diferenças das medidas, também na mesma ordem de cima para baixo, EW, FWHM e profundidade. Como esperado, os valores de EW são ligeiramente diferentes entre si, ao passo que FWHM e profundidade mostram regimes com diferenças bem mais acentuadas.

Lembramos que estes gráficos comparativos foram feitos para todos os espectros da análise. Como esperado, os valores de EW são ligeiramente diferentes entre si, ao passo que FWHM e  $d_r$  mostram regimes com diferenças bem mais acentuadas. Essa diferença acentuada nas distribuições de FWHM e profundidade são esperadas por conta da diferença de poder resolutor dos dois instrumentos. Essa questão será mais detalhada na Seção 5.7.

### 5.5.2 Comparações de semelhança das estrelas com o Sol

Mostramos na Tabela 5.8 as estatísticas de comparação para EW entre os objetos FEROS e HARPS (lembrando que não são os mesmos espectros) de forma cruzada. Os valores das estatísticas para FWHM e  $d_r$  podem ser vistos nas Tabelas A.7 e A.8 do Apêndice. Vemos também na Fig. 5.13 um exemplo dos gráficos dos ajustes da reta via OLS para espectros da estrela HD 138573. É importante salientar que nos painéis superiores da Fig. 5.13 a diferença entre os espalhamentos  $\sigma$  das comparações visuais de EW chamam bastante atenção. Por um lado, vemos  $\sigma = 3,070 \text{ m\AA}$  ao comparar a HD 138573 com o Sol no FEROS, ao passo que vemos  $\sigma = 1,233 \text{ m\AA}$  no HARPS. Isso poderia ser explicado pela diferença de poder resolutor entre os dois instrumentos, mas seria apenas isto? Nas próximas seções investigamos essa hipótese mais de perto, isolando o poder resolutor de outros possíveis fatores instrumentais.

Tabela 5.8: FEROS×HARPS – Os valores das estatísticas de comparação entre as distribuições de medidas automáticas de EW, ou seja,  $EW_{\text{FEROS}} \times EW_{\text{HARPS}}$ .

Espectro	Instr.	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	FEROS	0.052	0.952	1.006	0.005	0.835	0.237	-1.101	1.341	0.9981
18 Sco D	FEROS	0.109	0.189	0.994	0.014	4.653	0.706	-4.356	3.976	0.9828
18 Sco E	FEROS	0.047	0.982	1.003	0.005	1.090	0.242	-1.230	1.364	0.9980
18 Sco A	HARPS	0.052	0.952	1.019	0.005	0.109	0.233	-0.948	1.392	0.9980
18 Sco B	HARPS	0.063	0.836	1.013	0.006	1.228	0.278	-1.826	1.620	0.9971
18 Sco C	HARPS	0.042	0.996	1.013	0.004	0.245	0.217	-0.851	1.274	0.9982
HD 138573 U	FEROS	0.047	0.982	1.006	0.010	0.516	0.546	-0.783	3.073	0.9898
HD 138573 A	HARPS	0.031	1.000	1.001	0.004	-0.434	0.215	0.377	1.233	0.9982
HD 138573 B	HARPS	0.036	0.999	0.999	0.005	-0.251	0.258	0.301	1.483	0.9974
HD 150248 A	FEROS	0.063	0.836	0.982	0.007	-0.540	0.370	1.397	2.119	0.9951
HD 150248 A	HARPS	0.068	0.757	0.987	0.007	-1.524	0.329	2.123	1.910	0.9957
HD 150248 B	HARPS	0.063	0.836	0.986	0.006	-1.135	0.319	1.767	1.853	0.9960
HD 98649 A	FEROS	0.042	0.996	0.990	0.009	0.969	0.471	-0.475	2.661	0.9922
HD 98649 B	FEROS	0.026	1.000	0.997	0.008	0.182	0.397	-0.039	2.236	0.9945
HD 98649 U	HARPS	0.042	0.996	0.994	0.006	-0.238	0.291	0.527	1.678	0.9967

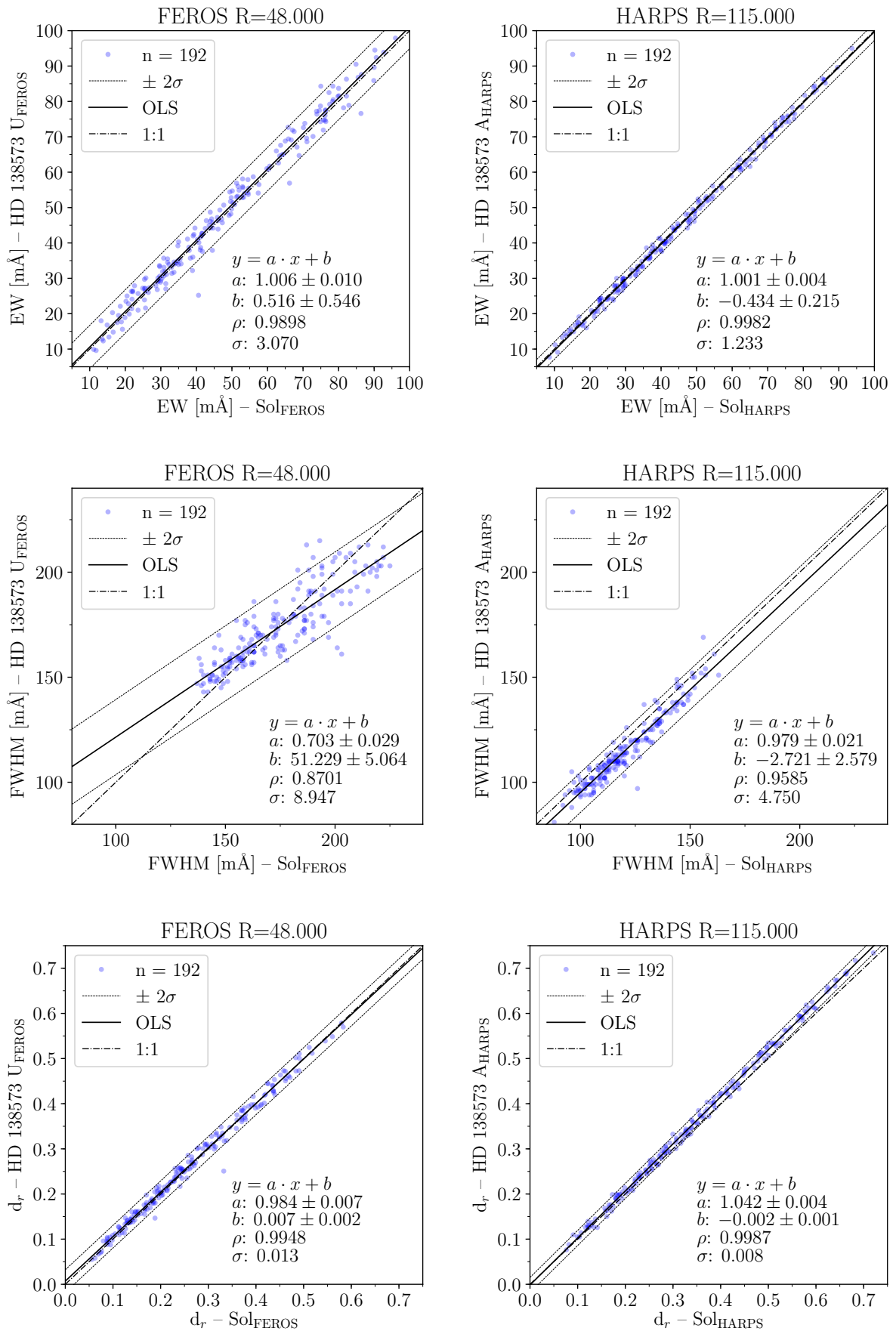


Figura 5.13: Os painéis mostram os ajustes da OLS na comparação com os nossos gabaritos solares de cada espectrógrafo. De cima para baixo: EW, FWHM e profundidade. À esquerda, vemos os gráficos para o espectro FEROS da estrela HD 138573 (S/R=423). À direita, vemos as comparações da mesma estrela usando o espectro HARPS com resolução preservada de R=115.000 e com S/R=460.

## 5.6 Análise IIb

### Comparação à mesma resolução (R=48.000)

Mostramos agora as comparações cruzadas do FEROS com o HARPS degradado à mesma resolução (R=48.000). Ou seja, neste momento supomos eliminar os efeitos puramente devidos ao poder resolutor, restando apenas aqueles intrínsecos dos instrumentos (como colagem de ordem, extração, etc) e os espectrais (como a S/R). Vemos no fluxograma da Fig. 5.14 o esquema das comparações cruzadas. A lógica é a mesma da seção anterior, porém com o processo de degradação para comparação em igualdade de poder resolutor.

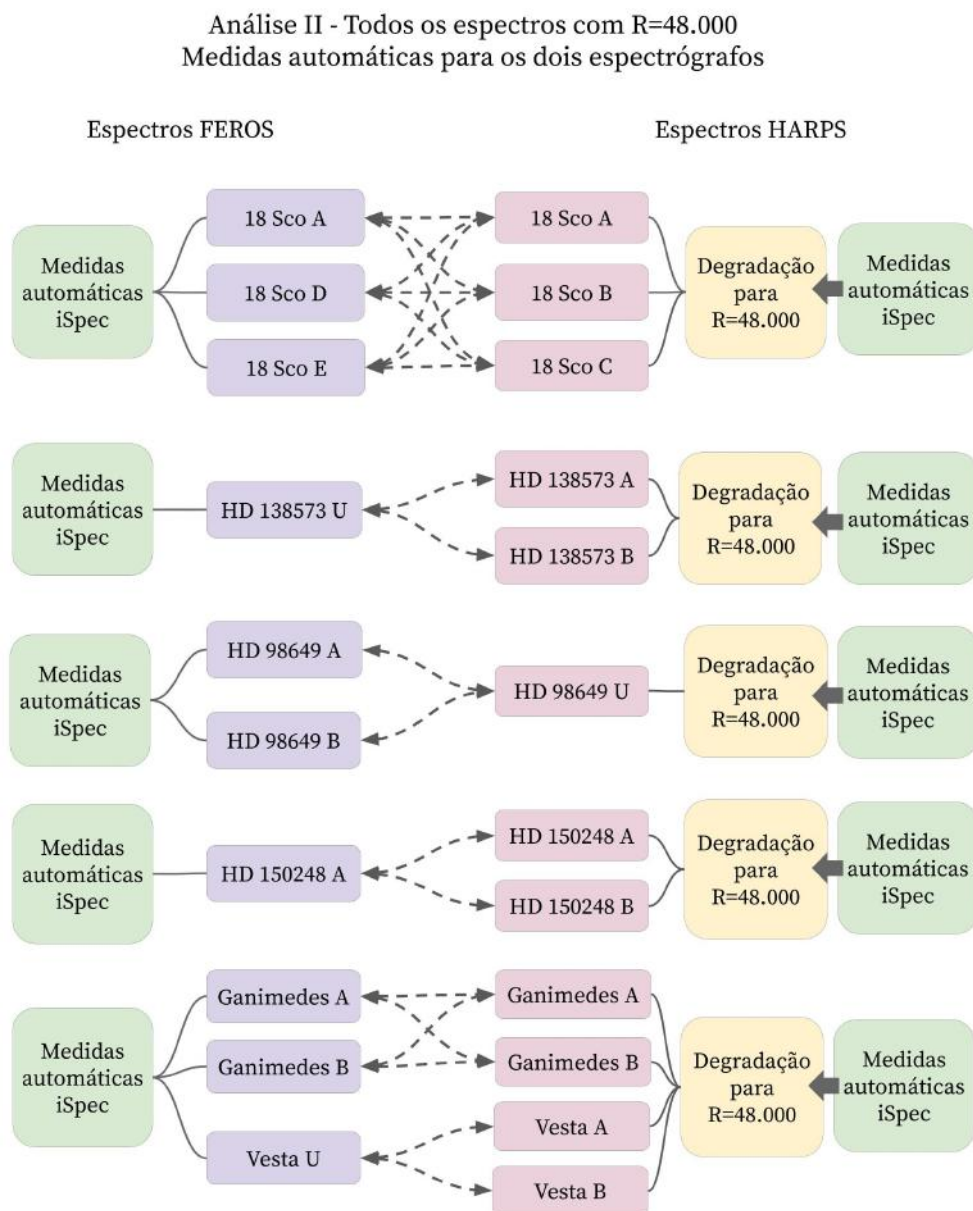


Figura 5.14: Fluxograma das comparações da Análise IIb com todos os espectros com R=48.000. As linhas tracejadas indicam as comparações de um para um.

### 5.6.1 Comparações diretas cruzadas

Da mesma forma que fizemos anteriormente, vemos na Fig. 5.4 um exemplo da comparação via OLS das medidas (à esquerda) e do histograma da diferença (à direita) para os valores de comparações diretas das EW, FWHM e profundidade desta vez para a estrela 18 Sco.

Todos os valores das estatísticas para EW do Teste K-S, coeficientes da reta ( $a$  e  $b$ ) e coeficiente de correlação  $\rho$  podem ser vistos na Tabela 5.9 para todos eles. Os valores para FWHM e profundidade podem ser vistos nas Tabelas A.9 e A.10 do Apêndice. Novamente, aqui nosso foco é entender se os objetos compartilham o mesmo regime (ou seja, se são classificadas de forma equivalente pelas suas distribuições) quando comparados de forma cruzada.

Tabela 5.9: FEROS×HARPS ( $R=48.000$ ) – Os valores das estatísticas de comparação entre as distribuições de medidas automáticas de EW, ou seja,  $EW_{\text{FEROS}} \times EW_{\text{HARPS}} \text{ degradado}$ .

FEROS	HARPS	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco A	0.052	0.969	1.002	0.007	-1.825	0.345	1.735	1.766	0.9964
18 Sco A	18 Sco B	0.041	0.999	0.997	0.009	-0.213	0.466	0.334	2.387	0.9933
18 Sco A	18 Sco C	0.058	0.926	0.999	0.005	-1.642	0.262	1.704	1.342	0.9979
18 Sco D	18 Sco A	0.134	0.085	0.981	0.015	-4.117	0.814	5.089	3.973	0.9816
18 Sco D	18 Sco B	0.099	0.353	0.977	0.016	-2.509	0.871	3.688	4.255	0.9789
18 Sco D	18 Sco C	0.128	0.111	0.978	0.014	-3.935	0.773	5.058	3.783	0.9833
18 Sco E	18 Sco A	0.058	0.926	1.006	0.007	-2.141	0.361	1.857	1.839	0.9961
18 Sco E	18 Sco B	0.035	1.0	1.002	0.009	-0.539	0.47	0.456	2.394	0.9933
18 Sco E	18 Sco C	0.052	0.969	1.003	0.005	-1.971	0.265	1.826	1.348	0.9979
HD 98649 A	HD 98649 U	0.07	0.782	0.981	0.01	-1.573	0.496	2.456	2.581	0.992
HD 98649 B	HD 98649 U	0.07	0.782	0.979	0.008	-1.043	0.394	2.02	2.095	0.9949
HD 150248 A	HD 150248 A	0.076	0.693	0.998	0.007	-2.158	0.36	2.237	1.888	0.9956
HD 150248 A	HD 150248 B	0.07	0.782	0.998	0.007	-2.007	0.365	2.094	1.913	0.9955
HD 138573 U	HD 138573 A	0.087	0.512	0.97	0.011	-1.152	0.55	2.581	2.92	0.9901
HD 138573 U	HD 138573 B	0.076	0.693	0.969	0.011	-0.883	0.574	2.348	3.042	0.9892
Ganimedes A	Ganimedes A	0.052	0.969	0.986	0.005	-0.812	0.259	1.458	1.375	0.9978
Ganimedes A	Ganimedes B	0.052	0.969	0.993	0.005	-1.126	0.237	1.469	1.242	0.9982
Ganimedes B	Ganimedes A	0.076	0.693	0.975	0.01	-1.272	0.507	2.48	2.652	0.9917
Ganimedes B	Ganimedes B	0.07	0.782	0.982	0.009	-1.608	0.486	2.492	2.52	0.9925
Vesta U	Vesta A	0.047	0.991	1.028	0.007	-2.605	0.34	1.255	1.843	0.9965
Vesta U	Vesta B	0.07	0.782	0.997	0.006	-1.996	0.288	2.124	1.481	0.9974

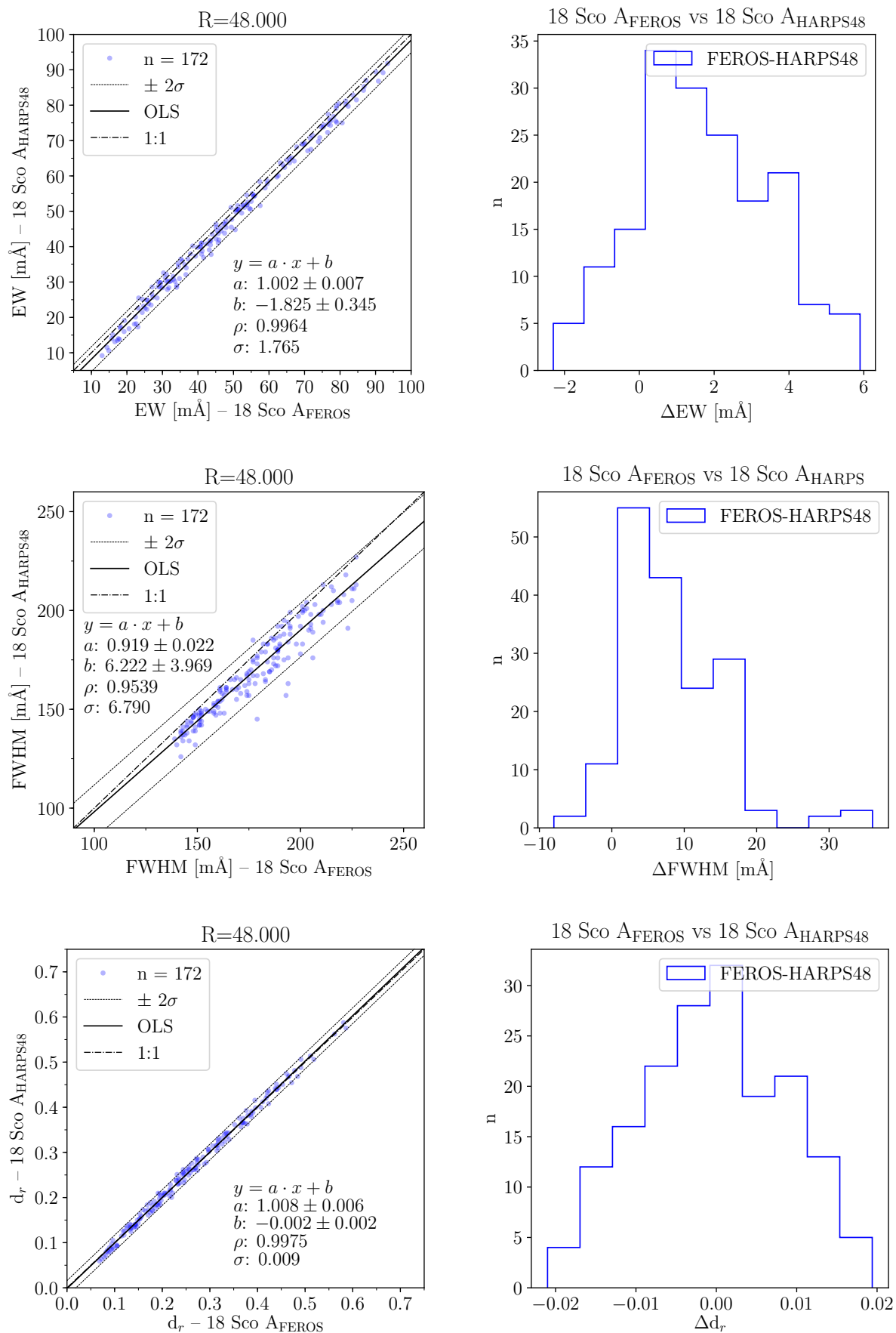


Figura 5.15: À esquerda os ajustes da OLS de cima para baixo: EW, FWHM e profundidade. À direita, vemos os histogramas das diferenças das medidas.

### 5.6.2 Comparações de semelhança das estrelas com o Sol

Aqui mostramos as estatísticas de comparação cruzada para os espectros de cada objeto da nossa amostra comparados com o nosso gabarito solar. Novamente, mostramos os gráficos de apenas algumas comparações (Fig. 5.16) para EW no painel superior, FWHM no meio e profundidade no inferior. Os valores das comparações de EW para os outros espectros estão na Tabela 5.9. Podemos ver que alguns dos valores das estatísticas das medidas FEROS diferem ligeiramente dos encontrados na Subseção 5.3.2 onde já havíamos comparado a semelhança das gêmeas com o Sol nas medidas automáticas. Esta pequena divergência é causada por conta da lista de linhas serem diferentes naquela comparação, como explicado ao final do Capítulo 4. Os valores das estatísticas para FWHM e profundidade podem ser vistos nas Tabelas A.11 e A.12 no Apêndice A.

Tabela 5.10: FEROS×HARPS ( $R=48.000$ ) – Os valores das estatísticas de comparação entre as distribuições de medidas automáticas de EW, ou seja,  $EW_{\text{FEROS}} \times EW_{\text{HARPS}}^{\text{degradado}}$ .

Espectro	Instr. $D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$	
18 Sco A	FEROS	0.052	0.969	1.005	0.004	0.95	0.223	-1.172	1.164	0.9984
18 Sco D	FEROS	0.116	0.183	0.992	0.015	4.884	0.788	-4.526	4.097	0.9803
18 Sco E	FEROS	0.047	0.991	1.0	0.005	1.303	0.261	-1.294	1.358	0.9978
18 Sco A	HARPS	0.047	0.991	1.022	0.005	-0.104	0.23	-0.894	1.292	0.9983
18 Sco B	HARPS	0.081	0.601	1.018	0.007	1.486	0.369	-2.295	1.984	0.9955
18 Sco C	HARPS	0.041	0.999	1.018	0.004	0.123	0.197	-0.925	1.1	0.9987
HD 98649 A	FEROS	0.047	0.991	0.989	0.01	1.007	0.529	-0.508	2.756	0.9909
HD 98649 B	FEROS	0.029	1.0	0.997	0.009	0.209	0.448	-0.072	2.327	0.9936
HD 98649 U	HARPS	0.041	0.999	0.996	0.006	-0.324	0.296	0.491	1.566	0.997
HD 150248 A	FEROS	0.058	0.926	0.976	0.008	-0.184	0.411	1.328	2.193	0.9943
HD 150248 A	HARPS	0.07	0.782	0.991	0.007	-1.711	0.343	2.107	1.823	0.9959
HD 150248 B	HARPS	0.064	0.862	0.991	0.007	-1.548	0.36	1.965	1.911	0.9955
HD 138573 U	FEROS	0.047	0.991	1.001	0.012	0.712	0.613	-0.764	3.188	0.9881
HD 138573 A	HARPS	0.041	0.999	1.003	0.004	-0.488	0.207	0.359	1.097	0.9985
HD 138573 B	HARPS	0.029	1.0	1.002	0.006	-0.208	0.276	0.127	1.458	0.9974

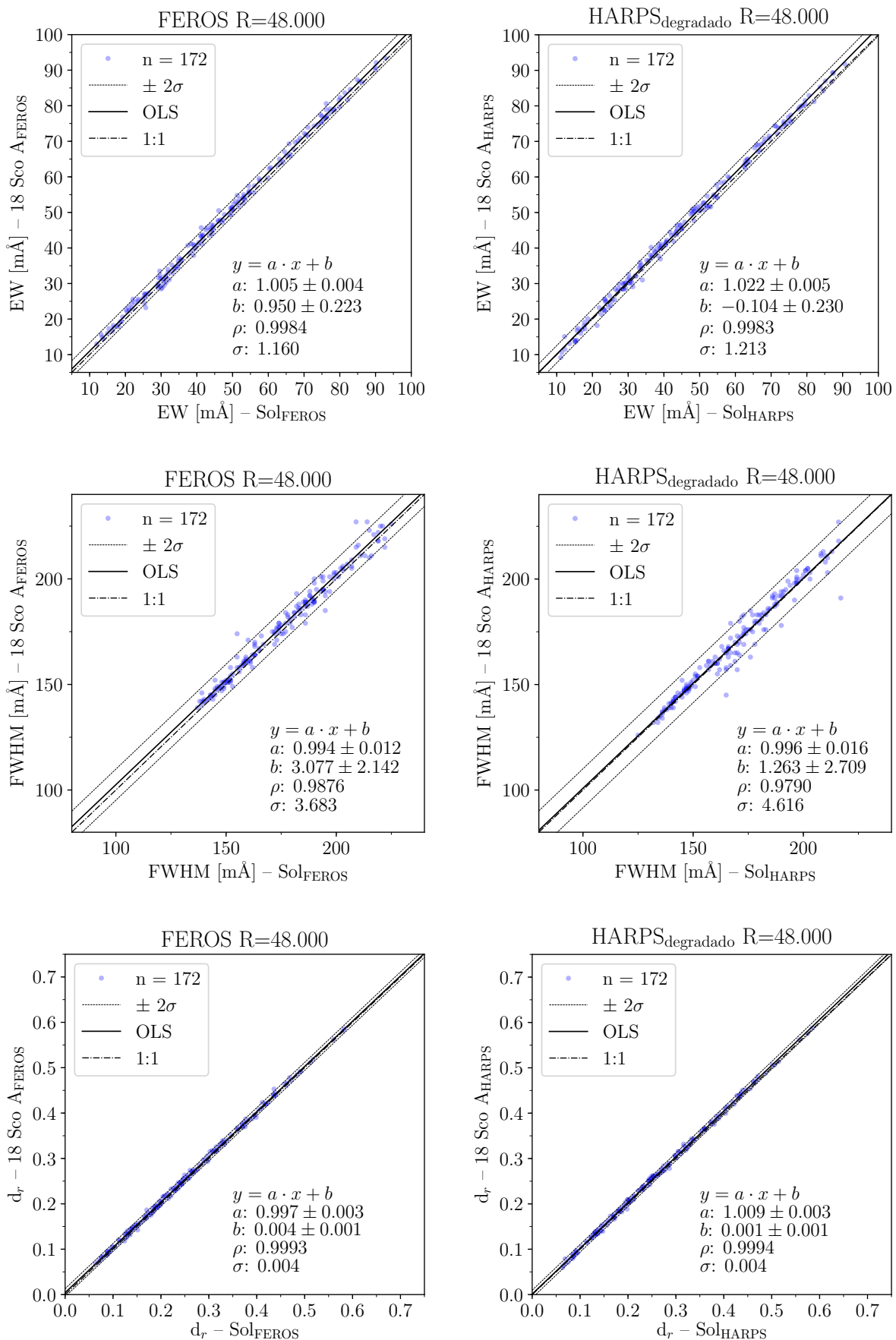


Figura 5.16: Os painéis mostram os ajustes da OLS na comparação com os nossos gabaritos solares de cada espectrógrafo. De cima para baixo: EW, FWHM e profundidade. À esquerda, vemos os gráficos para o espectro FEROS da estrela 18 Sco (S/R=524). À direita, vemos as comparações da mesma estrela usando o espectro HARPS degradado e com S/R=520.



## 5.7 Análise Iic

### Comparação entre resoluções diferentes do mesmo instrumento

Como explicado na Seção 4.4.3, resoluções instrumentais diferentes podem ter um impacto não desprezível na caracterização espectral de um objeto, já que os perfis de linha serão amostrados de forma diferente. Nesta parte da análise testamos as EWs, FWHM e  $d_r$ , em espectros HARPS com resolução original ( $R=115.000$ ) contra espectros degradados em  $R=48.000$ . Aqui, visamos revistar os resultados obtidos anteriormente, só que em vez de dois espectrógrafos diferentes, desta vez usamos apenas o HARPS. Os espectros diferem apenas em resolução instrumental, como mostrado no fluxograma explicativo da Fig. 5.17.

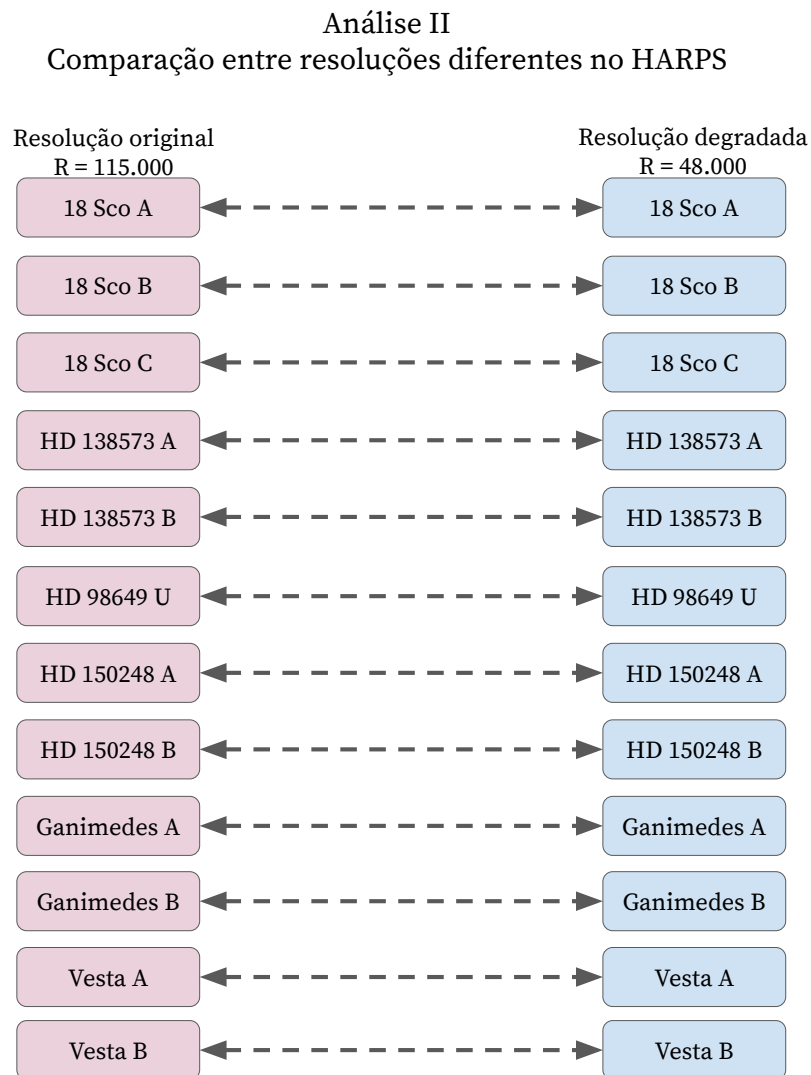


Figura 5.17: Esquema explicativo de como foram feitas as comparação de um pra um na Análise Iic.

Nesta terceira parte da Análise II, a ideia é que utilizemos os mesmos arquivos de espectros (mesmas observações) para fazer as comparações entre si, um a um. Ou seja, somos capazes de estimar de forma isolada como o poder resolutor (mantendo a amostragem espectral fixa) pode alterar as caracterizações de semelhança nas gêmeas solares, deixando de lado outros fatores que poderiam influenciar nas diferenças.

Adiante, seguimos então a mesma ordem de exposição da análise: primeiramente com a comparação direta entre os espectros e em seguida, a comparação das gêmeas solares com o nosso gabarito solar. E como voltamos a comparar distribuições entre mesmos arquivos de espectros, voltamos a utilizar os painéis de visualização resumida dos coeficientes, como utilizamos na Seção 5.3 ao comparar FEROS mm e FEROS ma.

### 5.7.1 Comparações diretas

Os valores das estatísticas para EW do Teste K-S, coeficientes da reta ( $a$  e  $b$ ) e coeficiente de correlação  $\rho$  podem ser vistos na Tabela 5.11. Observe os valores-p das EW e compare-os com os da FWHM na Tabela 5.12 e  $d_r$  na Tabela 5.13. Novamente vemos como a degenerescência da EW faz com que ela seja a medida que menos varia com a resolução. Nosso foco é entender se os arquivos de espectros iguais compartilham o mesmo regime quando comparados diretamente, diferenciando-se apenas pela resolução.

Vemos na Fig. 5.18 um exemplo da comparação via OLS das medidas (à esquerda) e do histograma da diferença (à direita) para os valores de comparações diretas das EW, FWHM e profundidade agora para a estrela HD 138573. Além disso, mostramos na Fig. 5.19 os painéis com a visualização resumida dos coeficientes das comparações para EW profundidade da Tabela 5.11.

Tabela 5.11: EW em resoluções diferentes no HARPS – Os valores da comparação entre as distribuições de EW do HARPS com R=48.000 e com R=115.000, ou seja,  $EW_{\text{HARPS degradado}} \times EW_{\text{HARPS}}$ .

Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	0.04	0.997	0.975	0.004	0.146	0.225	1.022	1.399	0.9979
18 Sco B	0.05	0.96	0.972	0.004	-0.235	0.219	1.554	1.36	0.9981
18 Sco C	0.045	0.985	0.976	0.003	-0.066	0.176	1.179	1.134	0.9987
HD 98649 U	0.045	0.985	0.975	0.004	-0.011	0.188	1.123	1.207	0.9985
HD 150248 A	0.045	0.985	0.972	0.004	0.093	0.184	1.119	1.245	0.9984
HD 150248 B	0.04	0.997	0.972	0.004	0.179	0.204	1.008	1.34	0.9981
HD 138573 A	0.04	0.997	0.975	0.004	-0.015	0.189	1.136	1.215	0.9985
HD 138573 B	0.05	0.96	0.974	0.004	-0.154	0.186	1.324	1.204	0.9985
Ganimedes A	0.04	0.997	0.978	0.004	-0.104	0.173	1.1	1.096	0.9987
Ganimedes B	0.045	0.985	0.975	0.003	-0.108	0.167	1.254	1.101	0.9988
Vesta A	0.035	1.0	0.994	0.004	-0.401	0.194	0.66	1.149	0.9985
Vesta B	0.045	0.985	0.975	0.003	-0.114	0.16	1.222	1.064	0.9989

Tabela 5.12: FWHM em resoluções diferentes no HARPS – Os valores da comparação entre as distribuições de FWHM do HARPS com R=48.000 e com R=115.000, ou seja,  $FWHM_{\text{HARPS degradado}} \times FWHM_{\text{HARPS}}$ .

Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	0.74	0.0	0.713	0.016	3.012	2.665	45.765	7.846	0.9558
18 Sco B	0.74	0.0	0.677	0.016	8.096	2.716	47.795	9.112	0.9517
18 Sco C	0.74	0.0	0.751	0.015	-3.283	2.629	45.785	7.27	0.9612
HD 98649 U	0.795	0.0	0.647	0.019	9.373	3.223	48.685	9.701	0.9213
HD 150248 A	0.785	0.0	0.751	0.015	-6.545	2.398	47.385	6.803	0.965
HD 150248 B	0.775	0.0	0.766	0.017	-8.883	2.854	47.55	7.271	0.9537
HD 138573 A	0.79	0.0	0.759	0.017	-8.18	2.767	47.795	7.111	0.9552
HD 138573 B	0.79	0.0	0.723	0.016	-2.474	2.687	48.05	7.655	0.9538
Ganimedes A	0.77	0.0	0.72	0.016	0.343	2.784	46.995	7.822	0.9525
Ganimedes B	0.77	0.0	0.723	0.015	0.002	2.604	46.69	7.402	0.9581
Vesta A	0.715	0.0	0.742	0.02	-1.596	3.474	45.155	8.124	0.9326
Vesta B	0.775	0.0	0.724	0.015	-0.112	2.454	46.46	7.021	0.9625

Tabela 5.13: Profundidade  $d_r$  em resoluções diferentes no HARPS – Os valores da comparação entre as distribuições de  $d_r$  do HARPS com R=48.000 e com R=115.000, ou seja,  $d_{r\text{HARPS degradado}} \times d_{r\text{HARPS}}$ .

Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	0.245	0.0	1.262	0.005	0.017	0.001	-0.085	0.033	0.9987
18 Sco B	0.235	0.0	1.262	0.004	0.016	0.001	-0.084	0.033	0.9988
18 Sco C	0.23	0.0	1.267	0.005	0.014	0.001	-0.083	0.033	0.9987
HD 98649 U	0.255	0.0	1.289	0.005	0.02	0.001	-0.095	0.037	0.9984
HD 150248 A	0.24	0.0	1.294	0.005	0.016	0.001	-0.09	0.038	0.9984
HD 150248 B	0.23	0.0	1.287	0.005	0.018	0.001	-0.09	0.036	0.9985
HD 138573 A	0.24	0.0	1.286	0.005	0.019	0.002	-0.094	0.037	0.9983
HD 138573 B	0.25	0.0	1.289	0.005	0.018	0.002	-0.093	0.037	0.9982
Ganimedes A	0.235	0.0	1.274	0.005	0.016	0.001	-0.086	0.034	0.9986
Ganimedes B	0.225	0.0	1.277	0.005	0.015	0.001	-0.085	0.035	0.9987
Vesta A	0.225	0.0	1.253	0.005	0.019	0.001	-0.084	0.032	0.9986
Vesta B	0.225	0.0	1.273	0.004	0.015	0.001	-0.084	0.034	0.9988

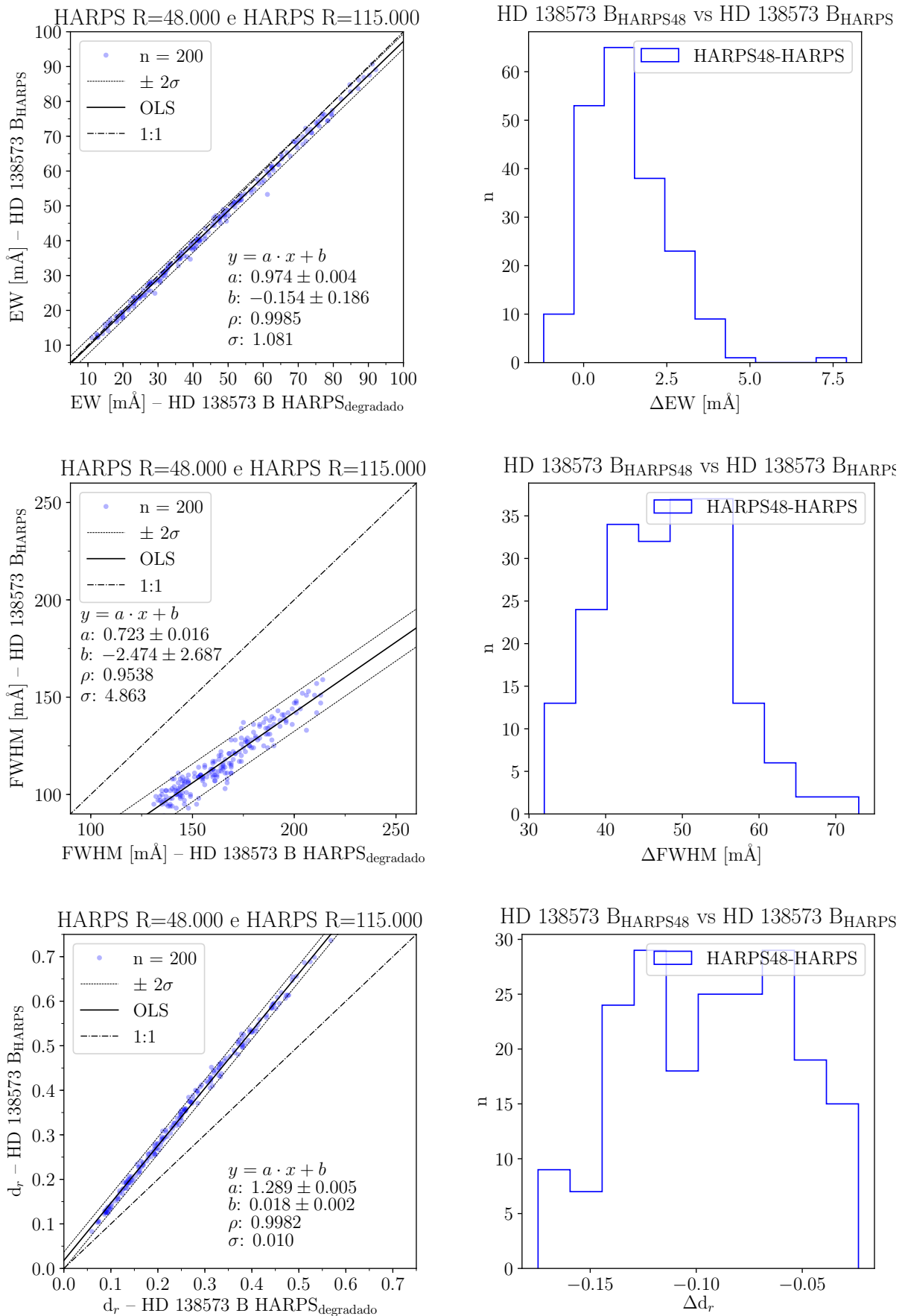


Figura 5.18: Vemos à esquerda os ajustes da OLS de cima para baixo: EW, FWHM e profundidade. À direita, vemos os histogramas dessas medidas. Como esperado, os valores de EW são ligeiramente diferentes entre si, ao passo que FWHM e profundidade mostram regimes com diferenças bem mais acentuadas.

## EW – HARPS48 vs HARPS

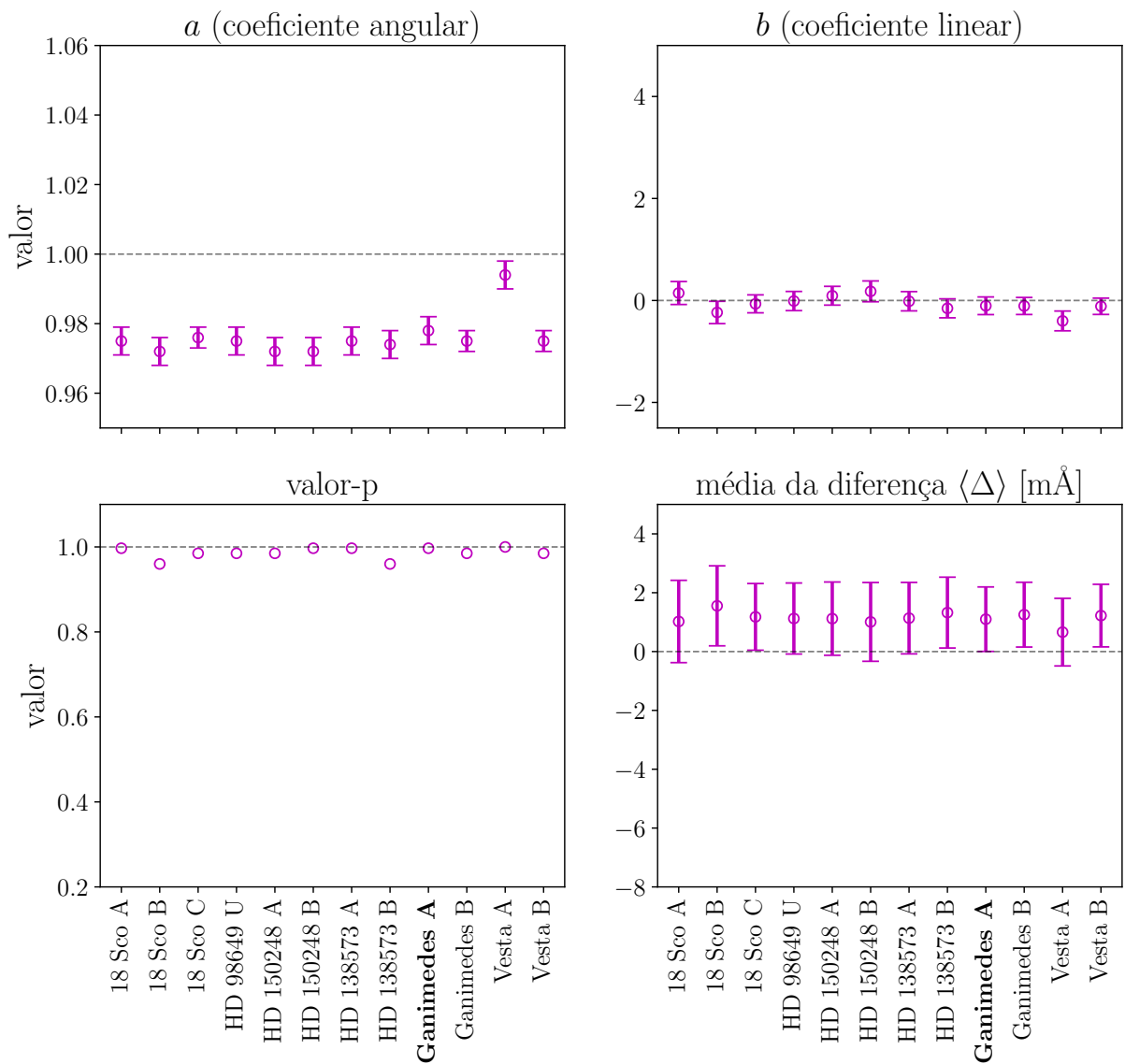


Figura 5.19: Visualização resumida dos coeficientes das comparações para EW da Tabela 5.11. As linhas horizontais tracejadas indicam o valor ótimo para semelhança. No painel superior esquerdo vemos o coeficiente angular  $a$  da OLS, assim como na direita vemos o coeficiente linear  $b$ . Abaixo, no painel esquerdo, vemos o valor-p dado pelo Teste K-S, enquanto à direita vemos a média das diferenças  $\langle \Delta \rangle$  entre as medidas.

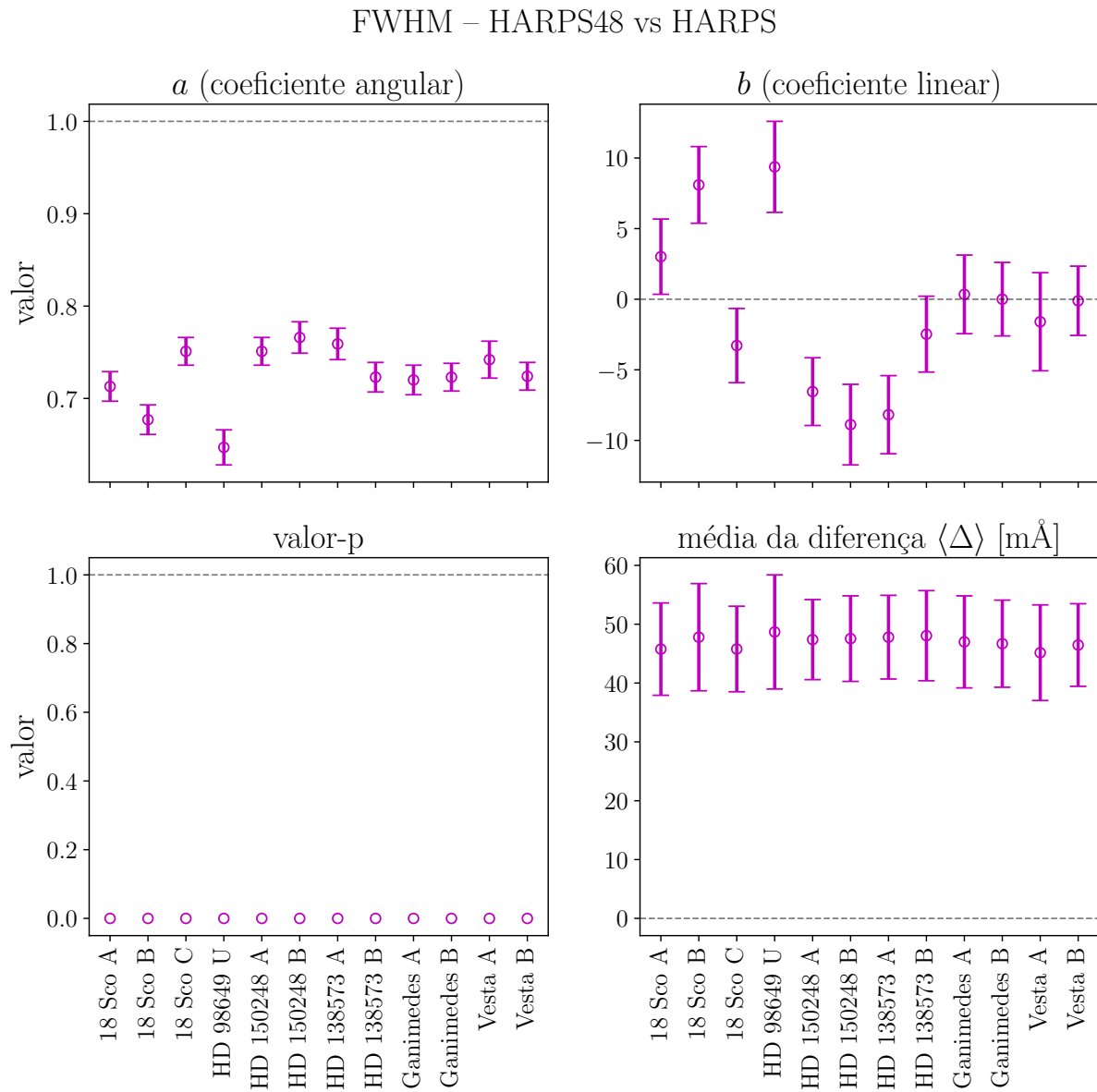


Figura 5.20: Visualização resumida dos coeficientes das comparações para FWHM da Tabela 5.12. As linhas horizontais tracejadas indicam o valor ótimo para semelhança. No painel superior esquerdo vemos o coeficiente angular  $a$  da OLS, assim como na direita vemos o coeficiente linear  $b$ . Abaixo, no painel esquerdo, vemos o valor-p dado pelo Teste K-S, enquanto à direita vemos a média das diferenças  $\langle \Delta \rangle$  entre as medidas. Nitidamente, as distribuições não são consideradas semelhantes para as duas resoluções, o que era esperado.

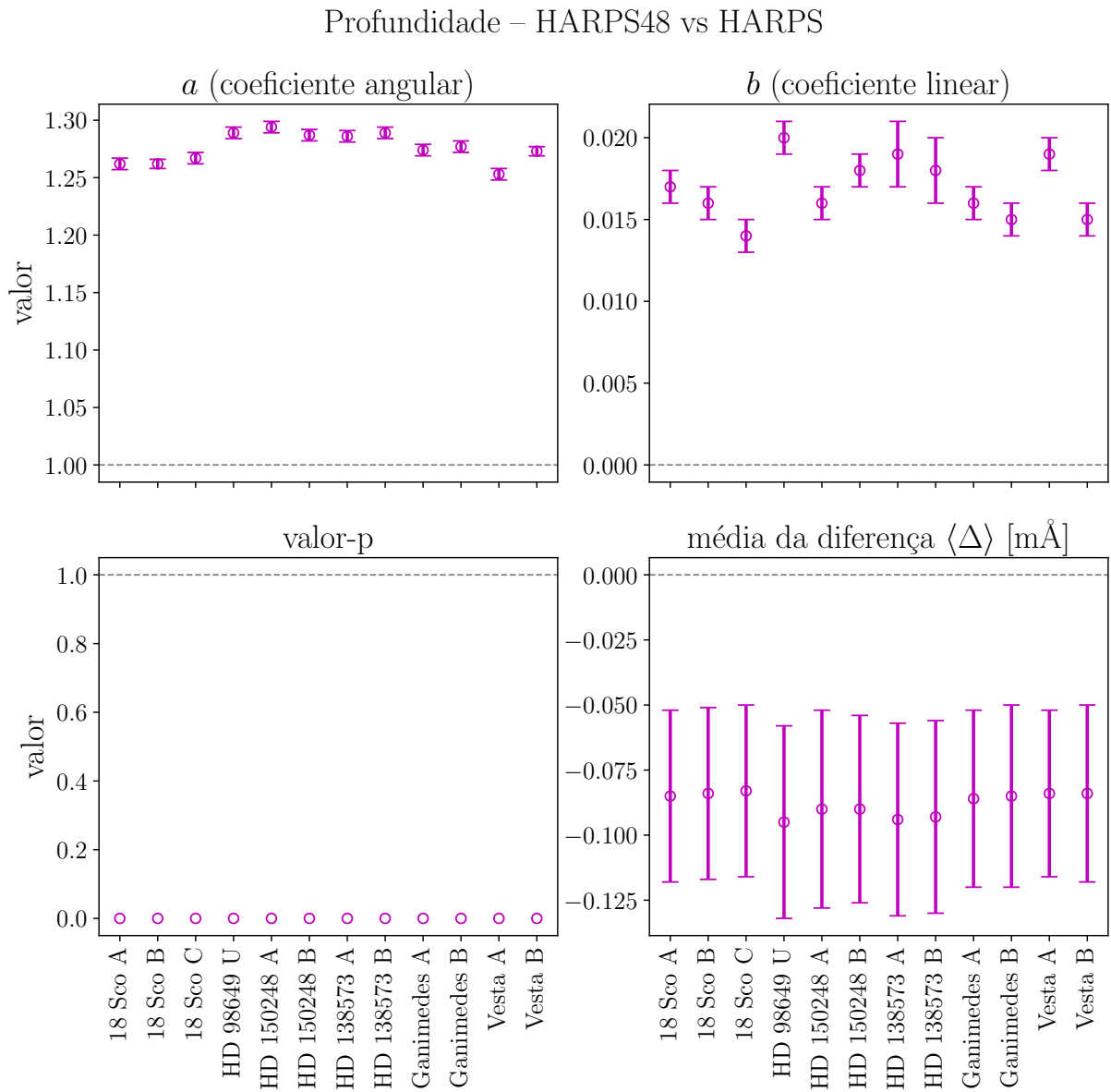


Figura 5.21: Visualização resumida dos coeficientes das comparações para profundidade<sub>r</sub> da Tabela 5.13. As linhas horizontais tracejadas indicam o valor ótimo para semelhança. No painel superior esquerdo vemos o coeficiente angular  $a$  da OLS, assim como na direita vemos o coeficiente linear  $b$ . Abaixo, no painel esquerdo, vemos o valor-p dado pelo Teste K-S, enquanto à direita vemos a média das diferenças  $\langle \Delta \rangle$  entre as medidas. Nitidamente, as distribuições também não são consideradas semelhantes para as duas resoluções, o que era esperado.

Como vimos na Seção 5.5 onde também comparamos resoluções – no caso, usando dois espectrógrafos diferentes – as distribuições de EW se mostram pouco afetadas pela diferença na resolução, ao passo que as distribuições de FWHM e profundidade desviam bastante dela. Mais uma vez, nossos resultados comparativos confirmam esse comportamento esperado. As medidas de EW são medidas de área, ou seja, levam consigo a combinação de duas dimensões (altura e largura) da curva. Por isso, dizemos que as medidas de EW são degeneradas: várias combinações de alturas e larguras diferentes podem resultar no mesmo valor de EW. Mas, quando falamos de FWHM e profundidade estamos nos referindo, a grosso modo, à largura e a altura da curva. E essas duas medidas são unidimensionais e não gozam de degenerescência. Paralelamente, precisamos lembrar que, pelo alargamento instrumental, quando alteramos o poder resolutor de um instrumento, estamos modificando a sua capacidade de "detectar mais nitidamente" uma informação. Se reduzimos o seu poder resolutor, estamos, de certa forma, aumentando a perda de informação. Essa perda de informação pode ser resumida, espectroscopicamente a dois efeitos relacionados: a perda de profundidade do centro da linha e um maior alargamento nas suas asas, como pode ser visto na Fig. 5.22.

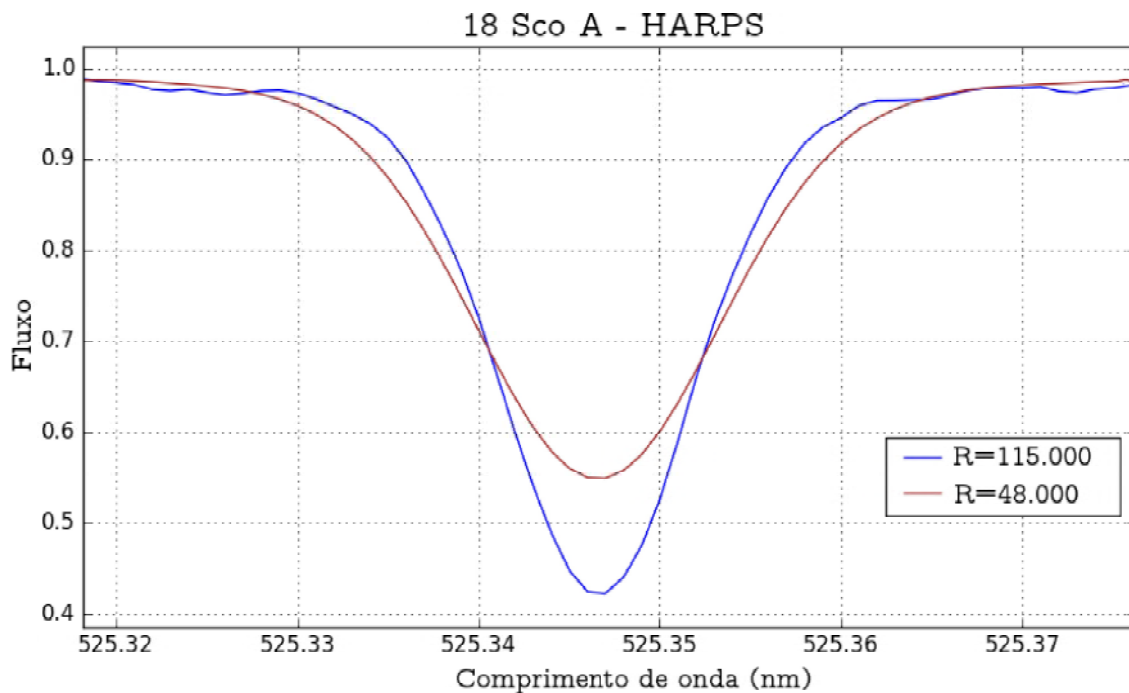


Figura 5.22: Diferença entre os perfis da mesma linha da 18 Sco, mostradas no mesmo arquivo de espectro original, diferenciando-se apenas pelo processo de degradação. Em cor vinho mostramos o perfil degradado a  $R=48.000$ , ao passo que em azul está o perfil original de  $R=115.000$ . Ambos espectros estão normalizados.



No entanto, essa mudança do perfil da linha não garante que a profundidade diminuirá na mesma quantidade que as asas se alargarão, e é por isso que, mesmo que a EW seja ainda mostrada num valor bastante parecido devido à sua natureza degenerada, a comparação entre as duas distribuições apresenta uma ligeira queda no coeficiente angular  $a$  ao seguir a reta de 1:1 na comparação via OLS. Isso pode ser visualizado no primeiro painel da Fig. 5.18. No painel do meio, vemos o comportamento esperado da FWHM. Fica claro o alargamento das asas para o menor poder resolutor, traduzindo-se em valores mais altos de larguras que passam de 200 mÅ no eixo x. Ao passo que vemos no painel inferior a perda de profundidade no centro da linha, traduzida em  $d_r$  que não excedem 0,6 no eixo x.

### 5.7.2 Comparações de semelhança das estrelas com o Sol

Nesta seção mostramos a comparação das gêmeas diretamente com o nosso gabarito solar. A ideia é que possamos comparar paralelamente (lado a lado) como os parâmetros empíricos medidos automaticamente em duas resoluções revelam a semelhança de uma estrela em relação ao Sol. Novamente, esta análise foi realizada para todos os espectros HARPS e na Tabela 5.14 podemos conferir as comparações para EW. Vemos na Fig. 5.23 os gráficos para EW, FWHM e profundidade da HD 138573. Do lado esquerdo, as medidas em  $R=48.000$  e do lado direito,  $R=115.000$ . Em seguida, mostramos também na Fig. 5.24 os painéis de visualização resumida dos coeficientes para geminidade nas duas resoluções.

Tabela 5.14: EW na comparação de semelhança das estrelas com o Sol no HARPS – Os valores das estatísticas de comparação entre  $R=48.000$  e  $R=115.000$ .

Espectro	Resolução	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	48.000	0.045	0.985	1.017	0.004	0.163	0.218	-0.951	1.306	0.9982
18 Sco A	115.000	0.05	0.96	1.014	0.005	0.396	0.238	-1.028	1.41	0.9977
18 Sco B	48.000	0.08	0.527	1.015	0.007	1.597	0.36	-2.278	2.102	0.9949
18 Sco B	115.000	0.055	0.915	1.011	0.006	1.331	0.295	-1.825	1.723	0.9964
18 Sco C	48.000	0.045	0.985	1.018	0.004	0.13	0.192	-0.925	1.165	0.9986
18 Sco C	115.000	0.04	0.997	1.015	0.005	0.197	0.227	-0.846	1.348	0.9979
HD 98649 U	48.000	0.045	0.985	0.997	0.006	-0.403	0.275	0.542	1.59	0.9969
HD 98649 U	115.000	0.045	0.985	0.994	0.006	-0.294	0.285	0.565	1.657	0.9965
HD 150248 A	48.000	0.065	0.779	0.995	0.006	-1.971	0.3	2.19	1.737	0.9963
HD 150248 A	115.000	0.07	0.696	0.988	0.007	-1.695	0.324	2.209	1.888	0.9955
HD 150248 B	48.000	0.06	0.854	0.992	0.006	-1.614	0.317	1.955	1.837	0.9959
HD 150248 B	115.000	0.065	0.779	0.988	0.006	-1.318	0.307	1.863	1.792	0.9959
HD 138573 A	48.000	0.035	1.0	1.004	0.004	-0.592	0.184	0.404	1.068	0.9986
HD 138573 A	115.000	0.035	1.0	1.001	0.004	-0.472	0.217	0.439	1.256	0.998
HD 138573 B	48.000	0.03	1.0	1.003	0.005	-0.335	0.246	0.222	1.422	0.9976
HD 138573 B	115.000	0.035	1.0	0.999	0.005	-0.38	0.246	0.446	1.425	0.9974

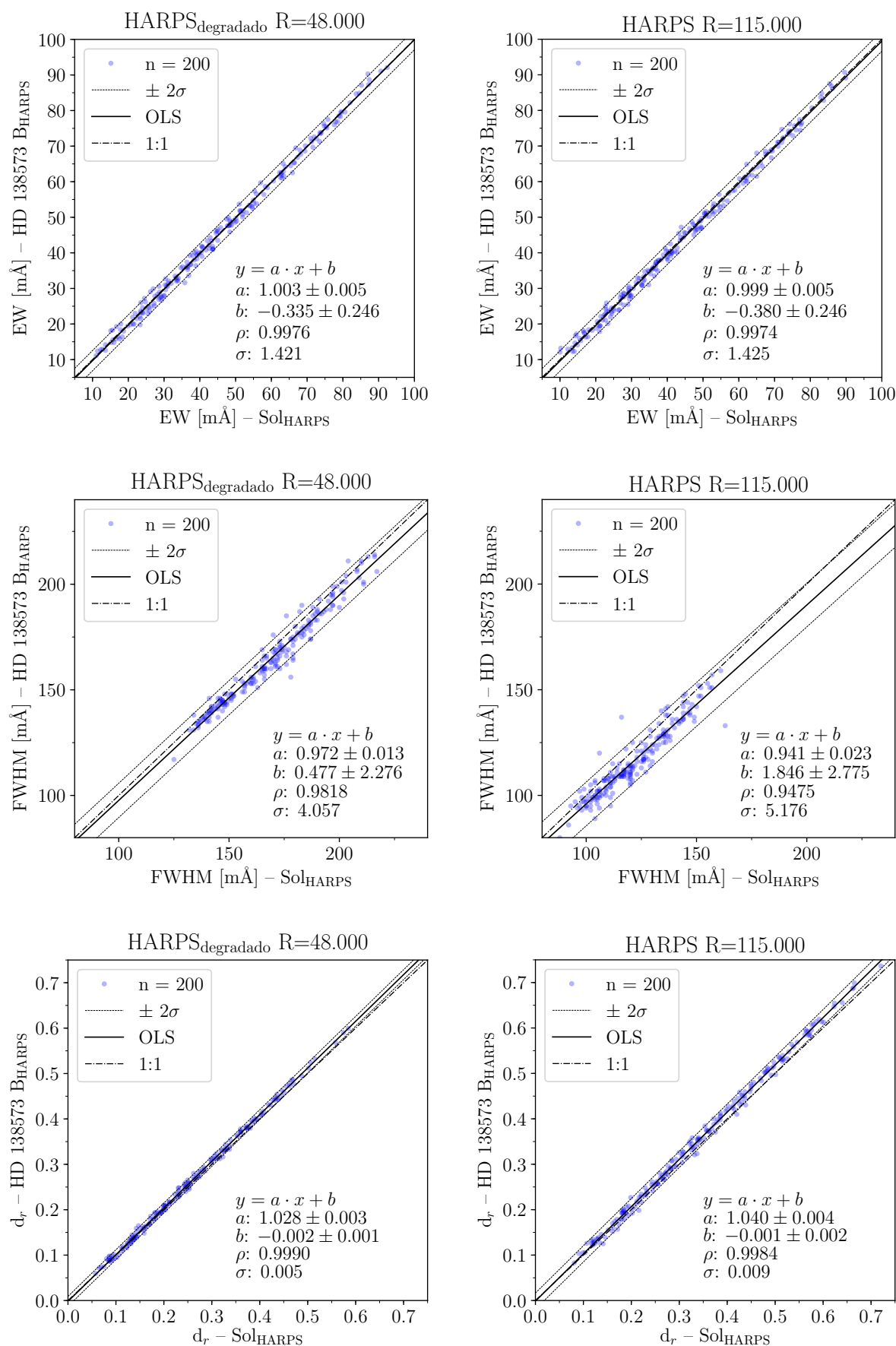


Figura 5.23: Os painéis mostram os ajustes da OLS na comparação com nosso gabarito solar. De cima para baixo: EW, FWHM e profundidade. À esquerda, vemos os gráficos para o espectro HARPS degradado da estrela HD 138573 (S/R=380). À direita, vemos as comparações da mesma observação usando o espectro com sua resolução original preservada.

## EW – comparação com gabarito solar

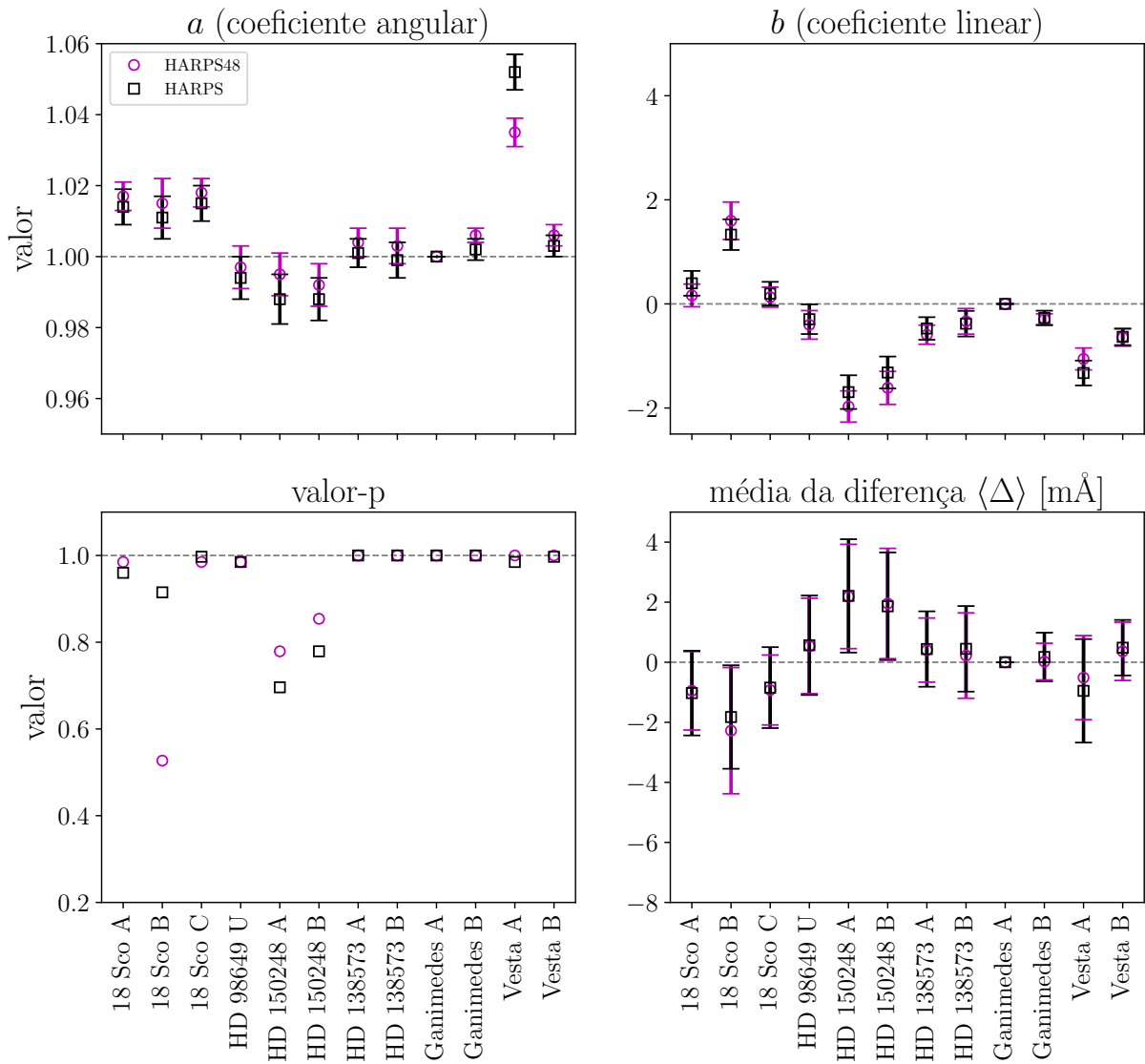


Figura 5.24: Visualização resumida dos coeficientes de semelhança ( $a$ ,  $b$ , valor-p e  $\langle \Delta \rangle$ ) para a comparação dos objetos com o nosso gabarito solar (Ganimedes A) para as medidas de EW automáticas dos espectros HARPS degradados (círculos magentas) e medidas automáticas dos espectros HARPS originais (quadrados pretos). Este resultado, além de comparar as resoluções, nos adianta os graus de similaridade entre as gêmeas solares com o Sol, bem como os limites dos nossos erros internos de medida, ao compararmos os *proxies* solares (Ganimedes B e Vesta U) com o nosso gabarito solar.

Nos espectros degradados, podemos notar um ligeiro aumento no valor-p para semelhança em EW com o Sol na 18 Sco A, 18 Sco C, HD 98649 e HD 150248. No entanto, para HD 138573 o nível de semelhança dado pelo valor-p é o mesmo. O espectro 18 Sco B, mais uma vez, se mostra o menos semelhante nesse critério.

Na comparação dos coeficientes da reta, vemos que  $a$  parecem os mesmos nas duas resoluções, dentro das incertezas. Já para  $b$ , com exceção dos espectros da 18 Sco, vemos os valores menores que zero, mesmo que considerando as incertezas. Os valores de  $\sigma$  do ajuste OLS não parecem aumentar por conta da degradação, assim como o desvio padrão das medidas diferenciais  $\sigma_{\Delta}$ . As comparações em FWHM se confirmam pouco eficientes, e as comparações em  $d_r$  mostram bastante similaridade entre as duas resoluções.

A estrela HD 138573 parece ser a mais semelhante com Sol nesta comparação em EW, tanto para  $R=48.000$  quanto para  $R=115.000$ , seguida da HD 98649, como podemos ver na Fig. 5.24.

### 5.8 Análise III

#### Repetibilidade e comparação entre *proxies* solares

Nesta seção mostramos as comparações de repetibilidade e de *proxies* solares para as quatro modalidades que analisamos: FEROS mm, FEROS ma, HARPS degradado e HARPS original. Vemos no fluxograma da Fig. 5.25 a diferença entre os dois tipos de comparação que fazemos nesta análise. É importante lembrar que a repetibilidade compara o mesmo objeto em diferentes espectros, enquanto a comparação entre *proxies* visa mensurar a diferença entre espectros solares tomados de diferentes corpos refletoras, como explicado no início do Capítulo 2.

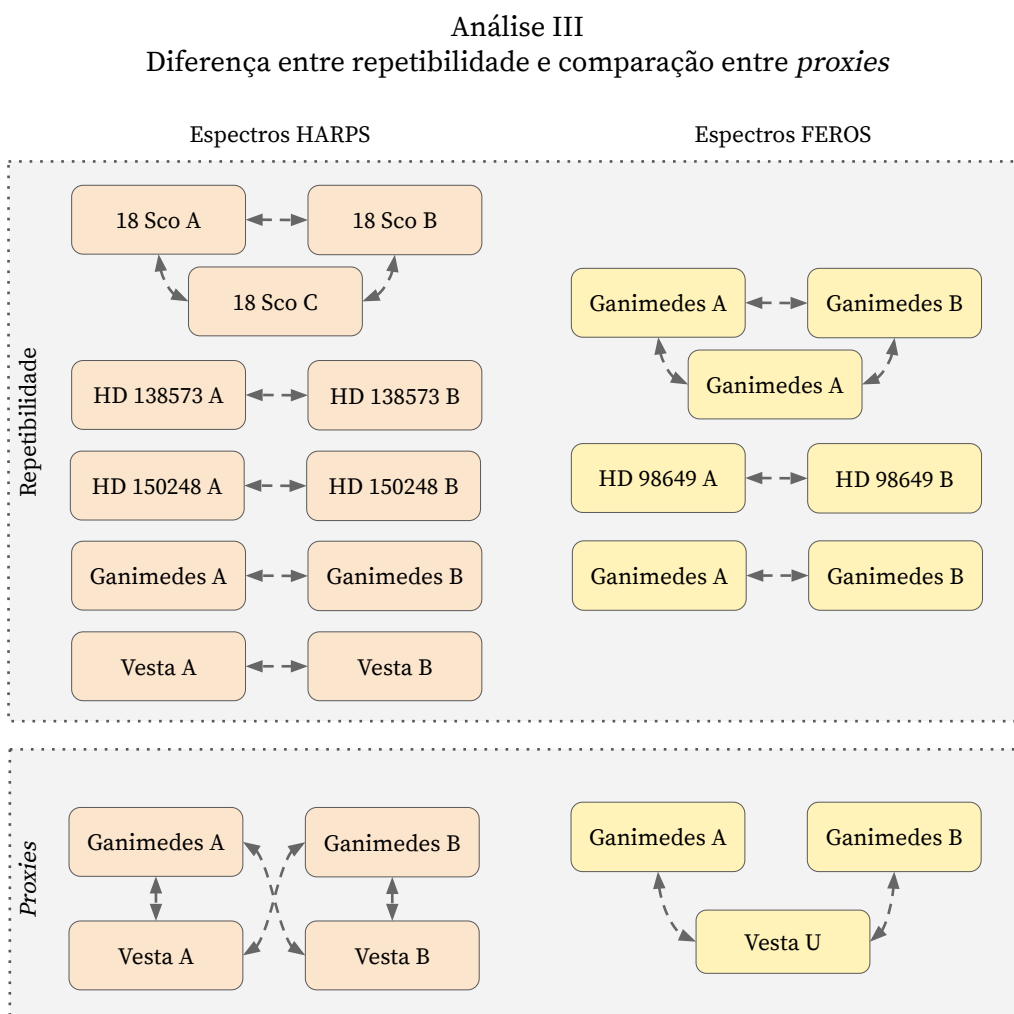


Figura 5.25: Diferença entre os dois tipos de comparação na Análise III.

### 5.8.1 Repetibilidade

Como vimos nas seções anteriores, os indicadores de semelhança com o Sol baseados em EW são mais invulneráveis e menos sensíveis às mudanças de poder resolutor, tipo de medida (automática ou manual), algoritmo de extração, etc., do que as medidas de FWHM e profundidade. Além disso, como explicado no Capítulo 4, a EW é a medida empírica mais utilizada para cálculo de parâmetros atmosféricos estelares na literatura, justamente por ser uma grandeza capaz de carregar informações físicas consigo de uma maneira mais robusta que as outras duas medidas que analisamos neste trabalho. Portanto, daqui em diante, mostraremos a discussão majoritariamente em cima deste parâmetro. Ainda, as tabelas das estatísticas para FWHM e profundidade estão disponíveis na Seção A.7 do Apêndice A.

Como mencionado, no contexto da nossa análise, repetibilidade significa comparar o mesmo objeto em diferentes espectros, por exemplo, medidas de EW da 18 Sco A contra 18 Sco B. Esta comparação é possível para os objetos com mais de um espectro presente na nossa análise, já que precisamos cruzar pelo menos dois espectros do mesmo objeto entre si. Para o nosso objetivo – comparar a repetibilidade dentro de quatro modalidades diferentes – não faria sentido comparar um espectro único (como a HD 164595 do FEROS) com outras medidas da mesma estrela em outra modalidade, já que isto foi feito nas seções anteriores e com objetivo de verificar diferenças entre tipos de medida, ou de diferentes resoluções. A ideia é justamente termos uma comparação direta das incertezas envolvidas em cada uma das quatro modalidades.

Vemos na Tabela 5.15 as comparações das EWs na modalidade FEROS mm. Mostramos também os ajustes da OLS na Fig. 5.26 para os espectros da 18 Sco, HD 98649 e Sol (via Ganimedes  $A_{\text{FEROS}}$ ). Já na Tabela 5.16 e Fig. 5.27 vemos as comparações para FEROS ma.

As repetibilidades de EW dos espectros degradados do HARPS são mostradas na Tabela 5.17 e na Fig. 5.28, que contém duas comparações da 18 Sco, assim como da HD 138573, HD 150248 e do Sol via Ganimedes e Vesta. Já as repetibilidades de EW para os espectros HARPS originais podem ser vistos na Tabela 5.18 e Fig. 5.29.

### Espectros FEROS com medidas manuais

Tabela 5.15: Estatística das comparações de repetibilidade em EW entre os espectros das gêmeas em FEROS mm.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco D	0.031	0.999	1.004	0.008	0.376	0.408	-0.554	3.176	0.9903
18 Sco A	18 Sco E	0.028	1.0	0.989	0.003	0.767	0.162	-0.3	1.279	0.9984
18 Sco D	18 Sco E	0.035	0.994	0.968	0.008	1.134	0.382	0.254	3.058	0.9911
HD 98649 A	HD 98649 B	0.034	0.995	0.996	0.007	-0.204	0.322	0.361	2.66	0.9933
Ganimedes A	Ganimedes B	0.037	0.986	1.006	0.006	0.71	0.289	-0.98	2.421	0.9947

### Espectros FEROS com medidas automáticas

Tabela 5.16: Estatística das comparações de repetibilidade em EW entre os espectros das gêmeas em FEROS ma.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco D	0.079	0.396	0.99	0.011	3.512	0.545	-3.076	4.011	0.9844
18 Sco A	18 Sco E	0.024	1.0	0.994	0.003	0.447	0.151	-0.206	1.117	0.9988
18 Sco D	18 Sco E	0.075	0.461	0.975	0.011	-1.725	0.555	2.87	3.916	0.9851
HD 98649 A	HD 98649 B	0.031	1.0	0.994	0.007	-0.084	0.355	0.339	2.629	0.9933
Ganimedes A	Ganimedes B	0.034	0.998	1.004	0.006	0.707	0.299	-0.858	2.341	0.9951

### Espectros HARPS degradados (medidas automáticas)

Tabela 5.17: Estatística das comparações de repetibilidade em EW entre os espectros das gêmeas em HARPS degradado.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco B	0.044	0.964	0.994	0.005	1.828	0.247	-1.552	1.759	0.997
18 Sco A	18 Sco C	0.028	1.0	0.996	0.004	0.31	0.189	-0.138	1.345	0.9983
18 Sco B	18 Sco C	0.052	0.877	0.997	0.006	-1.26	0.309	1.415	2.128	0.9956
HD 138573 A	HD 138573 B	0.027	1.0	1.0	0.003	0.137	0.149	-0.151	1.012	0.9989
HD 150248 A	HD 150248 B	0.024	1.0	0.997	0.003	0.381	0.159	-0.259	1.192	0.9986
Ganimedes A	Ganimedes B	0.016	1.0	1.007	0.002	-0.324	0.086	0.039	0.65	0.9996
Vesta A	Vesta B	0.032	0.999	0.971	0.003	0.389	0.138	0.89	1.2	0.999

### Espectros HARPS (medidas automáticas)

Tabela 5.18: Estatística das comparações de repetibilidade em EW entre os espectros das gêmeas em HARPS.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco B	0.038	0.99	0.992	0.004	1.27	0.187	-0.936	1.424	0.998
18 Sco A	18 Sco C	0.023	1.0	0.998	0.004	-0.023	0.173	0.123	1.307	0.9983
18 Sco B	18 Sco C	0.042	0.972	1.002	0.005	-1.166	0.226	1.059	1.673	0.9972
HD 138573 A	HD 138573 B	0.03	1.0	0.995	0.003	0.235	0.14	-0.049	1.113	0.9987
HD 150248 A	HD 150248 B	0.034	0.997	0.995	0.003	0.651	0.144	-0.454	1.139	0.9987
Ganimedes A	Ganimedes B	0.034	0.998	1.004	0.002	-0.376	0.114	0.203	0.894	0.9992
Vesta A	Vesta B	0.048	0.906	0.952	0.003	0.569	0.146	1.38	1.639	0.9986



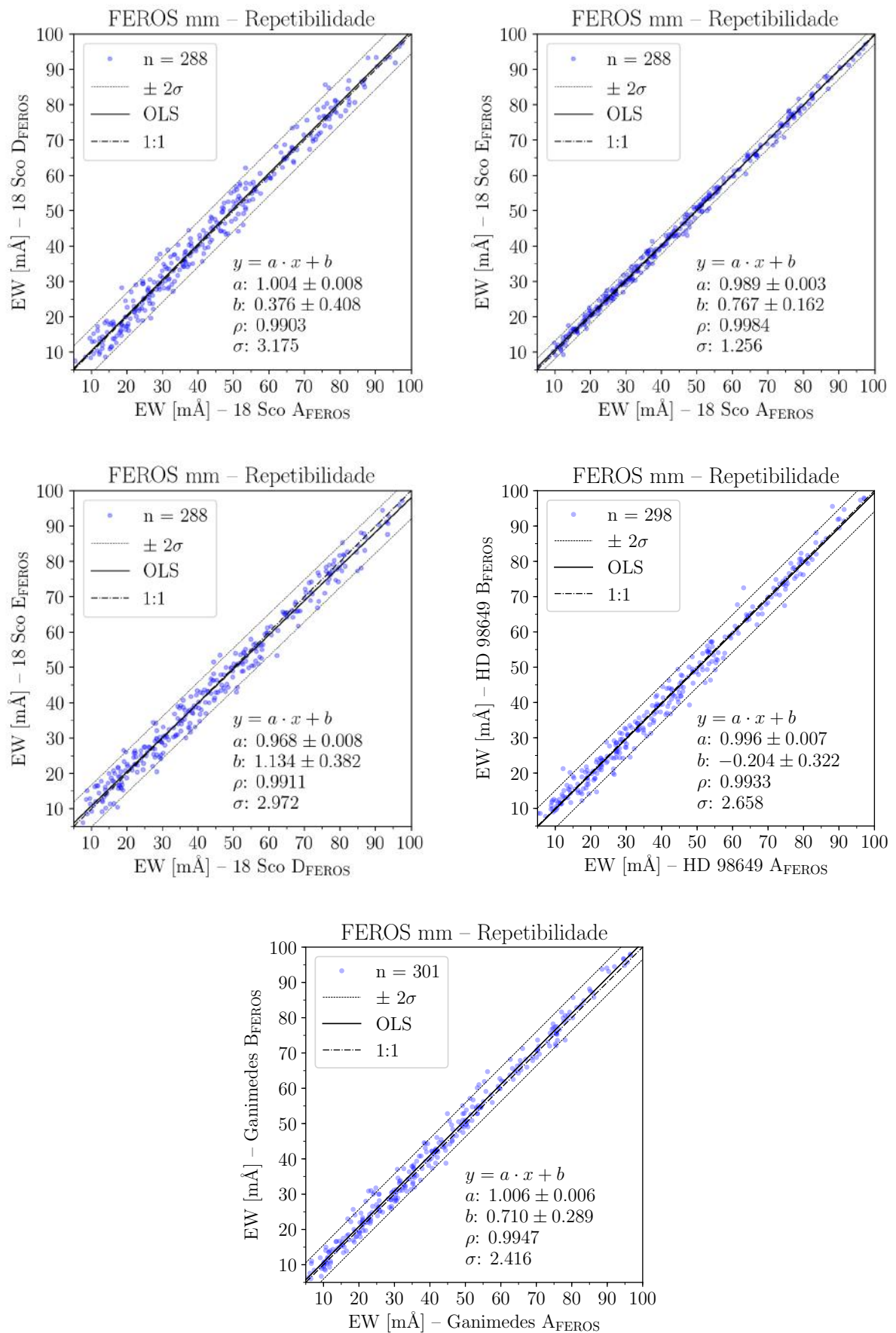


Figura 5.26: Ajustes da OLS para repetibilidade em EW para o espectros da 18 Sco, da HD 98649 e do Sol via Ganímedes presentes na modalidade FEROS mm.

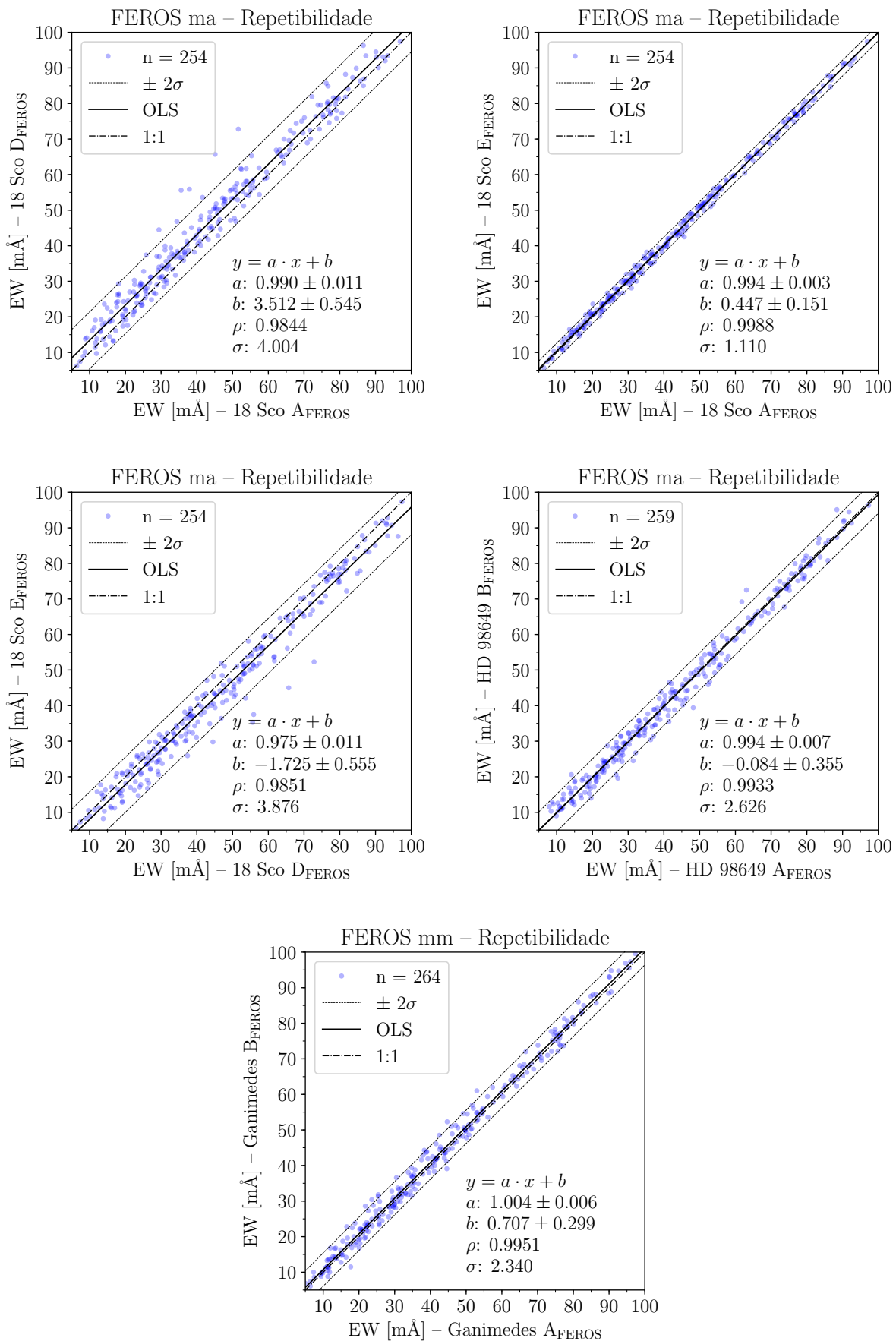


Figura 5.27: Ajustes da OLS para repetibilidade em EW para o espectros da 18 Sco, da HD 98649 e do Sol via Ganimedes presentes na modalidade FEROS ma.

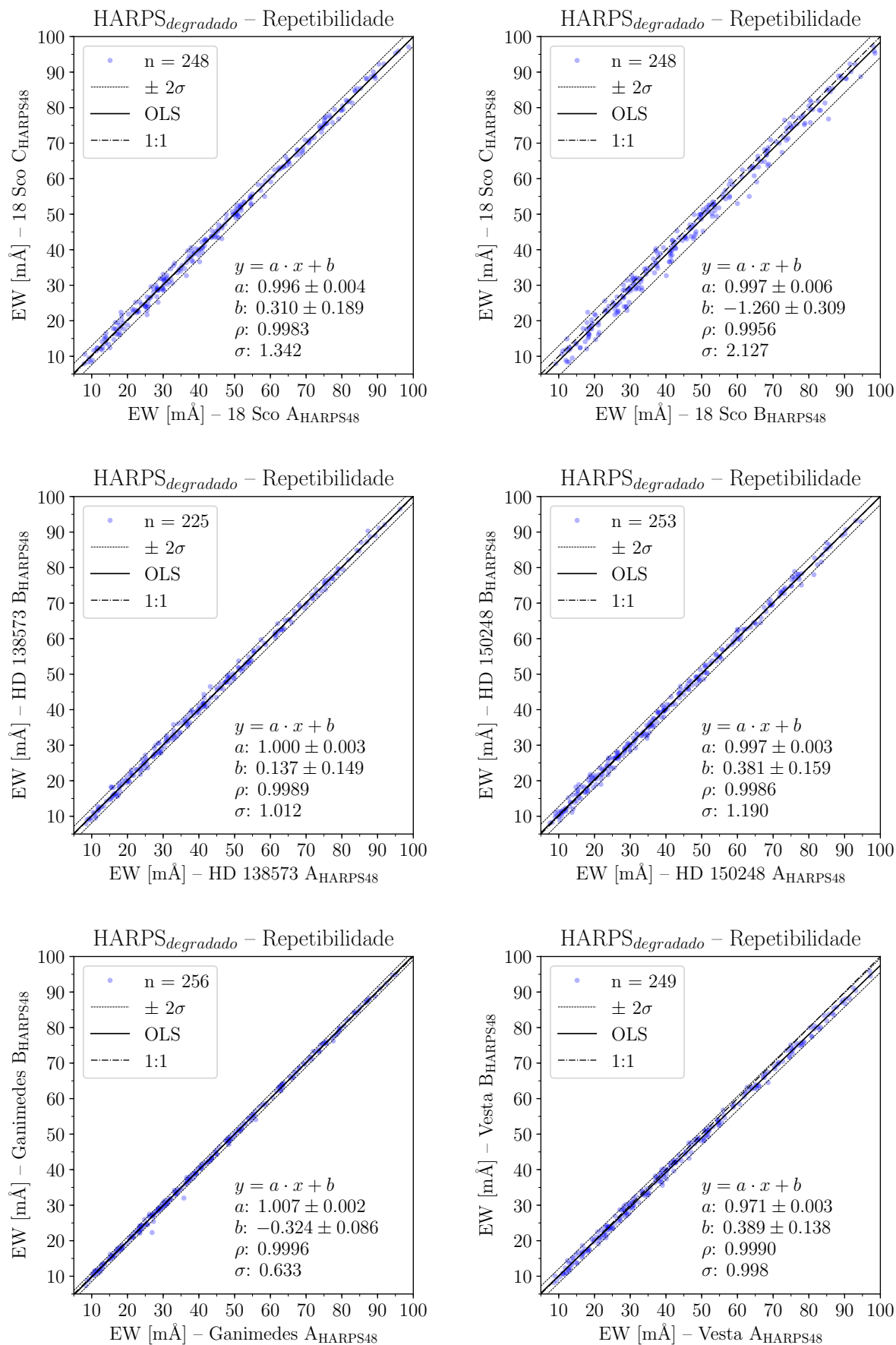


Figura 5.28: Ajustes da OLS para repetibilidade em EW para o espectros da 18 Sco, da HD 138573, da HD 150248 e do Sol via Ganimedes e Vesta presentes na modalidade HARPS degradado.

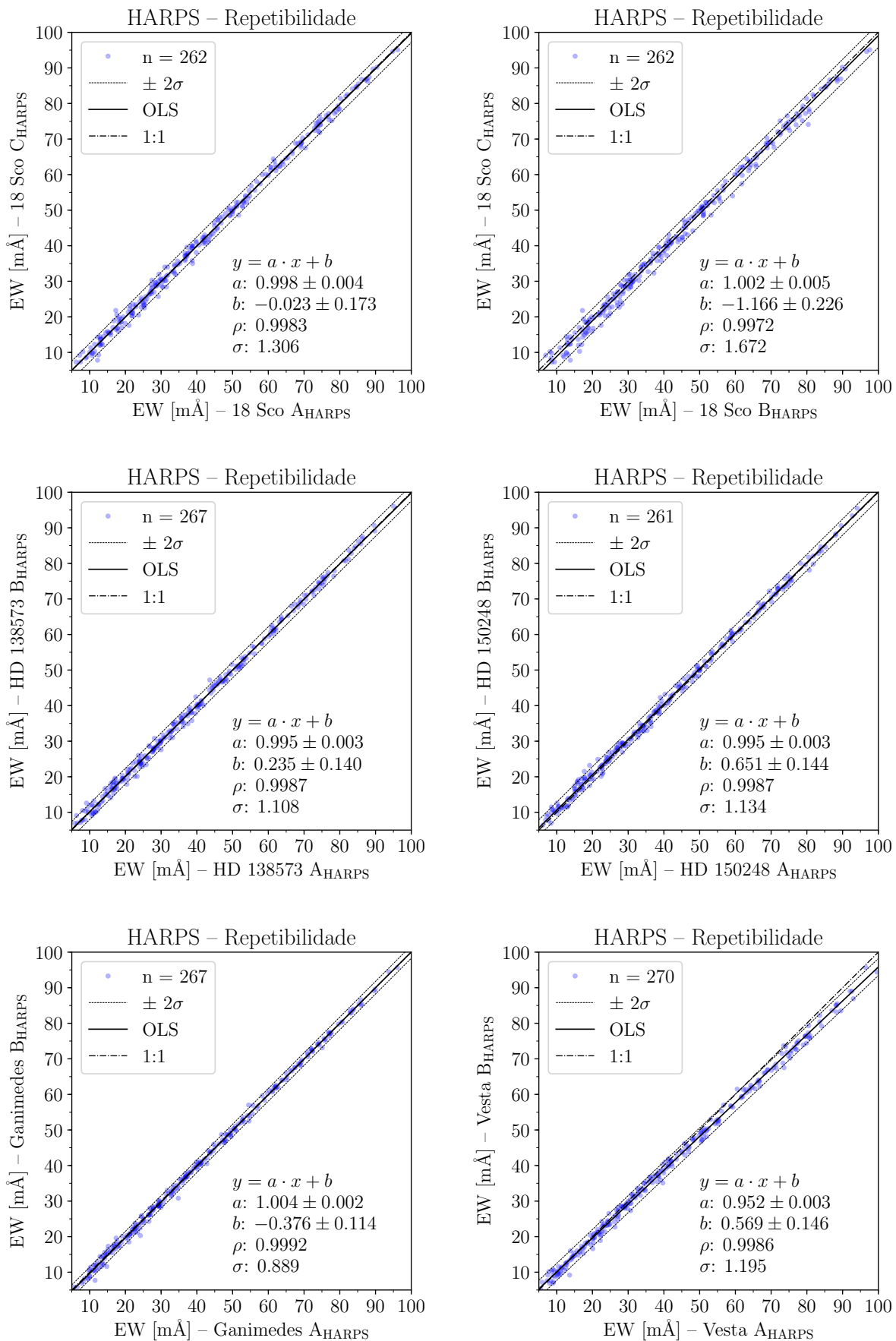


Figura 5.29: Ajustes da OLS para repetibilidade em EW para o espectros da 18 Sco, da HD 138573, da HD 150248 e do Sol via Ganimedes e Vesta presentes na modalidade HARPS degradado.

Modalidade	EW $\sigma_{\Delta total}$	EW $\sigma_{\Delta -1}$
FEROS mm	2,5 mÅ	2,1 mÅ
FEROS ma	2,8 mÅ	2,0 mÅ
HARPS48	1,3 mÅ	1,1 mÅ
HARPS	1,3 mÅ	1,2 mÅ

Tabela 5.19: Os erros típicos mostrados pela repetibilidade em cada modalidade. O índice *total* denota a média considerando todos os espectros repetidos e o índice -1 denota a média após a remoção do espectro mais divergente.

Para as quatro modalidades, os valores-p se mantiveram dentro do nível de significância estabelecido para este trabalho ( $\alpha = 0,05$ ), com exceção apenas nas comparações que envolveram o espectro 18 Sco D<sub>FEROS</sub> e 18 Sco B<sub>HARPS</sub>, além da comparação entre os espectros de Vesta no HARPS. Ainda assim, todas se mantêm dentro do intervalo de confiança para o coeficiente angular  $a$ , ficando a repetibilidade de Vesta no HARPS no limítrofe de 95%.

Quando comparamos a repetibilidade dos objetos, também buscamos mensurar flutuações mostradas no  $\sigma_{\Delta}$  das medidas dos parâmetros empíricos de acordo com cada modalidade. Estamos olhando de uma forma mais isolada para os erros internos da nossa análise e como eles se modificam em função de uma certa modalidade (que nos revela possíveis vieses de tipo de medida, de instrumento, de resolução) de forma geral, para todo o conjunto de dados. Para as medidas de EW, mostramos na Tabela 5.19 os erros típicos de repetibilidade em mÅ, onde o  $\sigma_{\Delta total}$  representa a média de todos os objetos com espectros repetidos e  $\sigma_{\Delta -1}$  representa a média com o espectro que tenha mostrado pior desempenho removido. No caso das medidas FEROS, o espectro removido foi o 18 Sco D que mostrou desvios severos ao longo de todas análises anteriores, e nas medidas HARPS, o espectro removido foi o 18 Sco B, que também mostrou piores resultados anteriormente. Dessa forma, podemos comparar os erros de repetibilidade considerando as duas formas: usando ou não as piores medidas obtidas na análise. É importante notar que  $\sigma_{\Delta total}$  tem um aumento quando comparamos as medidas FEROS manuais com as automáticas, o que denota maior qualidade nas medidas manuais e não vemos diferença devida à resolução entre HARPS e HARPS degradado.

Já quando removemos o espectro com pior desempenho,  $\sigma_{\Delta -1}$  mostra uma grande redução no FEROS ao comparar as medidas automáticas com as manuais, e uma ligeira diminuição no HARPS degradado em comparação com o HARPS original. Os valores para  $\sigma_{\Delta total}$  e  $\sigma_{\Delta -1}$  em FEROS mm está compatível com o  $\sigma_{OLS}$  que encontramos no Capítulo 4 e utilizamos como incerteza

representativa das medidas de EW. Agora sabemos que o espectro da 18 Sco  $D_{\text{FEROS}}$  tem medidas bastante espalhadas, essa incerteza pode ser vista como um limite superior dos erros internos da nossa análise FEROS. Já para o HARPS, o  $\sigma_{\text{OLS}}$  para os ajustes estão estimados pela metade se comparado ao FEROS.

### 5.8.2 Comparação entre *proxies* solares

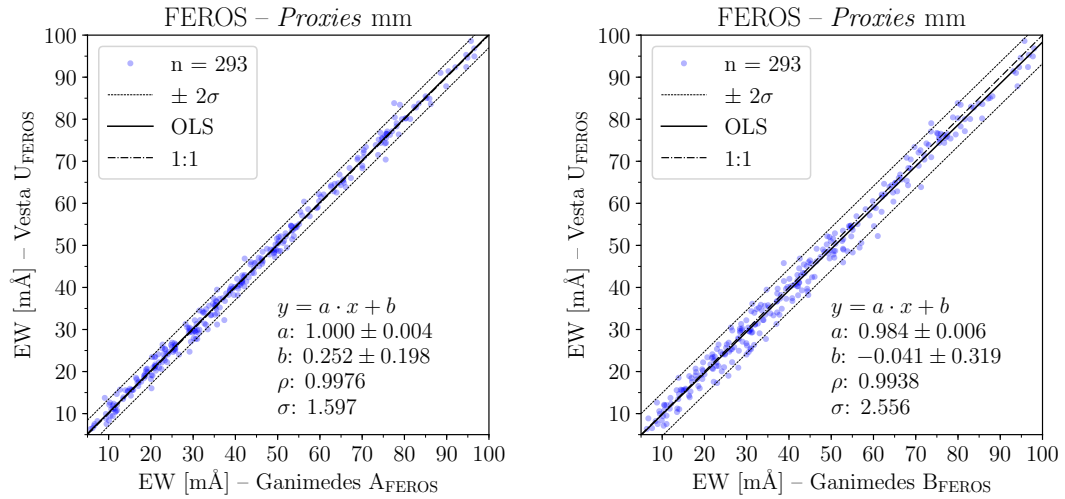
Depois das comparações de repetibilidade, mostramos agora as comparações entre os *proxies* solares. Separar estes dois tipos de cruzamentos de dados nos parece importante porque eles envolvem questões físicas e estatísticas um pouco diferentes.

Na comparação da seção anterior, nosso objetivo maior era ter uma ideia concisa da magnitude dos erros internos cometidos para as quatro modalidades de conjunto de dados. Já quando comparamos *proxies* diferentes entre si (no nosso caso, Ganimedes contra Vesta), podemos verificar se existe algum aumento do  $\sigma$  em comparação com as repetibilidades. Isso poderia indicar algum tipo de viés introduzido pela escolha do *proxy* solar, seja por característica intrínseca do corpo refletor ou algum outro fator desconhecido.

A seguir, mostramos as comparações para EW entre os *proxies* solares da utilizados na nossa análise. Na Tabela 5.20 vemos os valores das estatísticas para a modalidade FEROS *mm* e na Fig. 5.30 os gráficos dos ajustes OLS. Já na Tabela 5.21 e Fig. 5.31 vemos as estatísticas para FEROS *ma*. Além disso, mostramos também as comparações nos espectros degradados do HARPS na Tabela 5.22 e os ajustes da reta na Fig. 5.32. Por fim, os *proxies* comparados no HARPS com poder resolutor preservado podem ser vistos na Tabela 5.23 e na Fig. 5.33. Novamente, os valores das estatísticas de todas as modalidades para FWHM e  $d_r$  encontram-se na Seção A.7 do Apêndice A. Não pudemos detectar diferenças significativas entre os *proxies* solares Ganimedes e Vesta em nenhuma das quatro modalidades. As estatísticas dadas pelo valor-p, além dos coeficientes angular e linear nos mostram que ambos corpos refletores são indistinguíveis entre si dentro dos nível de confiança utilizado neste trabalho. Ainda assim, é interessante observar que os valores de  $\sigma$  (dispersão das regressões com OLS) são ligeiramente maiores entre *proxies* diferentes, se comparados aos ajustes de repetibilidade. O mesmo acontece com alguns valores de  $\sigma_{\Delta}$  (desvio padrão das medidas diferenciais) para os *proxies* solares no FEROS *mm* e *ma*, assim como para as comparações envolvendo Vesta A no HARPS.

Tabela 5.20: Estatística das comparações de EW entre os *proxies* FEROS mm.

<i>proxy</i>	<i>proxy</i>	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
Ganimedes A	Vesta U	0.027	1.0	1.0	0.004	0.252	0.198	-0.231	1.597	0.9976
Ganimedes B	Vesta U	0.038	0.984	0.984	0.006	-0.041	0.319	0.748	2.584	0.9938

Figura 5.30: Ajustes da OLS da EW para os espectros dos *proxies* solares no FEROS mm.Tabela 5.21: Estatística das comparações de EW entre os *proxies* FEROS ma.

<i>proxy</i>	<i>proxy</i>	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
Ganimedes A	Vesta U	0.031	1.0	0.993	0.004	0.544	0.173	-0.248	1.352	0.9983
Ganimedes B	Vesta U	0.031	1.0	0.98	0.007	0.28	0.338	0.603	2.647	0.9937

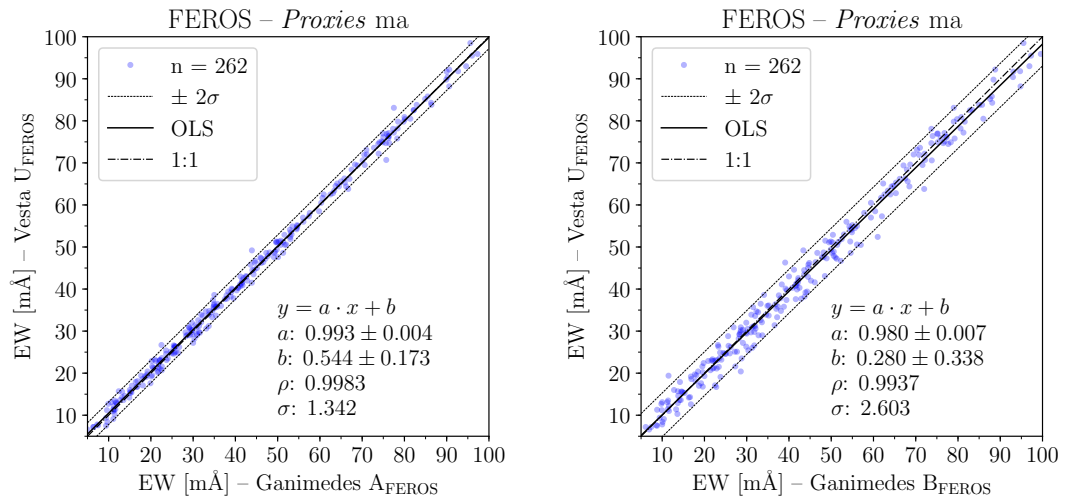
Figura 5.31: Ajustes da OLS da EW para os espectros dos *proxies* solares no FEROS ma.

Tabela 5.22: Estatística das comparações de EW entre os *proxies* HARPS degradado.

<i>proxy</i>	<i>proxy</i>	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
Ganimedes A	Vesta A	0.032	0.999	1.036	0.004	-1.07	0.173	-0.519	1.461	0.9986
Ganimedes A	Vesta B	0.032	0.999	1.008	0.003	-0.716	0.139	0.378	0.997	0.999
Ganimedes B	Vesta A	0.028	1.0	1.029	0.003	-0.703	0.159	-0.556	1.296	0.9988
Ganimedes B	Vesta B	0.032	0.999	1.001	0.002	-0.366	0.109	0.341	0.774	0.9994

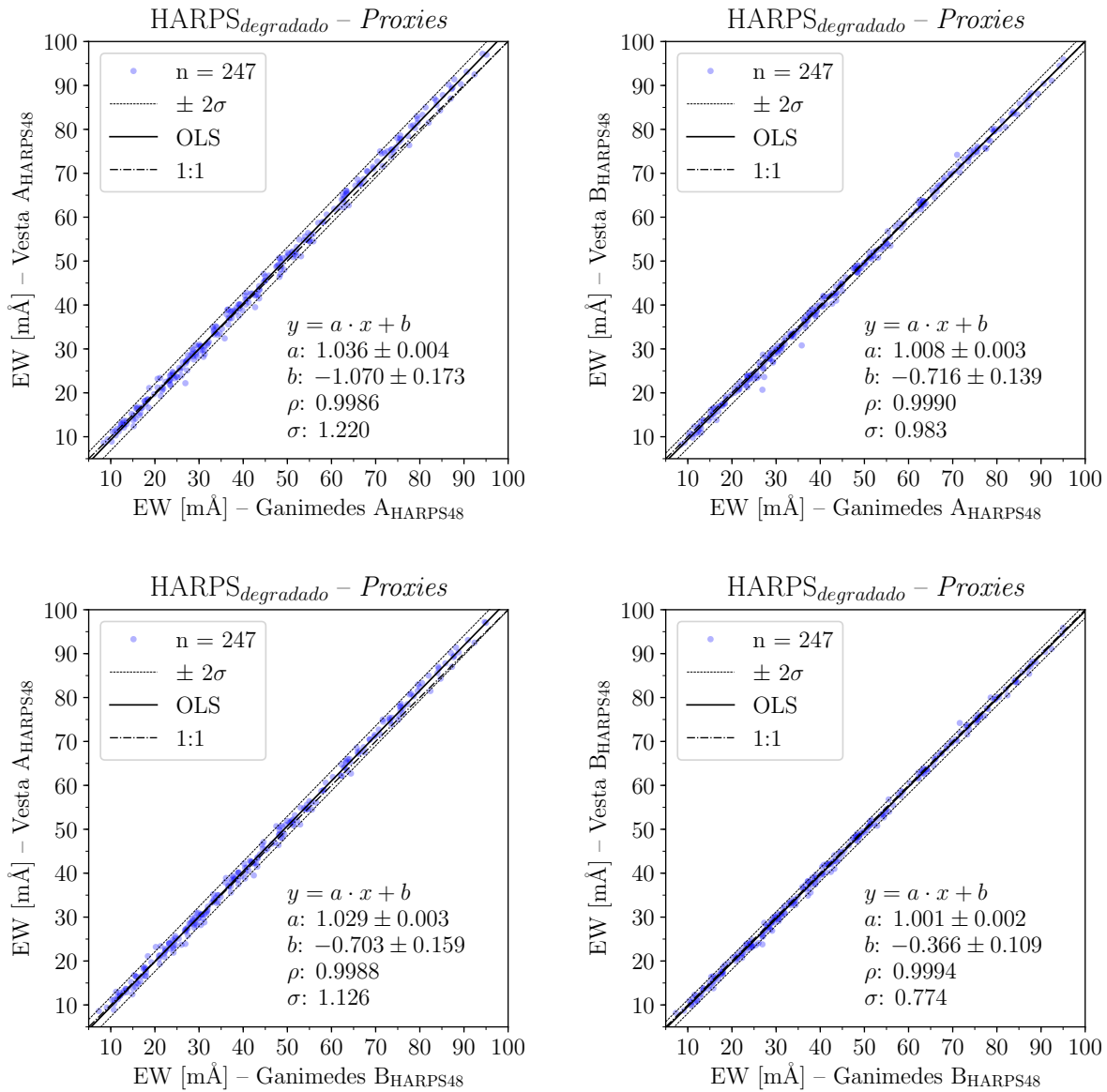
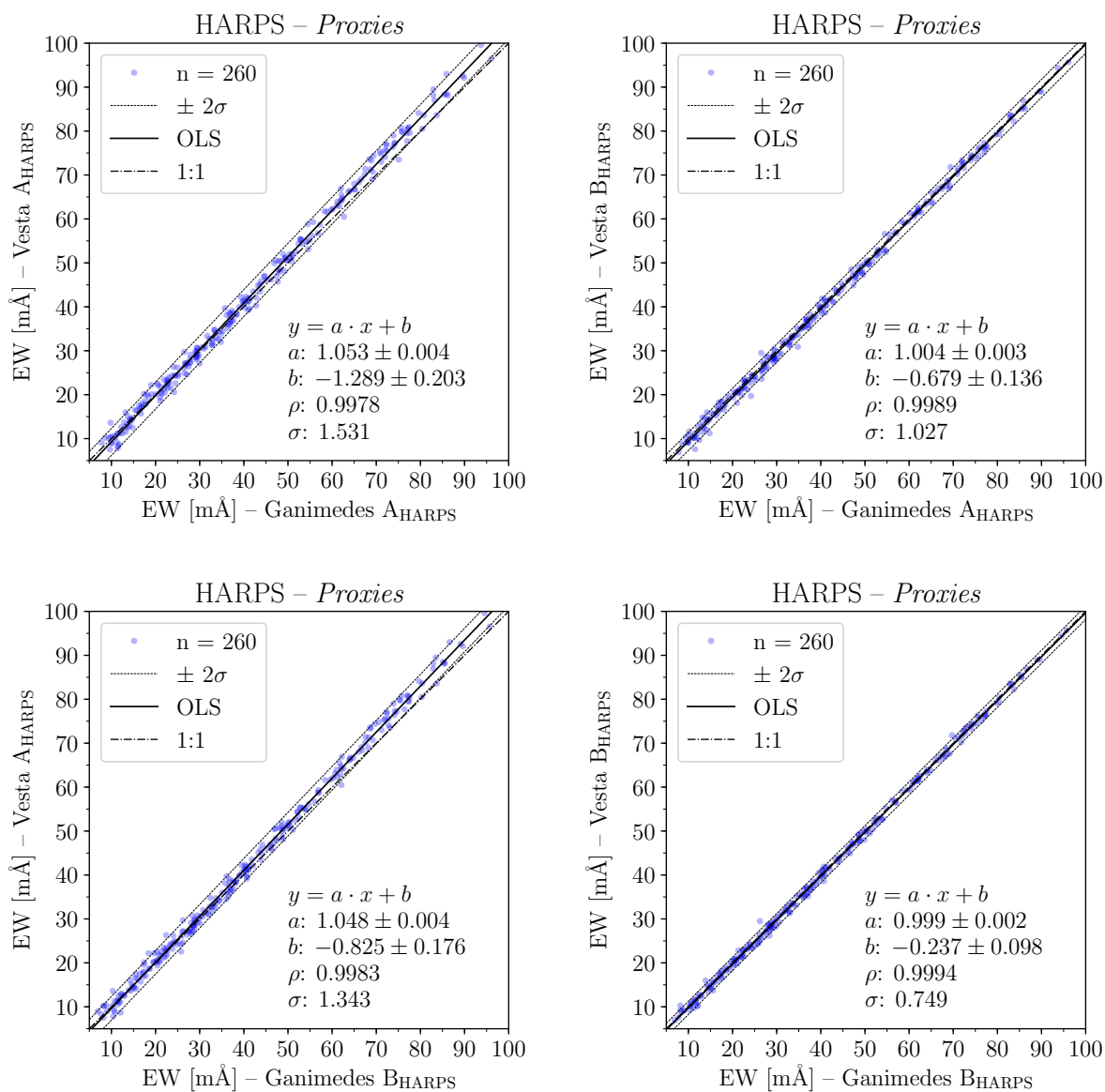


Figura 5.32: Painéis com os ajustes da OLS da EW para os espectros solares via Vesta em comparação com os espectros solares via Ganimedes no HARPS com resolução degradada para R=48.000 (medidas automáticas).



Tabela 5.23: Estatística das comparações de EW entre os *proxies* HARPS degradado.

<i>proxy</i>	<i>proxy</i>	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
Ganimedes A	Vesta A	0.042	0.971	1.053	0.004	-1.289	0.203	-0.915	1.928	0.9978
Ganimedes A	Vesta B	0.035	0.997	1.004	0.003	-0.679	0.136	0.5	1.032	0.9989
Ganimedes B	Vesta A	0.042	0.971	1.048	0.004	-0.825	0.176	-1.135	1.707	0.9983
Ganimedes B	Vesta B	0.023	1.0	0.999	0.002	-0.237	0.098	0.28	0.749	0.9994

Figura 5.33: Painéis com os ajustes da OLS da EW para espectros solares via Vesta em comparação com os espectros solares via Ganimedes no HARPS com resolução original  $R=115.000$  (medidas automáticas).



## Capítulo 6

---

### Conclusões

---

Neste trabalho, fizemos uma análise espectroscópica detalhada de estrelas gêmeas solares a partir de espectros de alta razão sinal-ruído, alto poder resolutor (FEROS/ESO,  $R=48000$  e HARPS/ESO,  $R=115.000$ ) e ampla cobertura espectral (de 4500 a 6850 Å). Avaliamos como o impacto de diferentes fontes de incerteza na análise (erros de normalização, ruído fotônico, estabilidade do instrumento e uso de diferentes objetos como fontes do espectro solar) podem influenciar a classificação de uma determinada estrela como gêmea solar.

No Capítulo 1 fizemos uma introdução sobre o conceito de gêmeas solares e a contextualização dos objetivos desse trabalho. Já no Capítulo 2 mostramos os objetos de estudo, falamos sobre os instrumentos e seleção da amostra utilizada. No Capítulo 3 mostramos o processo de tratamento de dados, enquanto no Capítulo 4 descrevemos como tomamos as medidas dos parâmetros desejados. A análise estatística foi mostrada detalhadamente no Capítulo 5, onde comparamos tipos de medidas (manuais e automáticas), instrumentos, resolução, e dois *proxies* solares: Ganimedes e Vesta. Além disso, pudemos mostrar que a EW é o melhor parâmetro para caracterização de semelhança de estrelas gêmeas solares, dentre os três que utilizamos. Ainda, pudemos estimar os limites de detecção nas medidas de EW para esses resultados para cada modalidade, de modo que agora é possível hierarquizar as estrelas da nossa amostra em semelhança com o Sol.

### 6.1 Interpretação dos resultados da análise

#### 6.1.1 Tipo de medida

Não pudemos confirmar, dentro das incertezas estatísticas, que as medidas manuais são melhores que as medidas automáticas feitas através do iSpec para os

espectros FEROS usados na nossa análise. Vimos a dispersão das distribuições ficarem abaixo dos erros de medidas em todas as comparações manuais versus automáticas. Esse resultado é mostrado via ajuste de uma equação da reta por mínimos quadrados ordinários (OLS), além das estatísticas do teste K-S biamostrual que verificaram juntos os graus de semelhança entre os dois tipos de medidas. Ainda, ao compararmos as gêmeas com o espectro do nosso gabarito solar, não vemos nenhuma evidência de que as distribuições de medidas manuais e automáticas possam ser distinguíveis entre si. Esse resultado é importante porque pode fomentar novas caracterizações de gêmeas solares de forma mais ambiciosa, sem necessariamente abrir mão da qualidade e precisão dos parâmetros analisados. No entanto, é preciso testar se esse resultado se repete em resoluções maiores que  $R=48.000$ . Uma interessante continuação deste trabalho seria aplicar a mesma comparação de medidas manuais com automáticas em espectros HARPS/ESO ( $R=115.000$ ) e ESPRESSO/ESO (até  $R=190.000$ ), por exemplo.

### 6.1.2 Instrumentos e resolução

Como esperado, nossa análise mostrou que o poder resolutor do HARPS  $R=115.000$  e do FEROS  $R=48.000$  produzem diferenças significativas nos dois parâmetros geométricos unidimensionais, FWHM e profundidade. Da mesma forma como acontece quando comparamos os espectros HARPS com seus pares degradados. Ou seja, ao compararmos diretamente medidas de FWHM e profundidade nos espectros de  $R=48.000$  com as medidas de  $R=115.000$ , pudemos verificar como seus valores divergem. Já para a EW, as distribuições ainda permanecem visualmente semelhantes, apesar de notarmos uma suave tendência de mudança na inclinação da OLS quando comparamos espectros de duas resoluções diferentes. Este fenômeno se dá pela diluição das diferenças em EW causadas pelo poder resolutor e ocorre porque EWs são medidas de área, ou seja, seus valores são degenerados. Diversas combinações de alturas e larguras dos perfis de linha podem resultar num mesmo valor final de EW. Portanto, em relação à FWHM e profundidade, a EW demonstra um comportamento bem menos variável em função da resolução. Além disso, FWHM confirma ser o parâmetro de maior sensibilidade e menos robustez entre os três, não sendo um bom estimador para classificação de gêmeas solares.

Quanto maior a resolução, mais informação temos da estrela, menor incerteza quanto à EW (que é uma informação degenerada) e conseqüentemente, maior qualidade na comparação dos parâmetros empíricos. Dessa forma, parece que quanto maior a resolução espectral do instrumento, maior robustez terá a caracterização das gêmeas solares. No entanto, as características internas do instrumento utilizado (como estabilidade, colagens de ordens, *pipeline* de redução, etc.) também são muito importantes. Vemos que o fator mais relevante na comparação de classificação de gêmeas entre FEROS e HARPS é a dispersão das distribuições quando comparamos as estrelas com o Sol, como visto na Fig. 5.13. Para a 18 Sco as dispersões são bastante semelhantes (Tabela 5.8), no entanto, para as outras três estrelas em comum nos dois instrumentos, o HARPS mostra um espalhamento muito menor nas medidas, com dispersão tipicamente 3 vezes menor se comparado às do FEROS.

Ainda, é preciso considerar que os perfis das linhas espectrais tendem a se aproximar cada vez mais de um perfil de Voigt conforme se aumenta o poder resolutor do instrumento. Uma das possíveis implicações disso é a dificuldade de se utilizar perfil gaussiano no ajuste às linhas espectrais e abrir mão de usufruir da sua simplicidade geométrica. Outra possível consequência de se utilizar espectros de maior resolução é que – provavelmente – menos estrelas gêmeas solares sejam classificadas como tal. Pode parecer estranho num primeiro momento, mas a hipótese é que, uma vez que temos acesso a informações mais próximas do real (já que a resolução é maior) estamos também sujeitos a errar menos. Ou seja, uma estrela que pareceria gêmea em média resolução, pode não ser tão gêmea assim se olhada com mais cuidado. Ela poderia deixar de se parecer tanto com o Sol, já que suas características estariam menos diluídas em limitações instrumentais. Então, neste caso, é possível que se tenha um menor número de estrelas caracterizadas como gêmeas solares. Porém, as que assim forem caracterizadas terão passado por crivos espectroscópicos muito mais exigentes, e portanto serão gêmeas solares muito mais confiáveis e precisas.

### 6.1.3 Normalização

Vimos na Seção 5.8 que a profundidade no HARPS tem dispersão tipicamente 3 vezes menor se comparado às do FEROS. Isso, provavelmente, se deve ao fato da amostragem de píxeis em cada elemento resolutor e poder resolutor

do HARPS serem maiores que os do FEROS. Principalmente por conta da diferença nestas duas características instrumentais, vemos no HARPS uma melhor estatística do fluxo no centro da linha. Quando utilizamos amostragens mais baixas, estamos sujeitos a ter menor número de píxeis ao redor do ponto mínimo da linha. Isso pode levar a uma interpolação menos acurada desses *pixels* no ajuste da gaussiana a esse suposto valor mínimo de fluxo. Como o núcleo da linha no HARPS é mais bem resolvido, conseguimos ver com maior precisão onde está o valor mínimo da linha espectral. Este resultado para os valores de  $d_r$  também nos fala sobre possíveis erros de normalização. Em contraste com EW, por exemplo, erros em  $d_r$  estão muito mais diretamente relacionados à qualidade da normalização, já que ela que afeta a escala de fluxo associada. Erros na normalização acarretam erros diretos na medida da  $d_r$ , enquanto os erros da EW aparecem bem mais diluídos por conta da natureza intrínseca do que é a EW (área normalizada da linha).

#### 6.1.4 *Proxies* solares

Os espectros solares refletidos em Vesta e Ganimedes não mostraram diferenças significativas entre si que pudessem ser identificadas pelo Teste K-S e coeficientes da reta. Contudo, não detectar diferença relevante nos valores dessas comparações entre as distribuições dos dois *proxies* não significa que o viés de *proxy* não exista, ele pode apenas estar abaixo dos erros detectáveis na nossa análise.

Ainda assim, é interessante observar que os valores de  $\sigma$  (dispersão das regressões com OLS) são ligeiramente maiores entre *proxies* diferentes, se comparados aos ajustes de repetibilidade. O mesmo acontece com alguns valores de  $\sigma_{\Delta}$  (desvio padrão das medidas diferenciais) para os *proxies* solares no FEROS *mm* e *ma*, assim como para as comparações envolvendo Vesta A no HARPS. Poderia ser proveitoso analisar se a alta rotação de Vesta poderia ter alguma influência no espectro solar refletido em sua superfície. Enquanto Ganimedes é uma lua que tem rotação travada pela gravidade de Júpiter, Vesta é um asteroide que apresenta uma rotação equatorial com velocidade de 93,1 m/s (Russell et al. 2012).

Já os pequenos desvios nos espectros FEROS podem ser justificados principalmente por conta do menor valor da S/R de Vesta, o que não acontece no HARPS onde as S/R de Ganimedes e Vesta foram equivalentes.

Futuros trabalhos podem abordar uma análise mais ampla, utilizando maior número de espectros para repetibilidade. Também seria muito interessante ver uma análise comparando entre si mais objetos usados como *proxy* solar (Ceres, Europa, Palas, Lua, etc., como mencionado no Capítulo 2). Um trabalho com essa abordagem poderia considerar também a rotação do corpo refletor e alinhar análises de refletância dos corpos do Sistema Solar em colaboração com especialistas dessa área.

## 6.2 Classificação das gêmeas solares por ordem de semelhança

Confirmamos que HD 98649, HD 138573 e 18 Sco são estatisticamente idênticas ao Sol para as EWs em ambos os tipos de medidas no FEROS (manual e automática). Nossos resultados mostram que HD 98649 é a melhor gêmea solar da nossa amostra, seguida de um empate técnico entre a 18 Sco e HD 138573. A HD 118598 parece ser muito semelhante ao Sol, já que ela é aprovada em dois dos nossos testes de semelhança, ou seja, em todos em que ela pôde estar presente. No entanto, como tivemos acesso a apenas um único espectro dela (não havia qualquer observação sua no HARPS), seria bem interessante analisá-la mais vezes quando mais dados estiverem disponíveis.

A HD 164595 e HD 150648 ficaram de fora da nossa classificação de gêmea solar, o que não confirma o resultado de Porto de Mello et al. (2014). Porém, no caso da HD 164595, também tivemos acesso a apenas um único espectro e apenas no FEROS (também não havia qualquer observação disponível no HARPS), o que reforça a necessidade de novas análises futuras. Para a HD 150248 pudemos analisá-la nos dois espectrógrafos e em mais de um espectro, tendo ela ficado de fora da classificação como gêmea solar em todas as quatro modalidades. É preciso lembrar que dos Santos et al. (2016) encontra que essa estrela é uma binária espectroscópica (ainda que a companheira tenha  $0,1 M_{\odot}$ ), o que se soma ao que abordamos no Capítulo 1 como um argumento de alerta ao considerá-la como membro de uma amostra de gêmeas solares.

A hierarquização de geminilidade (isto é, utilizando comparações da estrela com um gabarito solar), esbarra na limitação instrumental e de ferramentas de análise. E isso pode acontecer não por uma questão astrofísica, e sim por uma flutuação estatística, já que poderemos estar num limite de precisão ora dominada por incertezas. Portanto, é possível e provável que, ao realizarmos

mudanças nas listas de linhas utilizadas em cada comparação da estrela com o Sol, algumas candidatas a gêmeas possam mudar seu status no *ranking*.

As gêmeas solares analisadas foram ordenadas de acordo seus graus de semelhança com nossos gabaritos do Sol utilizando as comparações feitas no Capítulo 5. O resultado da ordenação levou em conta a análise estatística feita pelo Teste K-S para rejeição ou não da hipótese nula ( $H_0$ ) que é: *As duas distribuições podem ser consideradas indistinguíveis entre si*. Além disso, levamos em conta também o coeficiente angular ( $a$ ) das retas das OLS nas comparações usando o Sol no eixo  $x$  e estrela candidata no eixo  $y$ . Essa ordenação pode ser vista nas Tabelas 6.1, 6.2, 6.3 e 6.4 de acordo com cada modalidade.

Tabela 6.1: Classificação ordenada em semelhança de EW com o Sol. Modalidade FEROS **mm**.

Espectro	valor-p	$a$	$\sigma_a$	Rejeita $H_0$
HD 98649 B	1.000	1.003	0.008	Não
HD 98649 A	0.994	0.988	0.008	Não
18 Sco A	0.977	1.006	0.005	Não
HD 118598 U	0.977	0.995	0.008	Não
HD 138573 U	0.943	1.003	0.008	Sim
18 Sco E	0.888	0.998	0.005	Sim
HD 164595 U	0.888	0.982	0.010	Sim
HD 150248 A	0.816	0.979	0.007	Sim
18 Sco D	0.733	1.018	0.010	Sim

Tabela 6.2: Classificação ordenada em semelhança de EW com o Sol. Modalidade FEROS **ma**.

Espectro	valor-p	$a$	$\sigma_a$	Rejeita $H_0$
HD 98649 B	1.000	1.000	0.008	Não
18 Sco A	0.977	1.004	0.005	Não
18 Sco E	0.977	1.002	0.005	Não
HD 118598 U	0.977	0.993	0.008	Não
HD 98649 A	0.977	0.990	0.009	Não
HD 138573 U	0.888	1.006	0.008	Sim
HD 164595 U	0.888	0.986	0.010	Sim
HD 150248 A	0.816	0.979	0.007	Sim
18 Sco D	0.214	0.997	0.013	Sim



Tabela 6.3: Classificação ordenada em semelhança de EW com o Sol. Modalidade HARPS degradado.

Espectro	valor-p	$a$	$\sigma_a$	Rejeita $H_0$
HD 138573 A	1.000	1.004	0.004	Não
HD 138573 B	1.000	1.003	0.005	Não
18 Sco C	0.985	1.018	0.004	Não
18 Sco A	0.985	1.017	0.004	Não
HD 98649 U	0.985	0.997	0.006	Não
HD 150248 B	0.854	0.992	0.006	Sim
HD 150248 A	0.779	0.995	0.006	Sim
18 Sco B	0.527	1.015	0.007	Sim

Tabela 6.4: Classificação ordenada em semelhança de EW com o Sol. Modalidade HARPS.

Espectro	valor-p	$a$	$\sigma_a$	Rejeita $H_0$
HD 138573 A	1.000	1.001	0.004	Não
HD 138573 B	1.000	0.999	0.005	Não
18 Sco C	0.997	1.015	0.005	Não
HD 98649 U	0.985	0.994	0.006	Não
18 Sco A	0.960	1.014	0.005	Não
18 Sco B	0.915	1.011	0.006	Sim
HD 150248 B	0.779	0.988	0.006	Sim
HD 150248 A	0.696	0.988	0.007	Sim

Tabela 6.5: Classificação das estrelas gêmeas solares da nossa amostra alguns de seus parâmetros calculados em Aguilera-Gómez et al. (2018) para HD 98649, HD 138573 e 18 Sco e em Ubaldo-Melo (2017) e Lorenzo-Oliveira (2016) para HD 118598. A ordem de hierarquização é da esquerda para a direita, onde a HD 138573 e 18 Sco estão tecnicamente empatadas pelos critérios de semelhança em EW. Consideramos também a semelhança da HD 118598 que merece ser re-analisada quando mais dados estiverem disponíveis.

Parâmetro	<b>HD 98649</b>	<b>HD 138573</b>	<b>18 Sco</b>	<b>HD 118598</b>
$T_{\text{ef}}$ :	$5715 \pm 50$ K	$5721 \pm 54$ K	$5785 \pm 50$ K	$5818 \pm 30$ K
$\log(g)$ :	$4,43 \pm 0,04$	$4,4 \pm 0,03$	$4,43 \pm 0,03$	$4,37 \pm 0,12$
[Fe/H]:	$-0,04 \pm 0,04$ dex	$-0,05 \pm 0,04$ dex	$0,02 \pm 0,04$ dex	$0,00 \pm 0,05$ dex
Massa:	$0,96^{+0,03}_{-0,02}$ $M_{\odot}$	$0,96 \pm 0,02$ $M_{\odot}$	$1,01^{+0,02}_{-0,03}$ $M_{\odot}$	$0,99 \pm 0,04$ $M_{\odot}$
Idade:	$6,4^{+1,8}_{-2,5}$ Gano	$7,3 \pm 1,9$ Gano	$5,00^{+1,5}_{-1,8}$ Gano	$5,6^{+2,4}_{-2,3}$ Gano

Listamos na Tabela 6.5 as estrelas gêmeas solares em ordem de semelhança com o Sol e seus principais parâmetros. Para HD 98649, HD 138573 e 18 Sco usamos os valores calculados em Aguilera-Gómez et al. (2018). Já para a HD 118598 mencionamos a  $T_{\text{ef}}$ ,  $\log(g)$  e [Fe/H] de Ubaldo-Melo (2017) e com Massa e Idade de Lorenzo-Oliveira (2016).

Estas estrelas podem ser consideradas como alvos principais para estudos de astrossismologia, busca por exoplanetas e acompanhamento em alta resolução.

### 6.3 Considerações finais

Fizemos uma análise puramente empírica e livre da interpretação de modelos atmosféricos, baseada apenas nas propriedades de linhas espectrais. Essa abordagem pode ser uma ferramenta bastante útil na confirmação de gêmeas solares, visto que é possível minimizar os efeitos de aproximações possivelmente tendenciosas. Quando dependemos de modelos que utilizam propriedades bem conhecidas do Sol para calcular propriedades das estrelas candidatas a gêmeas solares, podemos estar sujeitos a um viés de confirmação.

Pensar no aspecto temporal da análise fornece uma ideia sobre a estabilidade do instrumento (FEROS ou HARPS) durante o período de tempo decorrido entre as observações usadas. Para uma análise completa da caracterização de gêmeas solares, seria necessário levar em consideração outras propriedades variáveis das estrelas analisadas. Por exemplo, se a amostra incluir estrelas jovens ou de idade desconhecida, seria necessário considerar a influência de ciclos magnéticos nos perfis das linhas espectrais, já que existem algumas evidências (Galarza et al. 2019, submetido) de que a atividade magnética influencia as medidas de EW de linhas mais intensas que  $\sim 40$  mÅ. Para análises empíricas de altíssima resolução, pode ser interessante usar uma amostra de estrelas candidatas a gêmea solar que possuam períodos de rotação e de ciclo magnético bem definidos e priorizar observações nos mínimos de atividade.

É de se esperar que uma estrela com propriedades atmosféricas (derivadas de modelos) muito semelhantes ao Sol se pareça também nas suas características empíricas. Este trabalho tende a confirmar essa visão e abre o espaço para que mais análises desse tipo sejam feitas futuramente, não apenas na caracterização e confirmação de gêmeas solares, mas também em estudos de geminidade estelar: caracterizar semelhanças em outros tipos de estrelas muito parecidas entre si.

---

## Referências Bibliográficas

---

- Aguilera-Gómez, C., Ramírez, I., & Chanamé, J. 2018, *A&A*, 614, A55
- Anglada-Escudé, G. & Butler, R. P. 2012, *ApJS*, 200, 15
- Babu, G. J. & Feigelson, E. D. 2006, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 351, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XV*, ed. C. Gabriel, C. Arviset, D. Ponz, & S. Enrique, 127
- Barnes, S. A. 2007, *ApJ*, 669, 1167
- Bazot, M., Creevey, O., Christensen-Dalsgaard, J., & Meléndez, J. 2018, *A&A*, 619, A172
- Bedell, M., Bean, J. L., Meléndez, J., et al. 2018, *ApJ*, 865, 68
- Blanco-Cuaresma, S., Soubiran, C., Jofré, P., & Heiter, U. 2014, 11
- Botelho, R. B., Milone, A. d. C., Meléndez, J., et al. 2019, *MNRAS*, 482, 1690
- Carlos, M., Meléndez, J., Spina, L., et al. 2019, *MNRAS*, 485, 4052
- Carlos, M., Nissen, P. E., & Meléndez, J. 2016, *A&A*, 587, A100
- Cayrel de Strobel, G., Knowles, N., Hernandez, G., & Bentolila, C. 1981, *A&A*, 94, 1
- da Silva, R., Porto de Mello, G. F., Milone, A. C., et al. 2012, *A&A*, 542, A84
- Datson, J., Flynn, C., & Portinari, L. 2014, *MNRAS*, 439, 1028
- del Peloso, E. F., da Silva, L., & Porto de Mello, G. F. 2005, *A&A*, 434, 275
- Di Bartolo, L. 2005, *Dissertação de Mestrado*, "Análise espectroscópica detalhada de estrelas candidatas a gêmeas solares"

- do Nascimento, Jr., J. D., Castro, M., Meléndez, J., et al. 2009, *A&A*, 501, 687
- do Nascimento, Jr., J. D., Takeda, Y., Meléndez, J., et al. 2013, *ApJ*, 771, L31
- dos Santos, L. A., Meléndez, J., Bedell, M., et al. 2017, *MNRAS*, 472, 3425
- dos Santos, L. A., Meléndez, J., do Nascimento, J. D., et al. 2016, *A&A*, 592, A156
- Ehlmann, B. L., Anderson, F. S., Andrews-Hanna, J., et al. 2016, *Journal of Geophysical Research (Planets)*, 121, 1927
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2018, *A&A*, 616, A1
- Galarza, J. Y., Meléndez, J., Lorenzo-Oliveira, D., et al. 2019, *MNRAS*
- Galarza, J. Y., Meléndez, J., Ramírez, I., et al. 2016, *A&A*, 589, A17
- Giribaldi, R. E., Porto de Mello, G. F., Lorenzo-Oliveira, D., Amôres, E. B., & Ubaldo-Melo, M. L. 2019, arXiv e-prints
- Gould, A. & Chanamé, J. 2004, *ApJS*, 150, 455
- Gray, D. F. 2008, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*
- Güdel, M., Guinan, E. F., & Skinner, S. L. 1997, *ApJ*, 483, 947
- Gustafsson, B., Edvardsson, B., Eriksson, K., et al. 2008, *A&A*, 486, 951
- Hoffleit, D. & Jaschek, C. 1982, *The Bright Star Catalogue. Fourth revised edition. (Containing data compiled through 1979).*
- Holmberg, J., Flynn, C., & Portinari, L. 2006, *MNRAS*, 367, 449
- Jasmim, F. L., Lazzaro, D., Carvano, J. M. F., Mothé-Diniz, T., & Hasselmann, P. H. 2013, *A&A*, 552, A85
- Kashyap Jagadeesh, M., Gudennavar, S. B., Doshi, U., & Safonova, M. 2017, *Ap&SS*, 362, 146
- Krissansen-Totton, J., Schwieterman, E. W., Charnay, B., et al. 2016, *ApJ*, 817, 31

- Kurucz, R. L., Furenlid, I., Brault, J., & Testerman, L. 1984, The solar flux atlas from 296 nm to 1300 nm (National Solar Observatory)
- Lazzaro, D., Angeli, C. A., Carvano, J. M., et al. 2004, *Icarus*, 172, 179
- Lorenzo-Oliveira, D. 2011, Dissertação de Mestrado, "A Relação entre Atividade Cromosférica e Idade em Estrelas de Tipo Solar: O Tripleteo Infravermelho do Ca II"
- Lorenzo-Oliveira, D. 2016, Tese de Doutorado, "Cronômetros estelares: calibrando a atividade cromosférica em estrelas de baixa massa"
- Lorenzo-Oliveira, D., Freitas, F. C., Meléndez, J., et al. 2018, *A&A*, 619, A73
- Lorenzo-Oliveira, D., Meléndez, J., Yana Galarza, J., et al. 2019, *MNRAS*, 485, L68
- Lorenzo-Oliveira, D., Porto de Mello, G. F., Dutra-Ferreira, L., & Ribas, I. 2016a, ArXiv e-prints, 2016arXiv160802288L
- Lorenzo-Oliveira, D., Porto de Mello, G. F., & Schiavon, R. P. 2016b, ArXiv e-prints, 2016arXiv160907767L
- Mamajek, E. E. & Hillenbrand, L. A. 2008, *ApJ*, 687, 1264
- Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, *The Messenger*, 114, 20
- Meléndez, J., Asplund, M., Gustafsson, B., & Yong, D. 2009, *ApJ*, 704, L66
- Meléndez, J., Bedell, M., Bean, J. L., et al. 2017, *A&A*, 597, A34
- Meléndez, J., Bergemann, M., Cohen, J. G., et al. 2012, *A&A*, 543, A29
- Meléndez, J., Schirbel, L., Monroe, T. R., et al. 2014, *A&A*, 567, L3
- Monroe, T. R., Meléndez, J., Ramírez, I., et al. 2013, *ApJ*, 774, L32
- Moorwood, A., Cuby, J.-G., Biereichel, P., et al. 1998, *The Messenger*, 94, 7
- Nesterov, V. V., Kuzmin, A. V., Ashimbaeva, N. T., et al. 1995, *A&AS*, 110, 367
- Nissen, P. E. 2016, *A&A*, 593, A65

- Pasquini, L., Biazzo, K., Bonifacio, P., Randich, S., & Bedin, L. R. 2008, *A&A*, 489, 677
- Pepe, F., Cristiani, S., Rebolo, R., et al. 2013, *The Messenger*, 153, 6
- Pepe, F., Molaro, P., Cristiani, S., et al. 2014, *Astronomische Nachrichten*, 335, 8
- Porto de Mello, G., del Peloso, E. F., & Ghezzi, L. 2006, *Astrobiology*, 6, 308
- Porto de Mello, G. F. 1996, PhD thesis, CNPq/Observatório Nacional, Rio de Janeiro
- Porto de Mello, G. F. & da Silva, L. 1997, *ApJ*, 482, L89
- Porto de Mello, G. F., da Silva, R., da Silva, L., & de Nader, R. V. 2014, *A&A*, 563, A52
- Prša, A., Harmanec, P., Torres, G., et al. 2016, *AJ*, 152, 41
- Ribas, I., Guinan, E. F., Güdel, M., & Audard, M. 2005, *ApJ*, 622, 680
- Ribas, I., Porto de Mello, G. F., Ferreira, L. D., et al. 2010, *ApJ*, 714, 384
- Rosén, L., Kochukhov, O., Hackman, T., & Lehtinen, J. 2016, *A&A*, 593, A35
- Russell, C. T., Raymond, C. A., Coradini, A., et al. 2012, *Science*, 336, 684
- Soderblom, D. R. 2010, *ARA&A*, 48, 581
- Sousa, S. G., Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., & Monteiro, M. J. P. F. G. 2007, *A&A*, 469, 783
- Spina, L., Meléndez, J., Karakas, A. I., et al. 2018, *MNRAS*, 474, 2580
- Stetson, P. B. & Pancino, E. 2008, *PASP*, 120, 1332
- Tucci-Maia, M., Meléndez, J., Lorenzo-Oliveira, D., Spina, L., & Jofré, P. 2019, *A&A*, 628, A126
- Tucci-Maia, M., Meléndez, J., & Ramírez, I. 2014, *ApJ*, 790, L25
- Tucci-Maia, M., Ramírez, I., Meléndez, J., et al. 2016, *A&A*, 590, A32

- Ubaldo-Melo, M. 2017, Monografia de Graduação, "Gêmeas e análogas solares: uma análise espectroscópica no violeta e ultravioleta"
- Wallace, L., Hinkle, K. H., Livingston, W. C., & Davis, S. P. 2011, *ApJS*, 195, 6
- Wright, N. J., Drake, J. J., Mamajek, E. E., & Henry, G. W. 2011, *ApJ*, 743, 48

# Apêndices



## Apêndice A

---

### Apêndice – Tabelas

---

#### A.1 Tabela de linhas candidatas

Tabela A.1: Lista das linhas consideradas na nossa análise

Comprimento de onda ( $\lambda$ )	Espécie	Potencial de excitação ( $\chi$ )
4502,221	Mn I	2,92
4518,023	Ti I	0,83
4523,400	Fe I	3,65
4524,691	Ti II	1,23
4537,676	Fe I	3,27
4545,945	Cr I	0,94
4548,765	Ti I	0,83
4555,485	Ti I	0,35
4556,925	Fe I	3,25
4562,625	Ti I	0,02
4568,345	Ti II	1,22
4575,092	Cr I	3,37
4576,339	Fe II	2,84
4583,415	Ti II	1,16
4585,343	Fe I	4,61
4588,203	Cr II	4,07
4592,049	Cr II	4,07
4593,555	Fe I	3,94
4598,125	Fe I	3,28
4602,000	Fe I	1,61
4616,120	Cr I	0,98
4617,254	Ti I	1,75
4626,174	Cr I	0,97
4626,538	Mn I	4,71
4656,981	Fe II	2,89
4657,209	Ti II	1,24
4708,019	Cr I	3,17
4720,149	Fe II	3,2
4737,355	Cr I	3,09
4739,113	Mn I	2,94
4741,535	Fe I	2,83
4743,817	Sc I	1,45

Continua na próxima página

Tabela A.1 – Continuação da página anterior

Comprimento de onda ( $\lambda$ )	Espécie	Potencial de excitação ( $\chi$ )
4749,662	Co I	3,05
4749,961	Fe I	4,56
4756,137	Cr I	3,1
4758,120	Ti I	2,25
4759,272	Ti I	2,25
4778,259	Ti I	2,24
4792,862	Co I	3,25
4793,961	Fe I	3,05
4794,355	Fe I	2,42
4798,273	Fe I	4,19
4798,539	Ti II	1,08
4798,743	Fe I	1,61
4801,047	Cr I	3,12
4808,147	Fe I	3,25
4813,479	Co I	3,21
4883,690	Y II	1,08
4900,124	Y II	1,03
4907,733	Fe I	3,43
4908,032	Fe I	4,22
4911,788	Fe I	3,93
4926,147	Ti I	0,82
4931,115	Cr I	5,54
4935,831	Ni I	3,94
4936,335	Cr I	3,11
4946,029	Ni I	3,80
4953,200	Ni I	3,74
4961,915	Fe I	3,63
4962,565	Fe I	4,18
4964,916	Cr I	0,94
4969,916	Fe I	4,22
4993,358	Fe II	2,81
5004,892	Mn I	2,92
5010,934	Ni I	3,63
5022,871	Ti I	0,83
5023,189	Fe I	4,28
5024,842	Ti I	0,82
5025,091	Fe I	4,26
5025,313	Fe I	4,28
5032,723	Ni I	3,90
5054,647	Fe I	3,64
5067,162	Fe I	4,22
5071,472	Ti I	1,46
5072,677	Fe I	4,22
5087,426	Y II	1,08
5094,406	Ni I	3,83
5109,649	Fe I	4,30
5113,448	Ti I	1,44
5127,359	Fe I	0,93
5127,680	Fe I	0,05
5145,464	Ti I	1,46

Continua na próxima página

Tabela A.1 – Continuação da página anterior

Comprimento de onda ( $\lambda$ )	Espécie	Potencial de excitação ( $\chi$ )
5147,479	Ti I	0,00
5152,185	Ti I	0,02
5192,969	Ti I	0,02
5196,065	Fe I	4,26
5197,157	Ni I	3,90
5197,576	Fe II	3,23
5197,929	Fe I	4,30
5200,207	Cr I	3,38
5200,415	Y II	0,99
5211,206	Ti I	0,84
5211,544	Ti II	2,59
5212,691	Co I	3,51
5213,818	Fe I	3,94
5214,144	Cr I	3,37
5219,700	Ti I	0,02
5220,300	Ni I	3,74
5223,188	Fe I	3,63
5225,525	Fe I	0,11
5234,630	Fe II	3,22
5238,964	Cr I	2,71
5242,491	Fe I	3,63
5243,773	Fe I	4,26
5247,049	Fe I	0,09
5247,566	Cr I	0,96
5250,216	Fe I	0,12
5261,708	Ca I	2,52
5264,812	Fe II	3,33
5272,007	Cr I	3,45
5280,629	Co I	3,63
5287,183	Cr I	3,44
5289,820	Y II	1,03
5295,780	Ti I	1,07
5296,691	Cr I	0,98
5300,751	Cr I	0,98
5301,047	Co I	1,71
5304,183	Cr I	3,46
5305,855	Cr II	3,83
5308,377	Cr II	4,07
5313,526	Cr II	4,07
5318,346	Sc II	1,36
5318,810	Cr I	3,44
5320,040	Fe I	3,64
5321,109	Fe I	4,43
5325,560	Fe II	3,22
5332,908	Fe I	1,56
5336,783	Ti II	1,58
5342,708	Co I	4,02
5356,091	Sc I	1,86
5357,190	Sc II	1,51
5359,192	Co I	4,15

Continua na próxima página

Tabela A.1 – Continuação da página anterior

Comprimento de onda ( $\lambda$ )	Espécie	Potencial de excitação ( $\chi$ )
5379,574	Fe I	3,69
5381,020	Ti II	1,57
5381,772	Co I	4,24
5389,486	Fe I	4,41
5392,075	Sc I	1,99
5392,330	Ni I	4,15
5394,670	Mn I	0,00
5395,222	Fe I	4,44
5399,479	Mn I	3,85
5402,780	Y II	1,84
5412,791	Fe I	4,43
5413,684	Mn I	3,86
5414,075	Fe II	3,22
5418,756	Ti II	1,58
5420,350	Mn I	2,14
5425,257	Fe II	3,2
5426,236	Ti I	0,02
5427,826	Fe II	0,00
5432,548	Mn I	0,00
5432,946	Fe I	4,44
5435,866	Ni I	1,99
5436,297	Fe I	4,39
5452,860	Ni I	3,84
5454,572	Co I	4,07
5471,197	Ti I	1,44
5473,168	Fe I	4,19
5483,108	Fe I	4,15
5483,364	Co I	1,71
5484,611	Sc I	1,85
5490,150	Ti I	1,46
5491,845	Fe I	4,19
5494,474	Fe I	4,07
5494,876	Ni I	4,10
5502,025	Cr II	4,17
5508,419	Fe I	4,96
5517,533	Si I	5,08
5522,454	Fe I	4,21
5526,815	Sc II	1,77
5537,765	Mn I	2,19
5560,207	Fe I	4,43
5577,013	Fe I	5,03
5581,979	Ca I	2,52
5587,573	Fe I	4,14
5587,853	Ni I	1,93
5590,126	Ca I	2,52
5621,607	Si I	5,08
5625,312	Ni I	4,09
5628,354	Ni I	4,09
5628,621	Cr I	3,42
5635,824	Fe I	4,26

Continua na próxima página

Tabela A.1 – Continuação da página anterior

Comprimento de onda ( $\lambda$ )	Espécie	Potencial de excitação ( $\chi$ )
5636,705	Fe I	3,64
5637,128	Ni I	4,09
5638,262	Fe I	4,22
5641,436	Fe I	4,26
5646,697	Fe I	4,26
5647,234	Co I	2,28
5648,279	Cr I	3,82
5648,567	Ti I	2,49
5650,019	Fe I	5,10
5652,319	Fe I	4,26
5657,436	V I	1,06
5657,874	Sc II	1,51
5661,348	Fe I	4,28
5665,563	Si I	4,92
5668,362	V I	1,08
5670,851	V I	1,08
5671,826	Sc I	1,45
5679,937	Ti I	2,47
5680,240	Fe I	4,19
5684,189	Sc II	1,51
5684,484	Si I	4,95
5690,433	Si I	4,93
5701,108	Si I	4,93
5701,557	Fe I	2,56
5705,473	Fe I	4,30
5708,405	Si I	4,95
5727,661	V I	1,05
5731,761	Fe I	4,26
5738,240	Fe I	4,22
5739,464	Ti I	2,25
5748,346	Ni I	1,68
5753,622	Si I	5,61
5772,149	Si I	5,08
5775,069	Fe I	4,22
5778,463	Fe I	2,59
5784,666	Fe I	3,40
5784,976	Cr I	3,32
5787,965	Cr I	3,32
5793,080	Si I	4,93
5811,916	Fe I	4,14
5814,805	Fe I	4,28
5835,098	Fe I	4,26
5846,986	Ni I	1,68
5849,681	Fe I	3,69
5852,222	Fe I	4,55
5855,086	Fe I	4,61
5856,096	Fe I	4,29
5859,596	Fe I	4,55
5866,452	Ti I	1,07
5867,572	Ca I	2,93

Continua na próxima página

Tabela A.1 – Continuação da página anterior

Comprimento de onda ( $\lambda$ )	Espécie	Potencial de excitação ( $\chi$ )
5916,249	Fe I	2,45
5927,786	Fe I	4,65
5929,666	Fe I	4,55
5930,173	Fe I	4,65
5956,692	Fe I	0,86
6000,678	Co I	3,62
6005,551	Fe I	2,59
6007,968	Fe I	4,65
6012,212	Fe I	2,22
6013,497	Mn I	3,07
6021,803	Mn I	3,07
6064,629	Ti I	1,05
6078,499	Fe I	4,79
6079,014	Fe I	4,65
6082,708	Fe I	2,22
6084,111	Fe II	3,20
6086,276	Ni I	4,26
6090,216	V I	1,08
6091,177	Ti I	2,27
6092,798	Ti I	1,89
6093,142	Co I	1,74
6093,666	Fe I	4,61
6098,250	Fe I	4,56
6098,694	Ti I	3,06
6120,249	Fe I	0,92
6125,021	Si I	5,61
6126,224	Ti I	1,07
6131,577	Si I	5,61
6131,858	Si I	5,61
6135,370	V I	1,05
6137,002	Fe I	2,20
6142,494	Si I	5,62
6145,020	Si I	5,61
6149,249	Fe II	3,89
6150,154	V I	0,30
6151,616	Fe I	2,18
6159,382	Fe I	4,61
6161,295	Ca I	2,52
6163,754	Ca I	2,52
6166,440	Ca I	2,52
6169,044	Ca I	2,52
6169,564	Ca I	2,52
6173,340	Fe I	2,22
6176,807	Ni I	4,09
6177,236	Ni I	1,83
6186,709	Ni I	4,10
6187,987	Fe I	3,94
6188,996	Co I	1,71
6191,187	Ni I	1,68
6199,186	V I	0,29

Continua na próxima página

Tabela A.1 – Continuação da página anterior

Comprimento de onda ( $\lambda$ )	Espécie	Potencial de excitação ( $\chi$ )
6199,508	Fe I	2,56
6200,321	Fe I	2,61
6213,428	Fe I	2,22
6216,358	V I	0,28
6219,287	Fe I	2,20
6226,730	Fe I	3,88
6239,408	Sc I	0,00
6240,645	Fe I	2,22
6243,823	Si I	5,61
6244,476	Si I	5,61
6245,660	Sc II	1,51
6247,562	Fe II	3,89
6258,104	Ti I	1,44
6265,131	Fe I	2,18
6271,283	Fe I	3,33
6274,658	V I	0,27
6285,165	V I	0,28
6297,792	Fe I	2,22
6315,813	Fe I	4,07
6320,867	Sc II	1,50
6322,691	Fe I	2,59
6327,604	Ni I	1,68
6330,097	Cr I	0,94
6358,687	Fe I	0,86
6369,463	Fe II	2,89
6370,357	Ni I	3,54
6378,256	Ni I	4,15
6380,750	Fe I	4,19
6383,715	Fe II	5,55
6385,458	Fe II	5,55
6385,726	Fe I	4,73
6392,538	Fe I	2,28
6393,612	Fe I	2,43
6416,928	Fe II	3,89
6430,856	Fe I	2,18
6449,820	Ca I	2,52
6455,001	Co I	3,63
6455,605	Ca I	2,52
6456,391	Fe II	3,90
6471,688	Ca I	2,52
6498,945	Fe I	0,96
6499,654	Ca I	2,52
6604,600	Sc II	1,36
6608,044	Fe I	2,28
6627,560	Fe I	4,55
6632,472	Co I	2,28
6633,427	Fe I	4,83
6633,758	Fe I	4,56
6634,123	Fe I	4,79
6635,137	Ni I	4,42

Continua na próxima página

Tabela A.1 – Continuação da página anterior

Comprimento de onda ( $\lambda$ )	Espécie	Potencial de excitação ( $\chi$ )
6643,638	Ni I	1,68
6646,966	Fe I	2,61
6653,911	Fe I	4,15
6677,997	Fe I	2,69
6687,508	Y I	0,00
6696,322	Fe I	4,83
6699,136	Fe I	4,59
6703,576	Fe I	2,76
6704,500	Fe I	4,22
6705,105	Fe I	4,61
6710,323	Fe I	1,48
6713,745	Fe I	4,79
6721,844	Si I	5,86
6725,364	Fe I	4,10
6726,673	Fe I	4,61
6732,068	Fe I	4,58
6733,153	Fe I	4,64
6735,524	Fe I	1,56
6745,113	Fe I	4,58
6746,975	Fe I	2,61
6750,164	Fe I	2,42
6752,716	Fe I	4,64
6767,784	Ni I	1,83
6772,321	Ni I	3,66
6786,860	Fe I	4,19
6793,628	Y I	0,07
6798,467	Ca I	2,71
6806,856	Fe I	2,73
6810,267	Fe I	4,61
6814,961	Co I	1,96
6820,374	Fe I	4,64
6828,596	Fe I	4,64
6833,248	Fe I	4,64
6837,013	Fe I	4,59
6839,835	Fe I	2,56
6842,043	Ni I	3,66
6842,689	Fe I	4,64
6843,655	Fe I	4,55
6855,166	Fe I	4,56
6855,723	Fe I	4,61
6857,251	Fe I	4,07
6858,155	Fe I	4,61
6861,268	Ni I	5,36
6861,500	Ti I	2,27
6861,945	Fe I	2,42
6862,496	Fe I	4,56



## A.2 Tabela de espectros HARPS

Tabela A.2: Lista de todos os espectros HARPS usados na nossa análise.

Espectros HARPS	S/R	Ano da observação	ID do programa
18 Sco	378,8	2007	072.C-0488(E)
18 Sco	362,6	2007	072.C-0488(E)
18 Sco	353,9	2009	183.C-0972(A)
18 Sco	358,9	2009	183.C-0972(A)
18 Sco	369,7	2009	183.C-0972(A)
18 Sco	372,1	2010	183.C-0972(A)
18 Sco	364,7	2010	183.C-0972(A)
18 Sco	374,4	2010	183.C-0972(A)
18 Sco	369,7	2010	183.C-0972(A)
18 Sco	407,2	2014	192.C-0852(A)
18 Sco	425	2015	192.C-0852(A)
18 Sco	390,7	2015	192.C-0852(A)
18 Sco	382,7	2015	192.C-0852(A)
18 Sco	526,7	2016	192.C-0852(A)
Ganimedes	152,8	2007	60.A-9036(A)
Ganimedes	150,8	2007	60.A-9036(A)
Ganimedes	150,3	2007	60.A-9036(A)
Ganimedes	152	2007	60.A-9036(A)
Ganimedes	342,5	2007	60.A-9036(A)
HD 138573	281,1	2015	188.C-0265(O)
HD 138573	264,2	2015	188.C-0265(O)
HD 138573	252,2	2015	188.C-0265(O)
HD 138573	274,4	2015	188.C-0265(O)
HD 138573	262,3	2016	188.C-0265(Q)
HD 150248	254,1	2015	188.C-0265(O)
HD 150248	242,6	2015	188.C-0265(O)
HD 150248	259,3	2012	188.C-0265(C)
HD 150248	303,7	2015	188.C-0265(O)
HD 150248	268,2	2016	188.C-0265(Q)
HD 98649	207,4	2009	183.D-0729(A)
Vesta	270,1	2011	088.C-0323(A)
Vesta	257	2011	088.C-0323(A)
Vesta	252,1	2011	088.C-0323(A)
Vesta	396,7	2014	60.A-9700(G)
Vesta	364,3	2014	60.A-9700(G)

### A.3 Tabelas da Análise I (Seção 5.3)- Comparação entre medidas manuais e automáticas (FEROS)

Apresentamos a sequência das tabelas de FWHM e  $d_r$  da Seção 5.3 para as comparações das estrelas com o Sol (Ganimedes  $A_{\text{FEROS}}$ ). As tabelas para EW estão no corpo do texto da Seção 5.3 e não se encontram repetidas neste Apêndice.

#### Comparação das estrelas com o Sol

Tabela A.3: FEROS – Os valores das estatísticas de comparação entre as estrelas e o Sol em FWHM. Todos espectros com medidas manuais e automáticas foram comparados paralelamente.

Espectro	medida	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	mm	0.076	0.644	1.019	0.016	-1.271	2.752	-1.916	4.832	0.9785
18 Sco A	ma	0.06	0.888	1.008	0.013	0.498	2.29	-1.908	4.012	0.9848
18 Sco D	mm	0.196	0.001	0.714	0.029	52.487	4.956	-3.511	10.778	0.8796
18 Sco D	ma	0.239	0.0	0.903	0.03	25.529	5.264	-8.755	9.471	0.9109
18 Sco E	mm	0.141	0.046	0.881	0.019	14.317	3.304	6.176	6.371	0.9597
18 Sco E	ma	0.125	0.104	0.866	0.016	16.18	2.772	6.886	5.714	0.9704
HD 98649 A	mm	0.103	0.266	0.727	0.026	43.237	4.464	3.664	9.929	0.9018
HD 98649 A	ma	0.103	0.266	0.697	0.025	48.366	4.42	3.777	10.316	0.8971
HD 98649 B	mm	0.12	0.134	0.718	0.021	43.441	3.613	4.902	8.938	0.9309
HD 98649 B	ma	0.125	0.104	0.708	0.02	45.407	3.503	4.935	8.999	0.9334
HD 164595 U	mm	0.109	0.214	0.715	0.028	45.149	4.925	3.657	10.722	0.881
HD 164595 U	ma	0.109	0.214	0.714	0.027	44.98	4.606	4.283	10.322	0.894
HD 150248 A	mm	0.163	0.013	0.925	0.022	5.626	3.865	7.272	6.969	0.9508
HD 150248 A	ma	0.152	0.025	0.93	0.021	4.67	3.679	7.38	6.63	0.9559
HD 118598 U	mm	0.136	0.061	0.802	0.024	36.595	4.214	-2.573	8.61	0.9253
HD 118598 U	ma	0.141	0.046	0.795	0.024	38.246	4.099	-2.962	8.531	0.9283
HD 138573 U	mm	0.098	0.326	0.733	0.028	46.627	4.81	-0.821	10.329	0.8902
HD 138573 U	ma	0.109	0.214	0.729	0.026	47.424	4.589	-0.799	10.086	0.8984

Tabela A.4: FEROS – Os valores das estatísticas de comparação entre as estrelas e o Sol em profundidade. Todos espectros com medidas manuais e automáticas foram comparados paralelamente.

Espectro	medida	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	mm	0.033	1.0	0.995	0.003	0.005	0.001	-0.004	0.005	0.9992
18 Sco A	ma	0.033	1.0	0.996	0.003	0.005	0.001	-0.004	0.005	0.9992
18 Sco D	mm	0.054	0.943	0.976	0.007	0.01	0.002	-0.004	0.012	0.9955
18 Sco D	ma	0.071	0.733	0.96	0.008	0.019	0.002	-0.009	0.015	0.993
18 Sco E	mm	0.076	0.644	1.031	0.004	0.01	0.001	-0.017	0.007	0.9989
18 Sco E	ma	0.082	0.556	1.031	0.003	0.009	0.001	-0.017	0.007	0.999
HD 98649 A	mm	0.054	0.943	1.011	0.007	0.007	0.002	-0.009	0.011	0.996
HD 98649 A	ma	0.054	0.943	1.011	0.007	0.006	0.002	-0.009	0.011	0.9962
HD 98649 B	mm	0.043	0.994	1.001	0.006	0.006	0.002	-0.007	0.01	0.9967
HD 98649 B	ma	0.038	0.999	1.002	0.006	0.006	0.002	-0.006	0.01	0.9967
HD 164595 U	mm	0.054	0.943	0.995	0.007	-0.003	0.002	0.004	0.012	0.9951
HD 164595 U	ma	0.049	0.977	0.997	0.007	-0.003	0.002	0.004	0.012	0.9952
HD 150248 A	mm	0.043	0.994	1.032	0.006	-0.004	0.002	-0.004	0.01	0.9973
HD 150248 A	ma	0.043	0.994	1.031	0.005	-0.004	0.002	-0.004	0.01	0.9974
HD 118598 U	mm	0.027	1.0	0.965	0.006	0.007	0.002	0.002	0.012	0.9959
HD 118598 U	ma	0.033	1.0	0.968	0.006	0.007	0.002	0.002	0.012	0.996
HD 138573 U	mm	0.049	0.977	0.986	0.006	0.008	0.002	-0.004	0.01	0.9966
HD 138573 U	ma	0.049	0.977	0.987	0.006	0.008	0.002	-0.004	0.01	0.9966

## A.4 Tabelas da Análise Ila (Seção 5.5) - Comparação entre dois espectrógrafos: FEROS × HARPS

Apresentamos a sequência das tabelas de comparações de FWHM e  $d_r$  da Seção 5.5 que seguem a mesma ordem apresentada no texto, primeiro para comparações diretas e/ou cruzadas e em seguida para as comparações das estrelas com o Sol (Ganimedes  $A_{\text{FEROS}}$  para os espectros FEROS e Ganimedes  $A_{\text{HARPS}}$  para os espectros HARPS). As tabelas para EW estão no corpo do texto da Seção 5.5 e não se encontram repetidas neste Apêndice.

### Comparação direta cruzada

Tabela A.5: FEROS×HARPS – Os valores das estatísticas de comparação entre as distribuições de medidas automáticas de FWHM, ou seja,  $\text{FWHM}_{\text{FEROS}} \times \text{FWHM}_{\text{HARPS}}$ .

FEROS	HARPS	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco A	0.818	0.0	0.637	0.023	10.959	4.021	52.865	10.869	0.8976
18 Sco A	18 Sco B	0.807	0.0	0.664	0.021	7.856	3.803	51.167	10.149	0.9135
18 Sco A	18 Sco C	0.802	0.0	0.685	0.022	3.509	3.969	51.813	9.998	0.9117
18 Sco D	18 Sco A	0.901	0.0	0.581	0.031	16.743	5.739	59.948	13.376	0.8039
18 Sco D	18 Sco B	0.88	0.0	0.618	0.03	11.649	5.445	58.25	12.45	0.8347
18 Sco D	18 Sco C	0.865	0.0	0.644	0.03	6.264	5.524	58.896	12.161	0.8414
18 Sco E	18 Sco A	0.74	0.0	0.736	0.022	0.166	3.761	43.911	8.193	0.9222
18 Sco E	18 Sco B	0.729	0.0	0.768	0.02	-3.494	3.42	42.214	7.345	0.9392
18 Sco E	18 Sco C	0.729	0.0	0.786	0.023	-7.086	3.798	42.859	7.629	0.9295
HD 98649 A	HD 98649 U	0.932	0.0	0.717	0.035	-5.701	6.01	53.417	9.844	0.8262
HD 98649 B	HD 98649 U	0.938	0.0	0.745	0.036	-10.248	6.025	53.104	9.372	0.835
HD 150248 A	HD 150248 A	0.807	0.0	0.666	0.025	5.269	4.138	50.156	10.331	0.8902
HD 150248 A	HD 150248 B	0.802	0.0	0.699	0.027	0.87	4.535	49.156	10.392	0.8818
HD 138573 U	HD 138573 A	0.922	0.0	0.764	0.037	-16.875	6.423	57.745	10.16	0.833
HD 138573 U	HD 138573 B	0.932	0.0	0.729	0.036	-10.458	6.281	57.427	10.266	0.8266
Ganimedes A	Ganimedes A	0.823	0.0	0.64	0.025	9.728	4.359	52.964	11.178	0.8816
Ganimedes A	Ganimedes B	0.828	0.0	0.617	0.024	13.529	4.133	53.068	11.287	0.885
Ganimedes B	Ganimedes A	0.833	0.0	0.763	0.031	-8.629	5.386	48.99	9.199	0.8691
Ganimedes B	Ganimedes B	0.839	0.0	0.742	0.029	-5.214	4.979	49.094	8.871	0.8796
Vesta U	Vesta A	0.698	0.0	0.74	0.028	1.779	4.63	40.885	9.156	0.8868
Vesta U	Vesta B	0.776	0.0	0.708	0.022	4.377	3.624	43.589	8.27	0.9198

Tabela A.6: FEROS×HARPS – Os valores das estatísticas de comparação entre as distribuições de medidas automáticas de profundidade, ou seja,  $d_{r\text{FEROS}} \times d_{r\text{HARPS}}$ .

FEROS	HARPS	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco A	0.245	0.0	1.272	0.008	0.015	0.002	-0.087	0.037	0.9962
18 Sco A	18 Sco B	0.25	0.0	1.265	0.008	0.02	0.002	-0.091	0.036	0.9958
18 Sco A	18 Sco C	0.229	0.0	1.277	0.008	0.012	0.002	-0.085	0.037	0.9962
18 Sco D	18 Sco A	0.214	0.0	1.318	0.01	-0.005	0.003	-0.081	0.042	0.9943
18 Sco D	18 Sco B	0.224	0.0	1.311	0.01	-0.0	0.003	-0.084	0.041	0.994
18 Sco D	18 Sco C	0.208	0.0	1.322	0.011	-0.009	0.003	-0.079	0.043	0.9934
18 Sco E	18 Sco A	0.198	0.001	1.233	0.006	0.008	0.002	-0.073	0.032	0.9976
18 Sco E	18 Sco B	0.198	0.001	1.227	0.006	0.013	0.002	-0.077	0.031	0.9974
18 Sco E	18 Sco C	0.188	0.002	1.238	0.006	0.005	0.002	-0.071	0.033	0.9976
HD 98649 A	HD 98649 U	0.24	0.0	1.307	0.008	0.01	0.002	-0.093	0.041	0.9967
HD 98649 B	HD 98649 U	0.245	0.0	1.312	0.01	0.011	0.003	-0.095	0.042	0.995
HD 150248 A	HD 150248 A	0.224	0.0	1.286	0.008	0.008	0.002	-0.085	0.04	0.9963
HD 150248 A	HD 150248 B	0.224	0.0	1.273	0.008	0.011	0.002	-0.084	0.038	0.9961
HD 138573 U	HD 138573 A	0.255	0.0	1.336	0.011	0.01	0.003	-0.099	0.045	0.9937
HD 138573 U	HD 138573 B	0.25	0.0	1.336	0.011	0.01	0.003	-0.1	0.046	0.9934
Ganimedes A	Ganimedes A	0.24	0.0	1.271	0.007	0.018	0.002	-0.089	0.036	0.997
Ganimedes A	Ganimedes B	0.234	0.0	1.285	0.007	0.014	0.002	-0.089	0.038	0.9971
Ganimedes B	Ganimedes A	0.203	0.001	1.253	0.008	0.01	0.003	-0.079	0.035	0.9957
Ganimedes B	Ganimedes B	0.198	0.001	1.266	0.008	0.006	0.003	-0.079	0.037	0.9958
Vesta U	Vesta A	0.198	0.001	1.241	0.006	0.008	0.002	-0.075	0.033	0.9975
Vesta U	Vesta B	0.193	0.001	1.236	0.006	0.006	0.002	-0.071	0.032	0.9979

## Comparação das estrelas com o Sol

Tabela A.7: FEROS×HARPS – Os valores das estatísticas de comparação entre as distribuições de medidas automáticas de FWHM, ou seja,  $\text{FWHM}_{\text{FEROS}} \times \text{FWHM}_{\text{HARPS}}$ .

Espectro	Instr.	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	FEROS	0.052	0.952	0.986	0.015	4.182	2.694	-1.760	4.769	0.9777
18 Sco D	FEROS	0.219	0.000	0.888	0.032	28.359	5.600	-8.844	10.211	0.8960
18 Sco E	FEROS	0.135	0.054	0.862	0.018	16.886	3.172	7.193	6.410	0.9606
18 Sco A	HARPS	0.068	0.757	0.943	0.021	8.771	2.560	-1.859	4.806	0.9561
18 Sco B	HARPS	0.125	0.092	0.954	0.024	9.074	2.943	-3.557	5.470	0.9444
18 Sco C	HARPS	0.094	0.352	1.011	0.019	1.615	2.339	-2.911	4.311	0.9675
HD 138573 U	FEROS	0.109	0.189	0.703	0.029	51.229	5.064	0.521	11.170	0.8701
HD 138573 A	HARPS	0.203	0.001	0.979	0.021	-2.721	2.579	5.302	4.762	0.9585
HD 138573 B	HARPS	0.177	0.004	0.936	0.021	2.731	2.614	4.984	4.925	0.9538
HD 150248 A	FEROS	0.151	0.022	0.914	0.022	6.963	3.860	8.052	7.091	0.9491
HD 150248 A	HARPS	0.172	0.006	0.952	0.020	0.569	2.493	5.245	4.657	0.9590
HD 150248 B	HARPS	0.167	0.008	0.998	0.024	-4.043	2.911	4.245	5.361	0.9499
HD 98649 A	FEROS	0.156	0.016	0.680	0.027	50.314	4.738	5.401	11.042	0.8771
HD 98649 B	FEROS	0.172	0.006	0.704	0.020	45.832	3.428	5.714	9.003	0.9339
HD 98649 U	HARPS	0.151	0.022	0.864	0.024	10.659	2.984	5.854	5.928	0.9317

Tabela A.8: FEROS×HARPS – Os valores das estatísticas de comparação entre as distribuições de medidas automáticas de profundidade, ou seja,  $d_r^{\text{FEROS}} \times d_r^{\text{HARPS}}$ .

Espectro	Instr.	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	FEROS	0.031	1.000	0.997	0.003	0.004	0.001	-0.003	0.005	0.9992
18 Sco D	FEROS	0.068	0.757	0.953	0.009	0.022	0.003	-0.009	0.016	0.9921
18 Sco E	FEROS	0.089	0.422	1.030	0.003	0.009	0.001	-0.017	0.007	0.9989
18 Sco A	HARPS	0.021	1.000	0.999	0.003	0.002	0.001	-0.002	0.006	0.9993
18 Sco B	HARPS	0.042	0.996	0.994	0.003	0.007	0.001	-0.005	0.007	0.9991
18 Sco C	HARPS	0.021	1.000	1.002	0.003	-0.001	0.001	0.001	0.007	0.9990
HD 138573 U	FEROS	0.047	0.982	0.984	0.007	0.007	0.002	-0.003	0.013	0.9948
HD 138573 A	HARPS	0.052	0.952	1.042	0.004	-0.002	0.001	-0.013	0.011	0.9987
HD 138573 B	HARPS	0.052	0.952	1.042	0.004	-0.001	0.002	-0.013	0.012	0.9984
HD 150248 A	FEROS	0.042	0.996	1.031	0.005	-0.003	0.002	-0.005	0.010	0.9975
HD 150248 A	HARPS	0.042	0.996	1.043	0.006	-0.015	0.002	0.000	0.015	0.9967
HD 150248 B	HARPS	0.047	0.982	1.033	0.006	-0.012	0.002	0.000	0.014	0.9967
HD 98649 A	FEROS	0.057	0.903	1.005	0.007	0.008	0.002	-0.009	0.012	0.9957
HD 98649 B	FEROS	0.047	0.982	1.001	0.006	0.007	0.002	-0.007	0.010	0.9967
HD 98649 U	HARPS	0.052	0.952	1.036	0.005	0.001	0.002	-0.013	0.012	0.9981

## A.5 Tabelas da Análise IIb (Seção 5.6) - Comparação à mesma resolução

Apresentamos a sequência das tabelas de comparações de FWHM e  $d_r$  da Seção 5.6 que seguem a mesma ordem apresentada no texto, primeiro para comparações diretas e/ou cruzadas e em seguida para as comparações das estrelas com o Sol (Ganimedes  $A_{\text{FEROS}}$  para os espectros FEROS e Ganimedes  $A_{\text{HARPS}}$  para os espectros HARPS). As tabelas para EW estão no corpo do texto da Seção 5.6 e não se encontram repetidas neste Apêndice.

### Comparação direta cruzada

Tabela A.9: FEROS×HARPS (R=48.000) – Os valores das estatísticas de comparação entre as distribuições de medidas automáticas de FWHM, ou seja,  $\text{FWHM}_{\text{FEROS}} \times \text{FWHM}_{\text{HARPS}}^{\text{degradado}}$ .

FEROS	HARPS	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco A	0.145	0.048	0.919	0.022	6.222	3.969	8.128	7.051	0.9539
18 Sco A	18 Sco B	0.099	0.353	0.982	0.022	-1.121	3.94	4.331	6.755	0.9598
18 Sco A	18 Sco C	0.151	0.035	0.942	0.019	3.347	3.384	7.0	5.95	0.9674
18 Sco D	18 Sco A	0.238	0.0	0.845	0.037	13.485	6.959	15.099	11.877	0.8658
18 Sco D	18 Sco B	0.221	0.0	0.919	0.037	3.562	6.81	11.302	11.235	0.8873
18 Sco D	18 Sco C	0.233	0.0	0.872	0.035	9.594	6.552	13.971	11.062	0.8846
18 Sco E	18 Sco A	0.047	0.991	1.028	0.025	-3.754	4.291	-0.878	6.937	0.9522
18 Sco E	18 Sco B	0.11	0.231	1.103	0.024	-12.702	4.026	-4.674	6.837	0.9629
18 Sco E	18 Sco C	0.07	0.782	1.051	0.022	-6.656	3.75	-2.006	6.137	0.9644
HD 98649 A	HD 98649 U	0.233	0.0	1.16	0.036	-32.687	6.155	5.494	8.855	0.9269
HD 98649 B	HD 98649 U	0.209	0.001	1.168	0.039	-33.658	6.618	5.151	9.357	0.9176
HD 150248 A	HD 150248 A	0.081	0.601	0.915	0.025	10.793	4.169	3.506	7.479	0.9434
HD 150248 A	HD 150248 B	0.093	0.428	0.923	0.027	10.14	4.622	2.785	8.2	0.9328
HD 138573 U	HD 138573 A	0.273	0.0	1.038	0.04	-17.148	7.051	10.471	9.837	0.893
HD 138573 U	HD 138573 B	0.262	0.0	1.041	0.041	-17.177	7.263	9.936	10.136	0.8881
Ganimedes A	Ganimedes A	0.14	0.064	0.916	0.02	8.212	3.623	6.564	6.532	0.96
Ganimedes A	Ganimedes B	0.151	0.035	0.894	0.02	11.415	3.58	7.122	6.632	0.9591
Ganimedes B	Ganimedes A	0.099	0.353	1.081	0.032	-16.701	5.5	2.733	8.132	0.9334
Ganimedes B	Ganimedes B	0.105	0.287	1.055	0.032	-12.792	5.434	3.291	7.957	0.9319
Vesta U	Vesta A	0.081	0.601	1.039	0.023	-3.778	3.828	-2.657	6.063	0.9611
Vesta U	Vesta B	0.058	0.926	1.013	0.02	-0.363	3.424	-1.831	5.385	0.967

Tabela A.10: FEROS×HARPS (R=48.000) – Os valores das estatísticas de comparação entre as distribuições de medidas automáticas de profundidade, ou seja,  $d_{r\text{FEROS}} \times d_{r\text{HARPS}}$  degradado.

FEROS	HARPS	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco A	0.035	1.0	1.008	0.006	-0.002	0.002	-0.0	0.009	0.9975
18 Sco A	18 Sco B	0.047	0.991	1.001	0.006	0.004	0.002	-0.004	0.01	0.9968
18 Sco A	18 Sco C	0.023	1.0	1.008	0.005	-0.002	0.001	0.0	0.008	0.998
18 Sco D	18 Sco A	0.07	0.782	1.051	0.008	-0.02	0.002	0.006	0.013	0.9951
18 Sco D	18 Sco B	0.041	0.999	1.044	0.008	-0.015	0.002	0.003	0.013	0.9948
18 Sco D	18 Sco C	0.064	0.862	1.05	0.008	-0.02	0.002	0.007	0.014	0.9948
18 Sco E	18 Sco A	0.064	0.862	0.979	0.004	-0.007	0.001	0.013	0.007	0.9986
18 Sco E	18 Sco B	0.052	0.969	0.973	0.005	-0.002	0.001	0.01	0.008	0.9981
18 Sco E	18 Sco C	0.07	0.782	0.979	0.003	-0.008	0.001	0.014	0.006	0.9989
HD 98649 A	HD 98649 U	0.052	0.969	1.017	0.005	-0.009	0.001	0.004	0.008	0.998
HD 98649 B	HD 98649 U	0.035	1.0	1.022	0.006	-0.008	0.002	0.003	0.011	0.9966
HD 150248 A	HD 150248 A	0.052	0.969	0.993	0.005	-0.007	0.001	0.009	0.008	0.998
HD 150248 A	HD 150248 B	0.058	0.926	0.989	0.005	-0.006	0.001	0.009	0.008	0.9979
HD 138573 U	HD 138573 A	0.041	0.999	1.042	0.008	-0.008	0.002	-0.003	0.013	0.9954
HD 138573 U	HD 138573 B	0.047	0.991	1.042	0.008	-0.008	0.002	-0.003	0.013	0.9954
Ganimedes A	Ganimedes A	0.029	1.0	0.997	0.004	0.001	0.001	-0.001	0.007	0.9983
Ganimedes A	Ganimedes B	0.029	1.0	1.005	0.004	-0.0	0.001	-0.001	0.007	0.9985
Ganimedes B	Ganimedes A	0.052	0.969	0.988	0.006	-0.006	0.002	0.01	0.01	0.9966
Ganimedes B	Ganimedes B	0.052	0.969	0.996	0.006	-0.008	0.002	0.009	0.01	0.9966
Vesta U	Vesta A	0.064	0.862	0.991	0.004	-0.01	0.001	0.012	0.007	0.9987
Vesta U	Vesta B	0.081	0.601	0.972	0.003	-0.008	0.001	0.016	0.007	0.9989



## Comparação das estrelas com o Sol

Tabela A.11: FEROS×HARPS (R=48.000) – Os valores das estatísticas de comparação entre as distribuições de medidas automáticas de FWHM, ou seja,  $\text{FWHM}_{\text{FEROS}} \times \text{FWHM}$

HARPS degradado

Espectro	Instr.	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	FEROS	0.052	0.969	0.994	0.012	3.077	2.142	-2.087	3.685	0.9876
18 Sco D	FEROS	0.186	0.004	0.898	0.033	26.872	5.77	-9.058	10.201	0.9038
18 Sco E	FEROS	0.134	0.085	0.871	0.017	15.672	3.011	6.919	5.986	0.969
18 Sco A	HARPS48	0.041	0.999	0.996	0.016	1.263	2.709	-0.523	4.617	0.979
18 Sco B	HARPS48	0.081	0.601	1.018	0.007	1.486	0.369	-2.295	1.984	0.9955
18 Sco C	HARPS48	0.041	0.999	1.018	0.004	0.123	0.197	-0.925	1.1	0.9987
HD 98649 A	FEROS	0.174	0.009	0.694	0.025	48.275	4.372	5.349	10.364	0.9069
HD 98649 B	FEROS	0.192	0.003	0.707	0.02	45.65	3.485	5.692	9.087	0.9398
HD 98649 U	HARPS48	0.041	0.999	0.996	0.006	-0.324	0.296	0.491	1.566	0.997
HD 150248 A	FEROS	0.157	0.026	0.915	0.023	7.154	4.114	7.75	7.347	0.9492
HD 150248 A	HARPS48	0.07	0.782	0.991	0.007	-1.711	0.343	2.107	1.823	0.9959
HD 150248 B	HARPS48	0.064	0.862	0.991	0.007	-1.548	0.36	1.965	1.911	0.9955
HD 138573 U	FEROS	0.116	0.183	0.705	0.03	51.115	5.242	0.628	11.342	0.8768
HD 138573 A	HARPS48	0.041	0.999	1.003	0.004	-0.488	0.207	0.359	1.097	0.9985
HD 138573 B	HARPS48	0.029	1.0	1.002	0.006	-0.208	0.276	0.127	1.458	0.9974

Tabela A.12: FEROS×HARPS (R=48.000) – Os valores das estatísticas de comparação entre as distribuições de medidas automáticas de profundidade, ou seja,  $d_{r\text{FEROS}} \times d_{r\text{HARPS degradado}}$ .

Espectro	Instr.	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	FEROS	0.029	1.0	0.997	0.003	0.004	0.001	-0.003	0.004	0.9993
18 Sco D	FEROS	0.07	0.782	0.946	0.01	0.024	0.003	-0.01	0.017	0.9912
18 Sco E	FEROS	0.087	0.512	1.027	0.004	0.01	0.001	-0.017	0.007	0.9988
18 Sco A	HARPS48	0.041	0.999	1.009	0.003	0.001	0.001	-0.003	0.004	0.9994
18 Sco B	HARPS48	0.058	0.926	1.002	0.004	0.006	0.001	-0.007	0.006	0.9989
18 Sco C	HARPS48	0.035	1.0	1.008	0.003	0.0	0.001	-0.003	0.005	0.9993
HD 98649 A	FEROS	0.058	0.926	1.003	0.007	0.008	0.002	-0.009	0.012	0.9954
HD 98649 B	FEROS	0.047	0.991	0.998	0.007	0.008	0.002	-0.007	0.01	0.9963
HD 98649 U	HARPS48	0.035	1.0	1.026	0.005	-0.003	0.001	-0.004	0.008	0.9982
HD 150248 A	FEROS	0.035	1.0	1.029	0.006	-0.003	0.002	-0.005	0.01	0.9974
HD 150248 A	HARPS48	0.052	0.969	1.026	0.006	-0.011	0.002	0.004	0.01	0.9974
HD 150248 B	HARPS48	0.058	0.926	1.022	0.006	-0.01	0.002	0.005	0.01	0.9972
HD 138573 U	FEROS	0.052	0.969	0.977	0.008	0.009	0.002	-0.003	0.013	0.9943
HD 138573 A	HARPS48	0.041	0.999	1.029	0.003	-0.003	0.001	-0.005	0.006	0.9992
HD 138573 B	HARPS48	0.041	0.999	1.029	0.004	-0.002	0.001	-0.006	0.007	0.999

## A.6 Tabelas da Análise Ilc (Seção 5.7) - Comparação entre resoluções diferentes do mesmo instrumento

Apresentamos a sequência das tabelas de FWHM e  $d_r$  da Seção 5.7 comparações das estrelas com o Sol (Ganimedes  $A_{\text{HARPS}}$ ). As tabelas para EW estão no corpo do texto da Seção 5.7 e não se encontram repetidas neste Apêndice.

### Comparação das estrelas com o Sol

Tabela A.13: FWHM na comparação de semelhança das estrelas com o Sol no HARPS – Os valores das estatísticas de comparação entre  $R=48.000$  e  $R=115.000$ .

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	HARPS48	0.035	1.0	0.986	0.014	3.055	2.39	-0.76	4.271	0.9805
18 Sco A	HARPS	0.085	0.449	0.947	0.021	8.433	2.593	-1.99	4.911	0.9543
18 Sco B	HARPS48	0.12	0.104	1.049	0.019	-3.983	3.286	-4.29	5.952	0.9681
18 Sco B	HARPS	0.12	0.104	0.962	0.024	8.137	2.982	-3.49	5.596	0.9425
18 Sco C	HARPS48	0.045	0.985	1.013	0.01	-0.7	1.711	-1.5	3.063	0.9904
18 Sco C	HARPS	0.065	0.779	1.019	0.02	0.387	2.454	-2.71	4.586	0.9641
HD 98649 U	HARPS48	0.1	0.256	0.997	0.011	-3.755	1.816	4.345	3.238	0.9889
HD 98649 U	HARPS	0.135	0.047	0.875	0.024	9.251	2.936	6.035	5.845	0.9335
HD 150248 A	HARPS48	0.13	0.062	0.965	0.012	0.97	2.012	5.025	3.668	0.9855
HD 150248 A	HARPS	0.15	0.02	0.964	0.021	-0.968	2.583	5.415	4.854	0.956
HD 150248 B	HARPS48	0.105	0.208	0.982	0.014	-0.969	2.368	3.965	4.238	0.9807
HD 150248 B	HARPS	0.155	0.014	1.011	0.024	-5.882	2.895	4.52	5.402	0.9503
HD 138573 A	HARPS48	0.14	0.036	0.968	0.01	0.724	1.725	4.73	3.154	0.9893
HD 138573 A	HARPS	0.17	0.005	0.988	0.02	-4.107	2.481	5.53	4.631	0.9611
HD 138573 B	HARPS48	0.13	0.062	0.972	0.013	0.477	2.276	4.27	4.102	0.9818
HD 138573 B	HARPS	0.175	0.004	0.941	0.023	1.846	2.775	5.325	5.264	0.9475

Tabela A.14: Profundidade na comparação de semelhança das estrelas com o Sol no HARPS – Os valores das estatísticas de comparação entre R=48.000 e R=115.000.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	HARPS48	0.04	0.997	1.007	0.003	0.002	0.001	-0.004	0.004	0.9994
18 Sco A	HARPS	0.035	1.0	0.998	0.003	0.003	0.001	-0.002	0.006	0.9992
18 Sco B	HARPS48	0.06	0.854	1.002	0.004	0.006	0.001	-0.007	0.006	0.9986
18 Sco B	HARPS	0.05	0.96	0.993	0.003	0.007	0.001	-0.005	0.007	0.9989
18 Sco C	HARPS48	0.035	1.0	1.007	0.003	0.001	0.001	-0.003	0.005	0.9992
18 Sco C	HARPS	0.025	1.0	1.001	0.004	-0.001	0.001	0.0	0.008	0.9988
HD 98649 U	HARPS48	0.03	1.0	1.026	0.004	-0.003	0.001	-0.004	0.008	0.9982
HD 98649 U	HARPS	0.05	0.96	1.039	0.005	-0.0	0.002	-0.013	0.012	0.9981
HD 150248 A	HARPS48	0.06	0.854	1.027	0.005	-0.012	0.001	0.005	0.009	0.9976
HD 150248 A	HARPS	0.045	0.985	1.043	0.006	-0.016	0.002	0.001	0.014	0.9969
HD 150248 B	HARPS48	0.065	0.779	1.022	0.005	-0.01	0.001	0.005	0.009	0.9974
HD 150248 B	HARPS	0.045	0.985	1.032	0.006	-0.012	0.002	0.001	0.014	0.9968
HD 138573 A	HARPS48	0.035	1.0	1.029	0.003	-0.003	0.001	-0.005	0.006	0.9993
HD 138573 A	HARPS	0.05	0.96	1.039	0.004	-0.001	0.001	-0.013	0.01	0.9987
HD 138573 B	HARPS48	0.035	1.0	1.028	0.003	-0.002	0.001	-0.005	0.006	0.999
HD 138573 B	HARPS	0.055	0.915	1.04	0.004	-0.001	0.002	-0.012	0.011	0.9984

## A.7 Tabelas da Análise III (Seção 5.8) - Repetibilidade e comparação entre *proxies* solares

Apresentamos a sequência das tabelas de comparações de FWHM e  $d_r$  da Seção 5.8. As tabelas para EW estão no corpo do texto da Seção 5.8 e não se encontram repetidas neste Apêndice.

### Repetibilidade – FEROS mm

Tabela A.15: Estatística das comparações de repetibilidade em FWHM entre os espectros das gêmeas em FEROS mm.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco D	0.122	0.026	0.731	0.027	49.426	4.919	-0.697	13.166	0.8485
18 Sco A	18 Sco E	0.125	0.02	0.865	0.016	16.513	2.905	7.885	7.487	0.9549
18 Sco D	18 Sco E	0.222	0.0	0.885	0.034	12.281	6.152	8.582	12.433	0.8412
HD 98649 A	HD 98649 B	0.047	0.89	0.873	0.034	22.044	5.914	0.042	12.045	0.8333
Ganimedes A	Ganimedes B	0.093	0.14	0.811	0.021	30.386	3.769	3.593	9.741	0.9139

Tabela A.16: Estatística das comparações de repetibilidade em  $d_r$  entre os espectros das gêmeas em FEROS mm.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco D	0.028	1.0	0.983	0.005	0.004	0.001	-0.001	0.012	0.9956
18 Sco A	18 Sco E	0.056	0.754	1.037	0.002	0.004	0.001	-0.013	0.007	0.9992
18 Sco D	18 Sco E	0.049	0.878	1.049	0.005	0.001	0.001	-0.012	0.012	0.9973
HD 98649 A	HD 98649 B	0.023	1.0	0.991	0.004	0.001	0.001	0.001	0.01	0.9972
Ganimedes A	Ganimedes B	0.043	0.937	1.016	0.005	0.006	0.001	-0.009	0.011	0.9965

### Repetibilidade – FEROS ma

Tabela A.17: Estatística das comparações de repetibilidade em FWHM entre os espectros das gêmeas em FEROS ma.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco D	0.157	0.003	0.949	0.032	17.631	5.776	-8.429	12.232	0.8814
18 Sco A	18 Sco E	0.142	0.011	0.858	0.014	16.634	2.523	8.831	6.315	0.9681
18 Sco D	18 Sco E	0.268	0.0	0.72	0.025	35.081	4.741	17.26	12.536	0.8752
HD 98649 A	HD 98649 B	0.054	0.834	0.882	0.032	20.161	5.57	0.263	10.439	0.8639
Ganimedes A	Ganimedes B	0.098	0.146	0.815	0.021	29.311	3.847	3.557	9.122	0.9197

Tabela A.18: Estatística das comparações de repetibilidade em  $d_r$  entre os espectros das gêmeas em FEROS ma.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle \Delta \rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco D	0.043	0.968	0.965	0.007	0.014	0.002	-0.006	0.015	0.9932
18 Sco A	18 Sco E	0.055	0.825	1.035	0.003	0.004	0.001	-0.013	0.007	0.9993
18 Sco D	18 Sco E	0.039	0.988	1.061	0.006	-0.008	0.002	-0.007	0.015	0.9954
HD 98649 A	HD 98649 B	0.027	1.0	0.991	0.005	0.001	0.001	0.001	0.01	0.9971
Ganimedes A	Ganimedes B	0.045	0.943	1.015	0.005	0.005	0.001	-0.009	0.012	0.9964

## Repetibilidade – HARPS degradado

Tabela A.19: Estatística das comparações de repetibilidade em FWHM entre os espectros das gêmeas em HARPS degradado.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco B	0.109	0.099	1.016	0.021	2.012	3.494	-4.702	6.891	0.9534
18 Sco A	18 Sco C	0.04	0.986	0.978	0.015	4.719	2.534	-1.048	5.013	0.9727
18 Sco B	18 Sco C	0.113	0.079	0.886	0.021	16.197	3.641	3.653	7.875	0.9385
HD 138573 A	HD 138573 B	0.027	1.0	0.987	0.01	2.463	1.754	-0.227	3.403	0.9877
HD 150248 A	HD 150248 B	0.036	0.997	1.003	0.014	0.783	2.315	-1.229	4.682	0.9765
Ganimedes A	Ganimedes B	0.023	1.0	0.963	0.007	5.534	1.252	0.723	2.676	0.9928
Vesta A	Vesta B	0.044	0.965	0.937	0.01	9.453	1.697	1.201	3.607	0.9864

Tabela A.20: Estatística das comparações de repetibilidade em  $d_r$  entre os espectros das gêmeas em HARPS degradado.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco B	0.04	0.986	0.994	0.002	0.005	0.001	-0.004	0.005	0.9993
18 Sco A	18 Sco C	0.024	1.0	0.999	0.002	0.001	0.001	0.001	0.004	0.9995
18 Sco B	18 Sco C	0.04	0.986	1.004	0.003	-0.005	0.001	0.004	0.006	0.999
HD 138573 A	HD 138573 B	0.018	1.0	1.0	0.002	0.001	0.001	-0.001	0.003	0.9997
HD 150248 A	HD 150248 B	0.016	1.0	0.996	0.002	0.001	0.001	-0.001	0.004	0.9996
Ganimedes A	Ganimedes B	0.02	1.0	1.008	0.001	-0.001	0.001	-0.001	0.002	0.9999
Vesta A	Vesta B	0.028	1.0	0.98	0.002	0.002	0.001	0.003	0.004	0.9997

## Repetibilidade – HARPS

Tabela A.21: Estatística das comparações de repetibilidade em FWHM entre os espectros das gêmeas em HARPS.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco B	0.05	0.896	0.99	0.023	3.389	2.938	-2.084	6.123	0.9342
18 Sco A	18 Sco C	0.038	0.99	0.995	0.023	1.486	2.861	-0.866	5.961	0.9379
18 Sco B	18 Sco C	0.065	0.625	0.881	0.03	13.848	3.773	1.218	8.433	0.8795
HD 138573 A	HD 138573 B	0.052	0.847	0.91	0.025	11.156	2.962	-0.704	6.984	0.9123
HD 150248 A	HD 150248 B	0.046	0.94	1.005	0.021	0.796	2.427	-1.402	5.452	0.9497
Ganimedes A	Ganimedes B	0.034	0.998	0.909	0.02	10.539	2.532	0.596	5.813	0.9391
Vesta A	Vesta B	0.093	0.187	0.816	0.022	20.752	2.817	2.059	7.076	0.9116

Tabela A.22: Estatística das comparações de repetibilidade em  $d_r$  entre os espectros das gêmeas em HARPS.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
18 Sco A	18 Sco B	0.027	1.0	0.993	0.002	0.006	0.001	-0.003	0.005	0.9995
18 Sco A	18 Sco C	0.023	1.0	1.002	0.002	-0.003	0.001	0.002	0.006	0.9995
18 Sco B	18 Sco C	0.046	0.941	1.008	0.003	-0.008	0.001	0.006	0.007	0.9992
HD 138573 A	HD 138573 B	0.019	1.0	1.001	0.002	-0.001	0.001	0.001	0.005	0.9997
HD 150248 A	HD 150248 B	0.023	1.0	0.989	0.002	0.004	0.001	-0.001	0.005	0.9996
Ganimedes A	Ganimedes B	0.019	1.0	1.01	0.001	-0.003	0.001	0.001	0.004	0.9998
Vesta A	Vesta B	0.022	1.0	0.997	0.001	-0.002	0.001	0.003	0.004	0.9998

## Comparação entre *proxies* solares – FEROS mm

Tabela A.23: Estatística das comparações entre *proxies* em FWHM em FEROS mm.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
Ganimedes A	Vesta U	0.167	0.0	0.874	0.02	13.662	3.624	8.891	8.652	0.9311
Ganimedes B	Vesta U	0.126	0.017	0.979	0.025	-1.554	4.447	5.205	8.955	0.9158

Tabela A.24: Estatística das comparações entre *proxies* em  $d_r$  em FEROS mm.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
Ganimedes A	Vesta U	0.058	0.695	1.043	0.003	0.003	0.001	-0.013	0.008	0.9992
Ganimedes B	Vesta U	0.034	0.995	1.022	0.004	-0.002	0.001	-0.004	0.01	0.9976

## Comparação entre *proxies* solares – FEROS ma

Tabela A.25: Estatística das comparações entre *proxies* em FWHM em FEROS ma.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
Ganimedes A	Vesta U	0.16	0.002	0.893	0.02	10.245	3.624	8.725	7.867	0.939
Ganimedes B	Vesta U	0.126	0.028	0.987	0.027	-2.834	4.717	5.153	8.776	0.9149

Tabela A.26: Estatística das comparações entre *proxies* em  $d_r$  em FEROS ma.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
Ganimedes A	Vesta U	0.061	0.7	1.041	0.002	0.004	0.001	-0.014	0.007	0.9994
Ganimedes B	Vesta U	0.031	1.0	1.02	0.005	-0.0	0.001	-0.005	0.011	0.9973

## Comparação entre *proxies* solares – HARPS degradado

Tabela A.27: Estatística das comparações entre *proxies* em FWHM em HARPS degradado.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
Ganimedes A	Vesta A	0.032	0.999	0.959	0.011	6.742	1.936	0.211	4.011	0.9833
Ganimedes A	Vesta B	0.049	0.927	0.912	0.01	13.477	1.748	1.445	4.026	0.9849
Ganimedes B	Vesta A	0.032	0.999	0.992	0.011	1.806	1.939	-0.51	3.806	0.9842
Ganimedes B	Vesta B	0.032	0.999	0.947	0.009	8.141	1.482	0.725	3.114	0.9898

Tabela A.28: Estatística das comparações entre *proxies* em  $d_r$  em HARPS degradado.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
Ganimedes A	Vesta A	0.028	1.0	1.026	0.002	-0.004	0.001	-0.002	0.005	0.9996
Ganimedes A	Vesta B	0.024	1.0	1.007	0.001	-0.003	0.0	0.001	0.003	0.9997
Ganimedes B	Vesta A	0.028	1.0	1.018	0.002	-0.003	0.0	-0.002	0.004	0.9996
Ganimedes B	Vesta B	0.032	0.999	0.999	0.001	-0.001	0.0	0.001	0.002	0.9998

## Comparação entre *proxies* solares – HARPS

Tabela A.29: Estatística das comparações entre *proxies* em FWHM em HARPS.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
Ganimedes A	Vesta A	0.032	0.999	0.959	0.011	6.742	1.936	0.211	4.011	0.9833
Ganimedes A	Vesta B	0.049	0.927	0.912	0.01	13.477	1.748	1.445	4.026	0.9849
Ganimedes B	Vesta A	0.032	0.999	0.992	0.011	1.806	1.939	-0.51	3.806	0.9842
Ganimedes B	Vesta B	0.032	0.999	0.947	0.009	8.141	1.482	0.725	3.114	0.9898

Tabela A.30: Estatística das comparações entre *proxies* em  $d_r$  em HARPS.

Espectro	Espectro	$D$	valor-p	$a$	$\sigma_a$	$b$	$\sigma_b$	$\langle\Delta\rangle$	$\sigma_\Delta$	$\rho$
Ganimedes A	Vesta A	0.028	1.0	1.026	0.002	-0.004	0.001	-0.002	0.005	0.9996
Ganimedes A	Vesta B	0.024	1.0	1.007	0.001	-0.003	0.0	0.001	0.003	0.9997
Ganimedes B	Vesta A	0.028	1.0	1.018	0.002	-0.003	0.0	-0.002	0.004	0.9996
Ganimedes B	Vesta B	0.032	0.999	0.999	0.001	-0.001	0.0	0.001	0.002	0.9998



## Apêndice B

---

## Apêndice – Figuras

---

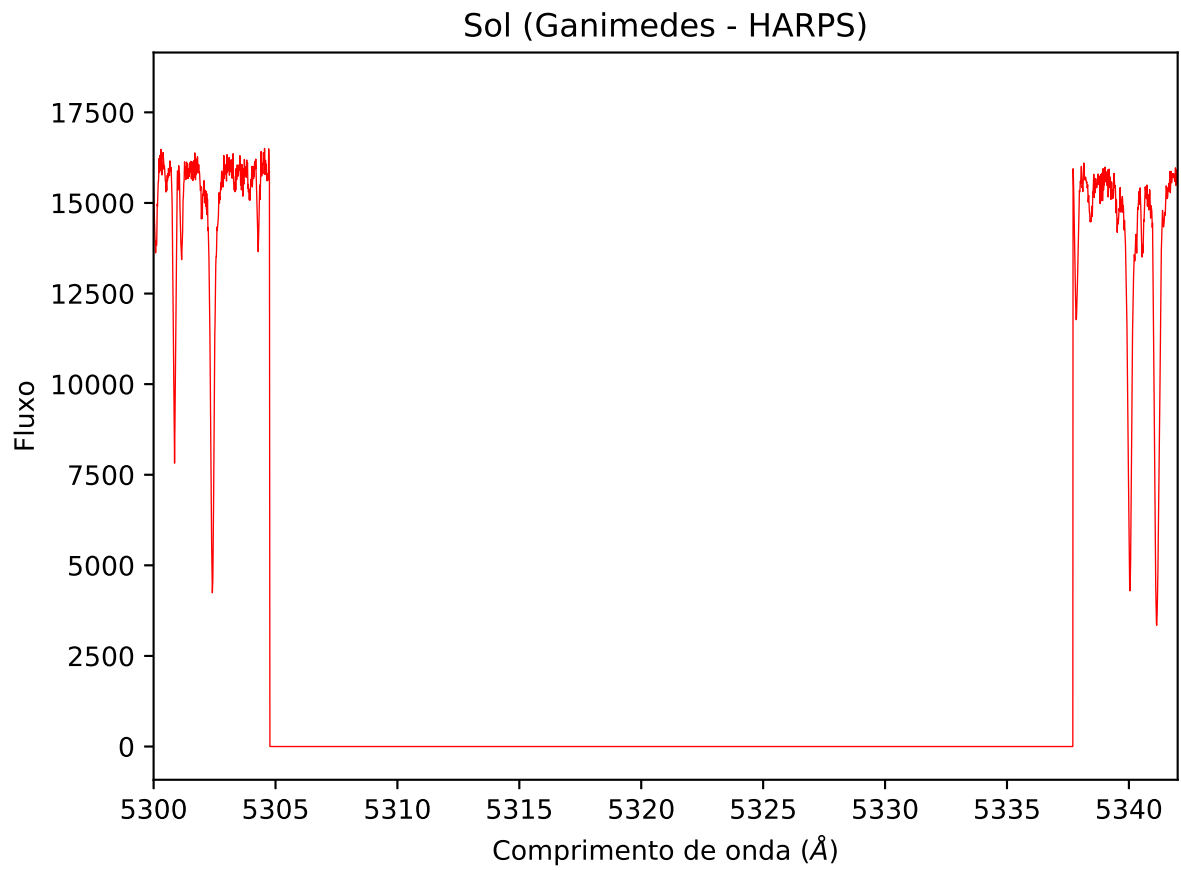


Figura B.1: Região não coberta no HARPS. Essa falta de cobertura corresponde a aproximadamente 34 Å e se deve a um espaçamento entre seus dois CCDs.

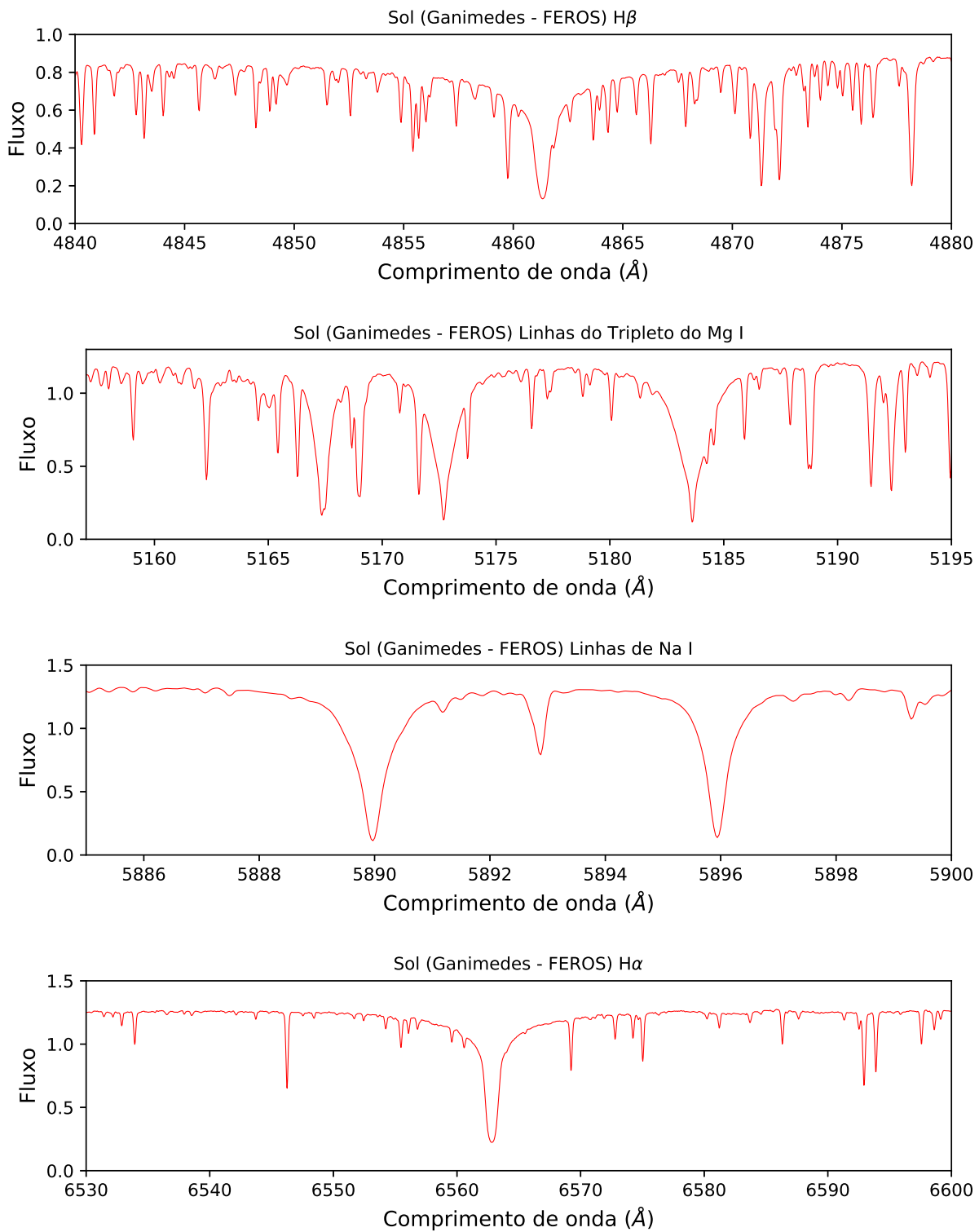


Figura B.2: Regiões propositadamente excluídas da análise.