

Observatório Nacional
Ministério da Ciência, Tecnologia e Inovações

Abundâncias de Elementos Bioessenciais em Estrelas de
Tipo Solar usando Espectros HARPS

Autora:

Ellen Costa de Almeida

Orientador:

Dr. Luan Ghezzi Ferreira Pinho

Coorientadora:

Dra. Katia Maria Leite da Cunha

Dissertação de Mestrado para a obtenção do título de Mestre em
Astronomia

13 de Setembro de 2022

“Above all, I have been a sentient being, a thinking animal, on this beautiful planet, and that in itself has been an enormous privilege and adventure.”

Oliver Sacks

À soma dos pequenos (grandes) esforços diários

Agradecimentos

Ao meu pai, pelo apoio inestimável que sempre me deu em absolutamente todos os momentos, pelo esforço de ter assumido papel de pai e mãe, pelo amor sem limites e por tudo que as palavras não conseguem explicar.

À minha mãe e ao meu irmão que, mesmo depois da nossa despedida, ainda se fazem presentes alegrando minhas memórias e me dando forças para continuar os orgulhando.

Ao Caio, pelo carinho, pela companhia, por ser tudo isso que ele é para mim, que nem ele mesmo vai entender por completo, e por ter me permitido conhecer sua família maravilhosa que me acolheu tanto.

À Cacauzinha, pela companhia e por todos os dias me permitir esquecer por alguns instantes qualquer tipo de preocupação — mesmo ela não se importando com nada que eu falei agora e preferindo um biscoito em troca desse agradecimento.

À família que a vida me deu, João Gabriel, Camila Esperança, Renato Grandó, Maria Ubaldó, Luiz Vasconcelos, João Castelo e Matheus Bernini, por serem pessoas tão especiais, pelo suporte em todos os momentos e pelo alívio que vocês me trazem só pelo fato de existirem.

Ao meu orientador, Luan Ghezzi, por todo o carinho, apoio, paciência e compreensão inigualáveis desde que nos conhecemos, por ter acreditado neste projeto desde o início e por ser um pilar fundamental para minha saúde mental neste ambiente tão hostil que é a academia.

À minha coorientadora, Katia Cunha, por ter feito eu me apaixonar pela nucleossíntese dos elementos, pelo apoio e pela disponibilidade de sempre.

À família que fiz na Casa Branca, pelas risadas, pelo apoio, pelos conselhos, por todos os momentos de alegria e tristeza e, não poderia deixar de falar, pelo apoio técnico da câmera do Souza que me salvou em várias situações.

Aos meus amigos do Lunar Astrobiology Society, pelos encontros mensais que sempre renovam minhas energias e me deixam empolgada em fazer ciência.

Aos professores Luan Ghezzi, Roderik Overzier, Katia Cunha, Rodrigo Gonçalves, Simone Daflon, João Victor e Daniela Lazzaro, pelos excelentes cursos ministrados durante meu mestrado, me permitindo aprender diversas coisas novas e me incentivando a expandir meus horizontes e evoluir como profissional e como pessoa.

À toda a equipe do Observatório Nacional, pelo esforço e dedicação que colocam diariamente no trabalho.

À CAPES e FAPERJ, pelas bolsas de pesquisa que possibilitaram a execução do meu mestrado.

Aos auxílios viagem da União Astronômica Internacional e da Sociedade Astronômica Coreana, por me permitirem realizar o sonho de apresentar meu trabalho neste evento tão importante que é a Assembleia Geral e de conhecer a Coreia do Sul.

Resumo

Abundâncias de Elementos Bioessenciais em Estrelas de Tipo Solar usando Espectros HARPS

por Ellen Costa de Almeida

Desde a descoberta do primeiro exoplaneta ao redor de uma estrela de tipo solar em 1995, temos testemunhado um rápido aumento do número de exoplanetas detectados — passando a marca dos 5000. Essas descobertas, associadas com uma caracterização cada vez mais detalhada dos exoplanetas e de suas estrelas hospedeiras, têm expandido as fronteiras da Astrobiologia e permitido estudos ainda mais abrangentes sobre a formação e habitabilidade de planetas e da distribuição de vida no Universo. Quando pensamos em vida como a conhecemos, somos naturalmente levados a pensar nos elementos mais frequentes na composição dos organismos: os CHNOPS (carbono, hidrogênio, nitrogênio, oxigênio, fósforo e enxofre). Mesmo sendo elementos bioessenciais para a vida na Terra, eles não são amplamente explorados em estudos de abundâncias, em geral, já que a análise deles é bastante desafiadora. Sendo assim, para um melhor entendimento das estruturas dos planetas, habitabilidade e vida, é fundamental ter abundâncias mais homogêneas e precisas desses elementos para um grande número de estrelas. Portanto, neste trabalho, derivamos abundâncias de C, O e S utilizando larguras equivalentes medidas em espectros HARPS de alta qualidade e o software MOOG, focando em estrelas de tipo solar com exoplanetas detectados com o objetivo de investigar possíveis relações entre esses elementos e a formação e habitabilidade de planetas e contribuir para uma melhor compreensão das condições necessárias para o surgimento da vida. Nossas abundâncias homogêneas também contribuirão para a expansão e atualização do Catálogo Hypatia, permitindo estudos em outras áreas — como evolução química da Galáxia. Neste trabalho, apresentamos resultados para as abundâncias de Fe, C, O, Ni e S de 252 estrelas de tipo solar, para as quais encontramos bons acordos com a literatura. Para um nível de significância de 0.02, conseguimos distinguir estrelas hospedeiras e não-hospedeiras, através da abundância de Fe, resultado que é compatível com a literatura.

Abstract

Abundances of Bioessential Elements in Solar-type Stars using HARPS Spectra

by Ellen Costa de Almeida

Since the discovery of the first exoplanet around a solar-type star in 1995, we have witnessed a fast increase in the number of detected exoplanets — surpassing the mark of 5000. These discoveries, associated with an increasingly detailed characterization of exoplanets and their host stars, have expanded the frontiers of Astrobiology and allowed even more comprehensive studies on the formation and habitability of planets and the distribution of life in the Universe. When we think about life as we know it, we are naturally driven to think of the most frequent elements in the composition of organisms: the CHNOPS (carbon, hydrogen, nitrogen, oxygen, phosphorus and sulfur). Though they are bio-essential elements for life on Earth, they are not widely explored in abundance studies in general due to challenges in their analyses. Thus, for a better understanding of the structures of planets, habitability and life, it is fundamental to have more homogeneous and precise abundances for these elements for a large number of stars. Therefore, in this work, we derived abundances of C, O and S using equivalent widths measured on high quality HARPS spectra and the software MOOG, focusing on solar-type stars with detected exoplanets, in order to investigate the possible relation between these elements and the formation and habitability of planets, to contribute for a better understanding of the necessary conditions for life to emerge. Our homogeneous abundances will also contribute to the expansion and update of the Hypatia Catalog, allowing studies in other areas, such as chemical evolution of the Galaxy. We present results for abundances of Fe, C, O, Ni and S for 252 solar-type stars, for which we found good agreements with the literature. For a significance level of 0.02, we were able to distinguish host and non-host stars through the abundance of Fe, a result that is compatible with the literature.

Sumário

Agradecimentos	v
Resumo	vii
Abstract	viii
Sumário	ix
Lista de figuras	xi
Lista de tabelas	xv
1 Introdução	1
2 Seleção da Amostra	9
3 Obtenção dos Espectros e Redução	13
3.1 Especificações Técnicas	13
3.2 Obtenção e Redução dos Espectros	13
3.2.1 Busca no <i>archive</i>	14
3.2.2 Redução dos dados	16
3.2.2.1 Normalização	16
3.2.2.2 União dos espectros	17
3.2.2.3 Correção de Desvios Doppler	17
3.2.2.4 Cálculo da S/R	18
4 Análise Espectroscópica	21
4.1 Parâmetros Atmosféricos	24
4.2 Abundâncias	30
4.2.1 Carbono	30
4.2.2 Oxigênio	31
4.2.3 Enxofre	33
4.2.4 Erros associados	35
5 Resultados	39

5.1	Parâmetros Atmosféricos	39
5.1.1	Brewer & Fischer et al. (2016) [BF16]	41
5.1.2	Delgado Mena et al. (2021) [DM21]	42
5.1.3	Catálogo Hypatia [Hyp]	43
5.2	Carbono	45
5.2.1	Catálogo Hypatia [Hyp]	46
5.2.2	Delgado Mena et al. (2021) [DM21]	46
5.2.3	Brewer & Fischer et al. (2016) [BF16]	47
5.2.4	Suárez-Andrés et al. (2017) [SA17]	48
5.3	Oxigênio	51
5.3.1	Catálogo Hypatia [Hyp]	53
5.3.2	Bertran de Lis et al. (2015) [BL15]	54
5.3.3	Amarsi et al. (2019) [AM19]	56
5.4	Níquel	58
5.4.1	Catálogo Hypatia [Hyp]	60
5.4.2	Bertran de Lis et al. (2015) [BL15]	60
5.4.3	Brewer & Fischer et al. (2016) [BF16]	62
5.5	Enxofre	64
5.5.1	Catálogo Hypatia [Hyp]	65
5.5.2	Costa Silva et al. (2020) [CS20]	65
6	Diferenças nas Abundâncias de Estrelas Hospedeiras e Não-Hospedeiras	69
7	Conclusões e Perspectivas	79
A	Amostras \mathcal{P} e \mathcal{S}	83
B	Pré-requisitos	95
B.1	Anaconda	95
B.2	IRAF e PyRAF	95
B.3	MOOG Silent	96
B.4	ARES v2	97
C	Listas de Linhas e Intervalos Espectrais	99
D	Resultados: Parâmetros Atmosféricos	111
	Referências Bibliográficas	125

Lista de Figuras

1.1	Figura 5 de Fischer & Valenti (2005) mostrando a tendência na fração de estrelas hospedeiras com metalicidade.	2
1.2	Recortes das Figuras 2 e 3 de Hinkel et al. (2020) mostrando o espalhamento das razões molares de abundâncias de estrelas com e sem exoplanetas detectados.	3
1.3	Estruturas das moléculas de DNA (painel esquerdo) e de ATP (painel direito).	3
1.4	Número de estrelas no catálogo Hypatia que possuem abundâncias medidas para cada elemento. Número de estrelas com CNOPS caracterizados: 6631 com C; 3410 com N; 6802 com O; 100 com P; 3784 com S. Consultado em 27/06/2022. Versão em alta resolução: https://www.hypatiacatalog.com/hypatia/static/images/abundances.png	4
1.5	Áreas da astronomia que contribuem para o estudo da habitabilidade planetária.	7
1.6	Espectro de transmissão do exoplaneta WASP-96b observado com o instrumento Near Infrared Imager and Slitless Spectrograph (NIRISS) do telescópio espacial James Webb.	7
2.1	Distribuição de T_{ef} e $\log g$ das amostras \mathcal{P} e \mathcal{S}	11
2.2	Diagrama de Kiel das amostras \mathcal{P} e \mathcal{S}	11
3.1	Formulário de busca no <i>archive</i> do ESO.	14
3.2	Formato da lista de regiões espectrais para o cálculo do S/R.	18
3.3	Histograma da S/R calculado dos espectros.	19
4.1	Arquivo contendo parâmetros de entrada do ARES v2.	23
4.2	Formato da lista de linhas de entrada do ARES v2.	23
4.3	Arquivo de entrada do <i>driver</i> <code>abfind</code> do MOOG.	24
4.4	Curva de crescimento da linha K do Ca II.	27
4.5	Abundância absoluta de Fe <i>versus</i> potencial de excitação e largura equivalente reduzida para extração dos parâmetros atmosféricos com o MOOG.	28
4.6	Arquivo de texto contendo o modelo de atmosfera Kurucz ATLAS9 ODF-NEW.	29
4.7	Arquivo de saída do MOOG contendo as abundâncias de carbono.	31
4.8	Exemplo da medição da largura equivalente da linha proibida do oxigênio em 6300 Å através de um ajuste gaussiano utilizando a tarefa <code>splot</code> do IRAF.	32
4.9	Exemplo de lista de linhas de entrada para a análise do oxigênio utilizando o <i>driver</i> <code>blends</code> do MOOG.	32

4.10	Alterações no arquivo <i>batch.par</i> do MOOG para corrigir as abundâncias de Ni durante a análise do O com o <i>driver blends</i>	33
4.11	Arquivo de saída do MOOG contendo as abundâncias de oxigênio.	34
4.12	Arquivo de saída do MOOG contendo as abundâncias de enxofre.	34
5.1	Histogramas das incertezas finais dos parâmetros atmosféricos.	40
5.2	Comparação dos parâmetros atmosféricos determinados neste trabalho com os de Brewer & Fischer et al. (2016).	41
5.3	Comparação dos parâmetros atmosféricos determinados neste trabalho com os de Delgado Mena et al. (2021).	42
5.4	Comparação entre T_{ef} de Tsantaki et al. (2013) e Sousa et al. (2008).	43
5.5	Figura 5 de Ghezzi et al. (2018) comparando temperaturas efetivas fotométricas e espectroscópicas.	43
5.6	Comparação dos parâmetros atmosféricos determinados neste trabalho com os presentes no catálogo Hypatia.	44
5.7	Histograma dos erros associados às abundâncias de carbono.	45
5.8	Distribuição das abundâncias absolutas de C em função da T_{ef} e $\log g$	45
5.9	Diferenças entre abundâncias de C deste trabalho e as compiladas no catálogo Hypatia.	46
5.10	Distribuição das abundâncias absolutas de C compiladas no catálogo Hypatia em função da T_{ef}	46
5.11	Diferenças entre abundâncias de C determinadas neste trabalho (CA) e por Delgado Mena et al. (2021) em função da T_{ef} dos autores.	47
5.12	Distribuição das abundâncias absolutas de C de Delgado Mena et al. (2021) em função da T_{ef}	48
5.13	Diferenças entre abundâncias de C determinadas por Delgado Mena et al. (2021) e as compiladas no catálogo Hypatia em função da T_{ef} dos autores.	48
5.14	Diferenças entre abundâncias de C determinadas neste trabalho e por Brewer & Fischer (2016) em função da T_{ef} dos autores.	49
5.15	Distribuição das abundâncias absolutas de C de Brewer & Fischer (2016) em função da T_{ef} dos autores.	49
5.16	Diferenças entre abundâncias de C determinadas por Brewer & Fischer (2016) e as compiladas no catálogo Hypatia em função da T_{ef} dos autores.	49
5.17	Diferenças entre abundâncias de C determinadas neste trabalho (CA) e por Suárez-Andrés et al. (2017) em função da T_{ef} dos autores.	50
5.18	Distribuição das abundâncias absolutas de C de Suárez-Andrés et al. (2017) em função da T_{ef}	50
5.19	Diferenças entre abundâncias de C determinadas por Suárez-Andrés et al. (2017) e as compiladas no catálogo Hypatia em função da T_{ef} dos autores.	51
5.20	Figura 2 de Delgado Mena et al. (2021) mostrando as diferenças entre suas abundâncias de C e as de Suárez-Andrés et al. (2017).	51
5.21	Histograma dos erros associados às abundâncias de oxigênio.	52
5.22	Abundância absoluta de O em função da T_{ef} e $\log g$	53
5.23	Diferenças entre abundâncias de O deste trabalho e as compiladas no catálogo Hypatia.	53
5.24	Distribuição das abundâncias absolutas de O compiladas no catálogo Hypatia em função da T_{ef}	54

5.25	Diferenças entre abundâncias de O determinadas neste trabalho e as de Bertran de Lis et al. (2015).	55
5.26	Abundância absoluta de O (6158 Å e 6300 Å) em função da T_{ef} de Bertran de Lis et al. (2015).	55
5.27	Diferenças entre abundâncias de O compiladas no catálogo Hypatia e as de Bertran de Lis et al. (2015).	56
5.28	Figura 7 de Bertran de Lis et al. (2015) comparando suas abundâncias de O.	56
5.29	Diferenças entre abundâncias de O determinadas neste trabalho e as de Amarsi et al. (2019).	57
5.30	Distribuição das abundâncias absolutas de O de Amarsi et al. (2019) em função da T_{ef}	58
5.31	Diferenças entre abundâncias de O compiladas no catálogo Hypatia e as de Amarsi et al. (2019) em função da T_{ef} dos autores.	58
5.32	Histograma dos erros associados às abundâncias de níquel.	59
5.33	Abundância absoluta de Ni em função da T_{ef} e $\log g$	59
5.34	Diferenças entre abundâncias de Ni deste trabalho e as compiladas no catálogo Hypatia.	60
5.35	Distribuição das abundâncias absolutas de Ni compiladas no catálogo Hypatia em função da T_{ef}	60
5.36	Diferenças entre abundâncias de Ni determinadas neste trabalho e as de Bertran de Lis et al. (2015).	61
5.37	Distribuição das abundâncias absolutas de Ni de Bertran de Lis et al. (2015) em função da T_{ef}	61
5.38	Diferenças entre abundâncias de Ni compiladas no catálogo Hypatia e as de Bertran de Lis et al. (2015) em função da T_{ef} dos autores.	62
5.39	Diferenças entre abundâncias de Ni determinadas neste trabalho e por Brewer & Fischer (2016) em função da T_{ef} dos autores.	62
5.40	Distribuição das abundâncias absolutas de Ni de Brewer & Fischer (2016) em função da T_{ef}	63
5.41	Diferenças entre abundâncias de Ni determinadas por Brewer & Fischer (2016) e as compiladas no catálogo Hypatia em função da T_{ef} dos autores.	63
5.42	Histograma dos erros associados às abundâncias de enxofre.	64
5.43	Abundância absoluta de S em função da T_{ef} e $\log g$	64
5.44	Diferenças entre abundâncias de S deste trabalho e as compiladas no catálogo Hypatia.	65
5.45	Distribuição das abundâncias absolutas de S compiladas no catálogo Hypatia em função da T_{ef}	65
5.46	Diferenças entre abundâncias de S determinadas neste trabalho e as de Costa Silva et al. (2020).	66
5.47	Distribuição das abundâncias absolutas de S de Costa Silva et al. (2020) em função da T_{ef}	67
5.48	Diferenças entre abundâncias de S compiladas no catálogo Hypatia e as de Costa Silva et al. (2020) em função da T_{ef} dos autores.	67
6.1	CDFs das abundâncias de Fe, C, O, Ni e S das amostras \mathcal{P} e \mathcal{S} deste trabalho.	70

6.2	CDFs das abundâncias de Fe, C, O, Ni e S de estrelas hospedeiras e não-hospedeiras do catálogo Hypatia.	71
6.3	CDFs das abundâncias de Fe, C, e O de estrelas hospedeiras e não-hospedeiras de Delgado Mena et al. (2021).	72
6.4	Razão elementar de C/O em função da [Fe/H].	74
6.5	Figura 12 de Delgado Mena et al. (2021) comparando as razões de C/O em função da [Fe/H].	75
6.6	Abundâncias de [C/H] e [O/H] em função da [Fe/H].	76
6.7	Abundância de [Ni/H] em função da [Fe/H].	76
6.8	Figura 3 de Hinkel et al. (2019) mostrando as abundâncias de [O/H] contidas no catálogo Hypatia em função da [Fe/H].	77
6.9	Abundâncias de [C/H] e [O/H] de Brewer & Fischer et al. (2016) em função da [Fe/H].	77

Lista de Tabelas

4.1	Lista de linhas utilizadas para a determinação das abundâncias de C, O e S.	30
4.2	Diferenças típicas encontradas para as abundâncias de C, O, Ni e S ao variar parâmetros atmosféricos, larguras equivalentes e, no caso do O, abundância de Ni.	37
5.1	Diferenças encontradas entre os parâmetros atmosféricos deste trabalho com os de outros autores.	44
5.2	Resultados para as abundâncias de C.	52
5.3	Resultados para as abundâncias de O.	58
5.4	Resultados para as abundâncias de Ni.	63
5.5	Resultados para as abundâncias de S.	67
6.1	Resultados das regressões lineares das distribuições de [C/H] e [O/H] deste trabalho e de outros autores.	77
A.1	Lista de estrelas das amostras \mathcal{P} e \mathcal{S}	83
C.1	Lista de intervalos espectrais utilizada para o cálculo da S/R dos espectros.	99
C.2	Lista de linhas de Fe I e Fe II utilizadas na determinação dos parâmetros atmosféricos.	103
C.3	Lista de linhas utilizadas para derivar as abundâncias de Ni.	109
D.1	Parâmetros atmosféricos e abundâncias finais das 110 estrelas da amostra \mathcal{P}	112
D.2	Parâmetros atmosféricos e abundâncias finais das 142 estrelas da amostra \mathcal{S}	117

Capítulo 1

Introdução

Desde a descoberta de 51 Pegasi b, o primeiro exoplaneta orbitando uma estrela de tipo solar, por Mayor & Queloz (1995), percorremos um longo caminho explorando várias técnicas de detecção de exoplanetas¹ e instrumentos². Assim, atualmente, ultrapassamos a marca de 5000 exoplanetas detectados (NASA Exoplanet Archive³, consultado em 18/07/2022). Essas descobertas, associadas a uma caracterização cada vez mais detalhada dos exoplanetas e suas estrelas hospedeiras, expandiram as fronteiras da Astrobiologia e permitiram estudos mais abrangentes a respeito da formação e habitabilidade de planetas e da distribuição de vida no Universo.

Popularizada por Fischer & Valenti (2005), a correlação “planeta-metalicidade” (ver Figura 1.1) revelou que a formação de planetas gigantes é favorecida ao redor de estrelas de tipo solar mais ricas em metais, em média (e.g., Ghezzi et al. 2018). No entanto, ainda não sabemos se esta correlação é válida para os planetas menores ou terrestres (e.g., Buchhave et al. 2014; Wang & Fischer 2015; Petigura 2018; Adibekyan 2019; Wilson et al. 2022).

As abundâncias estelares de outros elementos, além do Fe, também têm potencial de serem indicativos da presença de planetas gigantes. Como exemplo, temos o trabalho de Hinkel et al. (2019) que, baseados no fato de que as estrelas e seus planetas são formados da mesma nuvem de gás e poeira e dos indícios vindos da correlação planeta-metalicidade, desenvolveram um algoritmo que calcula a probabilidade da presença de planetas gigantes ao redor de estrelas. Baseados puramente nas abundâncias estelares, identificaram que as abundâncias de carbono, oxigênio, ferro e sódio são os melhores

¹Velocidade Radial, Astrometria, *Timing*, Microlenteamento, Trânsito Planetário e Imageamento direto. A extensa descrição de todos os métodos podem ser encontrada em Perryman (2018).

²Kepler (Borucki et al. 2010), TESS (Ricker et al. 2014), HARPS (Mayor et al. 2003) e HARPS-N (Cosentino et al. 2012)

³<https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/>

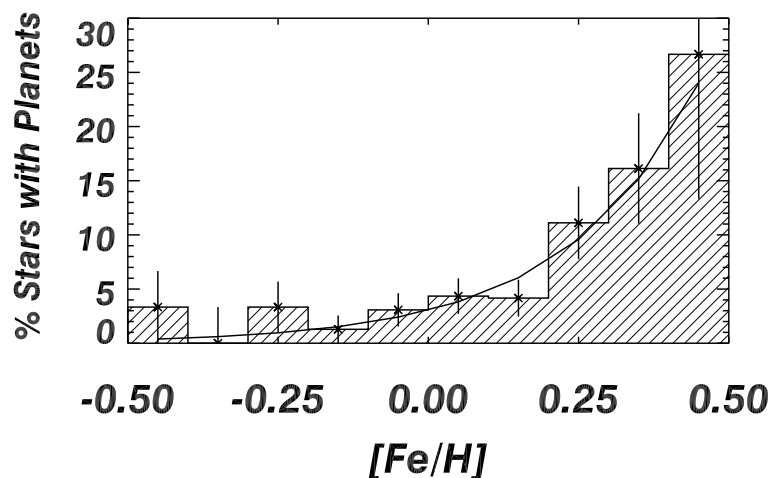


FIGURA 1.1: Figura 5 de Fischer & Valenti (2005) mostrando a tendência na fração de estrelas hospedeiras com metalicidade. No eixo y, temos o percentual de estrelas hospedeiras e, no eixo x, suas metalicidades. Os bins do histograma são de 0.1 dex.

indicadores da presença de planetas gigantes. Contudo, a situação dos outros elementos, além do Fe, ainda não é clara — especialmente se tratando de planetas terrestres (e.g., Meléndez et al. 2009; Wilson et al. 2022).

Com o aumento do volume de estudos de abundâncias estelares graças à grande quantidade de espectros disponíveis, especialmente através dos *surveys* astronômicos, podemos analisar mais profundamente a correlação planeta-metalicidade, especialmente para planetas menores, e, além disso, tentar identificar quais elementos, além do Fe, podem ser indicadores da presença de exoplanetas em uma estrela. Hinkel et al. (2020) utilizaram razões molares de abundâncias na tentativa de identificar possíveis tendências que diferenciem estrelas sem e com exoplanetas detectados, contudo, a carência de abundâncias de alguns elementos na literatura dificulta sua significância estatística — como no caso do fósforo na Figura 1.2. Isso demonstra a necessidade de abundâncias de elementos importantes no aspecto astrobiológico, como elementos biologicamente e geologicamente essenciais para a vida como a conhecemos, tendo em vista que estes elementos podem fornecer informações importantes a respeito da composição interna e, conseqüentemente, da habitabilidade planetária (e.g., Hinkel & Unterborn 2018).

Ao pensarmos na vida como a conhecemos, automaticamente somos levados aos elementos químicos mais frequentes na composição dos organismos: os CHNOPS (carbono, hidrogênio, nitrogênio, oxigênio, fósforo e enxofre). Estes elementos não só constituem o DNA (código genético) como também estão na estrutura do ATP (molécula fonte de energia da célula, $C_{10}H_{16}N_5O_{13}P_3$) e no metabolismo dos seres vivos (ver Figura 1.3), ou seja, são elementos bioessenciais (e.g., Baross et al. 2020).

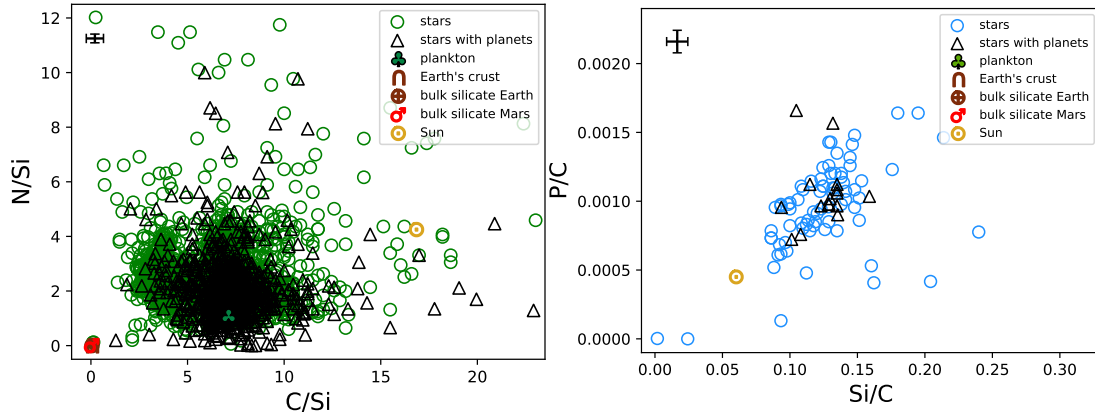


FIGURA 1.2: Recortes das Figuras 2 (painel esquerdo) e 3 (painel direito) de Hinkel et al. (2020) mostrando o espalhamento das razões molares de abundâncias de estrelas com e sem exoplanetas detectados. Nos eixos temos razões de abundâncias. Os círculos e triângulos representam estrelas sem e com exoplanetas detectados, respectivamente. As composições do Plâncton, da crosta da Terra, Marte, Vênus e do Sol estão descritas com símbolos diferentes dos das estrelas.

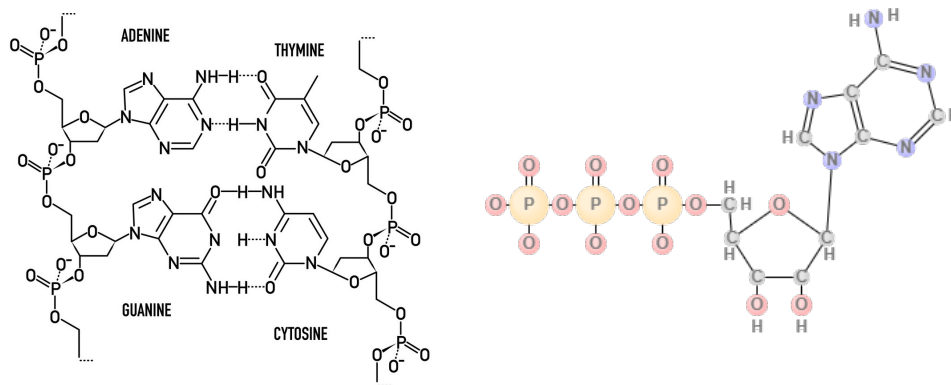


FIGURA 1.3: Estruturas das moléculas de DNA (painel esquerdo) e de ATP (painel direito). Créditos: VectorStock por Gorbovoi81 (painel esquerdo) e SciencePrimer.com por Andrew Staroscik (painel direito).

Além de serem elementos importantes para a vida, os CHNOPS também são importantes para estudos de Astrofísica Galáctica, visto que eles podem nos ajudar a decifrar a escala de tempo da formação e a evolução química da Galáxia ao conhecermos as reações, os ingredientes e os tipos estelares envolvidos nas suas nucleossínteses (e.g., Matteucci 2016). Neste trabalho, escolhemos focar nas abundâncias de C, O e S e, apenas nestes 3 elementos, já temos dois *stellar yields*⁴ muito relevantes: estrelas de baixa (C) e alta massa (O e S, elementos α).

Entretanto, apesar de serem elementos indispensáveis para a vida na Terra, alguns deles são pouco explorados nos estudos de abundâncias, como o N, P e S. Segundo os

⁴Contribuição de cada geração de estrelas para o enriquecimento do sistema — depende da composição inicial e da massa da estrela.

dados de Junho de 2022 do catálogo Hypatia⁵, das ~ 10000 estrelas do catálogo, apenas 100 possuem abundâncias de P ($\sim 1\%$), 3410 possuem abundâncias de N ($\sim 34\%$) e 3784 possuem abundâncias de S ($\sim 38\%$) (ver Figura 1.4). Ademais, mesmo tendo abundâncias de C ($\sim 66\%$) e O ($\sim 68\%$) para a maioria das estrelas contempladas no catálogo, ainda encontramos diferenças bastante significativas entre abundâncias determinadas a partir de diferentes indicadores — linhas atômicas (proibidas ou não) e bandas moleculares (e.g., Allende Prieto et al. 2001; Delgado Mena et al. 2021).

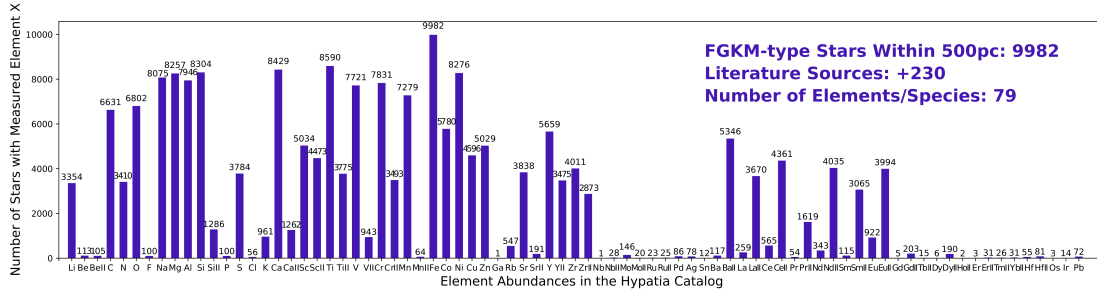


FIGURA 1.4: Número de estrelas no catálogo Hypatia que possuem abundâncias medidas para cada elemento. Número de estrelas com CNOPS caracterizados: 6631 com C; 3410 com N; 6802 com O; 100 com P; 3784 com S. Consultado em 27/06/2022. Versão em alta resolução: <https://www.hypatiacatalog.com/hypatia/static/images/abundances.png>

O carbono é um elemento formado por estrelas na fase de queima hidrostática de hélio no núcleo — parte azul do ramo horizontal. Ele é gerado através do processo triplo- α , no qual 3 núcleos de ${}^4_2\text{He}$ (também conhecidos como partículas α) formam um núcleo de ${}^{12}_6\text{C}$ e um fóton (γ). As estrelas que mais contribuem para o enriquecimento de C do meio são as de baixa massa e massa intermediária ($0.8 M_{\odot} \leq M_{\star} \leq 8 M_{\odot}$, Matteucci 2016) — visto que estrelas mais massivas perdem grande parte do seu C através da reação ${}^{12}_6\text{C}(\alpha, \gamma) {}^{16}_8\text{O}$. O isótopo dominante do C é o ${}^{12}_6\text{C}$. Os principais indicadores utilizados para determinar abundâncias de C são linhas atômicas do C I (5052 Å, 5380 Å e 6580 Å) e linhas moleculares do CH em 4300 Å, porém ainda não encontramos concordância entre as abundâncias atômicas e moleculares (e.g., Delgado Mena et al. 2021). As linhas atômicas citadas têm potenciais de excitação altos, em torno de de 8 eV, ou seja, se tornam fracas em estrelas frias. Por outro lado, a banda do CH é forte e molda o contínuo em sua região espectral.

O oxigênio é um elemento formado, quase inteiramente, por estrelas de alta massa ($M_{\star} > 8 M_{\odot}$) na fase de queima hidrostática de hélio no núcleo. Ele é gerado através da captura de uma partícula α pelo ${}^{12}_6\text{C}$, formando um núcleo de ${}^{16}_8\text{O}$ e um fóton (γ) — ${}^{12}_6\text{C}(\alpha, \gamma) {}^{16}_8\text{O}$ — e é ejetado no meio interestelar através de explosões de supernova do

⁵Catálogo contendo abundâncias espectroscópicas de mais de 230 fontes da literatura incluindo 80 elementos/espécies de ~ 10000 estrelas da vizinhança solar dentro de 150 pc e de estrelas com exoplanetas detectados — independentemente da distância (Hinkel et al. 2014, www.hypatiacatalog.com).

tipo II. O isótopo dominante do O é o ^{16}O . Os principais indicadores utilizados para determinar abundâncias de O são a linha do O I em 6158 Å (e.g., Bertran de Lis et al. 2015), as linhas proibidas do [O I] em 6300 Å e 6363 Å (e.g., Bertran de Lis et al. 2015) e o tripleto do O I em 7774 Å (e.g., Steffen et al. 2015; Amarsi et al. 2019; Bergemann et al. 2021). Contudo, as linhas 6158 Å e 6363 Å são pouco utilizadas devido às baixas larguras equivalentes encontradas (e.g., Bertran de Lis et al. 2015), a linha proibida em 6300 Å sofre fortes contaminações por uma linha do Ni I (a última tendo potencial de excitação moderado, 4.27 eV) (e.g., Bertran de Lis et al. 2015) e o tripleto sofre de desvios do não-ETL (e.g., Amarsi et al. 2019; Bergemann et al. 2021). Além do mais, as linhas permitidas, 6158 Å e 7774 Å, possuem potenciais de excitação altos, ~ 10.7 eV e ~ 9.2 eV, respectivamente, e se tornam muito fracas para estrelas mais frias. Por fim, assim como no caso do C, ainda não encontramos muita concordância entre as abundâncias determinadas com diferentes indicadores (e.g., Allende Prieto et al. 2001; Bergemann et al. 2021). Até mesmo para o Sol, a estrela mais estudada, encontramos divergências entre diferentes métodos. Como exemplo, listamos diferentes abundâncias absolutas de O encontradas para o Sol a partir de diferentes métodos, em ordem cronológica: (i) 8.92 dex por Lambert (1978); (ii) 8.66 ± 0.05 dex por Asplund et al. (2004); (iii) 8.76 ± 0.07 dex por Caffau et al. (2008); (iv) 8.69 ± 0.05 dex por Asplund et al. (2009); (v) 8.80 ± 0.03 dex por Cubas Armas et al. (2020); (vi) 8.75 ± 0.03 dex por Bergemann et al. (2021); (vii) 8.69 ± 0.04 dex por Asplund et al. (2021).

O enxofre é um elemento formado por estrelas de alta massa na fase de queima hidrostática no núcleo e queima explosiva, do oxigênio e do Si. Dessa forma, ocorre nas fases finais de vida da estrela (e.g., Limongi and Chieffi 2003). Ele é gerado através da captura de uma partícula α pelo ^{28}Si , formando um núcleo de ^{32}S e um fóton (γ) — $^{28}\text{Si}(\alpha, \gamma)^{32}\text{S}$ — e é ejetado no meio interestelar através de explosões de supernova do tipo II. O isótopo dominante do S é o ^{32}S . Os principais indicadores utilizados para determinar abundâncias de S são os multipletos do S I em aproximadamente 6743 Å, 6757 Å, 8694 Å, 9228 Å e 10456 Å (e.g., Caffau et al. 2005; Spite et al. 2011; Costa Silva et al. 2020) e a linha proibida [S I] em 10821 Å (e.g., Matrozis et al. 2013). Sendo assim, por necessitar de técnicas mais robustas de análise espectroscópica devido à contaminação das linhas pelo próprio S I, no caso dos multipletos, aumentando as incertezas associadas, o enxofre é um elemento que foi historicamente negligenciado nos estudos de abundância de elementos α , perdendo para o Si e Ca (Caffau et al. 2005). Por conta disso, encontramos poucas abundâncias de S na literatura, especialmente para estrelas de tipo solar do disco, sendo os principais trabalhos os de Luck & Heiter (2005) (estrelas do hemisfério norte) e Costa Silva et al. (2020) (estrelas do hemisfério sul). Por fim, devido aos altos potenciais de excitação dos multipletos, por volta de ~ 7.8 eV, há uma escassez ainda maior para estrelas frias.

Portanto, dada a importância do estudo desses elementos, especialmente falando das aplicações na Astrobiologia, uma vez que as abundâncias químicas das estrelas hospedeiras são um dos parâmetros levados em consideração quando se trata de habitabilidade (ver Figura 1.5), uma das contribuições fundamentais que podem ser feitas nesta área é aumentar o acervo de abundâncias e, além disso, melhorar a precisão delas. O estudo da habitabilidade de exoplanetas está cada vez mais robusto, permeando várias áreas do conhecimento, implementando modelos de formação e composição planetária (e.g., Thiabaud et al. 2015), modelos climáticos (e.g., Shields 2019), modelos de ecologia (e.g., Méndez et al. 2021), ciclos geológicos e tectônica de placas (e.g., Ehlmann et al. 2016), entre outros. Em vista destes avanços, o próprio conceito de habitabilidade está sendo expandido, considerando não só a presença de água líquida na superfície do planeta, mas sim levando em conta a disponibilidade dos elementos essenciais à vida na Terra (CHNOPS) por um longo período de tempo — para que a vida possa surgir e evoluir (e.g., Krijt et al. 2022).

Atualmente, estamos vivendo uma revolução na Astronomia com os primeiros dados do telescópio espacial James Webb⁶ (JWST) e, em alguns anos, passaremos por mais uma revolução com a chegada dos grandes telescópios GMT⁷ (*Giant Magellan Telescope*) de 25 m e o E-ELT⁸ (*European Extremely Large Telescope*) de 40 m . Na Figura 1.6, podemos ver o primeiro espectro de transmissão observado pelo JWST — sendo o mais detalhado já obtido até hoje. Nele, podemos identificar moléculas de água na atmosfera do exoplaneta WASP-96b. Assim, este espectro marca o início de uma nova era de caracterização de atmosferas de exoplanetas com o JWST, uma vez que ele já está tornando possível a obtenção de medidas precisas de abundâncias moleculares e, em breve, perfis de temperatura (e.g., Greene et al. 2019). Portanto, urge a necessidade de uma seleção prévia dos alvos mais interessantes a serem observados, dado o limite de tempo observacional.

Deste modo, visando contribuir para o aumento de abundâncias homogêneas de elementos bioessenciais em estrelas de tipo solar (hospedeiras ou não), utilizamos espectros HARPS disponíveis publicamente no *ESO Science Archive*. Usamos técnicas espectroscópicas para a determinação dos parâmetros atmosféricos e das abundâncias químicas de C, O e S (além do Ni) utilizando o código MOOG. Dessa forma, este trabalho foi dividido em 7 capítulos e 4 apêndices. No Capítulo 2, apresentamos a amostra de estrelas. No Capítulo 3, descrevemos a obtenção dos dados e os procedimentos de redução dos espectros. No Capítulo 4, descrevemos os códigos e as listas de linhas espectrais utilizadas para a determinação dos parâmetros atmosféricos e das abundâncias

⁶<https://www.stsci.edu/jwst>

⁷<https://giantmagellan.org/>

⁸<https://www.eso.org/sci/facilities/eelt/>

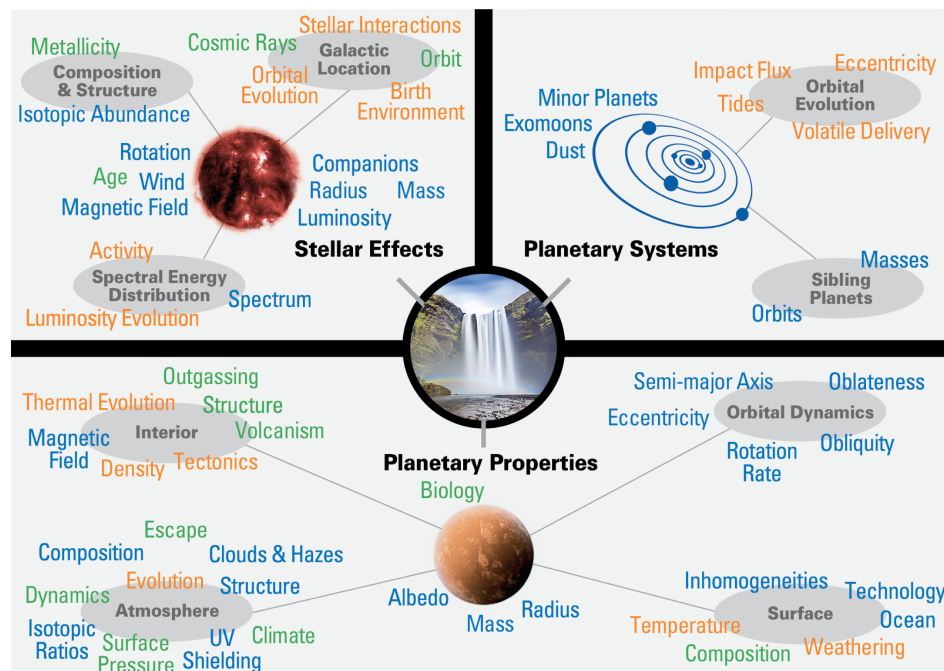


FIGURA 1.5: Áreas da astronomia que contribuem para o estudo da habitabilidade planetária. Crédito: Apresentação oral de Victoria Meadows, “Main Themes in Astrobiology”, Sagan Exoplanet Summer Workshop 2019.

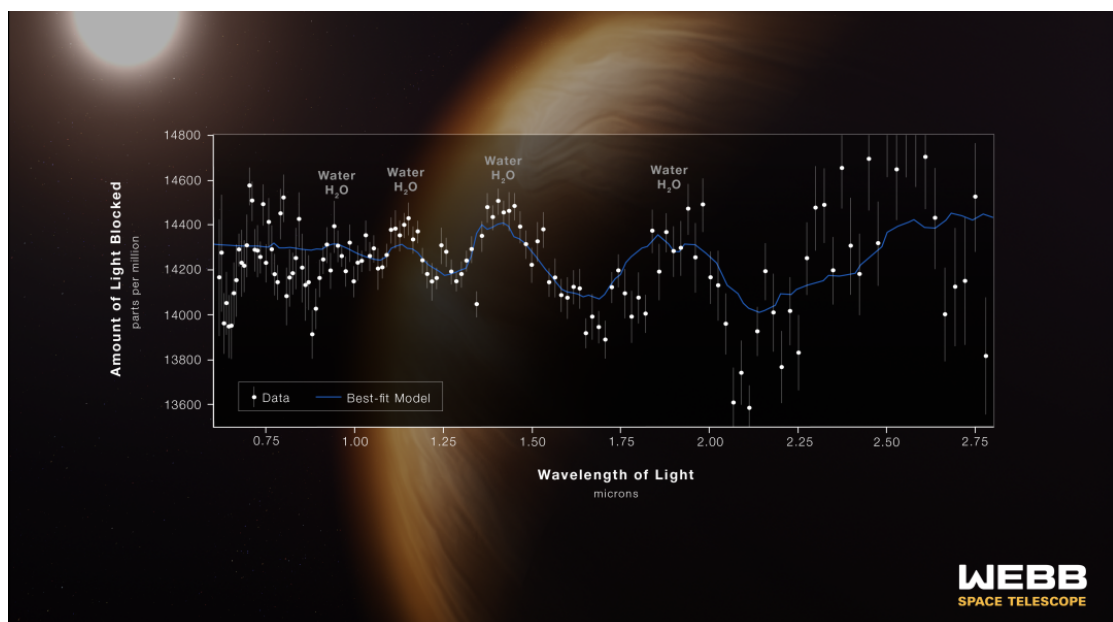


FIGURA 1.6: Espectro de transmissão do exoplaneta WASP-96b observado com o instrumento Near Infrared Imager and Slitless Spectrograph (NIRISS) do telescópio espacial James Webb. Crédito: NASA, ESA, CSA, STScI.

elementares. No Capítulo 5, apresentamos os resultados e os comparamos com outras fontes da literatura. No Capítulo 6, investigamos as possíveis relações dos elementos com presença de planetas. No Capítulo 7, apresentamos as conclusões e as perspectivas futuras deste projeto. No Apêndice A, apresentamos a amostra inicial de estrelas. No

Apêndice B, descrevemos os pré-requisitos computacionais para a execução dos procedimentos descritos no trabalho. No Apêndice C, apresentamos as listas de intervalos espectrais e linhas espectrais utilizadas. No Apêndice D, apresentamos os parâmetros atmosféricos e as abundâncias determinadas.

Capítulo 2

Seleção da Amostra

Utilizamos como base para o trabalho as estrelas contempladas no catálogo Hypatia¹ (Hinkel et al. 2014), que contém abundâncias de 9982 estrelas FGKM (1376 estrelas com planetas), dentro de um raio de 500 pc do Sol, de mais de 230 fontes da literatura para 79 elementos e espécies (acessado em 06/07/2022) (ver Figura 1.4). Todas as estrelas do catálogo obrigatoriamente têm abundâncias de Fe, pelo menos, mais um elemento determinadas e, se disponíveis, suas propriedades (e.g., temperatura efetiva; gravidade superficial; raio; massa)². Além disso, muitas estrelas com exoplanetas confirmados estão contidas no catálogo — independentemente da distância — e, se determinadas, as propriedades dos planetas são informadas (e.g., período orbital; massa; excentricidade; semi-eixo maior)³.

Portanto, com o objetivo de selecionar uma amostra apropriada de estrelas hospedeiras e não-hospedeiras de tipo solar, fizemos os seguintes cortes no catálogo (acessado em 10/09/2021):

- Gravidade superficial: $\log g > 3.8$ dex;
- Temperatura efetiva: $5200 \text{ K} \leq T_{\text{ef}} \leq 6500 \text{ K}$.

O limite clássico de T_{ef} para estrelas de tipo solar seria $4500 \text{ K} \leq T_{\text{ef}} \leq 6500 \text{ K}$ e contemplaria as estrelas de tipo K, contudo essas estrelas possuem uma densidade alta de linhas devido às suas baixas temperaturas, acentuando as contaminações das linhas de vários elementos e diminuindo a precisão das técnicas tradicionais de determinação dos

¹<https://www.hypatiacatalog.com/>

²Os valores de temperatura efetiva (T_{ef}) e gravidade superficial ($\log g$) do Hypatia são as médias dos valores contidos no Catálogo PASTEL (Soubiran et al. 2016) e os valores de raio (R) e massa (M) são do Tess Input Catalog (Stassun et al. 2019).

³Período planetário, massa planetária, excentricidade e semi-eixo maior da órbita contidos no Nasa Exoplanet Archive (Akeson et al. 2013).

parâmetros atmosféricos e das abundâncias através de medidas de larguras equivalentes (Tsantaki et al. 2013). Portanto, adotamos o mesmo corte em temperatura (a partir de 5200 K) utilizado por Bertran de Lis et al. (2015) e Delgado Mena et al. (2021) em seus trabalhos de determinação de abundâncias de O e C, respectivamente, para garantir abundâncias mais confiáveis. Além disso, o limite inferior de $\log g$ em 3.8 dex foi escolhido com o intuito de eliminar possíveis estrelas gigantes e estudar o mesmo intervalo de parâmetros que os principais trabalhos envolvendo abundâncias de C, O e S e utilizando espectros HARPS (e.g., Bertran de Lis et al. 2015; Suárez-Andrés et al. 2018; Costa Silva et al. 2020; Delgado Mena et al. 2021).

Após os cortes, encontramos um total de 4062 estrelas sem planetas e 902 estrelas com planetas no catálogo Hypatia. Contudo, apenas 791 sem planetas e 141 com planetas possuíam espectros HARPS. Dessa forma, escolhemos estudar todas as 141 estrelas com planetas — das quais 10% não possuem abundâncias de S. Entretanto, para as estrelas sem planetas, decidimos selecionar uma subamostra de 200 estrelas. Como 95 estrelas não possuíam abundância de um ou mais elementos de interesse no Hypatia, i.e., C, O e S, elas foram automaticamente escolhidas e, para completar as 200, fizemos uma seleção de 105 estrelas. Para facilitar a compreensão:

- Amostra \mathcal{P} : 141 estrelas com planetas;
- Amostra \mathcal{S}_1 : 95 estrelas sem planetas e sem abundâncias de C, O e/ou S;
- Amostra \mathcal{S}_2 : 105 estrelas sem planetas e com abundâncias de C, O e S;
- Amostra \mathcal{S} : 200 estrelas sem planetas, sendo $\mathcal{S} = \mathcal{S}_1 + \mathcal{S}_2$.

Utilizamos a função `sample` da biblioteca Pandas⁴ do Python para sortear as 105 estrelas \mathcal{S}_2 e, conseqüentemente, obter a amostra \mathcal{S} . Em seguida, fizemos testes Kolmogorov-Smirnov⁵ (KS) a fim de nos certificarmos que a amostra \mathcal{S}_2 fosse compatível com \mathcal{S} e, ao mesmo tempo, que \mathcal{S} fosse compatível com a amostra \mathcal{P} , i.e., possuísem a mesma distribuição de T_{ef} e $\log g$, para garantir que eventuais diferenças nas abundâncias não **fossem** causadas por diferenças de temperatura ou estágio evolutivo. Por fim, ao obter $p\text{-value} > 0.01$ — baixa evidência contra a hipótese nula de que ambas provêm da mesma distribuição — nos 4 testes ao mesmo tempo (distribuição de temperatura efetiva e gravidade superficial entre amostra \mathcal{S} e \mathcal{P} e \mathcal{S}_2 e todas as estrelas sem planetas), \mathcal{S}_2 foi finalmente selecionada. Por fim, podemos ver, nos histogramas de T_{ef} e $\log g$, que as distribuições das amostras \mathcal{P} e \mathcal{S} são similares (ver Figura 2.1). O Diagrama de Kiel

⁴Python Data Analysis Library (<https://pandas.pydata.org/>).

⁵Teste utilizado para confirmar se duas amostras provêm de uma mesma população. Para a execução, utilizamos a função `ks_2sample` da biblioteca Stats do Python.

das amostras \mathcal{P} e \mathcal{S} pode ser visto na Figura 2.2 e a lista de estrelas das amostras e seus parâmetros atmosféricos podem ser encontrados na Tabela A.1.

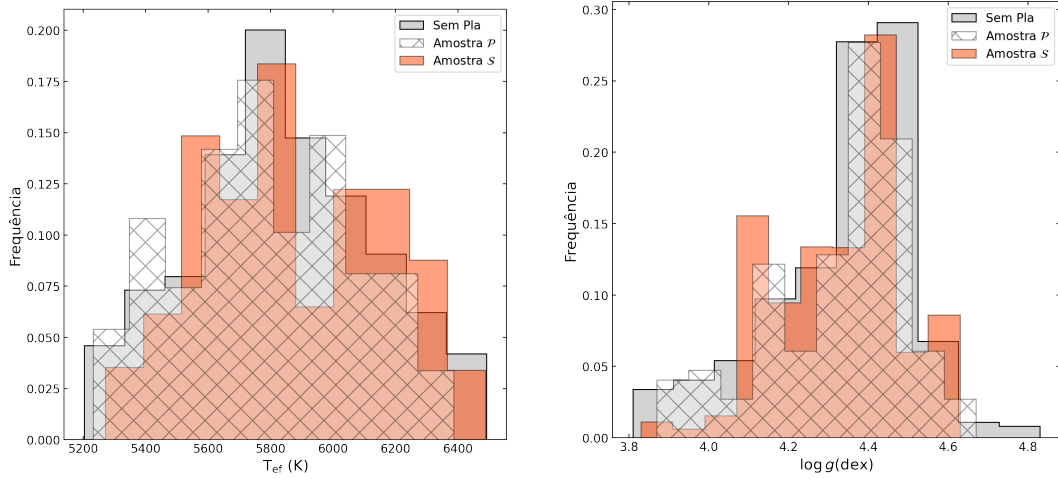


FIGURA 2.1: Histogramas das distribuições de T_{ef} (esquerda) e $\log g$ (direita), do catálogo Hypatia, para as amostras \mathcal{P} , \mathcal{S} e de todas as estrelas sem planetas. Na ordenada, temos a frequência definida como $n_{\text{bin}}/n_{\text{total}}$, sendo n_{bin} o número de estrelas por bin e n_{total} o número total de estrelas de cada amostra. Em cinza, temos as 791 estrelas sem planetas, em laranja as 200 estrelas da amostra \mathcal{S} e, em hachurado branco, as 141 estrelas da amostra \mathcal{P} .

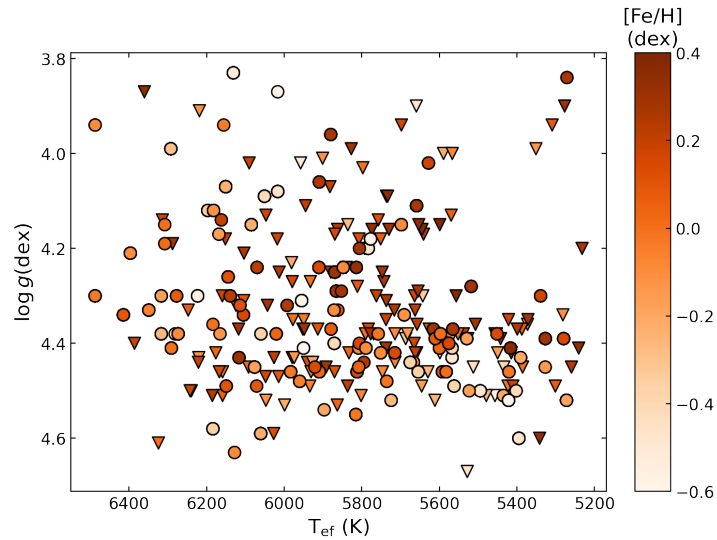


FIGURA 2.2: Diagrama de Kiel das amostras \mathcal{P} (triângulos) e \mathcal{S} (círculos). As cores indicam a metalicidade das estrelas. Os parâmetros atmosféricos são do catálogo Hypatia.

Capítulo 3

Obtenção dos Espectros e Redução

3.1 Especificações Técnicas

Todos os espectros deste projeto são dados públicos do HARPS¹ (do inglês, *High Accuracy Radial Velocity Planet Searcher*) disponibilizados através do *ESO Science Archive Facility*². O HARPS é um espectrógrafo *echelle* de alta estabilidade com resolução espectral de 115000 que observa no visível entre 3830-6900 Å (Mayor et al. 2003) e está instalado no telescópio de 3.6 m de diâmetro do ESO (*European Southern Observatory*), localizado no Observatório de La Silla, no Chile. Ele contém mosaicos de 2 CCDs (em inglês, *Charge-Coupled Device*) EEV2 de 4096×4096 pixels de 15 μm e foi desenvolvido com o objetivo de observar continuamente (*follow-up*) estrelas do hemisfério sul em busca de exoplanetas utilizando a técnica de velocidade radial.

3.2 Obtenção e Redução dos Espectros

Todos os espectros da amostra foram baixados e reduzidos pela pipeline automatizada, desenvolvida por mim, que faz uso do PyRAF — linguagem de comando baseada na linguagem de script Python — para executar tarefas do IRAF¹ (Image Reduction and Analysis Facility) dentro do ambiente do Python (ver Apêndice B). Todas as etapas descritas nesta seção serão aplicadas aos espectros obtidos e informações adicionais

¹<https://www.eso.org/public/teles-instr/lasilla/36/harps/>

²<http://archive.eso.org/cms.html>

¹Conjunto de softwares desenvolvido pelo NOAO (do inglês, *National Optical Astronomy Observatories*) e usados para a redução e análise de dados astronômicos.

acerca dos parâmetros utilizados em cada etapa podem ser encontradas na ajuda das tarefas ou na página do IRAF no Github (<https://iraf-community.github.io/>). Todos os comandos IRAF foram executados dentro do ambiente `iraf` (ver Apêndice B).

3.2.1 Busca no *archive*

A busca dos espectros foi feita através do formulário que pode ser acessado online³. Como pode ser visto na Figura 3.1, definimos como obrigatório que todos os espectros tivessem sinal ruído (S/R, em inglês SNR) acima de 100, escolhemos a categoria de dados “spectrum”, “ascii csv/download” como arquivo de saída e instrumento HARPS.

The screenshot shows the 'Spectral Data Products Query Form' interface. At the top, there are navigation tabs for 'GENERIC', 'SPECTRAL', 'IMAGING', and 'VISTA', with 'SPECTRAL' selected. Below these are 'PHASE 3 ARCHIVE INTERFACES' and a list of links: 'HELP', 'DATA TYPES', 'FAQ', 'DATA RELEASES', and 'DATA STREAMS'. The main title is 'Spectral Data Products Query Form'. A descriptive paragraph explains that the form provides access to reduced spectra and data cubes. Below this is a search bar with a 'Search' button, a 'Reset' button, and options for 'Output preferences' (set to 'ascii csv/download'), 'Return max' (200 rows), and buttons for 'All Fields' and 'Syntax Help'. The 'Target/Position Information' section includes fields for 'Target name', 'SIMBAD name', 'Query by Target List' (Choose File), 'Input Coord. Sys.' (Equatorial (FK5)), 'Position RA' (00 02 00), 'DEC.', and 'RA: sexagesimal hours, decimal degrees'. The 'Spectra & Cubes Characteristics' section has several checked options: 'Wavelength coverage' (300..10000 nm), 'R. (λ/Δλ)', 'Flux Calibration', and 'Product category' (spectrum). It also includes 'Parameters specific to 1d spectra' (SNR >100, Aperture, Spectral bin, Dispersive element, Extended object, Normalised, Total flux) and 'Parameters specific to data cubes' (ABMAGLIM (cubes), Spatial Resolution). The 'Observation/Temporal Parameters' section includes 'Telescope' (Any, APEX-12m, ESO-3.6, ESO-NTT, ESO-VLT-U1), 'Instrument' (FOR2, GIRAFFE, HARPS, KMOS, MUSE), and 'OBSTECH' (Any, ECHELLE, ECHELLE, ABSORPTION-CELL, SLIC#1, ECHELLE, ABSORPTION-CELL, SLIC#3).

FIGURA 3.1: Formulário de busca no *archive* do ESO.

Ao fazer a busca, obtemos uma tabela no formato *csv* contendo os nomes associados aos espectros de cada estrela e informações como S/R, coordenadas, data de observação, tempo de exposição, entre outros. Como o HARPS é usado para monitorar as velocidades radiais das estrelas, existem muitos espectros em geral. Portanto, para reduzir o volume de dados, selecionamos apenas os 10 espectros com maior S/R de cada estrela para prosseguir.

³http://archive.eso.org/wdb/wdb/adp/phase3_spectral/form

Já dentro do ambiente `iraf`, baixamos os espectros utilizando o terminal (Listing 3.1).

```
os.system('wget https://dataportal.eso.org/dataportal_new/file/espectro')
```

LISTING 3.1: Baixando os espectros.

Os dados do ESO são disponibilizados no formato *binary table*, contudo queremos espectros unidimensionais — comprimento de onda *versus* fluxo. Portanto, utilizamos a tarefa `tlcol` do pacote `tables/ttools` para listar os nomes das colunas de dados contidas dentro da *binary table*. Abaixo temos o exemplo da resposta obtida para o espectro “ADP.2014-09-16T11:07:47.920.fits” (Listing 3.2).

```
iraf.tlcol(table = 'ADP.2014-09-16T11:07:47.920.fits')

# ADP.2014-09-16T11:07:47.920.fits[1]
WAVE          D[313102]   %25.16g Angstrom
FLUX          R[313102]   %15.7g  adu
ERR           R[313102]   %15.7g  adu
```

LISTING 3.2: Listando o nome das colunas do *binary fits*.

Identificamos os nomes das colunas de interesse, `WAVE` e `FLUX`, e utilizamos a tarefa `tprint` para extrair os dados destas colunas e salvá-los em um arquivo de texto (Listing 3.3).

```
iraf.tprint(table = 'ADP.2014-09-16T11:07:47.920.fits',
            pwidth = '200',
            orig_row = 'no',
            showrow = 'no',
            showhdr = 'no',
            showunits = 'no',
            columns = 'WAVE,FLUX') > ADP.2014-09-16T11:07:47.920.txt
```

LISTING 3.3: Extraindo os dados do *binary fits*.

Por fim, utilizamos a tarefa `rspectext` para transformar o arquivo de texto em um espectro *fits* unidimensional (Listing 3.4).

```
iraf.rspectext(input = 'ADP.2014-09-16T11:07:47.920.txt',
               output = 'ADP.2014-09-16T11:07:47.920_unidimensional.fits',
               dtype = 'interp',
               crval = '1',
               cdelt1 = '1')
```

LISTING 3.4: Transformando arquivo txt em espectro *fits*.

3.2.2 Redução dos dados

3.2.2.1 Normalização

O processo de normalização consiste em ajustar uma função que descreva o contínuo aparente do espectro e dividi-lo por esta mesma função, obtendo então espectros nos quais o contínuo possui fluxo normalizado igual a 1 e as linhas de absorção têm fluxo central entre 0 e 1 e linhas de emissão têm fluxo central acima de 1.

Como estamos utilizando espectros *echelle* com um nível de detalhes muito alto, optamos por não fazer apenas uma normalização no espectro completo, mas sim normalizações de pedaços menores do espectro. Para isso, utilizamos a tarefa `scopy` para dividir o espectro em pedaços de aproximadamente 200 Å de comprimento. Os intervalos foram definidos de forma que as linhas de absorção de interesse em cada pedaço estivessem longe das bordas e, além disso, que as bordas não cortassem linhas muito fortes, como $H\alpha$, e que não invadissem a região não contemplada pelo dispersor do instrumento, aproximadamente entre 5303-5338 Å (Listing 3.5).

```
iraf.scopy(input = 'espectro_entrada.fits',
           output = 'espectro_resultante.fits',
           w1 = 'comprimento de onda inicial',
           w2 = 'comprimento de onda final')
```

LISTING 3.5: Dividindo o espectro em pedaços menores.

Com os espectros divididos, utilizamos a tarefa `continuum` para realizar a normalização de cada pedaço. Por se tratar de espectros com S/R alta ($S/R > 100$) de estrelas F e G, ou seja, possuem o contínuo local bem definido, utilizamos a função Spline cúbica (do inglês, *cubic spline*) de ordem 5 e esta se mostrou suficiente para descrever bem o contínuo local. Além disso, utilizamos uma forte rejeição de 1σ na parte inferior do contínuo para que a tarefa ignore as estruturas das linhas de absorção e uma rejeição mais fraca de 3σ na parte superior para que o ruído seja levado em consideração ao mesmo tempo em que os raios cósmicos e possíveis problemas sejam desconsiderados do ajuste (Listing 3.6).

```
iraf.continuum(input = 'espectro_entrada.fits',
               output = 'espectro_resultante.fits',
               type = 'ratio',
               grow = '0',
               function = 'spline3',
               order = '5',
               low_reject = '1',
               high_reject = '3',
```

```
niterate = '10',  
interactive = 'no')
```

LISTING 3.6: Normalizando os espectros.

3.2.2.2 União dos espectros

Finalmente, unimos os pedaços normalizados para obter o espectro completo. Para isso, utilizamos a tarefa `scombine`. O símbolo `*` no parâmetro `input` é utilizado para indicar à tarefa que o arquivo de entrada é uma lista contendo todos os arquivos que possuem “espectro_entrada” no nome (Listing 3.7). Como alguns pedaços de espectro tinham faixas de comprimento de onda em comum, utilizamos o parâmetro “average” (em português, média) para que o resultado final da combinação nessas regiões fosse a média dos fluxos e o parâmetro de rejeição “sigclip” para remover possíveis pixels muito discrepantes através de um *sigma clipping* — procedimento para remover pontos que estejam acima de $+2\sigma$ (desvio padrão) da média e abaixo de -2σ da média.

```
iraf.scombine(input = 'espectros_entrada*',  
              output = 'espectro_resultante.fits',  
              combine = 'average',  
              reject = 'sigclip')
```

LISTING 3.7: Unindo os pedaços do espectro.

3.2.2.3 Correção de Desvios Doppler

O movimento das estrelas em relação à Terra faz com que a radiação que chega ao telescópio sofra desvio Doppler. Sendo assim, utilizamos a tarefa `fxcor` do pacote `rv` para comparar os espectros normalizados com um espectro solar em repouso — espectro de referência fundamental de comprimento de onda. A tarefa realiza uma correlação cruzada entre as linhas do espectro solar de referência e as linhas do espectro que precisa de correção, tendo como resultado a velocidade relativa do último. O espectro solar utilizado nesta etapa foi o espectro da luz solar refletida em Ceres, planeta anão localizado no cinturão de asteroides, obtido com o HARPS em 2009⁴ (Listing 3.8).

```
iraf.fxcor(objects = 'espectro_entrada.fits',  
           templates = 'Ceres_2009_HARPS.fits',  
           interactive = 'no',  
           observatory = 'lasilla',
```

⁴Disponível em <https://www.eso.org/sci/facilities/lasilla/instruments/harps/inst/monitoring/sun.html>.

```
output = 'fxcor_output')
```

LISTING 3.8: Calculando a velocidade relativa do espectro.

Como o espectro solar está em repouso, a velocidade relativa encontrada representa o deslocamento total sofrido pelas linhas do espectro observado e podemos utilizá-la diretamente na tarefa `dopcor` para realizar as correções de desvios Doppler (Listing 3.9).

```
iraf.dopcor(input = 'espectro_entrada.fits',  
            output = 'espectro_resultante.fits',  
            isvelocity = 'yes',  
            redshift = 'velocidade_relativa')
```

LISTING 3.9: Corrigindo o desvio Doppler do espectro.

3.2.2.4 Cálculo da S/R

Podemos encontrar o S/R na tabela *csv*, mas como alguma etapa da redução poderia danificar alguma região do espectro, decidimos recalcular o S/R. Para isso, utilizamos a tarefa `bplot` em um conjunto de 143 regiões do espectro sem linhas de absorção (ou com linhas muito fracas) no amplo intervalo de 5220-6864 Å (ver Tabela C.1) (Listing 3.10). Para que a tarefa `bplot` calcule o valor de S/R de cada região, é necessário adicionar a letra “m” no arquivo contendo os comprimentos de onda (“`sn_cursor.txt`”, ver Figura 3.2).

```
iraf.bplot(images = 'espectro_entrada.fits',  
           cursor = 'sn_cursor.txt')
```

LISTING 3.10: Medindo a S/R das linhas do espectro.

```
5220.54 1 1 m  
5220.72 1 1 m  
5248.49 1 1 m  
...  
6852.57 1 1 m  
6863.00 1 1 m  
6864.00 1 1 m
```

FIGURA 3.2: Formato da lista de regiões espectrais para o cálculo do S/R.

A distribuição da S/R calculada dos espectros pode ser vista na Figura 3.3. Os S/R mínimo e máximo encontrados foram 91 e 371 e a moda, média e mediana da distribuição são 131, 171 e 159, respectivamente. Finalmente, descartamos os espectros

que possuíam S/R inferior a 100 e a moda, média e mediana finais da distribuição ficaram em 131, 171 e 160, respectivamente. A incerteza típica dos valores é de 11.

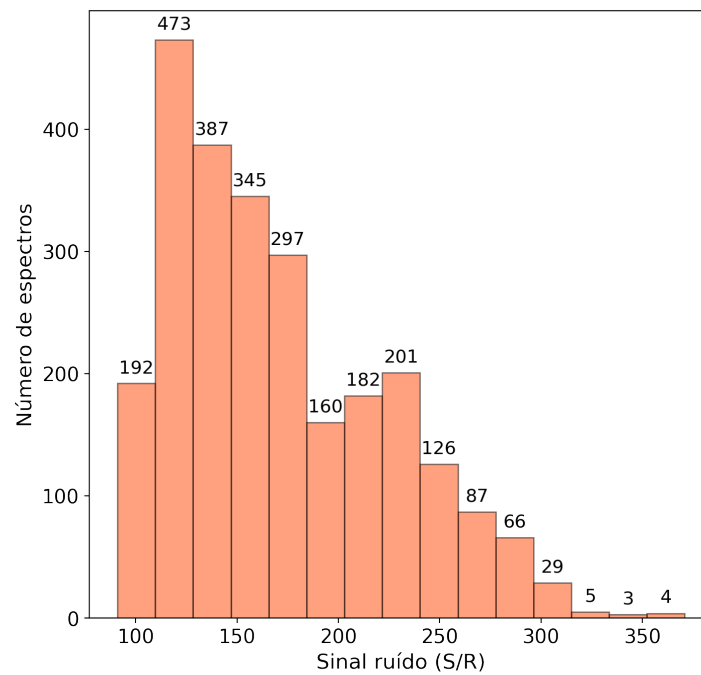


FIGURA 3.3: Histograma da S/R calculada dos espectros. Acima de cada bin, temos o número de espectros daquele bin.

Capítulo 4

Análise Espectroscópica

O espectro de uma estrela carrega informações acerca dos seus parâmetros atmosféricos e composição química, dado que a disposição do contínuo e a formação das linhas espectrais são sensíveis às condições presentes na atmosfera. Sendo assim, essas informações podem ser extraídas utilizando técnicas espectroscópicas adequadas, se utilizadas em conjunto com um modelo de atmosfera estelar — sendo este o responsável pela descrição física das camadas nas quais os fótons conseguem escapar e chegar ao observador, i.e., as camadas mais externas da estrela.

Para obter essas informações, utilizamos o código MOOG¹ (Snedden 1973). Ele é amplamente utilizado na Astrofísica Estelar para o estudo de abundâncias através das medidas de largura equivalente (*driver abfind*) e da síntese espectral (*driver synth*). Todas as análises do MOOG são feitas assumindo a hipótese de equilíbrio termodinâmico local (ETL) — por simplificação. A versão utilizada foi a de Fevereiro de 2017 (MOOGFEB2017²) e o tutorial de instalação do MOOG pode ser encontrado no Apêndice B.3.

Utilizamos os modelos de atmosfera Kurucz ATLAS9 ODFNEW (Castelli and Kurucz 2004) nas análises. Neles, são assumidas as hipóteses: (i) Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL); (ii) geometria plano-paralela; (iii) simetria esférica; (iv) sem campos magnéticos; (v) sem rotação; (vi) fluxo convectivo nulo. Estas simplificações são aproximações que fogem da realidade encontrada nas atmosferas das estrelas, porém são essenciais para possibilitar os cálculos — devido à alta complexidade. No entanto, apesar de tudo isso, estes modelos simplificados permitem obter resultados precisos para as estrelas do nosso trabalho. Os modelos cobrem as faixas de parâmetros atmosféricos: (i) $3500 \text{ K} \leq T_{\text{ef}} \leq 50000 \text{ K}$; (ii) $0.0 \text{ dex} \leq \log g \leq 5.0 \text{ dex}$; (iii) $-2.5 \text{ dex} \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.5$

¹<https://www.as.utexas.edu/~chris/moog.html>

²<https://www.as.utexas.edu/~chris/MOOGFEB2017.tar.gz>

dex. Além disso, eles decrivem 72 camadas da atmosfera, desde a base da fotosfera à superfície, com valores de densidade de coluna de massa (ρx), temperatura (T), pressão (P), densidade eletrônica (N_e), opacidade média de Rosseland (κ_{Ross}), átomos para os quais as abundâncias podem ser especificadas, moléculas em equilíbrio molecular, entre outros.

Como parâmetro de entrada das análises do MOOG feitas com os *drivers* `abfind` e `blends`, precisamos das medidas de largura equivalente (EW) das linhas de interesse. Portanto, utilizamos o programa ARES v2 (Sousa et al. 2007; 2015) para realizar, de forma automática, as medidas de largura equivalente das linhas de absorção dos espectros. Os parâmetros de entrada do programa estão contidos no arquivo `mine.opt` (ver Figura 4.1). Segue abaixo a descrição de cada um deles:

- `specfits`: espectro de entrada unidimensional no formato fits;
- `readlinedat`: arquivo de texto da lista de linhas a serem medidas;
- `fileout`: arquivo de texto de saída contendo as larguras equivalentes medidas para as linhas;
- `lambdai`: comprimento de onda inicial da lista de linhas em Å;
- `lambdaf`: comprimento de onda final da lista de linhas em Å;
- `smoothder`: suavizador utilizado nas derivadas numéricas feitas;
- `space`: região, em Å, em torno da linha a ser medida utilizado para definir o intervalo onde serão feitos os cálculos;
- `rejt`: parâmetro de normalização, podendo assumir valores entre $[0,1[$ (como se fosse o ruído do espectro), o valor da S/R do espectro — indicando que o programa deve normalizar a região contida no `space` —, “-3” para não realizar a normalização ou “`n_intervalos; λ_i , λ_f , λ_i , λ_f ” para que o programa calcule a S/R do espectro e o normalize (n_intervalos é o número de regiões do espectro nas quais o cálculo de S/R será feito e λ_i e λ_f são os comprimentos de onda inicial e final de cada região);`
- `lineresol`: intervalo, em mÅ, entre linhas próximas que define se elas serão lidas como uma linha só, em conjunto, ou não;
- `miniline`: valor mínimo de largura equivalente medida aceitável, em mÅ;
- `plots_flag`: gráficos do ajuste da linha espectral, sendo “0” para não plotar e “1” para plotar.

```

specfits='HI99115_001.fits'
readlinedat='lista_de_linhas.txt'
fileout='HIP99115_001.txt'
lambdai=4000.
lambdaf=8000.
smoothder=4
space=2.0
rejt=-3
lineresol=0.1
miniline=5
plots_flag=0

```

FIGURA 4.1: Arquivo contendo parâmetros de entrada do ARES v2.

Utilizamos $\text{lambdai} = 4000.0$, $\text{lambdaf} = 8000.0$, $\text{smoothder} = 4$, $\text{space} = 2.0 \text{ \AA}$, $\text{miniline} = 5.0 \text{ m\AA}$, $\text{plots_flag} = 0$ e $\text{lineresol} = 0.1 \text{ m\AA}$ para todas as linhas, com a exceção do $\text{lineresol} = 0.2 \text{ m\AA}$ para as linhas do carbono — visto que ele retornou as larguras equivalentes mais parecidas com as obtidas através das medidas manuais que fizemos para testar.

A lista de linhas (`readlinedat`) deve conter duas linhas iniciais comentadas, ou seja, com “#” no início da linha, e o comprimento de onda central das linhas atômicas, uma em cada linha. Contudo, como utilizamos as mesmas linhas atômicas para o MOOG, já configuramos a lista de linhas do ARES v2 no padrão MOOG, que é uma linha inicial comentada e, em seguida, o comprimento de onda central da linha, o número atômico do elemento e o estágio de ionização (26.0 para Fe I, 26.1 pra Fe II, por exemplo), o potencial de excitação (χ_{ex}), a força de oscilador vezes peso estatístico ($\log gf$), a constante de amortecimento de Van der Waals (C_6) e a largura equivalente de cada linha atômica (ver Figura 4.2). Porém, no momento de utilizá-la no ARES v2, adicionamos uma linha extra de comentário na lista do MOOG, totalizando duas linhas de comentário.

#	lambda	ele	EP	log(gf)	C6	EW
#Line list for Fe I and II						
5023.185		26.0	4.283	-1.524	-7.135	37.9
5025.303		26.0	4.284	-1.919	-7.140	20.6
...						
6857.249		26.0	4.076	-2.125	-7.820	22.2
6861.937		26.0	2.424	-3.852	-7.637	18.7
5100.655		26.1	2.807	-4.212	-7.892	20.4
5132.661		26.1	2.807	-4.088	-7.894	24.8
...						
6369.459		26.1	2.891	-4.203	-7.899	19.0
6416.919		26.1	3.892	-2.754	-7.873	39.8

FIGURA 4.2: Formato da lista de linhas de entrada do ARES v2.

O tutorial de instalação do ARES v2 pode ser encontrado no Apêndice B.4.

4.1 Parâmetros Atmosféricos

Para a extração dos parâmetros atmosféricos, sendo estes temperatura efetiva (T_{ef}), gravidade superficial ($\log g$), metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]^3$) e velocidade de microturbulência (ξ), utilizamos o código de Ghezzi et al. (2018) desenvolvido em Python. Ele tem como parâmetros iniciais: (i) modelo de atmosfera; (ii) lista de larguras equivalentes de linhas de Fe I e Fe II; (iii) chute inicial para os parâmetros atmosféricos. Assim, estamos utilizando uma lista contendo 158 linhas de Fe I e 18 linhas de Fe II localizadas entre 5023-6862 Å (Ghezzi et al. 2018; ver Tabela C.2) e as larguras equivalentes de todas as linhas são medidas automaticamente pelo ARES v2 com `lineresol = 0.1 mÅ`. Ademais, estamos usando como chute inicial, para cada estrela, os valores de T_{ef} , $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ do catálogo Hypatia e $\xi = 1.000$ km/s. Com o chute inicial, é gerado um modelo de atmosfera e este é utilizado em conjunto com a lista de larguras equivalentes no *driver* `abfind` do MOOG. Na Figura 4.3, temos um exemplo do arquivo de entrada do `abfind`, o *batch.par*. Assim, a abundância absoluta de Fe de cada linha é calculada e a *pipeline* inicialmente ajusta retas nos gráficos de abundância absoluta de Fe em função do potencial de excitação, EP, e da largura equivalente reduzida, $\log(\text{EW}/\lambda)$ e remove as linhas de Fe I que estejam 0.5 dex acima ou abaixo destas retas. Em seguida, remove linhas de Fe II com valores de abundâncias acima ou abaixo de 0.5 dex da média inicial para retirar linhas com medidas erradas. Após estas duas etapas iniciais, a *pipeline* faz a iteração até achar a solução, faz um corte removendo linhas com abundâncias muito discrepantes (*outliers*, corte em 2σ) e a lista de linhas é atualizada sem as linhas *outliers*. Em seguida, repete este procedimento e, por fim, faz a iteração final. Agora, para entender a física por trás dos procedimentos aplicados pela *pipeline* após estas três etapas descritas, precisamos lembrar alguns conceitos de Atmosferas Estelares. Para isso, vamos nos basear no desenvolvimento feito por Takeda et al. (2002).

```

abfind
terminal      'x11'
standard_out  'espectro_output.txt'
summary_out   'ab_espectro.txt'
model_in      'atm_espectro.txt'
lines_in      'ew_espectro.txt'
atmosphere    1
molecules     2
lines         1
flux/int      0
damping       1
units         0
plot          0

```

FIGURA 4.3: Arquivo de entrada do *driver* `abfind` do MOOG.

³ $[\text{Fe}/\text{H}] = \log(N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}})_{\star} - \log(N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}})_{\odot}$

Através das equações de Saha e Boltzmann, podemos relacionar o estado de excitação e ionização de um gás em ETL com a pressão e a temperatura e, por sua vez, determinar a densidade numérica de átomos nesses estados. Para a densidade numérica dos átomos de Fe I (n_i^I) e Fe II (n_j^{II}), temos (e.g., Takeda 1991):

$$n_i^I \propto \epsilon T_{\text{ef}}^{-3/2} n_e e^{(\chi_{\text{ion}} - \chi_i)/kT_{\text{ef}}} \quad (4.1)$$

$$n_j^{II} \propto \epsilon e^{-\chi_j/kT_{\text{ef}}}, \quad (4.2)$$

onde ϵ é a abundância absoluta de Fe, χ_{ion} é o potencial de ionização do Fe (7.9 eV), χ_i e χ_j são os potenciais de excitação dos níveis i e j , k é a constante de Boltzmann e n_e é a densidade numérica de elétrons.

A largura equivalente da linha (i.e., intensidade da linha) de absorção observada está associada à razão dos coeficientes de absorção de massa da linha (l_ν) e do contínuo (κ_ν), onde ν representa a dependência destes com o comprimento de onda (ver Capítulo 13 de Gray 1992). Utilizando a formulação de Gray 1992, temos:

$$l_i^I \propto \epsilon T_{\text{ef}}^{-3/2} g^{1/3} e^{(\chi_{\text{ion}} - \chi_i)/kT_{\text{ef}}} \quad (4.3)$$

$$l_j^{II} \propto \epsilon e^{-\chi_j/kT_{\text{ef}}} \quad (4.4)$$

$$\kappa_\nu \propto g^{1/3}, \quad (4.5)$$

onde l_i^I e l_j^{II} são os coeficientes de absorção por massa das linhas de Fe I e Fe II, respectivamente, e g é a gravidade. Assim, obtemos, para estrelas de tipo solar, a abundância absoluta de Fe em função de T_{ef} e $\log g$:

$$\epsilon^I \propto T_{\text{ef}}^{3/2} e^{-(\chi_{\text{ion}} - \chi_i)/(kT_{\text{ef}})} \quad (4.6)$$

$$\epsilon^{II} \propto e^{\chi_j/(kT_{\text{ef}})} g^{1/3}. \quad (4.7)$$

Tendo como base a Equação 4.6, podemos estimar a T_{ef} ao encontrar o equilíbrio de excitação, em outras palavras, um valor que faça com que a abundância média de várias linhas de Fe I tenda para um mesmo valor (i.e., $\langle A(\text{Fe I}) \rangle$ seja independente de χ_{ex}), ou seja, a inclinação dos pontos no espaço χ_{ex} *versus* $A(\text{Fe I})$ seja próxima de zero (ver painel superior da Figura 4.5). Além disso, como a sensibilidade da variação de ϵ^I com T_{ef} é maior quanto menor χ , as linhas com baixos potenciais de excitação são as que mais influenciam na determinação da T_{ef} . Dessa forma, se, ao chutar um valor de T_{ef} , encontrar uma inclinação positiva para os pontos, i.e., abundâncias baixas especialmente para as linhas com baixos potenciais de excitação, precisamos aumentar o

valor do nosso chute para podermos explicar as larguras equivalentes observadas. Caso contrário, precisamos diminuir nosso chute de T_{ef} ao encontrar inclinação negativa.

Ao mesmo tempo, precisamos encontrar o equilíbrio de ionização entre as linhas de Fe I e Fe II utilizando as Equações 4.6 e 4.7, em outras palavras, valores de T_{ef} e $\log g$ que façam com que a abundância média das linhas de Fe I seja igual à abundância média das linhas de Fe II. Pela Equação 4.7, encontramos que $\partial\epsilon^{\text{II}}/\partial g > 0$, dessa forma, se, ao chutar um valor de $\log g$, encontrar $\langle A(\text{Fe I}) \rangle - \langle A(\text{Fe II}) \rangle > 0$, precisamos aumentar o valor do nosso chute para aumentar a abundância média das linhas de Fe II. Caso contrário, precisamos diminuir nosso chute de $\log g$.

Por último, temos a velocidade de microturbulência (ξ) como um parâmetro utilizado para descrever movimentos em pequena escala das células convectivas da fotosfera em 1D. Estes movimentos causam o alargamento das linhas espectrais e, junto com o alargamento térmico causado pelo movimento térmico das partículas — onde cada partícula tem um componente de velocidade diferente ao longo da linha de visada do observador — podem ser modelados por perfis Gaussianos. O alargamento térmico pode ser calculado a partir da T_{ef} da atmosfera, mas a ξ é determinada durante a análise espectral observando os perfis de linhas espectrais fracas e fortes, da mesma espécie, através da largura equivalente reduzida, $\log(\text{EW}/\lambda)$. Contudo, apenas as linhas mais fortes são as mais afetadas pela velocidade de microturbulência, uma vez que este parâmetro foi incorporado na largura de Doppler com o objetivo de corrigir as diferenças observadas entre as curvas de crescimento (COG; ver Figura 4.4) — função que descreve a largura equivalente das linhas espectrais (ou largura equivalente reduzida) em função da densidade de absorvedores que geraram essas linhas (N) — empírica e a observada, visto que o alargamento dessas linhas não poderia ser explicado apenas com o alargamento térmico (e.g., Takeda et al. 2002; Mucciarelli 2011). Assim, a microturbulência e o alargamento térmico estão incorporados no perfil observado da linha espectral como $\Delta\lambda_{\text{D}}$ (ver Capítulo 13 de Gray 1992):

$$\log(\text{EW}/\lambda) \propto \log(A) + \log(\Delta\lambda_{\text{D}}) \quad (4.8)$$

$$\Delta\lambda_{\text{D}} = \frac{\lambda_0}{c} \left(\frac{2kT}{m} + \xi^2 \right)^{\frac{1}{2}}, \quad (4.9)$$

onde A é a abundância, $\Delta\lambda_{\text{D}}$ é a “largura de Doppler” que representa a variação do comprimento de onda central da linha causada pelo alargamento térmico e pela microturbulência (dispersão do perfil Gaussiano), λ_0 é o comprimento de onda central da linha em repouso, c é a velocidade da luz e m é a massa do átomo. Portanto, podemos ver, pela Equação 4.8 e pela Figura 4.4, que podemos estimar a ξ a partir da inclinação dos pontos no espaço $\log(\text{EW}/\lambda)$ versus $A(\text{Fe})$. Assim, caso as linhas mais fortes estejam

com abundâncias altas, encontraremos uma inclinação positiva no gráfico, e podemos aumentar o chute de ξ para ajustar esta inclinação. Caso contrário, podemos diminuir nosso chute de ξ .

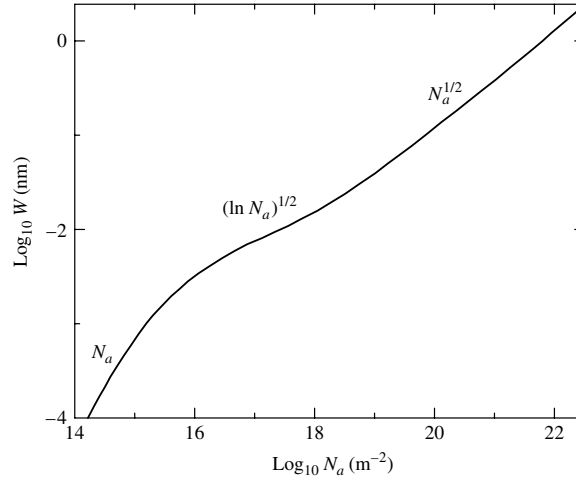


FIGURA 4.4: Figura 9.21 de Carroll & Ostlie (1996) mostrando a curva de crescimento da linha K do Ca II. No eixo y, temos o logaritmo da largura equivalente e, no eixo x, temos o logaritmo do número de átomos absorvedores por unidade de área (densidade de coluna). Inicialmente, com o aumento de átomos absorvedores, a curva de crescimento cresce de forma linear ($W \propto N_a$). Contudo, quando o centro da linha satura, temos um crescimento de forma mais lenta ($W \propto \ln N_a$) — visto que o aumento acontece principalmente nas asas da linha. Por fim, passando dessa fase, o crescimento fica mais rápido ($W \propto N_a^{1/2}$), uma vez que as asas também saturam.

Finalmente, podemos entrar na parte iterativa do código, onde ele analisa simultaneamente 4 condições de convergência:

1. Inclinação dos pontos em χ_{ex} versus $A(\text{Fe})$ deve ser nula (equilíbrio de excitação);
2. Inclinação dos pontos em $\log(\text{EW}/\lambda)$ versus $A(\text{Fe})$ deve ser nula;
3. $\langle A(\text{Fe I}) \rangle = \langle A(\text{Fe II}) \rangle$ (equilíbrio de ionização);
4. $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{linhas}} = \langle A(\text{Fe I})_{\star} \rangle - A(\text{Fe})_{\odot}^4 = [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{modelo}}$,

sendo a última a condição de que a metalicidade média encontrada das linhas de Fe I (abundância absoluta média das linhas de Fe I menos a abundância absoluta solar de Asplund et al. (2009)) deve ser a mesma metalicidade do modelo de atmosfera utilizado no *driver* `abfind`, juntamente com a lista de linhas de Fe I e Fe II, para determinar as abundâncias das linhas.

A *pipeline* realiza três rodadas iterativas. Ao fim da primeira rodada, ele atualiza a lista de linhas removendo linhas *outliers* (corte em 2σ) e começa a segunda rodada

⁴ $A(\text{Fe})_{\odot} = 7.50$ (Asplund et al. 2009).

repetindo o mesmo processo. Por fim, realiza a última rodada e obtém os parâmetros atmosféricos finais (ver Figura 4.5) e o modelo de atmosfera final da estrela (ver Figura 4.6).

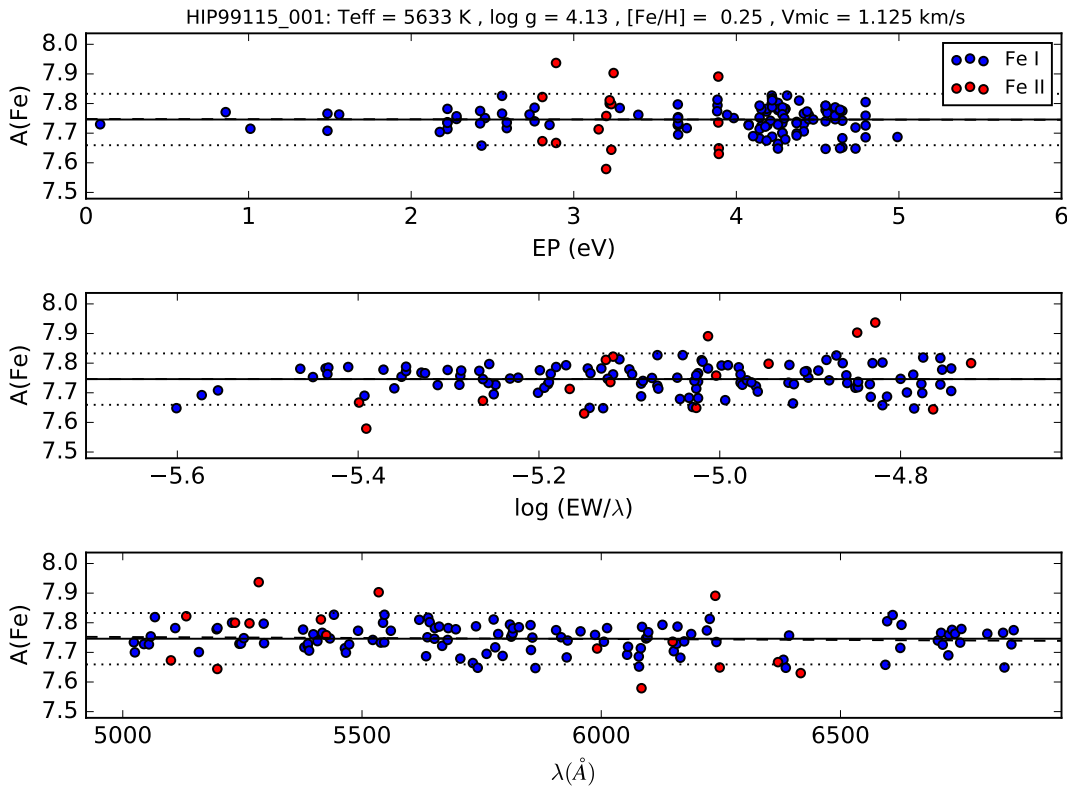


FIGURA 4.5: Gráficos de abundância absoluta de Fe *versus* potencial de excitação (χ_{ex} ou EP, painel superior), largura equivalente reduzida ($\log(\text{EW}/\lambda)$, painel do meio) e comprimento de onda (λ , painel inferior) gerados na extração dos parâmetros atmosféricos do espectro HIP99115.001 com o MOOG. No título estão os valores finais encontrados para os parâmetros atmosféricos. Os pontos azuis são as linhas de Fe I e os vermelhos são as linhas de Fe II. A linha contínua é a abundância absoluta média das linhas de Fe I, a linha tracejada é o ajuste linear e as linhas pontilhadas são 2σ em torno da média.

Vimos que os parâmetros atmosféricos estão atrelados entre si e isso faz com que seja necessário avaliar a influência que a variação deles tem um no outro para poder determinar as incertezas associadas aos parâmetros atmosféricos finais da estrela. Dessa forma, os erros associados a cada parâmetro são estimados das seguintes formas:

1. ξ (σ_{ξ}): Temos que a inclinação dos pontos $\log(\text{EW}/\lambda)$ *versus* $A(\text{Fe})$ é $0 \pm \sigma$. Assim, variamos a ξ até que a inclinação seja igual a $+\sigma$ e, dessa forma, obtemos um $\Delta\xi$. Fazemos o mesmo até encontrar a inclinação $-\sigma$ e outro valor de $\Delta\xi$. Por fim, utilizamos a maior $\Delta\xi$ como o erro em ξ associado à ξ ;
2. T_{ef} ($\sigma_{T_{\text{ef}}}$): Esta, por sua vez, tem dois erros associados: o erro da própria T_{ef} , calculado de forma similar ao Item 1, e o erro em T_{ef} associado à ξ . Para estimar


```

KURUCZ
#ODFNEW: Teff=5633,log g=4.13,[Fe/H]=0.25,Vmic=1.125
NTAU      72
4.77325134E-04 3486.9 6.880E+00 1.787E+09 2.921E-04 7.666E-02 2.000E+05
6.28729228E-04 3504.7 9.055E+00 2.287E+09 3.224E-04 7.824E-02 2.000E+05
8.11548559E-04 3524.4 1.167E+01 2.882E+09 3.563E-04 7.719E-02 2.000E+05
...
8.58946478E+00 9674.7 1.216E+05 3.776E+15 5.633E+01 5.279E+00 2.000E+05
8.89872873E+00 9842.7 1.262E+05 4.409E+15 6.720E+01 4.928E+00 2.000E+05
9.24732799E+00 9999.8 1.314E+05 5.087E+15 7.892E+01 4.915E+00 2.000E+05
1.125E+05
NATOMS    1  0.25
          3.00    3.30
NMOL      19
          6.1     7.1     8.1     12.1    22.1
          101.0   106.0   107.0   108.0   112.0
          606.0   607.0   608.0   707.0   708.0   808.0   822.0
          10108.0 60808.0

```

FIGURA 4.6: Arquivo de texto contendo o modelo de atmosfera Kurucz ATLAS9 para o espectro HIP99115.001.

o último, alteramos o valor de ξ para $\xi + \sigma_\xi$ que, por sua vez, faz com que a inclinação do gráfico χ_{ex} versus $A(\text{Fe})$ não seja mais nula. Assim, alteramos T_{ef} até que a inclinação volte a ser nula e, dessa forma, encontramos um valor de ΔT_{ef} . Repetimos o processo para $\xi - \sigma_\xi$, encontramos outro valor de ΔT_{ef} e utilizamos a maior diferença encontrada como o erro em T_{ef} associado à ξ ;

3. $\log g$ ($\sigma_{\log g}$): Esta, por sua vez, tem três erros associados: erros em $\log g$ associados à ξ e à T_{ef} , calculados da mesma forma descrita no Item 2 para estimar o erro em T_{ef} associado à ξ , e o erro da própria $\log g$. Para estimar o último, variamos $\log g$ até que a diferença entre as abundâncias médias das linhas de Fe I e Fe II seja igual ao desvio padrão da média das abundâncias das linhas de Fe II, obtendo assim um $\Delta \log g$;
4. $[\text{Fe}/\text{H}]$ ($\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$): Este, por sua vez, tem quatro erros associados: erros em $[\text{Fe}/\text{H}]$ associados à ξ , T_{ef} e $\log g$, calculados da mesma forma descrita no Item 2, e o erro da própria $[\text{Fe}/\text{H}]$. Para o último, estimamos a incerteza considerando o número de linhas de Fe I utilizadas, $\sigma_{A(\text{Fe I})}/\sqrt{n_{\text{linhas}}}$, onde $\sigma_{A(\text{Fe I})}$ é o desvio padrão da média das abundâncias das linhas de Fe I.

Finalmente, os erros para cada parâmetro são somados em quadratura e obtemos as incertezas associadas aos parâmetros atmosféricos finais.

4.2 Abundâncias

Para todas as técnicas implementadas nesta seção, é necessário que o espectro já tenha seus parâmetros atmosféricos determinados e seu modelo de atmosfera gerado (ver Seção 4.1). As linhas de C, O e S utilizadas neste trabalho foram fornecidas por Luan Ghezzi através de comunicação privada e podem ser encontradas na Tabela 4.1. Os parâmetros atômicos das linhas de C, O e S foram retirados do Vienna Atomic Line Database⁵ (VALD3; Ryabchikova et al. 2015), com exceção dos valores de $\log gf$. Para o C e o S, foram utilizados $\log gf$ solares calculados por Luan Ghezzi (comunicação privada) utilizando as larguras equivalentes medidas no Atlas Solar de Hinkle et al. (2000). Para o O, o valor de $\log gf$ foi retirado de Allende Prieto et al. (2001) (seguindo o procedimento de Schuler et al. 2015 e Teske et al. 2015). Vale a pena ressaltar que todas as abundâncias obtidas são abundâncias absolutas, i.e., $A(X) = 12 + \log(N_X/N_H)$.

ID	λ_{central} (Å)	Z_e	EP (eV)	$\log gf$	C_6
C I	5052.167	6.0	7.685	-1.318	0.000
C I	5380.337	6.0	7.685	-1.608	0.000
C I	6587.610	6.0	8.537	-1.104	0.000
[O I]	6300.304	8.0	0.000	-9.717	0.000
S I	4694.113	16.0	6.524	-1.621	-7.350
S I	4695.443	16.0	6.524	-1.781	-7.350
S I	6045.972	16.0	7.868	-0.709	-7.020
S I	6052.528	16.0	7.870	-2.047	-7.020
S I	6743.483	16.0	7.866	-1.555	-7.160
S I	6757.150	16.0	7.870	-0.308	-7.160

TABELA 4.1: Lista de linhas utilizadas para a determinação das abundâncias de C, O e S. As colunas são a identificação da linha, o comprimento de onda central da linha, o número atômico do elemento e o estado de ionização (0 para elementos neutros), potencial de excitação da transição, força de oscilador vezes peso estatístico e constante de amortecimento de Van der Waals, respectivamente.

4.2.1 Carbono

Determinamos as abundâncias de C a partir de três linhas do C I (5052 Å, 5380 Å e 6587 Å) utilizando o *driver* `abfind` do MOOG. As medidas de largura equivalente das linhas foram obtidas de forma automática com o ARES v2. Na Figura 4.7, temos o exemplo de um arquivo de saída do MOOG contendo as abundâncias de C.

⁵<http://vald.astro.uu.se/>

```

ALL abundances NOT listed below differ from solar by -0.34 dex
#Line list for elements with no HFS
#ODFNEW: Teff=5479,log g=4.54,[Fe/H]=-0.34,Vmic=0.921 vt= 0.92 M/H=-0.34

Abundance Results for Species C I (input abundance = 8.090)
wavelength ID EP logGF EWin logRWin abund delavg
5052.167 6.00000 7.685 -1.318 17.40 -5.463 8.234 -0.024
5380.337 6.00000 7.685 -1.608 10.10 -5.726 8.258 0.000
6587.610 6.00000 8.537 -1.104 5.80 -6.055 8.283 0.024
average abundance = 8.258 std. deviation = 0.024 #lines = 3
No statistics done for E.P. trends
R.W. correlation: slope = -0.081 intercept = 7.793 corr. coeff. = -0.998
wav. correl.: slope = 2.830D-05 intercept = 8.098 corr. coeff. = 0.949

```

FIGURA 4.7: Arquivo de saída do MOOG contendo as abundâncias de carbono.

4.2.2 Oxigênio

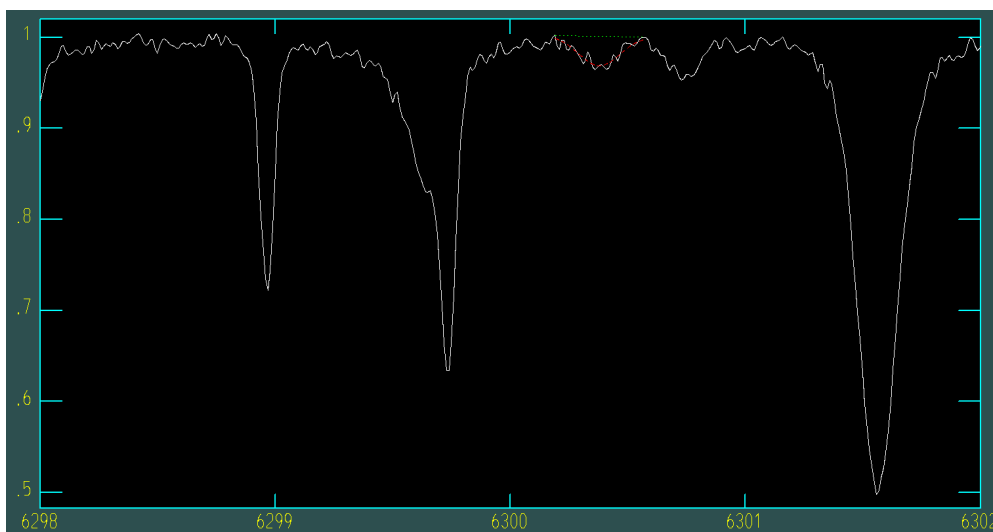
Determinamos as abundâncias de oxigênio a partir da linha proibida [O I] em 6300 Å utilizando o *driver blends* do MOOG, visto que esta linha possui uma forte mistura com linhas do Ni I (6300.335 Å e 6300.535 Å) — podendo ter casos onde 60% da largura equivalente da linha é, na realidade, contribuição do Ni I (e.g., Bertran de Lis et al. 2015). Além disso, a linha também é contaminada por bandas telúricas e pela banda do CN (e.g., Allende Prieto et al. 2001; Teske et al. 2013). O valor de $\log gf$ do Ni I utilizado é o de Johansson et al. (2003), pesado por Bensby et al. (2004) (seguindo o procedimento de Schuler et al. 2015 e Teske et al. 2015). Vale a pena ressaltar que, por mais que o tripleto do O I em 7774 Å seja amplamente utilizado para determinar abundâncias de O em estrelas FGK (e.g., Steffen et al. 2015; Amarsi et al. 2019; Bergemann et al. 2021), não foi possível utilizá-lo pois os espectros HARPS não contemplam essa região espectral.

As medidas de largura equivalente da linha foram feitas de forma manual utilizando a tarefa *splot* do IRAF, pois a linha é muito fraca (larguras equivalentes típicas de ~ 8 mÅ para estrelas de tipo solar, Bertran de Lis et al. 2015) e isso dificulta a utilização do ARES v2. Para facilitar o procedimento manual, utilizamos os parâmetros “xmin” e “xmax” para que só fosse mostrada uma janela de 4 Å de largura com a linha centralizada (ver Listing 4.1). Dentro da janela, tecla-se “k” no que é considerado o início e o fim da linha espectral (ver Figura 4.8) e a tarefa realiza um ajuste gaussiano no perfil observado. Depois, tecla-se “q” para finalizar a execução e a tarefa gera um arquivo chamado *splot.log* contendo o comprimento de onda central, fluxo e a largura equivalente de cada linha conforme obtidos através do ajuste gaussiano.

```

iraf.splot(images = 'espectro_entrada.fits',
           xmin = '6298',
           xmax = '6302')

```

LISTING 4.1: Tarefa `splot` do IRAF.FIGURA 4.8: Exemplo da medição da largura equivalente da linha do [O I] em 6300 Å através de um ajuste gaussiano (linha vermelha) utilizando a tarefa `splot` do IRAF.

Após obter as larguras equivalentes, criamos, para cada espectro, o arquivo de entrada do MOOG que contém os parâmetros atômicos das linhas envolvidas na análise, o “ew_espectro.txt”. Como utilizamos o *driver blends*, marcamos as linhas do Ni I com o comprimento de onda negativo para especificar que a contribuição delas deve ser levada em consideração e retirada da abundância final da linha. Além disso, como as 3 linhas estão misturadas em uma só, todas devem ter o mesmo valor de largura equivalente (ver Figura 4.9).

```

#Line list for [O I] 6300
6300.304      8.0    0.000   -9.717    0.000      7.6
-6300.335    28.0    4.266   -2.275   -7.750      7.6
-6300.355    28.0    4.266   -2.695   -7.750      7.6

```

FIGURA 4.9: Exemplo de lista de linhas de entrada para a análise do [O I] utilizando o *driver blends* do MOOG.

Após executar o MOOG, percebemos que as abundâncias de oxigênio encontradas estavam muito altas e isso poderia significar que a contribuição do Ni I não estava sendo bem contabilizada. O procedimento padrão do MOOG é assumir que a abundância de todos os elementos é igual à abundância solar adicionada à metalicidade da estrela (valores solares de Asplund et al. 2009). Por exemplo, se temos uma estrela com [Fe/H]

= 0.03 dex, sua abundância de Ni dentro do MOOG será:

$$A(\text{Ni})_{\star} = A(\text{Ni})_{\odot} + [\text{Fe}/\text{H}]_{\star} = 6.22 + 0.03 = 6.25 \text{ dex.}$$

Contudo, este valor é apenas uma aproximação e não é necessariamente o valor real. Portanto, para melhorar a acurácia das abundâncias de Ni das estrelas, determinamos as abundâncias deste elemento a partir de uma lista de 37 linhas de Ni I (ver Tabela C.3) utilizando o *driver* `abfind` do MOOG. As larguras equivalentes das linhas foram medidas de forma automática utilizando o ARES v2.

Por fim, especificamos o quanto a abundância de Ni assumida pelo MOOG deveria ser corrigida utilizando o parâmetro `abundances` no arquivo de entrada do MOOG, o *batch.par* (ver Figura 4.10). A correção da abundância de Ni adicionada é

$$\Delta A(\text{Ni}) = A(\text{Ni})_{\text{medida}} - A(\text{Ni})_{\odot},$$

onde $A(\text{Ni})_{\text{medida}}$ é a abundância de Ni encontrada.

```

blends
terminal      'x11'
standard_out  'espectro_output.txt'
summary_out   'ab_espectro.txt'
model_in      'atm_espectro.txt'
lines_in      'ew_espectro.txt'
atmosphere    1
molecules     2
lines         1
flux/int      0
damping       1
units         0
plot          0
nblenlimits
  0.5  0.001  8.0
abundances   1  1
             28 0.05

```

FIGURA 4.10: Alterações no arquivo *batch.par* do MOOG para corrigir as abundâncias de Ni durante a análise do O com o *driver* `blends`. Neste exemplo, $\Delta A(\text{Ni}) = 0.05$ dex.

Na Figura 4.11, temos o exemplo de um arquivo de saída do MOOG contendo a abundância de O.

4.2.3 Enxofre

Determinamos as abundâncias de enxofre a partir de 6 linhas do S I (4694 Å, 4695 Å, 6045 Å, 6052 Å, 6743 Å e 6757 Å, sendo as 4 últimas multipletos) utilizando o *driver* `blends` do MOOG e medidas de largura equivalente feitas com o ARES v2. Assim como

```

#Line list for [O I] 6300
#ODFNEW: Teff=5571,log g=4.57,[Fe/H]=0.00,Vmic=1.033 vt= 1.03 M/H=0.00

Abundance Results for Species O I (input abundance = 8.960)
wavelength ID EP logGF EWin logRWin abund delavg
6300.304 8.00000 0.000 -9.717 6.60 -5.799 8.790 0.000
6300.335 28.00000 4.266 -2.275 6.60 -5.799 999.990 999.990
6300.355 28.00000 4.266 -2.695 6.60 -5.799 999.990 999.990
average abundance = 8.790 std. deviation = 0.000 #lines = 1
No statistics done for E.P. trends
No statistics done for R.W. trends
No statistics done for wavelength trends

```

FIGURA 4.11: Arquivo de saída do MOOG contendo as abundâncias de oxigênio. As linhas de Ni aparecem com abundâncias e desvios de 999.990 dex, mas esses valores não são considerados na abundância final.

no caso do oxigênio, todas as linhas, exceto 4694 Å e 4695 Å, estão misturadas com outras linhas, contudo, neste caso, elas estão misturadas com linhas do próprio S I. Portanto, identificamos as linhas “extras” de S I com o comprimento de onda negativo. Na Figura 4.12, temos o exemplo de um arquivo de saída do MOOG contendo a abundância de S e as linhas “extras” podem ser vistas com abundâncias e desvios de 999.990 dex.

```

# Line list for S
#ODFNEW: Teff=5803,log g=4.42,[Fe/H]=0.22,Vmic=1.036 vt= 1.04 M/H= 0.22

Abundance Results for Species S I (input abundance = 7.340)
wavelength ID EP logGF EWin logRWin abund delavg
4694.113 16.00000 6.524 -1.621 20.40 -5.362 7.449 0.117
4695.443 16.00000 6.524 -1.781 12.60 -5.571 7.326 -0.005
6045.972 16.00000 7.868 -0.709 21.20 -5.455 999.990 999.990
6045.992 16.00000 7.868 -1.299 21.20 -5.455 999.990 999.990
6046.038 16.00000 7.868 -0.505 21.20 -5.455 7.229 -0.103
6052.528 16.00000 7.870 -2.047 20.40 -5.472 999.990 999.990
6052.594 16.00000 7.870 -1.202 20.40 -5.472 999.990 999.990
6052.656 16.00000 7.870 -0.615 20.40 -5.472 7.462 0.131
6743.483 16.00000 7.866 -1.555 13.80 -5.689 999.990 999.990
6743.540 16.00000 7.866 -1.104 13.80 -5.689 999.990 999.990
6743.580 16.00000 7.866 -1.004 13.80 -5.689 7.265 -0.067
6743.580 16.00000 7.866 -1.354 13.80 -5.689 999.990 999.990
6743.640 16.00000 7.866 -1.184 13.80 -5.689 999.990 999.990
6757.150 16.00000 7.870 -0.308 25.60 -5.422 7.259 -0.073
6756.750 16.00000 7.870 -1.670 25.60 -5.421 999.990 999.990
6756.851 16.00000 7.870 -1.760 25.60 -5.422 999.990 999.990
6756.960 16.00000 7.870 -0.830 25.60 -5.422 999.990 999.990
average abundance = 7.332 std. deviation = 0.101 #lines = 6
No statistics done for E.P. trends
No statistics done for R.W. trends
wav. correl.: slope = -5.679D-05 intercept = 7.663 corr. coeff. = -0.525

```

FIGURA 4.12: Arquivo de saída do MOOG contendo as abundâncias de enxofre. As linhas de S I com o comprimento de onda negativo aparecem com abundâncias e desvios de 999.990 dex, mas esses valores não são considerados na abundância final.

Para o C, Ni e S, removemos linhas com desvios acima de 0.15 dex, i.e., $\text{de}1\text{avg} \geq 0.15$ dex (ver Figuras 4.7 e 4.12).

4.2.4 Erros associados

Uma vez que os parâmetros atmosféricos possuem incertezas associadas, devemos incluir a contribuição de cada uma delas na incerteza final associada às abundâncias. Para isso, interpolamos 2 modelos de atmosfera para cada parâmetro, variando seu valor ao somar ou subtrair sua incerteza associada. Para facilitar o entendimento, utilizando a T_{ef} como exemplo, caso a T_{ef} do espectro seja 6000 ± 50 K, interpolamos um modelo com $T_{\text{ef}} = 6050$ K e outro com $T_{\text{ef}} = 5950$ K. Depois disso, estimamos as abundâncias para cada um dos modelos, calculamos o módulo da diferença entre elas e o valor final e selecionamos o maior valor entre os dois como a incerteza associada àquele parâmetro, $\sigma_{A(X),T_{\text{ef}}}$. Assim, fizemos este procedimento para T_{ef} , $[\text{Fe}/\text{H}]$, $\log g$ e ξ e obtivemos 4 incertezas diferentes.

Além disso, no caso do C, Ni e S, por estarmos utilizando mais de uma linha atômica, há uma incerteza associada à distribuição das abundâncias encontradas por cada linha. Assim, estimamos esta incerteza, σ_{linhas} , utilizando o desvio padrão da média da distribuição de abundâncias. Já para o caso do O, não temos a σ_{linhas} , mas temos a incerteza associada à abundância de Ni utilizada. Dessa forma, estimamos esta incerteza ($\sigma_{A(O),Ni}$) utilizando o mesmo procedimento dos parâmetros atmosféricos, ou seja, variando a abundância de Ni de acordo com sua incerteza.

Na Tabela 4.2, listamos as diferenças típicas encontradas ao variar T_{ef} em ± 50 K, $[\text{Fe}/\text{H}]$ em ± 0.05 dex, $\log g$ em ± 0.1 dex, ξ em ± 0.1 dex, larguras equivalentes em ± 0.5 mÅ e ± 1 mÅ e, para o caso do O, a abundância de Ni em ± 0.05 dex e 0.10 dex. Para isso, selecionamos cerca de 20 espectros, de forma aleatória, e variamos as quantidades citadas acima. Utilizando a T_{ef} como exemplo, determinamos a abundância da estrela para $T_{\text{ef}} = T_{\text{ef}} + 50$ K e, posteriormente, para $T_{\text{ef}} = T_{\text{ef}} - 50$ K e calculamos o módulo da diferença entre essas duas abundâncias. Finalmente, ao fazer isso para todos os espectros, utilizamos a média da distribuição de diferenças encontradas como a diferença típica. Vemos que as abundâncias de C são muito sensíveis à T_{ef} e $\log g$, com diferenças de 0.064 dex e 0.047 dex, respectivamente. Já as abundâncias de O são bastante sensíveis às medidas de largura equivalente, com diferenças de 0.067 dex, e 0.135 dex para variações de ± 0.5 mÅ e ± 1 mÅ, à variação de $\log g$, com 0.088 dex, e às variações na abundância de Ni, com 0.056 dex para $\Delta A(\text{Ni})$ de ± 0.1 dex. O Ni apresenta mais sensibilidade às variações de T_{ef} e EW, com 0.055 dex e 0.057 dex em ± 1 mÅ, respectivamente. Por fim, o S apresentou bastante sensibilidade às variações de

EW, $\log g$ e, em menor escala, à variação de T_{ef} , com diferenças de 0.071 dex em ± 1 mÅ, 0.064 dex e 0.044 dex, respectivamente.

Para calcular a incerteza final das abundâncias, somamos todos os erros associados em quadratura:

- C, Ni e S: $\sqrt{\sigma_{A(X),T_{\text{ef}}}^2 + \sigma_{A(X),[\text{Fe}/\text{H}]}^2 + \sigma_{A(X),\log g}^2 + \sigma_{A(X),\xi}^2 + \sigma_{A(X),\text{linhas}}^2}$;
- O: $\sqrt{\sigma_{A(O),T_{\text{ef}}}^2 + \sigma_{A(O),[\text{Fe}/\text{H}]}^2 + \sigma_{A(O),\log g}^2 + \sigma_{A(O),\xi}^2 + \sigma_{A(O),\text{Ni}}^2}$.

Elemento	$T_{\text{ef}} \pm 50 \text{ K}$	$[\text{Fe}/\text{H}] \pm 0.05 \text{ dex}$	$\log g \pm 0.10 \text{ dex}$	$\xi \pm 0.10$	$\text{EW} \pm 0.5 \text{ m\AA}$	$\text{EW} \pm 1 \text{ m\AA}$	$\text{Ni} \pm 0.05 \text{ dex}$	$\text{Ni} \pm 0.10 \text{ dex}$
C	0.064	0.006	0.047	0.006	0.009	0.028	-	-
O	0.027	0.004	0.088	0.001	0.067	0.135	0.027	0.056
Ni	0.055	0.005	0.008	0.020	0.028	0.057	-	-
S	0.044	0.002	0.064	0.003	0.035	0.071	-	-

TABELA 4.2: Diferenças típicas encontradas para as abundâncias de C, O, Ni e S ao variar parâmetros atmosféricos, larguras equivalentes e, no caso do O, abundância de Ni. Na ordem das colunas, temos o elemento em questão, as diferenças encontradas ao variar T_{ef} em $\pm 50 \text{ K}$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ em $\pm 0.05 \text{ dex}$, $\log g$ em $\pm 0.10 \text{ dex}$, ξ em $\pm 0.10 \text{ dex}$, EW em $\pm 0.5 \text{ m\AA}$ e $\pm 1 \text{ m\AA}$ e abundância de Ni em $\pm 0.05 \text{ dex}$ e $\pm 0.10 \text{ dex}$. Todos os valores listados estão em dex.

Capítulo 5

Resultados

Neste capítulo, iremos analisar os parâmetros atmosféricos e as abundâncias obtidas e compará-las com resultados de outros autores. Para todas as comparações, iremos nos referir aos valores encontrados neste trabalho como Costa-Almeida (CA) e as diferenças sempre são calculadas da forma CA-referência.

Como mencionado no Capítulo 3, algumas estrelas podem ter mais de um espectro associado. Nesse caso, para estrelas com mais de um espectro, a incerteza associada a um certo parâmetro (i.e., parâmetro atmosférico ou abundância) é a média dos erros de cada espectro e o valor final do parâmetro é a média dos valores de cada espectro. Contudo, para estrelas com 4 espectros ou mais, realizamos duas rodadas de cortes, para remover espectros com valores muito discrepantes, utilizando como base a mediana e o MAD¹. Assim, removemos valores acima de mediana + 2MAD e abaixo de mediana - 2MAD, recalculamos a mediana e o MAD e refizemos o corte. O procedimento é similar ao *sigma-clip*, mas é menos suscetível à *outliers* por utilizar como base valores medianos.

Todos os resultados obtidos neste trabalho podem ser encontrados no Apêndice D.

5.1 Parâmetros Atmosféricos

Executamos o programa descrito na Seção 4.1 para determinar os parâmetros atmosféricos dos espectros das 341 estrelas. Durante esta etapa, centenas de espectros não tiveram seus parâmetros finais calculados pois as iterações estavam levando os parâmetros atmosféricos — especialmente T_{ef} e $\log g$ — para valores que extrapolavam

¹Desvio absoluto mediano.

a grade de modelos de atmosfera utilizada (Kurucz ATLAS9 ODFNEW). Por fim, considerando os espectros que tiveram seus parâmetros atmosféricos calculados, removemos espectros com $\xi > 1.4$ km/s, pois notamos que espectros com estes valores de ξ possuíam valores discrepantes dos demais para uma mesma estrela, e com $\log g < 3.8$ dex para manter o limite inferior de $\log g$ utilizado para a seleção da amostra (ver Capítulo 2). Além disso, nos baseando em erros típicos encontrados na literatura (e.g., Nissen and Gustafsson 2018), removemos espectros com: (i) $\sigma_{T_{\text{ef}}} > 50$ K; (ii) $\sigma_{\log g} > 0.11$ dex²; (iii) $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} > 0.05$ dex; (iv) $\sigma_{\xi} > 0.10$ dex. Desse modo, finalizamos a etapa de determinação de parâmetros atmosféricos com 252 estrelas das quais 110 são da amostra \mathcal{P} e 142 são da amostra \mathcal{S} . Os erros típicos finais dos parâmetros são, em média, 30 K, 0.02 dex, 0.08 dex e 0.06 km/s para T_{ef} , $[\text{Fe}/\text{H}]$, $\log g$ e ξ , respectivamente (ver Figura 5.1) — distribuição de erros finais das estrelas, não dos espectros individuais.

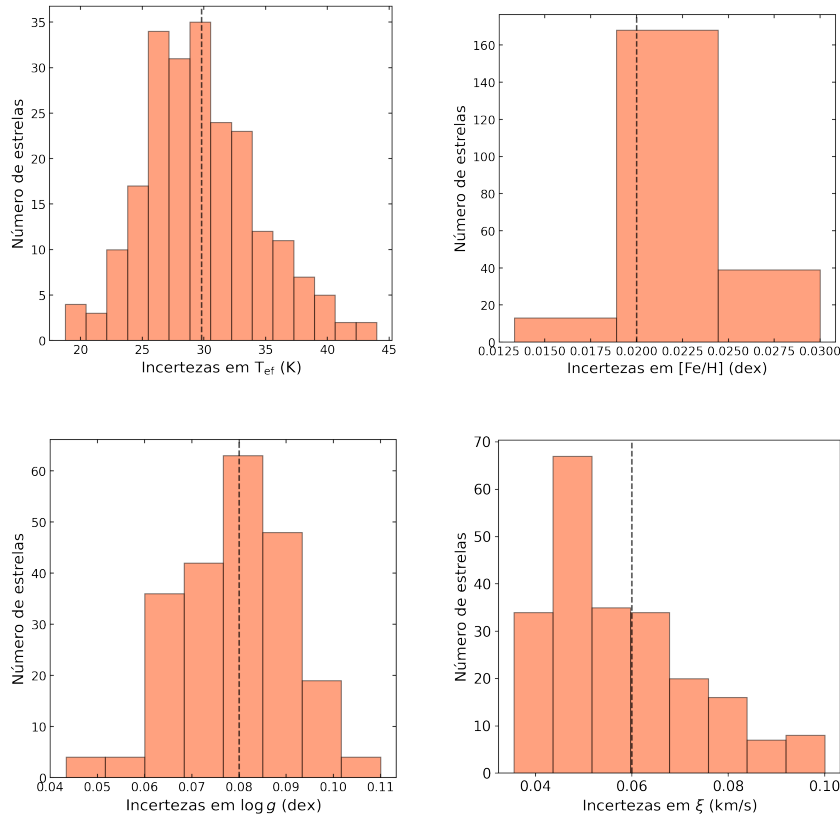


FIGURA 5.1: Histogramas das incertezas finais dos parâmetros atmosféricos. Nos painéis superiores, temos as incertezas associadas à T_{ef} (esquerda) e à $[\text{Fe}/\text{H}]$ (direita) e, nos painéis inferiores, à $\log g$ (esquerda) e à ξ (direita). As linhas tracejadas indicam a média da distribuição.

²Os valores típicos de $\log g$ encontrados na literatura são, na verdade, da ordem de 0.10 dex. Contudo, encontramos muitos espectros bons que estavam com incertezas de 0.11 dex e, por isso, decidimos mantê-los.

Nas próximas subseções, comparamos nossos valores de T_{ef} , $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ com outras referências da literatura.

5.1.1 Brewer & Fischer et al. (2016) [BF16]

Os autores utilizaram síntese espectral para a determinação dos parâmetros atmosféricos de 1617 estrelas FGK observadas com o espectrógrafo HIRES³. Os erros típicos indicados pelos autores são de 25 K, 0.01 dex e 0.028 dex para T_{ef} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$, respectivamente. Obtivemos acordos relativamente bons para 60 estrelas (45 com planetas e 15 sem) em comum com os autores e encontramos diferenças médias de 60 ± 44 K, 0.05 ± 0.04 dex e 0.05 ± 0.08 dex para T_{ef} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$, respectivamente (ver Figura 5.2). De forma geral, as diferenças estão dentro das incertezas típicas. Realizamos regressões lineares das diferenças para analisar possíveis tendências nos dados e encontramos coeficientes de correlação R^2 de 0.08, 0.04 e 0.17 para T_{ef} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$, respectivamente, ou seja, não encontramos tendências significativas para T_{ef} e $[\text{Fe}/\text{H}]$ e uma tendência mínima com $\log g$ — podendo estar sendo bastante influenciada pelas *outliers* aproximadamente entre 4.5 dex e 4.6 dex e pela falta de estrelas com $\log g < 4.20$ dex.

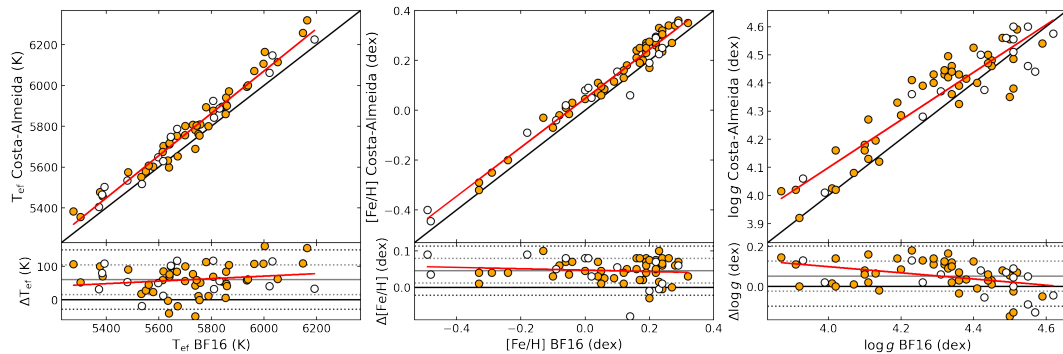


FIGURA 5.2: Nos painéis superiores, temos as comparações dos parâmetros atmosféricos determinados neste trabalho com os de Brewer & Fischer et al. (2016) e, nos painéis inferiores, as diferenças entre os trabalhos (CA-autores). As linhas pretas representam a razão 1:1 (ou diferença 0), as linhas vermelhas representam o resultado da regressão linear dos pontos, a linha cinza contínua representa a média das diferenças, as linhas pontilhadas cinza claro e escuro representam 1σ e 2σ em torno da média, respectivamente. Identificamos, em laranja, as estrelas da amostra \mathcal{P} e, em branco, as estrelas da amostra \mathcal{S} .

³High Resolution Echelle Spectrometer (<https://www2.keck.hawaii.edu/inst/hires/>, Vogt et al. 1994) é um espectrógrafo *echelle* de alta resolução ($25000 < R < 85000$) que opera no intervalo de comprimento de onda de 3000-10000 Å (ultravioleta ao infravermelho próximo). O HIRES está acoplado ao telescópio Keck-I de 10 m de diâmetro, localizado no Observatório W. M. Keck, no Havaí (EUA).

5.1.2 Delgado Mena et al. (2021) [DM21]

Os autores utilizaram os parâmetros atmosféricos determinados por Sousa et al. (2008, 2011a, 2011b) que fazem o uso de uma metodologia similar à descrita na Seção 4.1 — baseadas em medidas de largura equivalente de linhas de Fe I e Fe II feitas com o ARES. Contudo, DM21 utilizaram os parâmetros de Tsantaki et al. (2013) para as estrelas frias que, por sua vez, seguem a mesma metodologia, só que com uma lista de linhas de Fe I e Fe II diferente, cujo objetivo é evitar linhas muito contaminadas por outros elementos (causando superestimação das larguras equivalentes) e linhas muito fortes (fazendo com que o ajuste Gaussiano não descreva bem o perfil da linha).

Obtivemos bons acordos para 100 estrelas (73 com planetas e 27 sem) em comum com DM21 e encontramos diferenças médias de 13 ± 50 K, 0.05 ± 0.04 dex e 0.03 ± 0.12 dex para T_{ef} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$, respectivamente, e R^2 de 0.36, 0.01 e 0.01 nas regressões lineares das diferenças (ver Figura 5.3). Observamos uma tendência moderada em T_{ef} , especialmente para estrelas mais frias — possivelmente ligada ao uso da lista de linhas específica para estrelas frias pelos autores — que se assemelha às diferenças encontradas por Tsantaki et al. (2013) ao comparar suas T_{ef} com as obtidas por Sousa et al. (2008) (ver Figura 5.4). Contudo, ressaltamos que a nossa lista de linhas foi usada por Ghezzi et al. (2018), para estrelas frias e evoluídas, e apresentou um bom desempenho (ver Figura 5.5). Além disso, vemos uma alta dispersão em $\log g$ — o que é esperado, pois é o parâmetro atmosférico mais complicado de determinar. Por fim, as diferenças estão dentro do esperado e não observamos tendências para $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$.

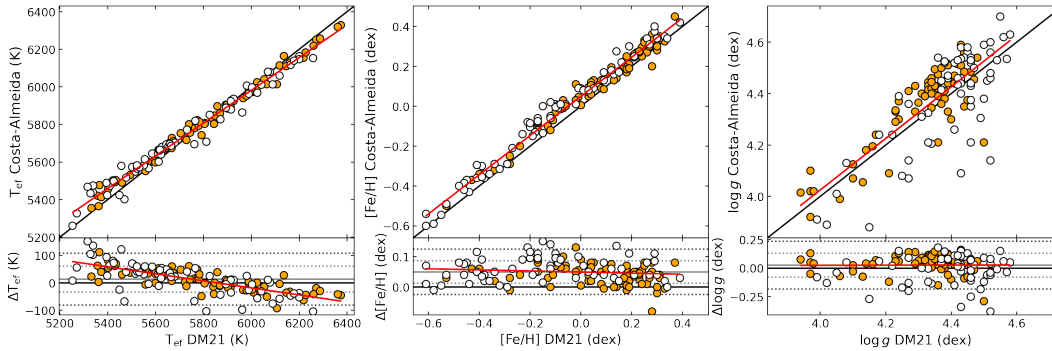


FIGURA 5.3: Comparação dos parâmetros atmosféricos determinados neste trabalho com os de Delgado Mena et al. (2021). A descrição do gráfico segue o mesmo padrão do gráfico da Figura 5.2.

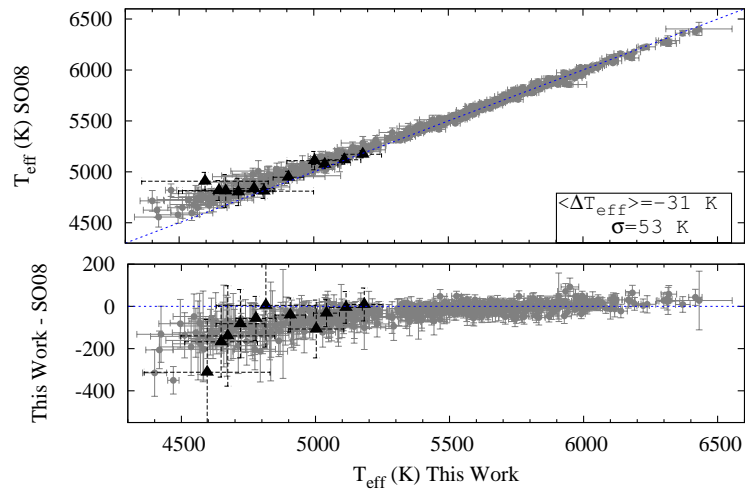


FIGURA 5.4: Figura 2 de Tsantaki et al. (2013) comparando seus valores de T_{ef} (eixo x) com os de Sousa et al. (2008) (eixo y). Os triângulos pretos representam estrelas com planetas detectados e as linhas azuis pontilhadas representam a razão 1:1 (painel superior) ou diferença 0 (painel inferior).

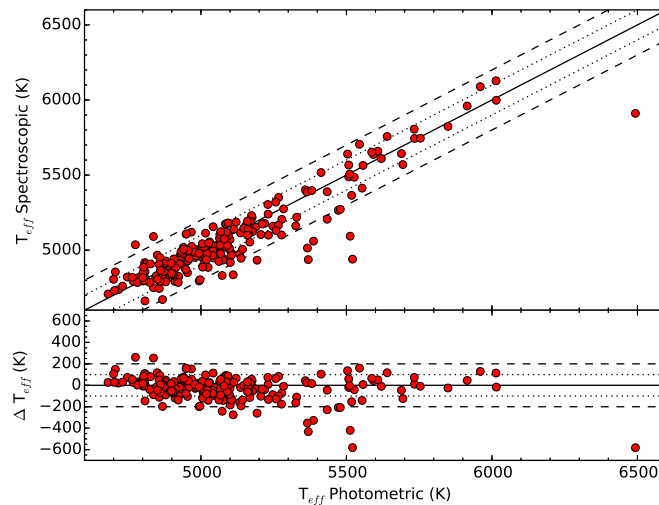


FIGURA 5.5: Figura 5 de Ghezzi et al. (2018) comparando temperaturas efetivas fotométricas (eixo x) e espectroscópicas (eixo y). No painel superior, temos a comparação direta das temperaturas efetivas e, no painel inferior, as diferenças entre elas na forma espectroscópica-fotométrica. As linhas sólidas representam um acordo perfeito e as linhas pontilhadas representam diferenças de $\pm 100 \text{ K}$ e $\pm 200 \text{ K}$, respectivamente.

5.1.3 Catálogo Hypatia [Hyp]

Os parâmetros atmosféricos compilados do catálogo Hypatia são, para T_{ef} e $\log g$, os valores medianos das distribuições destes parâmetros, em cada estrela, do catálogo PASTEL (Soubiran et al. 2016) que, por sua vez, é um compilado de T_{ef} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$ de várias fontes da literatura. Já para $[\text{Fe}/\text{H}]$, o valor apresentado é a mediana

de todas as fontes compiladas pelo catálogo Hypatia⁴. Sendo assim, a comparação com os parâmetros atmosféricos do Hypatia serve para nos dar uma noção de como nossos valores se comportam em relação à média global.

Obtivemos bons acordos com os valores medianos compilados no catálogo Hypatia e encontramos diferenças médias de 19 ± 58 K, 0.06 ± 0.04 dex e 0.02 ± 0.12 dex para T_{ef} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ ⁵ e $\log g$, respectivamente, e coeficientes de correlação R^2 de 0.10, 0.00 e 0.09 para as diferenças (ver Figura 5.6). As diferenças encontradas estão dentro do esperado e as dispersões são típicas.

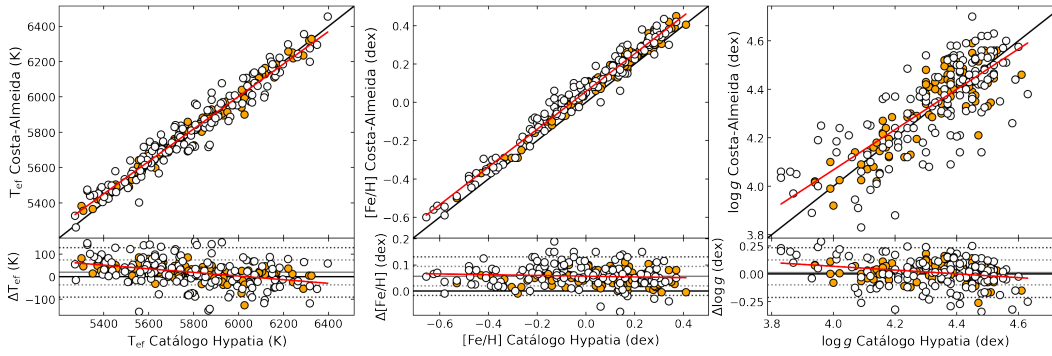


FIGURA 5.6: Comparação dos parâmetros atmosféricos determinados neste trabalho com os presentes no catálogo Hypatia. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.2.

Em resumo, encontramos bons acordos para todos os parâmetros atmosféricos, dispersões boas para $\log g$, e tendências leves ou mínimas em T_{ef} e $\log g$ dependendo do método a ser comparado (ver Tabela 5.1).

Autores	ΔT_{ef} (K)	$\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$ (dex)	$\Delta \log g$ (dex)	R^2 (T_{ef} , $[\text{Fe}/\text{H}]$, $\log g$)
BF16	60 ± 44	0.046 ± 0.04	0.05 ± 0.08	0.08, 0.04, 0.17
DM21	13 ± 50	0.050 ± 0.04	0.03 ± 0.12	0.36, 0.01, 0.01
Hypatia	19 ± 20	0.056 ± 0.06	0.02 ± 0.12	0.10, 0.00, 0.09

TABELA 5.1: Diferenças encontradas entre os parâmetros atmosféricos deste trabalho com os de outros autores. As colunas representam os autores da comparação, as diferenças CA-autores para T_{ef} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$, respectivamente, e o coeficiente de correlação das diferenças (separados por vírgula).

⁴Ressaltamos que existe a possibilidade de obter os valores médios dos parâmetros no momento de baixar o catálogo, mas decidimos optar pelos valores medianos.

⁵Os valores de abundâncias do catálogo Hypatia que foram baixados estão na escala solar de Asplund et al. (2009), ou seja, a mesma que adotamos.

5.2 Carbono

Conseguimos determinar abundâncias de C para 1136 espectros, totalizando 187 estrelas (105 com planetas e 82 sem). O erro típico das abundâncias de C é, em média, 0.036 dex (mediana 0.018 dex) e a distribuição dos erros pode ser vista na Figura 5.7. Na Figura 5.8, podemos ver a distribuição das abundâncias absolutas de C em função de T_{ef} e $\log g$, para as quais encontramos uma abundância absoluta média de 8.521 ± 0.166 dex. Por fim, não identificamos tendências com T_{ef} e $\log g$, visto que encontramos coeficientes de correlação R^2 de 0.04 e 0.02, respectivamente (ver Figura 5.8).

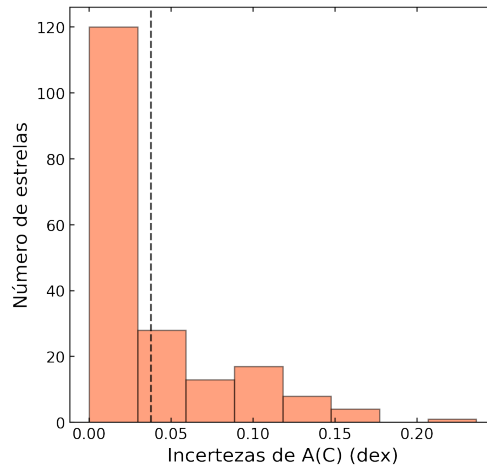


FIGURA 5.7: Histograma dos erros associados às abundâncias de carbono. A linha tracejada representa a média da distribuição.

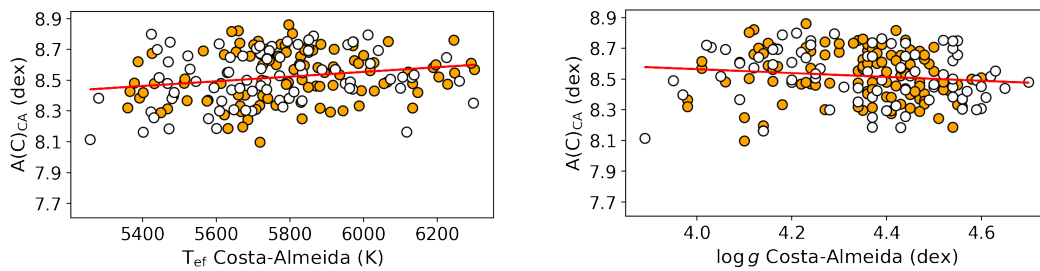


FIGURA 5.8: Distribuição das abundâncias absolutas de C em função da T_{ef} (painel esquerdo) e $\log g$ (painel direito). As linhas vermelhas são o resultado das regressões lineares dos pontos. Identificamos em laranja as estrelas da amostra \mathcal{P} e em branco as estrelas da amostra \mathcal{S} .

Nas próximas subseções, comparamos nossas abundâncias de carbono com outras referências da literatura.

5.2.1 Catálogo Hypatia [Hyp]

Obtivemos um excelente acordo com o comportamento global das abundâncias de C compiladas no catálogo Hypatia para 175 estrelas (105 com planetas e 70 sem) e encontramos uma diferença média de -0.007 ± 0.079 dex e $R^2 = 0.01$, ou seja, nenhuma tendência com T_{ef} e uma dispersão baixa (ver Figura 5.9). Também analisamos a distribuição das abundâncias de C compiladas no catálogo Hypatia, dessas mesmas estrelas, e encontramos uma abundância média de 8.530 ± 0.192 dex e $R^2 = 0.03$, valores bastante similares aos nossos.

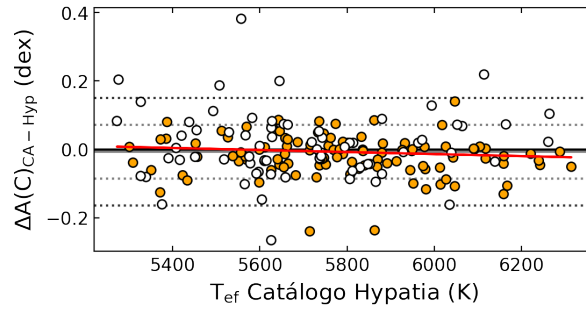


FIGURA 5.9: Diferenças entre abundâncias de C deste trabalho (CA) e as compiladas no catálogo Hypatia (Hyp). A linha preta representa a diferença 0, a linha vermelha representa o resultado da regressão linear dos pontos, a linha cinza contínua representa a média das diferenças, as linhas pontilhadas cinza claro e escuro representam 1σ e 2σ em torno da média, respectivamente. Identificamos, em laranja, as estrelas da amostra \mathcal{P} e, em branco, as estrelas da amostra \mathcal{S} .

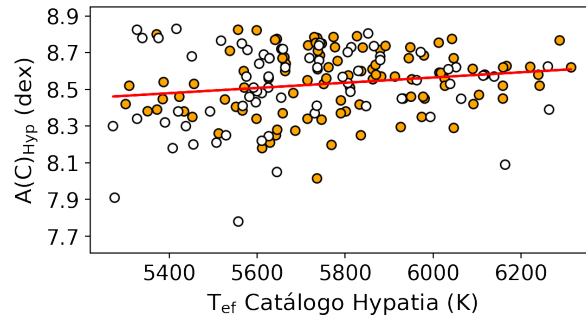


FIGURA 5.10: Distribuição das abundâncias absolutas de C compiladas no catálogo Hypatia em função da T_{ef} . A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.8.

5.2.2 Delgado Mena et al. (2021) [DM21]

Os autores determinaram abundâncias de carbono a partir de 2 linhas do C I (5052 Å e 5380 Å) utilizando o *driver* `abfind` do MOOG (versão 2017), modelos de

atmosfera Kurucz ATLAS9 e medidas de largura equivalente feitas com o ARES em espectros HARPS. O erro típico indicado pelos autores é, em média, 0.028 dex (mediana 0.022 dex) — compatível com o nosso. Obtivemos um bom acordo para 100 estrelas (73 com planetas e 27 sem) em comum com os autores e encontramos a diferença média de 0.054 ± 0.049 dex e $R^2 = 0.03$ (ver Figura 5.11). Ressaltamos que, tendo em vista a tendência encontrada entre nossos valores de T_{ef} e os dos autores (ver Seção 5.3) e a sensibilidade da abundância de C com a variação de T_{ef} (ver Tabela 4.2), as diferenças nas abundâncias de C podem ser causadas, pelo menos em parte, às diferentes escalas de T_{ef} . Contudo, tirando cerca de 6 *outliers*, o acordo é muito bom. Também analisamos a distribuição das abundâncias de C dos autores, dessas mesmas estrelas, e encontramos uma abundância média de 8.433 ± 0.178 dex, superior à nossa, possivelmente associada às diferenças nas escalas de $[\text{Fe}/\text{H}]$, diferentes $\log gf$ solares, escalas de T_{ef} , entre outras. Ademais, encontramos $R^2 = 0.01$, ou seja, sem tendência (ver Figura 5.12). Por fim, avaliamos o comportamento das abundâncias de C de DM21 quando comparadas às abundâncias compiladas no catálogo Hypatia, dessas mesmas estrelas 100 estrelas, e encontramos um excelente acordo com uma diferença média de -0.009 ± 0.084 dex e $R^2 = 0.04$, ambos muito similares aos nossos valores (ver Figura 5.13).

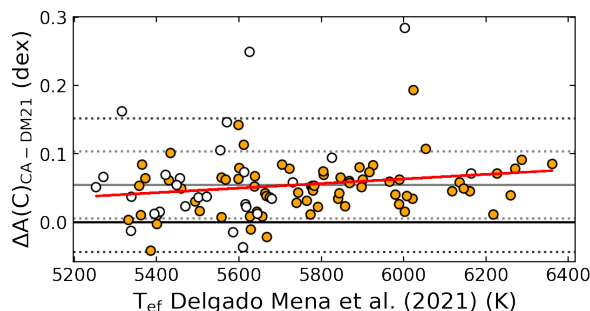


FIGURA 5.11: Diferenças entre abundâncias de C determinadas neste trabalho (CA) e por Delgado Mena et al. (2021) em função da T_{ef} dos autores. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.9.

5.2.3 Brewer & Fischer et al. (2016) [BF16]

Os autores determinaram abundâncias de carbono a partir de 63 linhas de C I utilizando síntese espectral e modelos de atmosfera Kurucz ATLAS9 (1D ETL) em espectros de alta resolução do HIRES. O erro típico indicado pelos autores é de 0.026 dex — compatível com o nosso. Obtivemos um bom acordo para 52 estrelas (42 com planetas e 10 sem) em comum com os autores e encontramos a diferença média de 0.093 ± 0.042 dex, a qual suspeitamos que esteja sendo influenciada pelas diferentes escalas de T_{ef} e $[\text{Fe}/\text{H}]$, e $R^2 = 0.04$ (ver Figura 5.14). Também analisamos a distribuição das

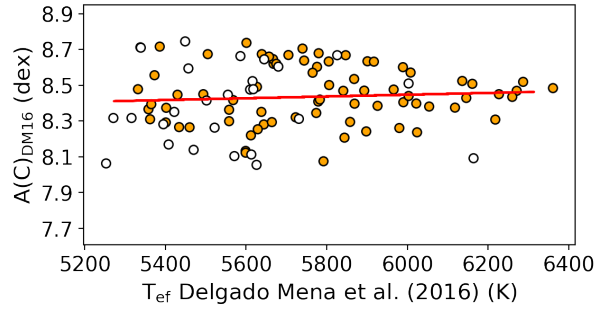


FIGURA 5.12: Distribuição das abundâncias absolutas de C de Delgado Mena et al. (2021) em função da T_{ef} . A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.8.

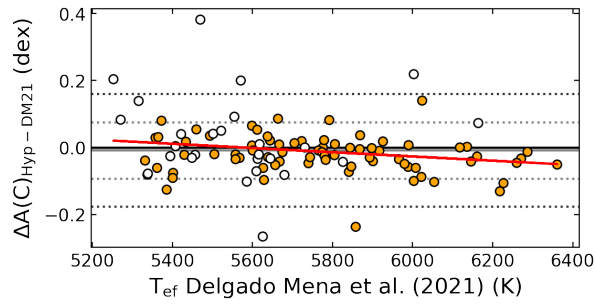


FIGURA 5.13: Diferenças entre abundâncias de C determinadas por Delgado Mena et al. (2021) e as compiladas no catálogo Hypatia em função da T_{ef} dos autores. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.9.

abundâncias de C dos autores, dessas mesmas estrelas, e encontramos uma abundância média de 8.442 ± 0.137 dex e $R^2 = 0.17$ — média praticamente 0.1 dex menor do que a nossa, podendo estar associada às diferenças nas escalas de $[\text{Fe}/\text{H}]$, T_{ef} , entre outras (ver Seção 5.2.2), e uma fraca tendência com T_{ef} (ver Figura 5.15). Por fim, avaliamos o comportamento das abundâncias de C de BF16 quando comparadas às abundâncias compiladas no catálogo Hypatia, dessas mesmas estrelas 52 estrelas, e encontramos um excelente acordo, com uma diferença média de 0.003 ± 0.049 dex e $R^2 = 0.01$, ambos muito similares aos nossos, mas com um espalhamento menor (ver Figura 5.16).

5.2.4 Suárez-Andrés et al. (2017) [SA17]

Os autores determinaram abundâncias de carbono a partir da banda do CH em 4300 \AA , em espectros HARPS, utilizando o *driver synth* (síntese espectral) do MOOG (versão 2013) e modelos de atmosfera Kurucz ATLAS9. O erro típico indicado pelos autores é, em média, 0.117 dex (mediana 0.120 dex) — 3 vezes maior do que o nosso. Obtivemos um bom acordo para 100 estrelas (73 com planetas e 27 sem) em comum com

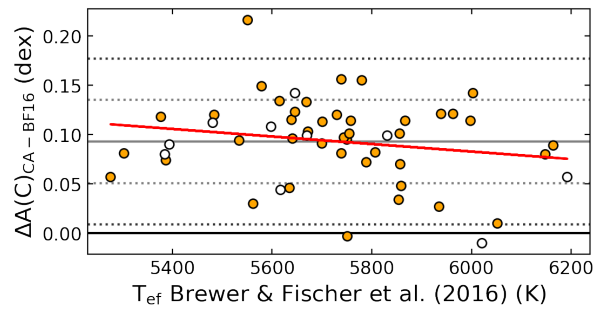


FIGURA 5.14: Diferenças entre abundâncias de C determinadas neste trabalho e por Brewer & Fischer (2016) em função da T_{ef} dos autores. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.9.

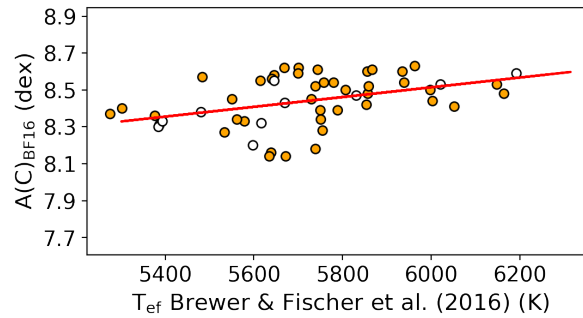


FIGURA 5.15: Distribuição das abundâncias absolutas de C de Brewer & Fischer (2016) em função da T_{ef} dos autores. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.8.

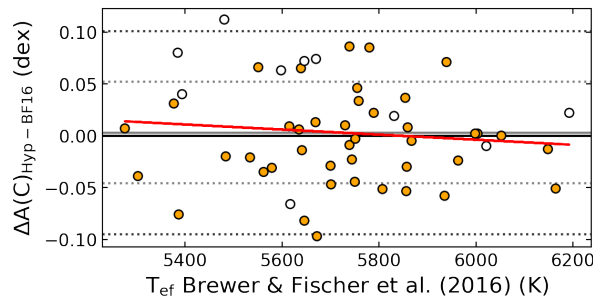


FIGURA 5.16: Diferenças entre abundâncias de C determinadas por Brewer & Fischer (2016) e as compiladas no catálogo Hypatia em função da T_{ef} dos autores. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.9.

os autores e encontramos a diferença média de 0.065 ± 0.114 dex e $R^2 = 0.36$ (ver Figura 5.17) — dispersão típica e tendência moderada com T_{ef} . Os autores têm a mesma escala de T_{ef} de Delgado Mena et al. (2021), sendo assim, além do fato de estarmos comparando indicadores atômicos e moleculares que, na literatura, não possuem um acordo muito

bom, as diferenças também podem estar sendo influenciadas pelas diferentes escalas de T_{ef} e de $[\text{Fe}/\text{H}]$. Também analisamos a distribuição das abundâncias de C dos autores, dessas mesmas estrelas, e encontramos uma abundância média de 8.421 ± 0.238 dex e $R^2 = 0.12$ — média e dispersão praticamente 0.1 dex maiores do que os nossos valores, reforçando as diferenças associadas às escalas de $[\text{Fe}/\text{H}]$, T_{ef} , entre outras (ver Seção 5.2.2), e com tendência fraca com T_{ef} (ver Figura 5.18). Por fim, avaliamos o comportamento das abundâncias de C de SA17 quando comparadas às abundâncias compiladas no catálogo Hypatia, dessas mesmas 100 estrelas, e encontramos um excelente acordo com uma diferença média de -0.009 ± 0.084 dex e $R^2 = 0.04$, ambos muito similares aos nossos valores (ver Figura 5.19).

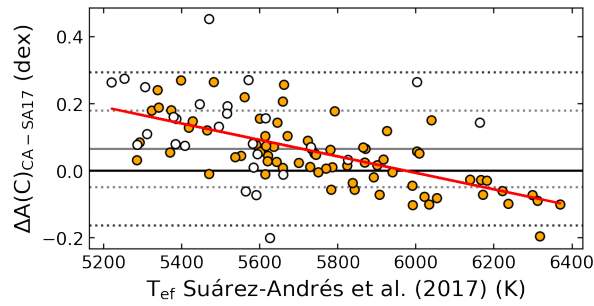


FIGURA 5.17: Diferenças entre abundâncias de C determinadas neste trabalho (CA) e por Suárez-Andrés et al. (2017) em função da T_{ef} dos autores. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.9.

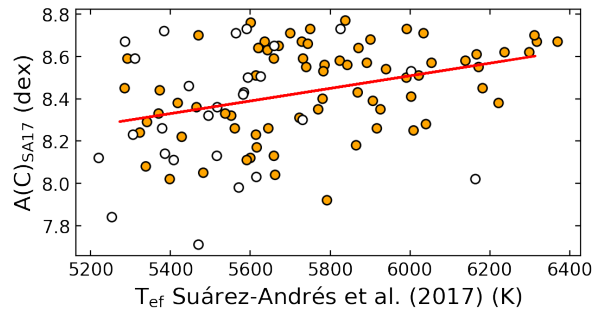


FIGURA 5.18: Distribuição das abundâncias absolutas de C de Suárez-Andrés et al. (2017) em função da T_{ef} . A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.8.

Vale a pena ressaltar que, no trabalho de Delgado Mena et al. (2021), os autores comentaram sobre as diferenças encontradas ao comparar suas abundâncias de C obtidas através de linhas atômicas com as de Suárez-Andrés et al. (2017) obtidas através da banda do CH. Por mais que eles não tenham indicado a diferença média encontrada, podemos ver na Figura 5.20, que existe uma forte tendência com T_{ef} . Dessa forma, a

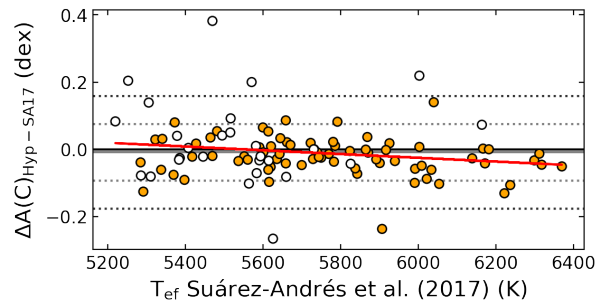


FIGURA 5.19: Diferenças entre abundâncias de C determinadas por Suárez-Andrés et al. (2017) e as compiladas no catálogo Hypatia em função da T_{ef} dos autores. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.9.

tendência encontrada em CA-SA17 pode também estar atrelada à utilização das linhas atômicas por nós.

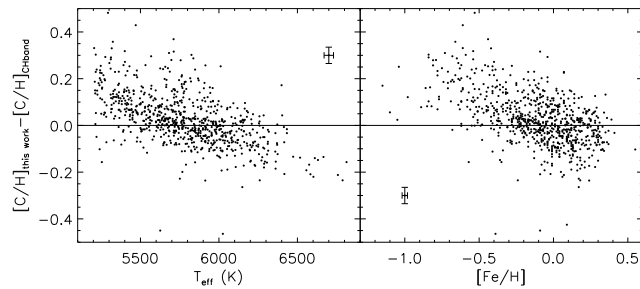


FIGURA 5.20: Figura 2 de Delgado Mena et al. (2021) mostrando as diferenças entre suas abundâncias de C e as de Suárez-Andrés et al. (2017) em função da T_{ef} (painel esquerdo) e $[\text{Fe}/\text{H}]$ (painel direito).

Em resumo, observamos que nossas abundâncias de C são bastante acuradas e apresentam dispersões típicas. Podemos ver, pela Tabela 5.2, que a diferença média e dispersão encontradas em CA-Hypatia é típica — comparando com os outros valores de autores-Hypatia contidos na tabela. Além disso, os valores de $\langle \text{C} \rangle$ sugerem que as escalas de T_{ef} e/ou de abundâncias dos outros autores são diferentes das utilizadas por nós e pelos autores contemplados no catálogo Hypatia.

5.3 Oxigênio

Conseguimos medir manualmente a largura equivalente da linha $[\text{O I}]$ em 6300 Å em 1170 espectros, totalizando 180 estrelas com abundâncias de O determinadas (105 com planetas e 75 sem). O erro típico das abundâncias de O é, em média, 0.070 dex (mediana 0.060 dex) (ver Figura 5.21), i.e., um erro alto — possivelmente associado à própria definição do contínuo local e/ou às flutuações nas medidas manuais de largura

Autores	Costa-Almeida (dex)	Hypatia (dex)	$\langle C \rangle$ (dex)	R^2
Costa-Almeida	-	-0.007 ± 0.079	8.521 ± 0.166	- , 0.01, 0.04
Hypatia	-	-	8.530 ± 0.192	- , - , 0.03
DM21	0.054 ± 0.049	-0.009 ± 0.084	8.433 ± 0.178	0.03,0.04,0.01
BF16	0.093 ± 0.042	0.003 ± 0.049	8.442 ± 0.137	0.04,0.01,0.17
SA17	0.065 ± 0.114	-0.009 ± 0.084	8.421 ± 0.238	0.36,0.04,0.12

TABELA 5.2: Resultados para as abundâncias de C. As colunas representam os autores a serem descritos, a diferença CA-autores, a diferença Hypatia-autores, a distribuição das abundâncias de C dos autores, e os coeficientes de correlação R^2 (coeficiente referente à tendência das abundâncias com a T_{ef}), respectivamente.

equivalente, visto que uma variação de apenas 0.5 mÅ pode variar a abundância em 0.067 dex (ver Tabela 4.2). Obtivemos uma abundância absoluta média de 8.870 ± 0.129 dex — dispersão típica. Por se tratarem de estrelas F e G da vizinhança solar, o valor médio esperado era de aproximadamente 8.69 dex (abundância solar na escala de Asplund et al. 2009), contudo, diferenças na escala de T_{ef} e/ou os valores de $\log gf$ adotados e/ou os erros associados às medidas das larguras equivalentes podem influenciar a média encontrada. Na Figura 5.22, podemos ver a distribuição das abundâncias absolutas de O em função de T_{ef} e $\log g$, para as quais encontramos $R^2=0.00$ e 0.06, respectivamente. Desse modo, basicamente não encontramos tendências com T_{ef} e $\log g$.

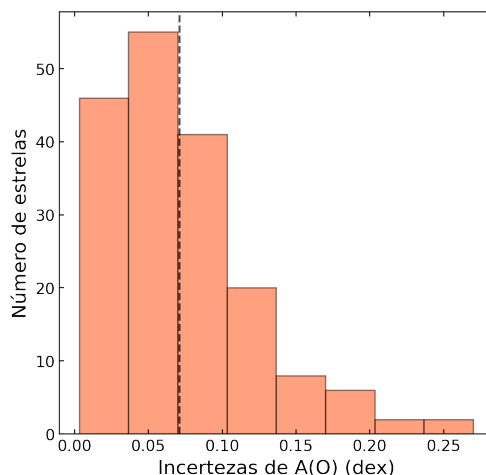


FIGURA 5.21: Histograma dos erros associados às abundâncias de oxigênio. A linha tracejada representa a média da distribuição.

Nas próximas subseções, comparamos nossas abundâncias de oxigênio com outras referências da literatura.

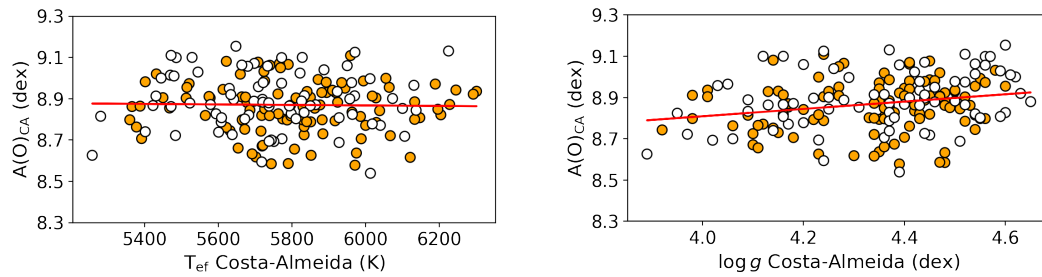


FIGURA 5.22: Abundância absoluta de O em função da T_{ef} (painel esquerdo) e $\log g$ (painel direito). A descrição dos gráficos segue o mesmo padrão da Figura 5.8.

5.3.1 Catálogo Hypatia [Hyp]

As abundâncias de O contempladas no catálogo Hypatia são todas determinadas a partir do tripleto em 7774 \AA e possuem correções não-ETL ou correções forçando com que a abundância do tripleto esteja de acordo com a abundância das linhas proibidas em 6300 \AA e 6363 \AA (Hinkel et al. 2014). Tendo isso em vista, obtivemos um bom acordo com o comportamento global das abundâncias de O para 167 estrelas (105 com planetas e 62 sem), e encontramos uma diferença média de $0.064 \pm 0.200 \text{ dex}$ e $R^2 = 0.04$, ou seja, alta dispersão mas praticamente nenhuma tendência com T_{ef} (ver Figura 5.23). A partir da distribuição das abundâncias de O compiladas no catálogo Hypatia, dessas mesmas estrelas, encontramos uma abundância média de $8.803 \pm 0.138 \text{ dex}$, praticamente 0.1 dex menor do que a nossa, e $R^2 = 0.07$ (ver Figura 5.24). Sendo assim, as abundâncias compiladas no catálogo Hypatia parecem introduzir a leve tendência observada na Figura 5.23 — visto que não encontramos tendência com T_{ef} nas nossas abundâncias de O.

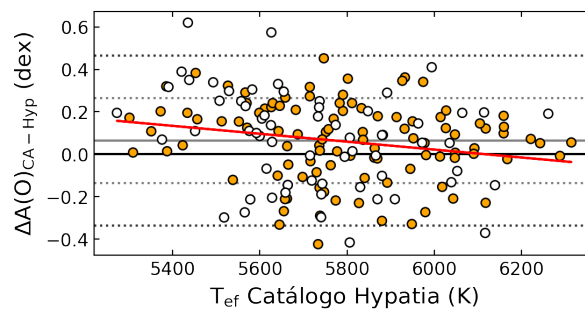


FIGURA 5.23: Diferenças entre abundâncias de O deste trabalho e as compiladas no catálogo Hypatia. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.9.

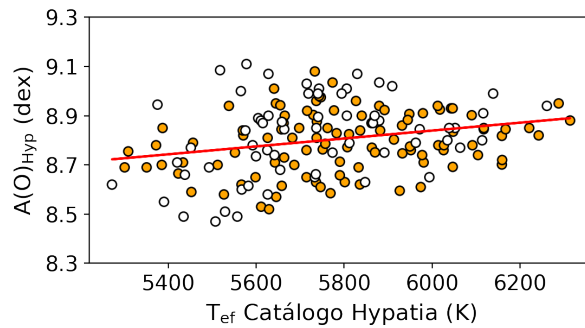


FIGURA 5.24: Distribuição das abundâncias absolutas de O compiladas no catálogo Hypatia em função da T_{ef} . A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.8.

5.3.2 Bertran de Lis et al. (2015) [BL15]

Os autores determinaram abundâncias de oxigênio a partir de 2 linhas (O I em 6158 Å e [O I] em 6300 Å) utilizando o *driver* `abfind` do MOOG (versão 2013) e medidas manuais de largura equivalente feitas com a tarefa `splot` do IRAF em espectros HARPS. Para retirar a contribuição do Ni I na linha de [O I], eles utilizaram o *driver* `ewfind` do MOOG para estimar a largura equivalente da linha do Ni em 6300 Å e, posteriormente, subtraíram este valor da largura equivalente obtida manualmente ($EW_{[\text{O I} 6300]} = EW_{\text{medida}} - EW_{\text{Ni}}$). Os erros típicos das abundâncias de O dos autores são, em média, 0.107 dex e 0.119 dex (mediana 0.060 dex e 0.080 dex) para 6158 Å e 6300 Å, respectivamente — um pouco maiores que o nosso.

Para as abundâncias da linha em 6158 Å, obtivemos um bom acordo para 76 (65 com planetas e 11 sem) estrelas em comum com os autores e encontramos diferenças médias de 0.049 ± 0.202 dex. Na Figura 5.25, podemos ver que a dispersão dos pontos é alta, contudo não encontramos tendência com T_{ef} — $R^2=0.01$. Analisamos a distribuição das abundâncias de O de BL15, dessas mesmas estrelas, e encontramos uma abundância média de 8.786 ± 0.148 dex, praticamente 0.1 dex abaixo do nosso valor médio, e $R^2=0.00$, ou seja, nenhuma tendência com T_{ef} (ver Figura 5.26). Contudo, por mais que a distribuição de O de 6158 Å não tenha tendência com T_{ef} , há um acúmulo de objetos em $T_{\text{ef}} \lesssim 5600$ K com abundâncias aproximadamente 0.1 dex abaixo da média. Por fim, avaliamos o comportamento das abundâncias de O de BL15 quando comparadas às abundâncias de O compiladas no catálogo Hypatia (ver Figura 5.27), dessas mesmas 76 estrelas, e encontramos um bom acordo com uma diferença média de -0.003 ± 0.065 dex e $R^2=0.00$.

Para as abundâncias da linha em 6300 Å, obtivemos um acordo razoável para

84 (63 com planetas e 21 sem) estrelas em comum com os autores e encontramos diferenças médias de 0.077 ± 0.222 dex. Na Figura 5.25, podemos ver que a dispersão dos pontos é alta e que há uma leve tendência com T_{ef} — $R^2=0.18$. Também analisamos a distribuição das abundâncias O de BL15 dessas mesmas estrelas, e encontramos uma abundância média de 8.770 ± 0.164 dex, 0.11 dex abaixo do nosso valor médio, e $R^2=0.25$, ou seja, uma tendência razoável com T_{ef} (ver Figura 5.26), tendência esta que pode estar refletida nos resultados observados para as nossas abundâncias. Por fim, avaliamos o comportamento das abundâncias de O de BL15 quando comparadas às abundâncias de O compiladas no catálogo Hypatia (ver Figura 5.27), dessas mesmas 84 estrelas, e encontramos um bom acordo com uma diferença média de -0.033 ± 0.107 dex e $R^2=0.17$ — leve tendência. Portanto, parte da tendência e alta dispersão encontradas ao compararmos com nossos resultados com as abundâncias da linha em 6300 Å podem estar associadas às tendências e dispersões de BL15.

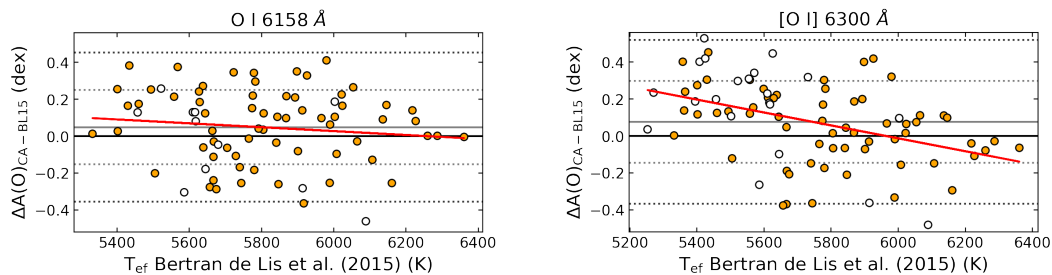


FIGURA 5.25: Diferenças entre abundâncias de O determinadas neste trabalho (CA) e as de Bertran de Lis et al. (2015) em função da T_{ef} dos autores. No painel esquerdo, temos as abundâncias de BL15 da linha em O I 6158 Å e, no direito, temos as abundâncias de BL15 da linha em [O I] 6300 Å. A descrição dos gráficos segue o mesmo padrão da Figura 5.9.

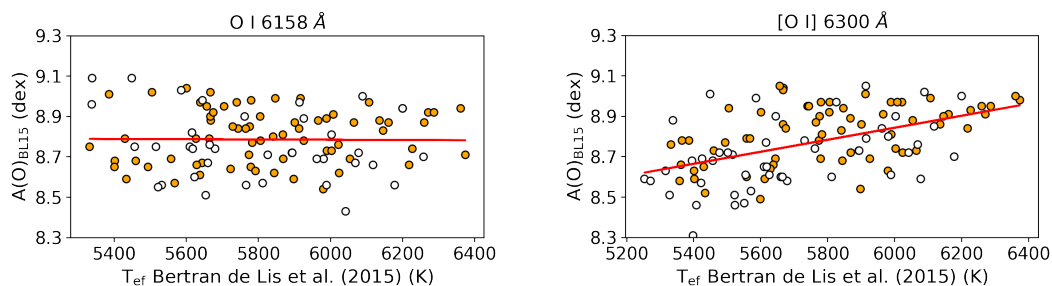


FIGURA 5.26: Abundância absoluta de O (6158 Å na esquerda e 6300 Å na direita) em função da T_{ef} de Bertran de Lis et al. (2015). A descrição dos gráficos segue o mesmo padrão da Figura 5.8.

Os autores compararam suas abundâncias obtidas com cada uma das linhas e encontraram que as obtidas com a linha em 6158 Å são 0.024 dex maiores do que as obtidas com a linha em 6300 Å e que, como a tendência observada fica dentro do intervalo

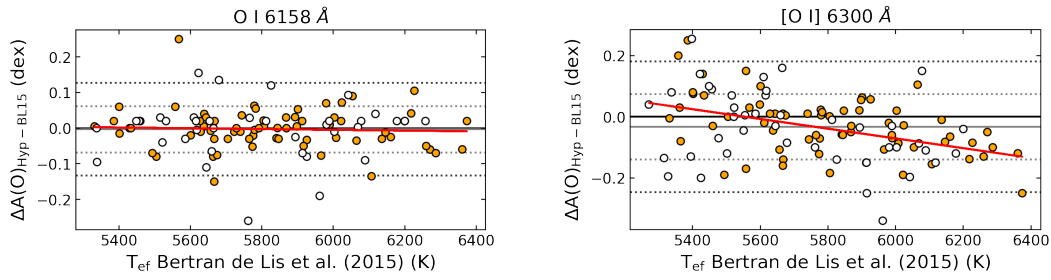


FIGURA 5.27: Diferenças entre abundâncias de O compiladas no catálogo Hypatia e as de BL15 em função da T_{ef} de BL15. No painel esquerdo, temos as abundâncias da linha do O I em 6158 Å e, no direito, temos as abundâncias da linha [O I] em 6300 Å. A descrição dos gráficos segue o mesmo padrão da Figura 5.23.

de 1σ (± 0.127 dex) em torno da média, ela não é significativa. Assim, concluem que, na média, as abundâncias das linhas são compatíveis (ver Figura 5.28).

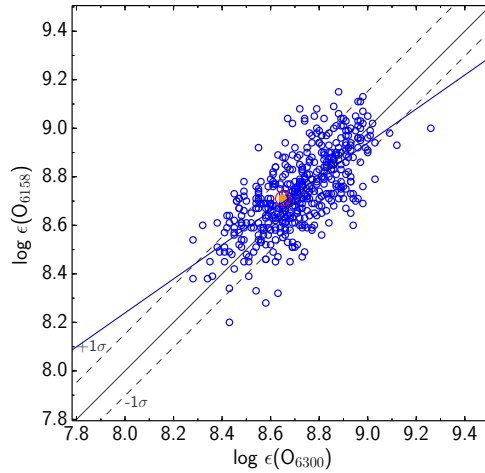


FIGURA 5.28: Figura 7 de Bertran de Lis et al. (2015) comparando suas abundâncias de O. Abundância de O em 6158 Å em função da abundância de O em 6300 Å. A linha preta representa a razão 1:1 (ou diferença 0), a linha azul representa o ajuste linear dos pontos e as linhas pretas pontilhadas são 1σ em torno da média da diferença.

5.3.3 Amarsi et al. (2019) [AM19]

Os autores determinaram abundâncias de oxigênio a partir das linhas do tripleto do O I em 7774 Å utilizando síntese espectral e modelos hidrodinâmicos em 3D de atmosfera do STAGGER-grid (Magic et al. 2013) em espectros HARPS, FEROS⁶ e UVES⁷. É

⁶ *Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph* (<https://www.eso.org/public/teles-instr/lasilla/mpg22/feros/>, Kaufer et al. 1999) é um espectrógrafo *echelle* com resolução espectral de 48000, que opera no intervalo de comprimento de onda de 3500-9200 Å (visível), atualmente acoplado ao Telescópio MPG/ESO de 2.2 m de diâmetro, localizado no Observatório de La Silla, no Chile.

⁷ *Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph* (<https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/uves.html>, Dekker et al. 2000) é um espectrógrafo *echelle* de alta resolução dividido em

bem conhecido que o tripleto em 7774 Å sofre desvios do ETL (e.g., granulação; inhomogeneidade; colisões inelásticas com H I) e, por isso, eles optaram por utilizar correções não-ETL e um modelo 3D hidrodinâmico. O erro típico das abundâncias de O dos autores é, em média, 0.017 dex (mediana 0.016 dex).

Obtivemos um acordo bom para 35 estrelas (33 com planetas e 2 sem) em comum com os autores e encontramos uma diferença média de 0.049 ± 0.189 dex e $R^2 = 0.00$ (ver Figura 5.29), ou seja, alta dispersão, mas sem tendência. Também analisamos a distribuição das abundâncias de AM19, dessas mesmas estrelas, e encontramos abundância média de 8.760 ± 0.129 dex e $R^2 = 0.00$ (ver Figura 5.30). Por fim, comparamos as abundâncias de O de AM19 com as abundâncias de O compiladas no catálogo Hypatia e encontramos uma diferença média de -0.033 ± 0.049 dex e $R^2 = 0.33$, para as mesmas 35 estrelas, ou seja, um bom acordo, porém com uma tendência razoável com T_{ef} (ver Figura 5.31).

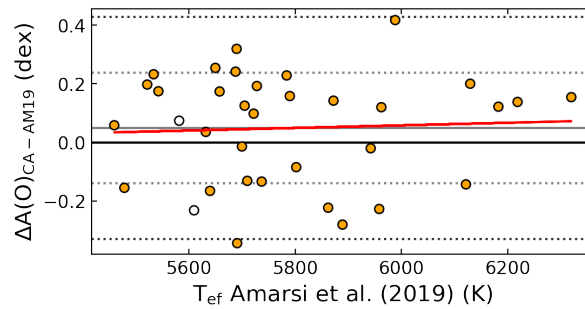


FIGURA 5.29: Diferenças entre abundâncias de O determinadas neste trabalho e as de Amarsi et al. (2019) em função da T_{ef} dos autores. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.9.

Em resumo, observamos que nossas abundâncias de O apresentam dispersões típicas e, em média, estão 0.1 dex acima dos outros autores (ver Tabela 5.3), o que pode indicar um problema na nossa definição do contínuo local e/ou na precisão das medidas manuais de largura equivalente. Entretanto, vale a pena ressaltar que o oxigênio ainda é um elemento muito difícil de ser estudado e não há acordo global entre os diferentes métodos, e.g., [O I] em 6300 Å e 6363 Å, tripleto em 7774 Å e bandas de OH — nem mesmo para a abundância do Sol (ver Capítulo 1).

2 segmentos, azul e vermelho, com resolução espectral de 80000 e 110000, que opera no intervalo de comprimento de onda de 3000-5000 Å (ultravioleta e visível) e 4200-11000 Å (visível e infravermelho próximo), respectivamente, acoplado ao conjunto de telescópios VLT (*Very Large Telescope*) contendo 4 telescópios de 8.2 m de diâmetro e 4 de 1.8 m, localizado no Observatório do Paranal, no Chile.

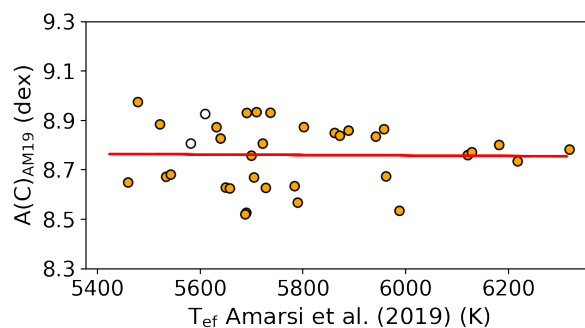


FIGURA 5.30: Distribuição das abundâncias absolutas de O de Amarsi et al. (2019) em função da T_{ef} . A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.8.

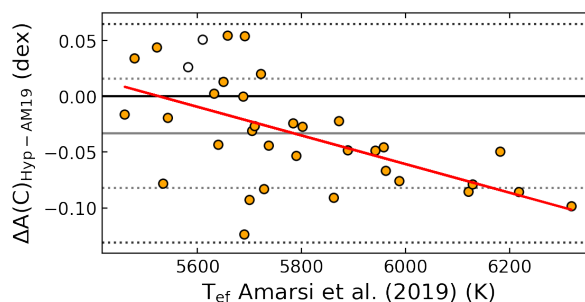


FIGURA 5.31: Diferenças entre abundâncias de O compiladas no catálogo Hypatia e as de Amarsi et al. (2019) em função da T_{ef} dos autores. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.23.

Autores	Costa-Almeida (dex)	Hypatia (dex)	$\langle O \rangle$ (dex)	R^2
Costa-Almeida	-	0.064 ± 0.200	8.870 ± 0.129	- , 0.04, 0.00
Hypatia		-	8.803 ± 0.138	- , - , 0.07
BL15 6158 Å	0.049 ± 0.202	-0.003 ± 0.065	8.786 ± 0.148	0.01, 0.00, 0.00
BL15 6300 Å	0.077 ± 0.222	-0.033 ± 0.107	8.770 ± 0.164	0.18, 0.17, 0.25
AM19	0.049 ± 0.189	-0.033 ± 0.049	8.760 ± 0.129	0.00, 0.33, 0.00

TABELA 5.3: Resultados para as abundâncias de O. As colunas representam os autores a serem descritos, a diferença CA-autores, a diferença Hypatia-autores, a distribuição das abundâncias de O dos autores, e os coeficientes de correlação R^2 (coeficiente referente à tendência das abundâncias com a T_{ef}), respectivamente.

5.4 Níquel

Como utilizamos o Ni para obter as abundâncias de O, decidimos separar esta seção para comentar os seus resultados. As abundâncias de Ni foram medidas para todos os espectros, contudo, só consideramos, no final, as abundâncias dos espectros que tiveram abundâncias de oxigênio determinadas. Assim, apresentamos abundâncias de

Ni para 1261 espectros, totalizando 196 estrelas (110 com planetas e 86 sem). Note que o Ni tem 16 estrelas a mais do que o O. Isso se deve ao fato de que algumas estrelas não puderam ter as incertezas de O estimadas corretamente pois o MOOG não conseguiu calcular a abundância de O ao variar a abundância de Ni. Sendo assim, sem o cálculo devido das incertezas, descartamos a abundância da estrela. Obtivemos uma abundância média de 6.342 ± 0.234 dex. O erro típico das abundâncias de Ni é, em média, 0.020 dex (mediana 0.012 dex) (ver Figura 5.32). Na Figura 5.33, podemos ver a distribuição das abundâncias absolutas de Ni em função de T_{ef} e $\log g$, para as quais encontramos $R^2=0.08$ e 0.01, respectivamente, ou seja, sem tendências com T_{ef} e $\log g$.

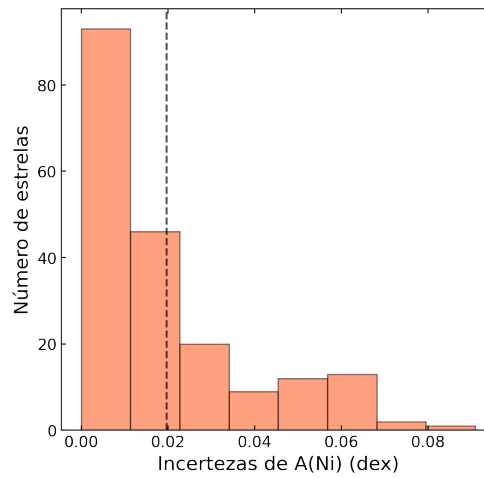


FIGURA 5.32: Histograma dos erros associados às abundâncias de níquel. A linha tracejada representa a média da distribuição.

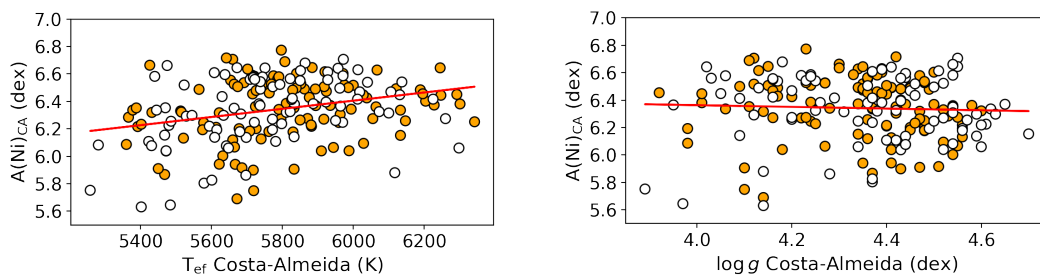


FIGURA 5.33: Abundância absoluta de Ni em função da T_{ef} (painel esquerdo) e $\log g$ (painel direito). A descrição dos gráficos segue o mesmo padrão da Figura 5.8.

Nas próximas subseções, comparamos nossas abundâncias de níquel com outras referências da literatura.

5.4.1 Catálogo Hypatia [Hyp]

Obtivemos um bom acordo com o comportamento global das abundâncias de Ni para 193 estrelas (110 com planetas e 83 sem) em comum e encontramos uma diferença média de 0.026 ± 0.038 dex e $R^2 = 0.04$, ou seja, dispersão baixa e nenhuma tendência. Ademais, se desconsiderarmos as duas *outliers* no topo da Figura 5.34, em aproximadamente 5600 K e 5700 K, a dispersão cairia mais ainda. Considerando a distribuição das abundâncias de Ni compiladas no catálogo Hypatia, dessas mesmas 193 estrelas, encontramos uma abundância média de 6.316 ± 0.230 dex e $R^2 = 0.07$ (ver Figura 5.35) — valores similares aos nossos.

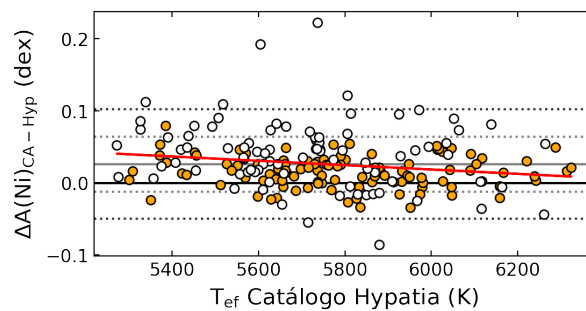


FIGURA 5.34: Diferenças entre abundâncias de Ni deste trabalho e as compiladas no catálogo Hypatia. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.9.

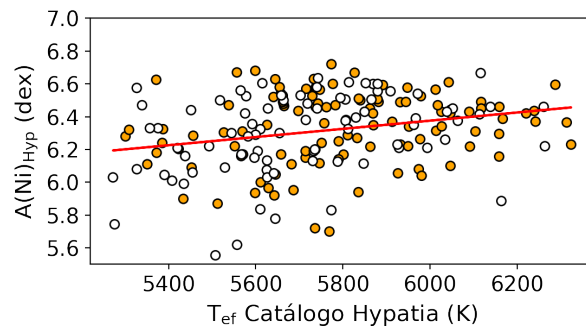


FIGURA 5.35: Distribuição das abundâncias absolutas de Ni compiladas no catálogo Hypatia em função da T_{ef} . A descrição do gráfico segue o mesmo padrão dos gráficos da Figura 5.8.

5.4.2 Bertran de Lis et al. (2015) [BL15]

Como vimos na Seção 5.3.2, BL15 calcularam as abundâncias de níquel utilizando o *driver ewfind* do MOOG. Os autores não indicaram o erro típico associado às abundâncias de Ni determinadas. Obtivemos um bom acordo para 91 estrelas (67 com

planetas e 24 sem) em comum com os autores e encontramos uma diferença média de 0.035 ± 0.038 dex, contudo observamos uma tendência razoável com T_{ef} tendo $R^2 = 0.41$ (ver Figura 5.36) — tendência esta que pode estar influenciando as diferenças nos nossos valores de O (ver Seção 5.3), visto que as nossas abundâncias de O são bastante sensíveis à variação de Ni (ver Tabela 4.2). Analisando a distribuição das abundâncias de Ni de BL15, dessas mesmas estrelas, encontramos uma abundância média de 6.225 ± 0.264 dex e $R^2 = 0.08$ (ver Figura 5.37), ou seja, aproximadamente 0.1 dex abaixo do valor médio encontrado por nós, podendo estar associado às diferentes escalas de T_{ef} e/ou $[\text{Fe}/\text{H}]$ utilizadas. Por fim, comparamos as abundâncias de Ni de BL15 com as abundâncias de Ni compiladas no catálogo Hypatia e encontramos uma diferença média de 0.019 ± 0.019 dex e $R^2 = 0.28$, para as mesmas 91 estrelas (ver Figura 5.38). Vemos que, assim como quando comparadas às nossas abundâncias, a média e a dispersão das diferenças e a tendência são similares — sendo um pouco maiores que os nossos valores.

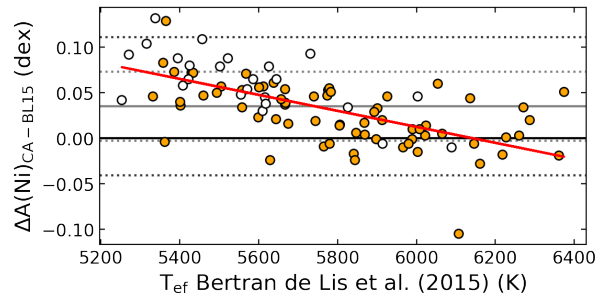


FIGURA 5.36: Diferenças entre abundâncias de Ni determinadas neste trabalho e as de Bertran de Lis et al. (2015) em função da T_{ef} dos autores. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.9.

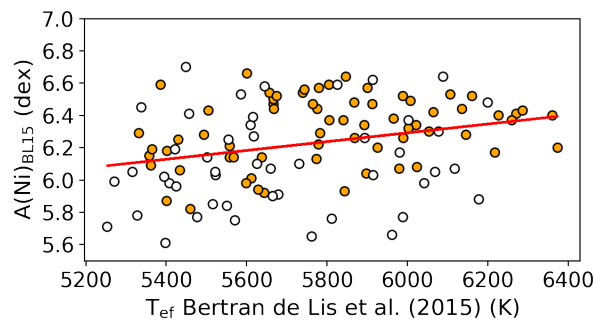


FIGURA 5.37: Distribuição das abundâncias absolutas de Ni de Bertran de Lis et al. (2015) em função da T_{ef} . A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.8.

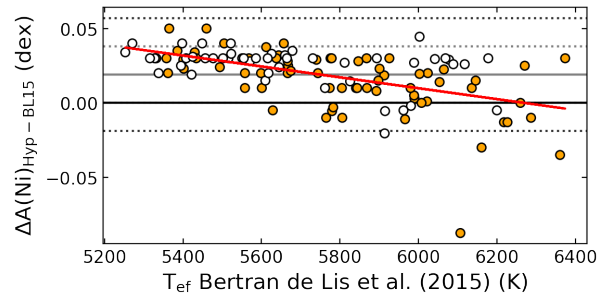


FIGURA 5.38: Diferenças entre abundâncias de Ni compiladas no catálogo Hypatia e as de Bertran de Lis et al. (2015) em função da T_{ef} dos autores. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.23.

5.4.3 Brewer & Fischer et al. (2016) [BF16]

Os autores determinaram abundâncias de níquel a partir de 223 linhas de Ni I utilizando síntese espectral e modelos de atmosfera Kurucz ATLAS9 (1D ETL) em espectros de alta resolução do HIRES. O erro típico indicado pelos autores é de 0.012 dex — compatível com o nosso erro mediano. Obtivemos um bom acordo para 56 estrelas (45 com planetas e 11 sem) em comum com os autores e encontramos a diferença média de 0.037 ± 0.031 dex, porém vemos uma tendência pequena com T_{ef} com $R^2 = 0.27$ (ver Figura 5.39). Também analisamos a distribuição das abundâncias de Ni dos autores, dessas mesmas estrelas, e encontramos uma abundância média de 6.332 ± 0.181 dex e $R^2 = 0.17$ — similar à nossa, porém com uma tendência maior com T_{ef} (ver Figura 5.40). Por fim, avaliamos o comportamento das abundâncias de Ni de BF16 quando comparadas às abundâncias compiladas no catálogo Hypatia, dessas mesmas 56 estrelas, e encontramos um excelente acordo, com uma diferença média de 0.021 ± 0.025 dex e $R^2 = 0.04$ (ver Figura 5.41), ou seja, muito similares aos nossos valores.

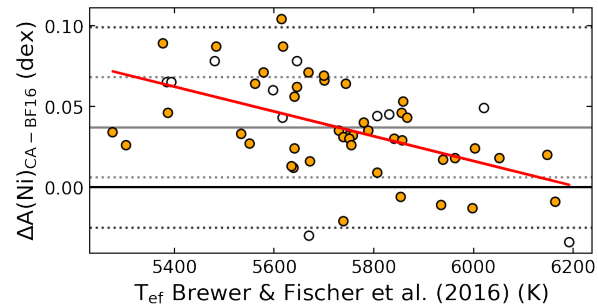


FIGURA 5.39: Diferenças entre abundâncias de Ni determinadas neste trabalho e por Brewer & Fischer (2016) em função da T_{ef} dos autores. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.9.

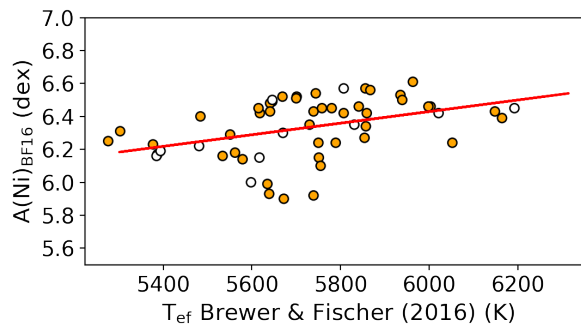


FIGURA 5.40: Distribuição das abundâncias absolutas de Ni de Brewer & Fischer (2016) em função da T_{ef} . A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.8.

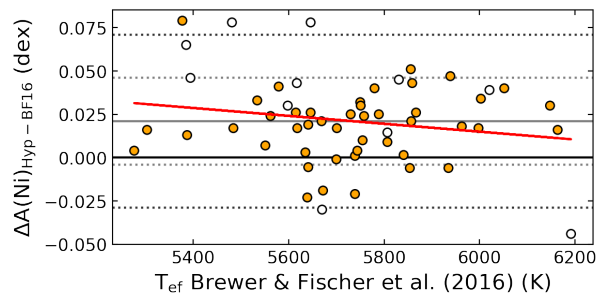


FIGURA 5.41: Diferenças entre abundâncias de Ni determinadas por Brewer & Fischer (2016) e as compiladas no catálogo Hypatia em função da T_{ef} dos autores.]. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.9.

Em resumo, observamos que nossas abundâncias de Ni se mostram bastante acuradas e precisas quando comparadas com às de outros autores (ver Tabela 5.4). Por fim, vemos, também, que as abundâncias de Ni de BL15 são, em média, 0.1 dex mais baixas, podendo assim influenciar nas diferenças observadas entre nossas abundâncias de O para a linha do [O I] em 6300 Å, e possuem um $R^2=0.28$ na análise das diferenças em relação ao catálogo Hypatia, podendo também influenciar nas tendências entre nossas diferenças, para a mesma linha (ver Figura 5.25).

Autores	Costa-Almeida (dex)	Hypatia (dex)	$\langle A(\text{Ni}) \rangle$ (dex)	R^2
Costa-Almeida	-	0.026 ± 0.038	6.342 ± 0.234	- , 0.04, 0.08
Hypatia	-	-	6.316 ± 0.230	- , - , 0.07
BL15	0.035 ± 0.038	0.019 ± 0.019	6.225 ± 0.264	0.41, 0.28, 0.08
BF16	0.037 ± 0.031	0.021 ± 0.025	6.332 ± 0.181	0.27, 0.04, 0.17

TABELA 5.4: Resultados para as abundâncias de Ni. As colunas representam os autores a serem descritos, a diferença CA-autores, a diferença Hypatia-autores, a distribuição das abundâncias de Ni dos autores, e os coeficientes de correlação R^2 (coeficiente referente à tendência das abundâncias com a T_{ef}), respectivamente.

5.5 Enxofre

Conseguimos determinar abundâncias de S para 1711 espectros, totalizando 252 estrelas (110 com planetas e 142 sem). O erro típico das abundâncias de S é, em média, 0.026 dex (mediana 0.023 dex) (ver Figura 5.42). Obtivemos uma abundância absoluta média de 7.210 ± 0.187 dex. Na Figura 5.43, podemos ver a distribuição das abundâncias absolutas de S em função de T_{ef} e $\log g$, para as quais encontramos $R^2=0.04$ e 0.03, respectivamente, ou seja, identificamos uma ausência de tendências com T_{ef} e $\log g$ e uma dispersão razoável.

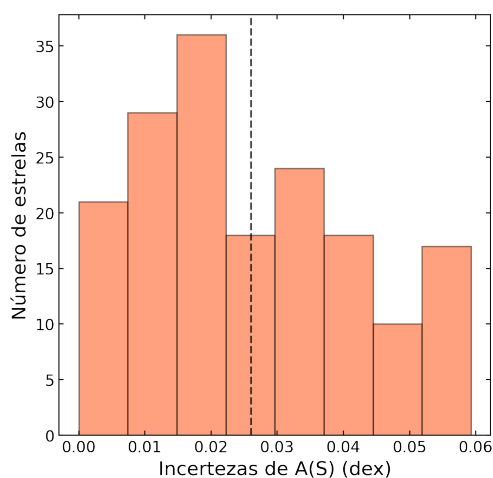


FIGURA 5.42: Histograma dos erros associados às abundâncias de enxofre. A linha tracejada representa a média da distribuição.

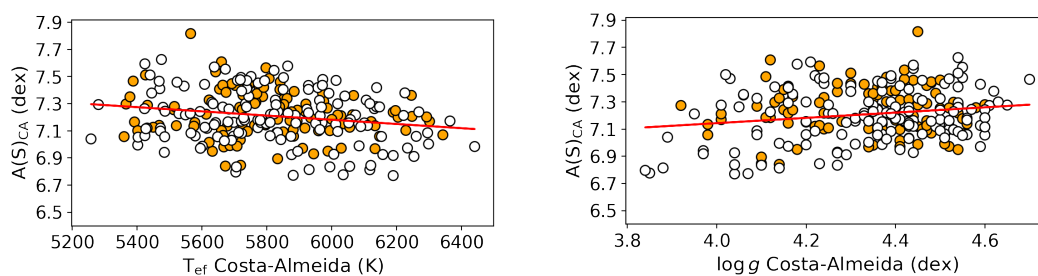


FIGURA 5.43: Abundância absoluta de S em função da T_{ef} (painel esquerdo) e $\log g$ (painel direito). A descrição dos gráficos segue o mesmo padrão dos gráficos da Figura 5.8.

Nas próximas subseções, comparamos nossas abundâncias de enxofre com outras referências da literatura.

5.5.1 Catálogo Hypatia [Hyp]

Obtivemos um bom acordo com o comportamento global das abundâncias de S para 207 estrelas (105 com planetas e 102 sem) em comum, e encontramos uma diferença média de 0.016 ± 0.096 dex e $R^2 = 0.14$, ou seja, uma dispersão típica — especialmente para estrelas mais frias ($T_{\text{ef}} \lesssim 5500$ K) — e uma tendência muito fraca com T_{ef} (ver Figura 5.44). A partir da distribuição das abundâncias de S compiladas no catálogo Hypatia, dessas mesmas estrelas, encontramos uma abundância média de 7.183 ± 0.212 dex e $R^2 = 0.01$ (ver Figura 5.45) — similares aos nossos valores.

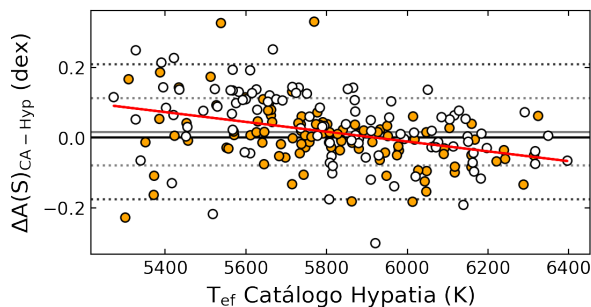


FIGURA 5.44: Diferenças entre abundâncias de S deste trabalho e as compiladas no catálogo Hypatia. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.9.

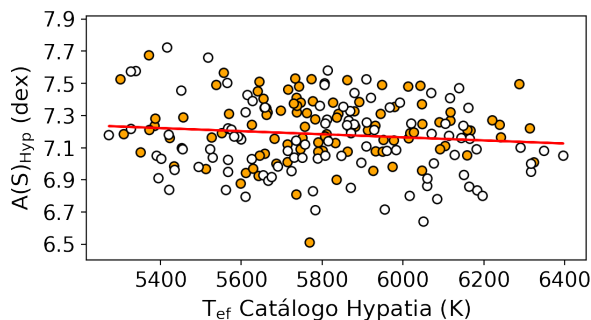


FIGURA 5.45: Distribuição das abundâncias absolutas de S compiladas no catálogo Hypatia em função da T_{ef} . A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.8.

5.5.2 Costa Silva et al. (2020) [CS20]

Os autores determinaram abundâncias de enxofre a partir de dois multipletos do S I em 6743 Å e 6757 Å (para refrescar a memória, no nosso trabalho, utilizamos linhas desses mesmos multipletos e, além disso, linhas em 4694 Å e 4695 Å e os multipletos em 6045 Å e 6052 Å.), em espectros HARPS. Eles utilizaram o *driver synth* do MOOG

(versão 2017) e modelos de atmosfera Kurucz ATLAS9. O erro típico das abundâncias de S dos autores é, em média, 0.037 dex (mediana 0.033 dex).

Obtivemos um acordo razoável para 134 estrelas (78 com planetas e 46 sem) em comum com os autores e encontramos uma diferença média de 0.081 ± 0.111 dex e $R^2 = 0.62$. Observando a Figura 5.46, percebemos que a dispersão não é tão grande em torno da linha vermelha que representa a regressão linear dos pontos e que a tendência com T_{ef} é forte. Analisando a distribuição das abundâncias de S de CS20, dessas mesmas estrelas, encontramos uma abundância média de 7.114 ± 0.190 dex e $R^2 = 0.02$, contudo, por mais que o coeficiente de correlação seja baixo, existe um acúmulo de objetos em $T_{\text{ef}} \lesssim 5600$ K com abundâncias aproximadamente 0.2 dex abaixo da média (ver Figura 5.47). Nesse mesmo intervalo de T_{ef} , as diferenças encontradas com nossos valores estão por volta desses mesmos 0.2 dex. As escalas de T_{ef} e $[\text{Fe}/\text{H}]$ utilizadas pelos autores são as mesmas de DM21, dessa forma, as diferenças observadas, especialmente para as estrelas mais frias, podem estar associadas às diferenças nessas escalas. Por fim, comparamos as abundâncias de S de CS20 com as abundâncias de S compiladas no catálogo Hypatia (ver Figura 5.48) e encontramos uma diferença média de -0.044 ± 0.069 dex e $R^2 = 0.42$, para as mesmas estrelas, e vemos que a inclinação é contrária à encontrada na comparação das nossas abundâncias com as do catálogo Hypatia.

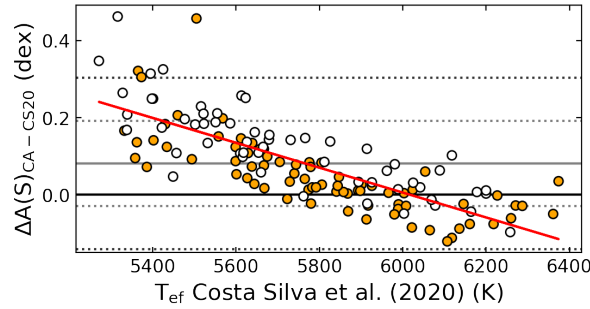


FIGURA 5.46: Diferenças entre abundâncias de S determinadas neste trabalho e as de Costa Silva et al. (2020) em função da T_{ef} dos autores. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.9.

Infelizmente, não encontramos muitas referências para comparar com nossos resultados para o enxofre porque existe uma escassez de trabalhos que analisam este elemento. Fora o trabalho de Costa Silva et al. (2020), temos as abundâncias do APOGEE (Jönsson et al. 2020), mas encontramos apenas 7 estrelas em comum, visto que o APOGEE cobre principalmente estrelas com altas magnitudes, e alguns trabalhos do estudo de elementos α no halo da Galáxia (e.g., Israelian & Rebolo 2001; Jönsson et al. 2011; Takeda & Takada-Hidai 2011). Sendo assim, as comparações com nossas abundâncias de S estão resumidas na Tabela 5.5.

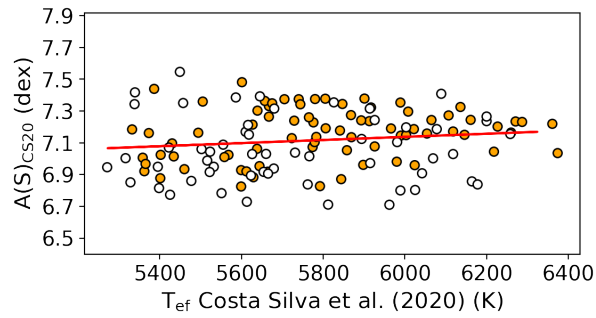


FIGURA 5.47: Distribuição das abundâncias absolutas de S de Costa Silva et al. (2020) em função da T_{ef} . A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.8.

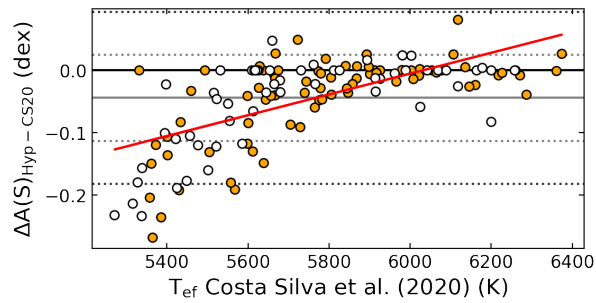


FIGURA 5.48: Diferenças entre abundâncias de S compiladas no catálogo Hypatia e as de Costa Silva et al. (2020) em função da T_{ef} dos autores. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 5.23.

Authors	Costa-Almeida (dex)	Hypatia (dex)	$\langle S \rangle$ (dex)	R^2
Costa-Almeida	-	0.016 ± 0.096	7.210 ± 0.187	- , 0.14, 0.04
Hypatia	-	-	7.183 ± 0.212	- , - , 0.01
CS20	0.081 ± 0.111	-0.044 ± 0.069	7.114 ± 0.190	0.62, 0.42, 0.02

TABELA 5.5: Resultados para as abundâncias de S. As colunas representam os autores a serem descritos, a diferença CA-autores, a diferença Hypatia-autores, a distribuição das abundâncias de S dos autores, e os coeficientes de correlação R^2 (coeficiente referente à tendência das abundâncias com a T_{ef}), respectivamente.

Capítulo 6

Diferenças nas Abundâncias de Estrelas Hospedeiras e Não-Hospedeiras

Como vimos no Capítulo 1, a formação de planetas gigantes é favorecida ao redor de estrelas de tipo solar mais ricas em metais, em média (correlação “planeta-metalicidade”). Tendo isso como base, podemos tentar investigar se o mesmo ocorre para outros elementos além do Fe. Dessa forma, utilizamos testes KS para verificar se as distribuições das abundâncias de Fe, C, O, Ni e S das amostras \mathcal{P} e \mathcal{S} seguem ou não a mesma distribuição. Na Figura 6.1, temos as funções de distribuição cumulativas (CDFs) das nossas abundâncias na forma $[X/H]^1$, tendo como escala solar a de Asplund et al. (2009), na qual $A(\text{Fe})_{\odot} = 7.50$ dex, $A(\text{C})_{\odot} = 8.43$ dex, $A(\text{O})_{\odot} = 8.69$ dex, $A(\text{Ni})_{\odot} = 6.22$ dex e $A(\text{S})_{\odot} = 7.12$ dex. Obtivemos *p-values* de 0.02, 0.99, 0.18, 0.70 e 0.33 para os testes KS das distribuições de $[\text{Fe}/\text{H}]$, $[\text{C}/\text{H}]$, $[\text{O}/\text{H}]$, $[\text{Ni}/\text{H}]$ e $[\text{S}/\text{H}]$, respectivamente. Sendo assim, não podemos rejeitar a hipótese nula de que as distribuições das abundâncias das amostras \mathcal{P} e \mathcal{S} provêm da mesma distribuição — a um nível de significância de 0.01. Contudo, vemos que, em um nível de significância de 0.02, as distribuições de $[\text{Fe}/\text{H}]$ das amostras seriam distinguíveis.

Realizamos os mesmos testes para as distribuições de abundâncias das estrelas contempladas no catálogo Hypatia. Para isso, selecionamos estrelas com o mesmo espaço de T_{ef} e $\log g$ utilizados na seleção da nossa amostra de estudo (ver Capítulo 2), ou seja, $5200 \text{ K} \leq T_{\text{ef}} \leq 6500 \text{ K}$ e $\log g > 3.8$ dex. Ademais, fizemos cortes de forma que ambas as amostras, hospedeiras e não-hospedeiras, tivessem o mesmo intervalo de abundâncias, ou seja, deixamos apenas estrelas que pertenciam à região comum do espaço de parâmetros

¹ $[X/H] = A(X)_{\star} - A(X)_{\odot}$.

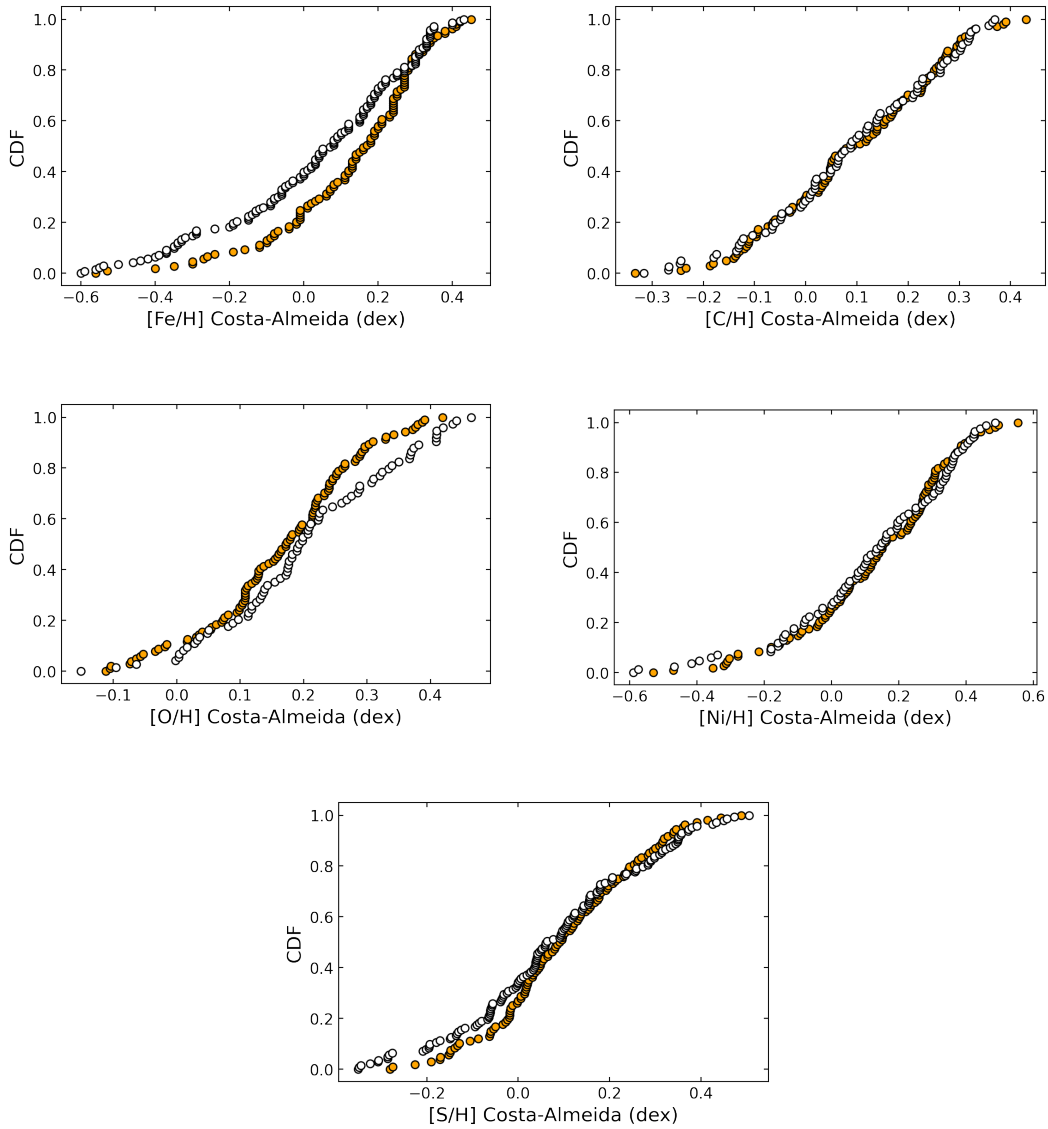


FIGURA 6.1: CDFs das abundâncias de $[\text{Fe}/\text{H}]$ (painel superior, na esquerda), $[\text{C}/\text{H}]$ (painel superior, na direita), $[\text{O}/\text{H}]$ (painel do meio, na esquerda), $[\text{Ni}/\text{H}]$ (painel do meio, na direita) e $[\text{S}/\text{H}]$ (painel inferior). Os círculos brancos e laranjas representam as estrelas da amostra \mathcal{S} e \mathcal{P} , respectivamente.

das duas amostras. As CDFs das distribuições de abundâncias dessas estrelas podem ser encontradas na Figura 6.2. Obtivemos p -values da ordem de 10^{-15} , 10^{-14} , 10^{-9} , 10^{-13} e 10^{-9} para os testes KS das distribuições de $[\text{Fe}/\text{H}]$, $[\text{C}/\text{H}]$, $[\text{O}/\text{H}]$, $[\text{Ni}/\text{H}]$ e $[\text{S}/\text{H}]$, respectivamente, o que afirmaria diferenças significativas entre as distribuições. Contudo, devemos ser cautelosos, visto que, por conter abundâncias de várias fontes, as distribuições estão suscetíveis às tendências e escalas solares de cada autor. Além disso, como não aplicamos nenhum critério de seleção para as estrelas do catálogo Hypatia, estão incluídas estrelas do disco espesso que, por sua vez, podem influenciar bastante os testes KS por terem padrões químicos diferentes das estrelas do disco fino (e.g.,

Kawata and Chiappini 2016). Entretanto, tendo em vista os resultados obtidos por Hinkel et al. (2019), as abundâncias relativas de Fe, C e O são as que mais influenciam a presença de planetas gigantes, aparecendo com pesos estatísticos acima de 0.8, em uma escala de 0 a 1 — influenciando muito a diferenciação entre estrelas hospedeiras e não-hospedeiras (considerando planetas gigantes). O Ni também foi testado e obteve pesos de aproximadamente 0.4 (em média) e, por conta disso, não foi considerado tão relevante.

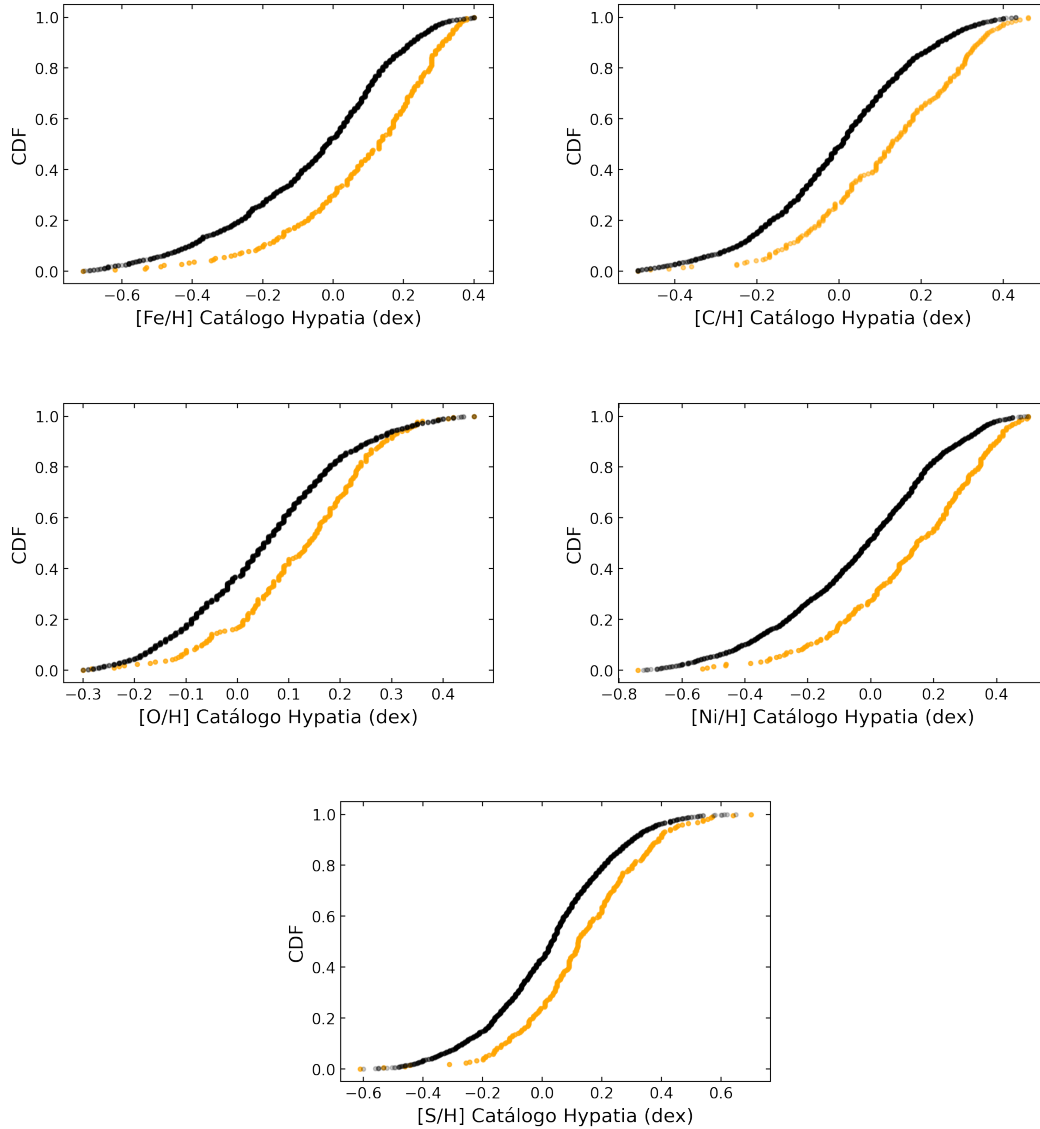


FIGURA 6.2: CDFs das abundâncias de [Fe/H] (painel superior, na esquerda), [C/H] (painel superior, na direita), [O/H] (painel do meio, na esquerda), [Ni/H] (painel do meio, na direita) e [S/H] (painel inferior), contempladas no catálogo Hypatia, de estrelas hospedeiras (círculos laranjas) e não-hospedeiras (círculos pretos).

Ademais, realizamos os mesmos testes para abundâncias homogêneas de [Fe/H], [C/H] e [O₆₃₀₀/H] de Delgado Mena et al. (2021). Assim como no caso anterior, fizemos

cortes de forma que ambas as amostras, hospedeiras e não-hospedeiras, tivessem o mesmo intervalo de abundâncias. Obtivemos p -values da ordem de 10^{-6} , 10^{-6} e 10^{-7} para os testes KS das distribuições de $[\text{Fe}/\text{H}]$, $[\text{C}/\text{H}]$, $[\text{O}_{6300}/\text{H}]$, respectivamente, indicando diferenças entre estrelas hospedeiras e não-hospedeiras para os 3 casos. Contudo, vemos, na Figura 6.3, que há uma escassez de estrelas hospedeiras com metalicidades baixas com $[\text{C}/\text{H}]$ e $[\text{O}_{6300}/\text{H}]$ altas — podendo ser um problema de amostragem.

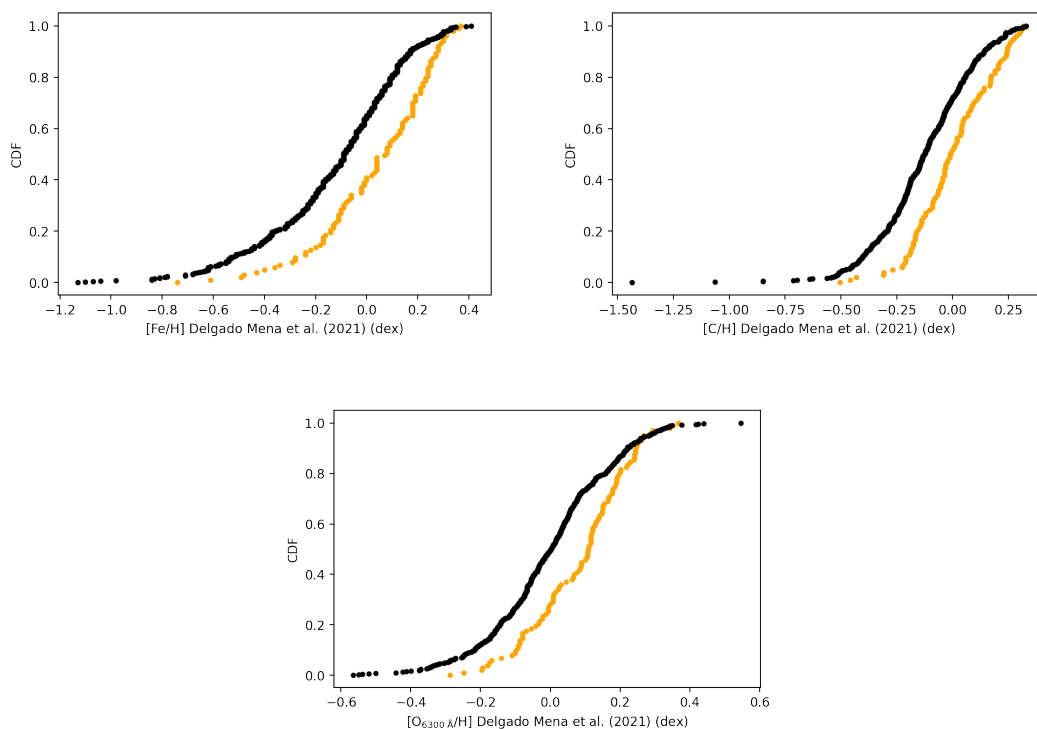


FIGURA 6.3: CDFs das abundâncias de $[\text{Fe}/\text{H}]$ (painel superior, na esquerda), $[\text{C}/\text{H}]$ (painel superior, na direita) e $[\text{O}/\text{H}]$ (painel inferior) de Delgado Mena et al. (2021) de estrelas hospedeiras (círculos laranjas) e não-hospedeiras (círculos pretos).

Por fim, analisamos a razão elemental de C/O. Esta razão tem um significado especial para estudos de evolução química da Galáxia, uma vez que carrega informações sobre dois *stellar-yields* muito importantes que são as estrelas de baixa e alta massa. As estrelas de baixa massa são as principais responsáveis pelo enriquecimento de C e Fe do meio interestelar, visto que 2/3 do Fe da Galáxia é gerado em explosões de SN do tipo Ia (ocorre em sistemas binários de anã branca, que é um remanescente de estrelas de baixa massa, e alguma estrela companheira) (e.g., Matteucci 2016). Por outro lado, o enriquecimento dos elementos α do meio interestelar é basicamente devido à contribuição de estrelas massivas (SN de tipo II). Assim, visto que quanto maior a massa da estrela, menor é seu tempo de vida, temos que a razão de C/O da estrela varia de acordo com o momento que ela é formada, i.e., com sua idade ou metalicidade. Assim, em média, quanto mais jovem a população estelar, maior sua razão de C/O. Além disso, a razão

de C/O também é um diagnóstico importante quando falamos de exoplanetas por ela influenciar na mineralogia do planeta, na qual planetas ricos em carbono têm $C/O > 0.8$ dex (e.g., Teske et al. 2014), sua atividade geodinâmica (e.g., Unterborn et al. 2014) e a composição e estrutura térmica da atmosfera (e.g., Teske et al. 2014).

Portanto, calculamos as razões elementares de C/O da seguinte forma:

$$C/O = \frac{10^{A(C)}}{10^{A(O)}}, \quad (6.1)$$

onde $A(C)$ e $A(O)$ são as abundâncias absolutas de C e O, respectivamente. Encontramos o valor médio de 0.50 dex para as razões de C/O de 172 estrelas (110 hospedeiras e 62 não-hospedeiras), 0.52 dex para as estrelas hospedeiras e 0.47 dex para as estrelas não-hospedeiras. Estrelas com $[Fe/H] \gtrsim 0.25$ dex têm razão de $C/O > 0.8$ dex, contemplando 10% e 5% das estrelas não-hospedeiras e hospedeiras nesta região, respectivamente. Realizamos testes KS com as duas amostras e encontramos um *p-value* de 0.76, indicando que elas não são distinguíveis.

Como pode ser visto na Figura 6.4, a razão de C/O cresce com a metalicidade e isto está de acordo com a assinatura química observada na Galáxia, contudo, uma boa quantidade de estrelas com $[Fe/H] \gtrsim 0.2$ dex apresentam razões muito altas e isso pode estar associado à grande dispersão das abundâncias de O da linha em 6300 Å— como foi relatado por Delgado Mena et al. (2021) que, por sua vez, possuem estrelas com razões de até aproximadamente 1.55 dex (ver Figura 6.5). Delgado Mena et al. (2021) encontraram razões de C/O de 0.56 dex e 0.68 dex, obtidas com abundâncias de O da linha em 6158 Å e 6300 Å, respectivamente, para todas as estrelas da sua amostra. Para a razão de C/O_{6300} dos autores, apenas 1% das estrelas hospedeiras possuem razão de $C/O > 0.8$ dex e, não-hospedeiras, 3%. Por fim, os autores relataram uma possível diferença entre estrelas não-hospedeiras e com Júpiteres quentes, mas evitaram tirar conclusões mais definitivas em função da diferença de metalicidade entre as duas populações.

Teske et al. (2014) (a partir daqui, TE14), que determinaram abundâncias de Fe, C, O e Ni para 16 estrelas hospedeiras de Júpiteres quentes, relataram razão média de C/O de 0.49 dex e uma proporção de 1 para 16 estrelas com razão de $C/O > 0.8$ dex. Brewer & Fischer (2016)² (daqui em diante, BF16CO) relataram razão de C/O mediana de 0.47 dex para 849 estrelas anãs FGK e, acessando os dados disponibilizados, encontramos razão de C/O média de 0.44 dex e uma proporção de 5 para 1572 estrelas com razão de $C/O > 0.8$ dex. Na escala de Asplund et al. (2009), temos $C/O_{\odot} = 0.55$ dex, dessa forma, nossa razão de C/O está 0.05 dex abaixo da solar e tem um bom acordo com as de DM21₆₁₅₈, TE14 e BF16CO — por mais que tenha uma dispersão alta para

²Note que este é o artigo em que os autores relataram exclusivamente sobre a razão de C/O encontrada utilizando as abundâncias determinadas em Brewer et al. (2016).

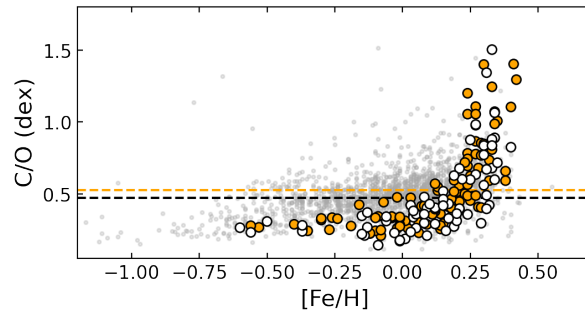


FIGURA 6.4: Razão elemental de C/O em função da $[Fe/H]$. A linha preta tracejada representa a razão C/O média das estrelas não-hospedeiras e a laranja das estrelas hospedeiras. Os pontos cinzas representam as razões de C/O das estrelas contempladas no catálogo Hypatia e os círculos brancos e laranjas representam as nossas estrelas não-hospedeiras e hospedeiras, respectivamente.

$[Fe/H] \gtrsim 0.2$ dex, fazendo com que nosso percentual de estrelas com $C/O > 0.8$ dex seja um pouco maior do que os encontrados pelos outros autores. Por fim, ressaltamos que todas as estrelas designadas aqui como não-hospedeiras podem ter planetas que ainda não foram detectados, especialmente planetas pequenos.

Para avaliar melhor o comportamento da razão de C/O em função da $[Fe/H]$, investigamos os comportamentos individuais das abundâncias de $[C/H]$ e $[O/H]$ com $[Fe/H]$ (ver Figura 6.6). Vemos que as abundâncias de $[C/H]$ se comportam como esperado e estão dentro da distribuição para as estrelas do catálogo Hypatia (pontos cinzas). Contudo, para o $[O/H]$, identificamos um declínio nas abundâncias de $[O/H]$ para estrelas com $[Fe/H] \gtrsim 0.17$ dex (daqui em diante, subgrupo). Tendo como base as variações típicas das abundâncias de O contidas na Tabela 4.2, tentamos investigar os possíveis motivos disso estar ocorrendo:

1. Incertezas associadas à metalicidade e abundâncias de Ni: verificamos se as estrelas do subgrupo possuíam, em média, erros maiores. Contudo, para os dois casos, encontramos que a média das incertezas do subgrupo é igual à média geral.
2. Escala de $[Fe/H]$: possíveis tendências na nossa escala de $[Fe/H]$ poderiam estar influenciando as abundâncias de $[O/H]$, mas não encontramos tendências ao comparar nossas metalicidades com outros autores (ver Seção 5.1);
3. Abundâncias de Ni: como o *driver blends* precisa levar em consideração a abundância de Ni ao calcular a abundância de O, caso a abundância de Ni de entrada seja muito alta, o MOOG irá diminuir a abundância de O, visto que a maior parte da EW da linha seria explicada pelo Ni. Assim, investigamos o comportamento

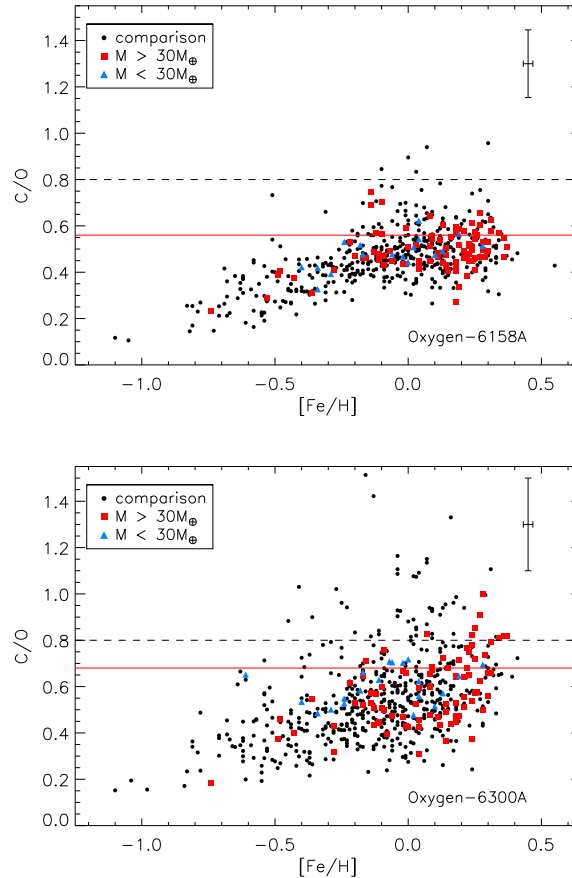


FIGURA 6.5: Figura 12 de Delgado Mena et al. (2021) comparando as razões de C/O em função da $[Fe/H]$. No painel superior, temos as razões utilizando abundâncias de O de Bertran de Lis et al. (2015) da linha em 6158 Å e, no painel inferior, as abundâncias de O da linha em 6300 Å. As linhas pretas são as razões médias e as vermelhas são as razões de C/O do Sol para cada indicador de O. Os pontos pretos são estrelas não-hospedeiras, os quadrados vermelhos são estrelas que possuem planetas com massa acima de $30 M_{\oplus}$ e os triângulos azuis são estrelas com planetas com massa abaixo de $30 M_{\oplus}$.

do $[Ni/H]$ em função da metalicidade e, como pode ser visto na Figura 6.7, nossas abundâncias de Ni se ajustam perfeitamente à tendência esperada;

4. Medidas de largura equivalente da linha em 6300 Å: encontramos que, em média, as larguras equivalentes do subgrupo são $2 \text{ m}\text{\AA}$ maiores do que as das estrelas com $[Fe/H] \lesssim 0.17 \text{ dex}$. Contudo, é esperado um aumento na largura equivalente com o aumento da metalicidade já que as próprias abundâncias de O e Ni crescem com a metalicidade. Além disso, considerando o comportamento de $[Ni/H]$ no item anterior, caso as abundâncias de Ni estejam corretas e as larguras equivalentes estejam maiores, o natural a acontecer seria o MOOG tentar aumentar a abundância de O para explicar a largura equivalente dada;
5. Tamanho da amostra: na Figura 6.8, vemos que o espalhamento de $[O/H]$ em $0.2 \text{ dex} \leq [Fe/H] \leq 0.4 \text{ dex}$ é parecido com o nosso. Além disso, na Figura 6.9,

observamos que nossos dados estão dentro da distribuição de $[O/H]$ de BF16. Dessa forma, podemos estar observando uma estrutura devido ao número reduzido de estrelas.

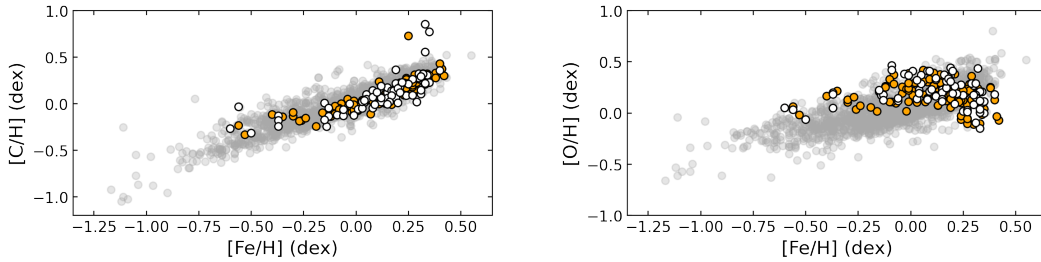


FIGURA 6.6: Abundâncias de $[C/H]$ e $[O/H]$ em função da $[Fe/H]$. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 6.4.

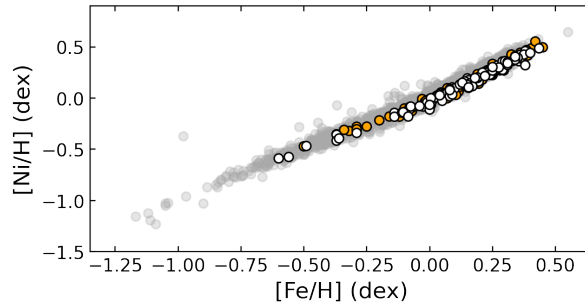


FIGURA 6.7: Abundância de $[Ni/H]$ em função da $[Fe/H]$. A descrição do gráfico segue o mesmo padrão da Figura 6.4.

Seguindo a análise de TE14, realizamos regressões lineares para identificar as funções que descrevem o comportamento observado nos gráficos e encontramos $[C/H] = 0.73[Fe/H] + 0.02$ e $[O/H] = -0.03[Fe/H] + 0.18$ para os nossos dados, contudo, se considerarmos apenas estrelas com $[Fe/H] \lesssim 0.18$ dex, temos $[O/H] = 0.29[Fe/H] + 0.22$. Fizemos a mesma análise para as abundâncias contempladas no catálogo Hypatia (Hyp) e encontramos $[C/H] = 0.75[Fe/H] + 0.04$ e $[O/H] = 0.52[Fe/H] + 0.08$. Para as abundâncias de C de DM21 e da linha do O em 6300 Å de BL15, encontramos $[C/H] = 0.76[Fe/H] - 0.03$ e $[O/H] = 0.45[Fe/H] + 0.06$. Por fim, para as abundâncias de BF16 e encontramos $[C/H] = 0.73[Fe/H] - 0.04$ e $[O/H] = 0.55[Fe/H] + 0.06$. Ademais, TE14 relataram, para seus resultados, as relações $[C/H] = 0.95[Fe/H] - 0.05$ e $[O/H] = 0.56[Fe/H] + 0.01$. Em resumo, vemos que o comportamento dos nossos valores de $[C/H]$ em função da $[Fe/H]$ é típico e que, para o $[O/H]$, mesmo considerando o comportamento para $[Fe/H] \lesssim 0.18$ dex, encontramos uma inclinação cerca de 0.2 dex abaixo dos valores típicos. Portanto, precisamos investigar mais a fundo o que está causando a estrutura

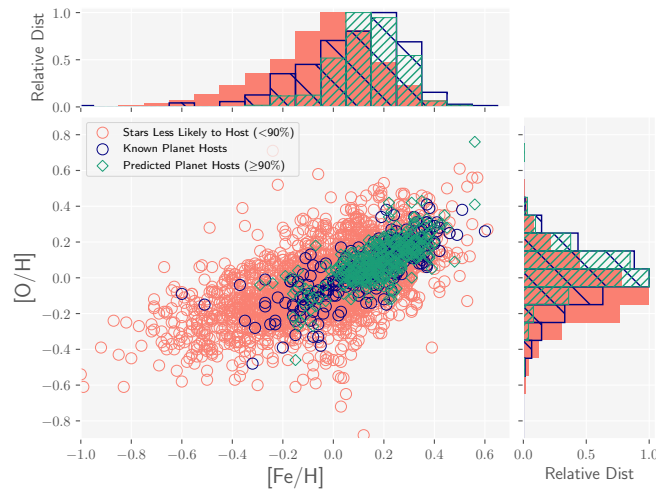


FIGURA 6.8: Figura 3 de Hinkel et al. (2019) mostrando as abundâncias de $[O/H]$ contidas no catálogo Hypatia em função da $[Fe/H]$. Em rosa temos todas as estrelas do catálogo Hypatia (até a data de submissão do artigo), em azul as estrelas hospedeiras e, em verde, alvos que têm alta probabilidade de possuírem planetas gigantes.

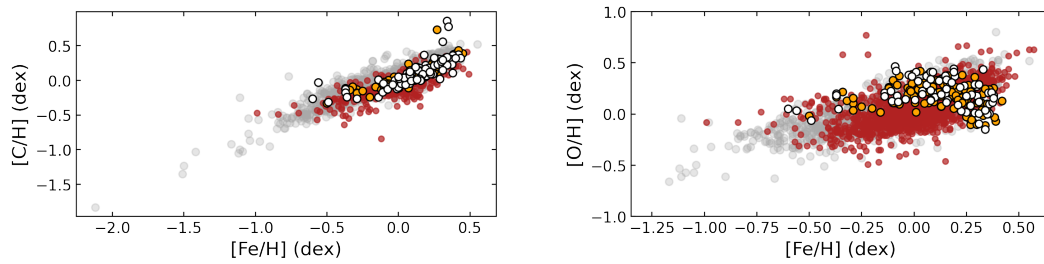


FIGURA 6.9: Abundâncias de $[C/H]$ e $[O/H]$ de Brewer & Fischer et al. (2016), do catálogo Hypatia e deste trabalho, em função da $[Fe/H]$. A descrição do gráfico segue o padrão da Figura 6.4, exceto pelos pontos em vermelho, que representam as abundâncias de BF16.

observada no subgrupo. Os resultados das regressões lineares podem ser encontrados na Tabela 6.1.

Autores	$a_{[C/H]}$	$b_{[C/H]}$ (dex)	$a_{[O/H]}$	$b_{[O/H]}$ (dex)
Costa-Almeida	0.73	0.02	-0.03	0.18
Costa-Almeida ($[Fe/H] \lesssim 0.18$ dex)	-	-	0.29	0.22
Hypatia	0.75	0.04	0.52	0.08
DM21 ₆₃₀₀	0.76	-0.03	0.45	0.06
BF16	0.73	-0.04	0.55	0.06
TE14	0.95	-0.05	0.56	0.01

TABELA 6.1: Resultados das regressões lineares das distribuições de $[C/H]$ e $[O/H]$ deste trabalho e de outros autores. Na ordem das colunas, temos os autores, a inclinação e o coeficiente linear de $[C/H]$ e $[O/H]$, respectivamente.

Capítulo 7

Conclusões e Perspectivas

Este projeto foi formulado com o objetivo de contribuir para o aumento de abundâncias homogêneas de elementos bioessenciais em estrelas de tipo solar, visando a importância deles para a habitabilidade planetária. Para isso, selecionamos estrelas de tipo solar, hospedeiras e não-hospedeiras, do catálogo Hypatia e utilizamos espectros de alta resolução do HARPS publicamente disponíveis no ESO Science Archive. Os dados foram obtidos e reduzidos utilizando um código em PyRAF automatizado desenvolvido por mim.

Utilizamos um código em Python, desenvolvido por Ghezzi et al. (2018), para determinar os parâmetros atmosféricos das estrelas, i.e., T_{ef} , $[\text{Fe}/\text{H}]$, $\log g$ e ξ . Este, por sua vez, utiliza medidas de largura equivalente de linhas do Fe I e Fe II, modelos de atmosfera Kurucz ATLAS9 ODFNEW (Castelli and Kurucz 2004) e o *driver* `abfind` do MOOG (Snedden 1973) para estimar os parâmetros atmosféricos e suas incertezas associadas. Para determinar as abundâncias de carbono, utilizamos 3 linhas do C I em 5052 Å, 5380 Å e 6587 Å e o *driver* `abfind` do MOOG. Para o O, utilizamos a linha do [O I] em 6300 Å e o *driver* `blends` do MOOG. Para o Ni, que contamina a linha do [O I], utilizamos 37 linhas do Ni I e o *driver* `abfind` do MOOG. Por fim, para o S, utilizamos 6 linhas do S I em 4694 Å, 4695 Å, 6045 Å, 6052 Å, 6743 Å e 6757 Å, onde as 4 últimas linhas são multipletos do S I, e o *driver* `blends` do MOOG. As larguras equivalentes das linhas de Fe, C, Ni e S, foram medidas de forma automática com o código ARES v2 (Sousa et al. 2007,2015) e as do O foram medidas manualmente com a tarefa `splot` do IRAF.

Ao comparar nossos resultados para os parâmetros atmosféricos com outros valores da literatura, encontramos bons acordos, com diferenças médias (CA-autores) variando entre 13-60 K, 0.05-0.06 dex e 0.02-0.05 dex para T_{ef} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$, respectivamente, e dispersões típicas. Para a T_{ef} , a maior tendência encontrada foi para as diferenças em

relação aos valores de DM21, encontrando $R^2=0.36$, ou seja, tendência leve, mas esta pode estar associada à lista de linhas de Fe I e Fe II utilizada pelos autores, com uma lista de linhas diferente para estrelas mais frias. Para $[Fe/H]$, não encontramos tendência com nenhum dos autores. Por fim, para $\log g$, encontramos apenas uma leve tendência na comparação com os valores de BF16, contudo, esta pode estar associada à alguma estrutura causada pelo baixo número de estrelas em comum.

Nossas abundâncias de carbono se mostraram bastante acuradas, com dispersões típicas e sem tendências com T_{ef} e $\log g$. Obtivemos bons acordos comparando com outros autores, com diferenças médias variando entre -0.007 dex e 0.093 dex. Além disso, encontramos $\langle A(C) \rangle$ muito similar à do catálogo Hypatia e, no geral, 0.1 dex acima dos valores de DM21, BF16 e SA17, sugerindo que as escalas de T_{ef} e/ou abundâncias dos outros autores são diferentes das utilizadas por nós e pelos autores contemplados no catálogo Hypatia.

Nossas abundâncias de oxigênio se mostraram, no geral, 0.1 dex maiores do que as $\langle A(O) \rangle$ relatadas pelos outros autores, com altas dispersões, mas sem tendências com T_{ef} e $\log g$. Contudo, para as diferenças, obtivemos acordos bons com os autores, com diferenças médias variando entre 0.049 dex e 0.077 dex. Assim, ressaltamos que as diferenças encontradas são típicas, visto que o consenso entre abundâncias de O com diferentes indicadores ainda um tópico em aberto. Por fim, suspeitamos que o motivo das abundâncias estarem, em média, mais altas pode estar associado à definição do contínuo local e/ou a precisão das medidas manuais de largura equivalente.

Nossas abundâncias de níquel se mostraram precisas, acuradas e sem tendências com T_{ef} e $\log g$. Obtivemos ótimos acordos comparando com outros autores, com diferenças médias variando entre 0.026 dex e 0.037 dex. Além disso, como o Ni tem influência em nossas abundâncias de O, suspeitamos que a tendência observada nas diferenças das abundâncias de O deste trabalho com as de BL15, da linha em 6300 Å, pode estar associada ao fato de que as abundâncias de Ni de BL15 são, em média 0.1 dex mais baixas do que as deste trabalho, do catálogo Hypatia e de BF16.

Nossas abundâncias de enxofre se mostraram acuradas, com dispersões típicas e sem tendências com T_{ef} e $\log g$. Obtivemos um bom acordo ao comparar nossas abundâncias com as compiladas no catálogo Hypatia, com uma diferença média de 0.016 dex e uma tendência muito fraca entre as diferenças e a T_{ef} . Comparando com os resultados de CS20, encontramos um acordo razoável, com uma diferença média de 0.096 dex e uma tendência forte das diferenças com a T_{ef} . Contudo, suspeitamos que esta tendência esteja associada às diferentes escalas de T_{ef} e/ou $[Fe/H]$ utilizadas por CS20 e, visto que também encontramos uma tendência moderada das diferenças entre CS20 e o catálogo Hypatia, pelas próprias tendências das abundâncias de CS20. Por

fim, tendo em vista a ausência de trabalhos que analisam o enxofre, este projeto ajuda a preencher uma lacuna importante no nosso entendimento de abundâncias de S em estrelas de tipo solar do disco fino.

Analisamos as diferenças das abundâncias de Fe, C, O, Ni e S entre estrelas hospedeiras e não-hospedeiras e, utilizando testes KS, não conseguimos diferenciar estrelas hospedeiras e não-hospedeiras para nenhum dos elementos a um nível de significância de 0.01, o que está de acordo com a literatura para todos os elementos exceto o Fe. Contudo, a um nível de significância 0.02, conseguimos distinguir as distribuições de $[\text{Fe}/\text{H}]$ das estrelas hospedeiras e não-hospedeiras. Investigamos, também, a distribuição da razão de C/O das nossas estrelas e encontramos o valor médio de 0.50 dex, ou seja, apenas 0.05 dex abaixo do valor solar de referência. Além disso, identificamos um percentual de 5% e 10% de estrelas hospedeiras e não-hospedeiras com razão de C/O > 0.8 dex, respectivamente, estando um pouco mais altos que os percentuais encontrados por outros autores (e.g., Bond et al. 2008; Brewer and Fischer 2016). Por fim, não conseguimos diferenciar as distribuições de C/O de estrelas hospedeiras e não-hospedeiras, estando de acordo com a literatura (e.g., Brewer and Fischer 2016; Suárez-Andrés et al. 2017, 2018; Clark et al. 2021).

Observamos uma dispersão alta nas razões de C/O em estrelas com $[\text{Fe}/\text{H}] \gtrsim 0.18$ dex, a qual desconfiamos que seja devido às altas dispersões encontradas nas abundâncias de O com a linha em 6300 Å, com DM21 também relatando o mesmo problema, e à tendência observada na distribuição de $[\text{O}/\text{H}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$, na qual as abundâncias de $[\text{O}/\text{H}]$ passam a decair com a metalicidade para $[\text{Fe}/\text{H}] \gtrsim 0.17$ dex. Investigamos algumas possíveis causas para este problema, contudo ainda precisamos investigá-lo mais a fundo (especialmente através de síntese espectral). Por fim, ressaltamos que todas as estrelas designadas aqui como não-hospedeiras podem ter planetas que ainda não foram detectados, especialmente planetas pequenos.

Por fim, listamos abaixo os próximos passos deste trabalho, que serão feitos durante o Doutorado:

- Expandir a lista de elementos bioessenciais, adicionando o nitrogênio e o fósforo;
- Utilizar dados de outros instrumentos (e.g., HIRES; ESPaDOnS; UVES; FEROS)
- Implementar análises utilizando síntese espectral, inclusive para tentar melhorar a precisão das abundâncias, especialmente do O;
- Utilizar outros indicadores para determinar abundâncias de C e O (e.g., bandas moleculares do CH e OH; tripleto do O; linha do O I em 6158 Å);

- Testar a viabilidade da inclusão de técnicas de Machine Learning, fazendo o uso da biblioteca `scikit-learn` do Python, para obter abundâncias mais precisas destes elementos.

Atualmente, o volume de dados públicos disponível nos *archives* cria um cenário propício à implementação de diferentes técnicas de Machine Learning para a análise de abundâncias químicas. Temos, como exemplo, o uso de redes neurais para a obtenção de parâmetros atmosféricos e abundâncias para 6 milhões de estrelas do LAMOST (Cui et al. 2012) e para determinar $[C/Fe]$, $[Fe/H]$ e T_{eff} para 700000 estrelas do S-PLUS (Whitten et al. 2021), redução de dimensionalidade para determinar T_{eff} e $[Fe/H]$ de Anãs M (Costa-Almeida et al. 2021), entre outros. Assim, estas abundâncias mais precisas nos permitirão investigar mais a fundo as possíveis relações destes elementos com a formação e habitabilidade de planetas e contribuir para o melhor entendimento das condições necessárias para o surgimento da vida no Universo.

Apêndice A

Amostras \mathcal{P} e \mathcal{S}

TABELA A.1: Lista de estrelas das amostras \mathcal{P} e \mathcal{S} . As colunas representam a identificação da estrela, ascensão reta, declinação, temperatura efetiva, metalicidade, gravidade superficial e a amostra, onde os parâmetros atmosféricos são os do catálogo Hypatia.

ID	RA J2000	DEC J2000	T_{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	$\log g$ (dex)	Amostra
HIP 522	1.5798975	-49.0751872	6248	0.07	4.33	\mathcal{P}
HIP 726	2.2486597	-39.7371598	6117	0.31	4.43	\mathcal{S}
HIP 801	2.4700920	-50.2678249	5999	-0.21	4.53	\mathcal{P}
HIP 910	2.8160454	-15.4679835	6197	-0.34	4.12	\mathcal{S}
HIP 1134	3.5427211	-7.1991151	6393	0.17	4.83	\mathcal{S}
HIP 1382	4.3188630	-43.8527332	5724	-0.27	4.52	\mathcal{S}
HIP 1481	4.6088480	-63.4774948	6147	-0.09	4.42	\mathcal{S}
HIP 1499	4.6744473	-8.0530016	5738	0.18	4.35	\mathcal{P}
HIP 1541	4.8032908	13.5770020	5900	0.22	4.04	\mathcal{S}
HIP 1666	5.2180814	-19.9312258	6361	0.34	3.87	\mathcal{P}
HIP 1893	5.9852728	-14.3464454	5626	-0.09	4.52	\mathcal{S}
HIP 2787	8.8868064	-0.5056106	6488	-0.09	3.94	\mathcal{S}
HIP 3391	10.8024820	-37.9826332	5664	0.16	4.30	\mathcal{P}
HIP 3479	11.1110447	-26.5156828	5629	-0.26	4.46	\mathcal{P}
HIP 3497	11.1636147	-65.6495228	5687	-0.34	4.39	\mathcal{P}
HIP 3704	11.8781437	-36.9401953	6060	-0.37	4.38	\mathcal{S}
HIP 3712	11.9215063	+12.8792799	6264	-0.02	4.21	\mathcal{S}
HIP 3718	11.9318547	+12.8721557	5994	-0.13	4.21	\mathcal{S}
HIP 4423	14.1675977	+17.9598148	5993	0.24	4.32	\mathcal{S}
HIP 5054	16.1672932	-39.4882182	5769	-0.54	4.38	\mathcal{P}

TABELA A.1: Continuação

ID	RA J2000	DEC J2000	T_{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	$\log g$ (dex)	Amostra
HIP 5144	16.4643074	+4.9093839	6220	-0.22	4.37	\mathcal{S}
HIP 5301	16.9527624	-8.2337029	5802	-0.07	4.51	\mathcal{P}
HIP 5529	17.6967558	-66.1881639	5372	0.28	4.35	\mathcal{P}
HIP 5806	18.6221760	-5.0473930	6047	-0.12	4.52	\mathcal{P}
HIP 5862	18.7963441	-45.5316688	6105	0.15	4.34	\mathcal{S}
HIP 6497	20.8582884	-14.2069200	5972	0.28	4.17	\mathcal{S}
HIP 6511	20.9051502	-41.2698000	6176	0.03	4.42	\mathcal{P}
HIP 6744	21.7051895	-29.4749680	5567	-0.09	4.41	\mathcal{S}
HIP 6969	22.4263833	+17.0989665	5628	0.34	3.83	\mathcal{S}
HIP 6993	22.5041763	-19.6045019	5599	0.41	4.15	\mathcal{P}
HIP 7539	24.2859477	-29.3932635	5280	0.14	4.39	\mathcal{S}
HIP 7978	25.6221453	-53.7408309	6159	-0.03	4.46	\mathcal{P}
HIP 8587	27.7170184	+6.5285336	6070	0.22	4.24	\mathcal{S}
HIP 9094	29.2900307	-10.2424255	5309	0.08	3.94	\mathcal{P}
HIP 9404	30.2031274	-12.8749797	5391	-0.21	4.43	\mathcal{S}
HD 13357b	32.7154777	+13.6825375	5442	0.02	4.54	\mathcal{S}
HIP 10278	33.0861558	-46.8163768	5837	0.21	4.49	\mathcal{P}
HIP 10305	33.1980875	-2.3936296	6068	0.04	4.15	\mathcal{S}
HIP 10798	34.7437696	-25.9456871	5395	-0.47	4.60	\mathcal{S}
HIP 10842	34.8905728	-67.6984693	5567	-0.38	4.41	\mathcal{S}
HIP 11941	38.5151673	+12.1808607	5814	0.32	4.24	\mathcal{S}
HIP 12048	38.8330386	-3.5606029	5757	0.13	4.14	\mathcal{P}
HIP 12119	39.0326395	-28.2186042	5421	-0.03	4.46	\mathcal{S}
HIP 12186	39.2441997	-34.5779759	5807	0.13	4.18	\mathcal{P}
HIP 12653	40.6394436	-50.8002934	6167	0.16	4.46	\mathcal{P}
HIP 13718	44.1578890	-22.3100992	5452	0.14	4.38	\mathcal{S}
HIP 14180	45.7127255	-72.4572454	5719	0.26	4.01	\mathcal{S}
HIP 14241	45.9123283	-5.6662974	5494	-0.48	4.50	\mathcal{S}
HIP 14530	46.9079887	-72.3218877	5527	0.04	4.39	\mathcal{P}
HIP 14614	47.1846136	+15.3348294	5789	-0.10	4.41	\mathcal{S}
HIP 14879	48.0188640	-28.9876200	6151	-0.24	4.07	\mathcal{S}
HIP 14954	48.1934871	-1.1960972	6152	0.21	4.18	\mathcal{P}
HIP 15206	49.0130267	+11.6284408	5880	0.00	3.87	\mathcal{S}
HIP 15510	49.9818860	-43.0697983	5434	-0.39	4.45	\mathcal{P}
HIP 15527	50.0149072	-28.8540723	5790	-0.06	4.38	\mathcal{P}

TABELA A.1: Continuação

ID	RA J2000	DEC J2000	T_{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	$\log g$ (dex)	Amostra
HIP 16012	51.5463239	-30.6178137	5479	-0.26	4.51	\mathcal{P}
HIP 16085	51.8020081	-58.3236801	5457	0.00	4.38	\mathcal{P}
HIP 17054	54.8484916	-60.0778441	5774	0.34	4.16	\mathcal{P}
HIP 17096	54.9295669	-52.9158378	5974	-0.14	4.43	\mathcal{P}
HIP 17364	55.7698396	-50.6430766	6184	-0.35	4.58	\mathcal{S}
HIP 17515	56.2564613	-70.0241001	6048	0.16	4.47	\mathcal{P}
HIP 18387	58.9560011	-65.1866748	6220	-0.14	4.43	\mathcal{P}
HIP 18538	59.4812132	-36.2599136	5327	-0.15	4.45	\mathcal{S}
HIP 18859	60.6531048	-0.2689218	6278	0.08	4.30	\mathcal{S}
HIP 18993	61.0411474	+2.8269508	6278	0.05	3.95	\mathcal{S}
HIP 19386	62.2877933	+0.1789725	6261	0.14	4.20	\mathcal{S}
HIP 19786	63.6135606	+12.4353146	5806	0.15	4.40	\mathcal{S}
HIP 19807	63.7139660	-25.0112127	5830	0.17	4.37	\mathcal{S}
HIP 19859	63.8700021	+6.1868611	5983	-0.03	4.46	\mathcal{S}
HIP 20199	64.9394555	-41.9602643	5682	-0.16	4.38	\mathcal{P}
HIP 20215	64.9785660	+16.5226130	6184	0.00	4.36	\mathcal{S}
HIP 20606	66.2112715	-50.6221898	5653	0.36	4.15	\mathcal{P}
HIP 20661	66.4055036	+15.9410326	6410	0.07	4.49	\mathcal{S}
HIP 20693	66.4889100	+5.1501454	6248	0.07	4.50	\mathcal{S}
HIP 20723	66.6096779	-10.5508182	5662	0.21	4.42	\mathcal{P}
HIP 20899	67.2012430	+17.2854684	5921	0.13	4.45	\mathcal{S}
HIP 21172	68.0894678	-5.0390048	5691	-0.12	4.34	\mathcal{S}
HIP 21850	70.4765581	-58.0207569	5557	0.37	4.30	\mathcal{P}
HIP 22068	71.2028579	-32.8771660	6202	-1.46	4.18	\mathcal{S}
HIP 22336	72.1516044	-5.6740428	5882	0.20	4.07	\mathcal{P}
HIP 22632	73.0412906	-27.0641501	5971	-1.50	4.26	\mathcal{S}
HIP 22782	73.5127109	+17.0268257	6156	-0.04	3.94	\mathcal{S}
HIP 22905	73.9099281	-23.2418775	5927	-0.19	4.44	\mathcal{P}
HIP 23128	74.6490252	-9.3342956	6061	-0.22	4.59	\mathcal{S}
HIP 23941	77.1820769	-4.4562057	6292	-0.29	3.99	\mathcal{S}
HIP 24037	77.5086568	-7.0717548	5573	-0.47	4.48	\mathcal{S}
HIP 25002	80.3039960	-14.1524537	5788	0.06	4.47	\mathcal{S}
HIP 25461	81.6775927	-45.0496517	6128	-0.09	4.63	\mathcal{S}
HIP 25486	81.7698465	-11.9009628	6240	0.41	4.71	\mathcal{S}
HIP 25963	83.0856902	-47.4752295	5850	0.16	4.09	\mathcal{S}

TABELA A.1: Continuação

ID	RA J2000	DEC J2000	T_{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	$\log g$ (dex)	Amostra
HIP 26380	84.2584034	-73.6993458	5981	-0.21	4.23	\mathcal{P}
HIP 26394	84.2911878	-80.4691199	5952	0.07	4.37	\mathcal{P}
HIP 27072	86.1157772	-22.4483733	6349	-0.06	4.33	\mathcal{S}
HIP 27305	86.7761114	-10.6302301	6160	0.18	4.30	\mathcal{P}
HIP 27922	88.6256484	-19.7043419	5528	-0.47	4.67	\mathcal{P}
HIP 29432	93.0023618	+6.7830715	5747	-0.08	4.46	\mathcal{P}
HIP 29568	93.4387315	-23.8619358	5597	0.00	4.38	\mathcal{S}
HIP 30030	94.7835728	-3.4389885	6051	0.38	4.36	\mathcal{S}
HIP 30114	95.0596800	-10.7250086	5793	0.04	4.20	\mathcal{P}
HIP 30503	96.1828323	-28.7801156	5833	0.04	4.42	\mathcal{P}
HIP 30579	96.4103101	-31.4809524	5453	-0.17	4.38	\mathcal{P}
HIP 31540	99.0366163	-27.6222963	5658	0.22	4.36	\mathcal{P}
HIP 31895	100.0071965	-48.5419564	5734	0.35	4.09	\mathcal{P}
HIP 32366	101.3455853	-31.7936478	6317	-0.26	4.38	\mathcal{S}
HIP 32608	102.0479294	+0.3049705	6194	0.15	3.87	\mathcal{S}
HIP 32970	103.0084347	-33.9155601	6043	0.28	4.32	\mathcal{P}
HIP 33229	103.7139214	-55.2593281	5373	-0.07	4.36	\mathcal{P}
HIP 33719	105.0751488	-5.3671607	6118	0.19	4.32	\mathcal{P}
HIP 34271	106.5700090	+22.6834871	5655	0.14	4.56	\mathcal{S}
HIP 34877	108.2413955	-61.6131765	5795	0.25	4.44	\mathcal{S}
HIP 35279	109.3251140	-40.6565573	5743	0.34	3.95	\mathcal{S}
HIP 36210	111.8561018	-51.4025997	5600	0.03	4.41	\mathcal{S}
HIP 36515	112.6771322	-37.3393623	5815	-0.03	4.55	\mathcal{S}
HIP 36795	113.5132510	-22.2960662	6219	-0.13	3.91	\mathcal{P}
HIP 37918	116.5618461	-59.8140652	5357	0.09	4.48	\mathcal{S}
HIP 38041	116.9571676	-54.2641442	5450	-0.16	4.42	\mathcal{P}
HIP 38216	117.4386013	-20.2076323	6162	0.20	4.14	\mathcal{S}
HIP 38558	118.4221638	-63.6473203	5646	-0.16	4.49	\mathcal{P}
HIP 39417	120.8694484	-1.1627109	5716	0.25	4.33	\mathcal{P}
HIP 40693	124.5997790	-12.6321694	5423	-0.04	4.49	\mathcal{P}
HIP 40952	125.3672383	-39.7054111	5665	0.17	4.40	\mathcal{P}
HIP 41542	127.0703890	-14.5878310	6038	-0.37	4.58	\mathcal{S}
HIP 42030	128.5132920	-1.5682165	5933	-0.01	4.27	\mathcal{P}
HIP 42202	129.0740671	-34.4599776	5387	0.05	4.37	\mathcal{P}
HIP 42333	129.4595574	-6.8068828	5812	0.13	4.46	\mathcal{S}

TABELA A.1: Continuação

ID	RA J2000	DEC J2000	T_{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	$\log g$ (dex)	Amostra
HIP 42592	130.2116827	-16.3451426	6224	-2.03	4.24	\mathcal{S}
HIP 43177	131.9182899	-41.7367934	6118	0.28	4.37	\mathcal{P}
HIP 43487	132.8655802	-61.3629673	6017	-0.46	4.08	\mathcal{S}
HIP 43686	133.4813162	-66.8009929	5645	0.36	4.16	\mathcal{P}
HIP 43797	133.7990919	-54.9657674	6415	0.09	4.34	\mathcal{S}
HIP 44124	134.7921282	-4.0268065	5869	-1.91	4.14	\mathcal{S}
HIP 44291	135.3020573	-25.5270648	5342	0.33	4.60	\mathcal{P}
HIP 45940	140.5252841	-73.5433497	5529	-0.17	4.39	\mathcal{S}
HIP 47007	143.7113968	-12.1295453	5979	0.26	4.43	\mathcal{P}
HIP 47202	144.2992817	-43.2722035	5442	0.34	4.39	\mathcal{P}
HIP 48141	147.2087206	-37.3096505	5435	-0.20	4.51	\mathcal{S}
HIP 48711	149.0246605	-3.8084231	6018	0.18	4.18	\mathcal{P}
HIP 48739	149.1243507	-24.0993877	5931	-0.05	4.46	\mathcal{P}
HIP 49728	152.2843577	-15.4944973	5751	-0.10	4.42	\mathcal{S}
HIP 50075	153.3530384	-33.0317204	5960	-0.05	4.48	\mathcal{S}
HIP 50564	154.9340305	+19.4709168	6038	0.12	4.14	\mathcal{S}
HIP 50921	155.9803081	-29.6455296	5611	-0.24	4.52	\mathcal{P}
HIP 51078	156.5443661	-45.5625435	6053	0.23	4.16	\mathcal{S}
HIP 51477	157.7157197	-21.2269790	5746	-0.96	3.99	\mathcal{S}
HIP 51523	157.8409221	-53.7154826	6131	-0.52	3.83	\mathcal{S}
HIP 51620	158.1852176	-19.2017490	6164	-0.29	4.41	\mathcal{S}
HIP 51933	159.1349247	-12.2301222	6085	-0.23	4.15	\mathcal{S}
HIP 52015	159.4033243	+18.3495257	5737	0.04	4.01	\mathcal{S}
HIP 52409	160.7022003	-2.1837561	5738	0.28	4.41	\mathcal{P}
HIP 52720	161.6775486	-1.6879625	5408	-0.23	4.41	\mathcal{S}
HIP 52939	162.3975067	-29.9944204	6377	0.26	4.25	\mathcal{S}
HIP 53172	163.1636780	-17.0302471	5929	-0.07	4.30	\mathcal{S}
HIP 53252	163.3730491	-20.1387285	6466	0.07	4.19	\mathcal{S}
HIP 54779	168.2252071	-34.4067443	5774	-0.39	4.29	\mathcal{S}
HIP 55409	170.2157030	-23.2173403	5715	-0.06	4.44	\mathcal{P}
HD 100286	173.0668332	-29.2633038	6308	0.02	4.19	\mathcal{S}
HD 100287	173.0683515	-29.2610206	6308	0.00	4.15	\mathcal{S}
HIP 56363	173.3045425	-67.0545827	5417	0.37	4.41	\mathcal{S}
HIP 56445	173.5914526	+3.0601648	6453	0.04	4.31	\mathcal{S}
HIP 56452	173.6228597	-32.8313391	5203	-0.37	4.60	\mathcal{S}

TABELA A.1: Continuação

ID	RA J2000	DEC J2000	T_{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	$\log g$ (dex)	Amostra
HIP 56876	174.9025032	-35.2325632	5741	0.33	3.83	\mathcal{S}
HIP 56884	174.9158250	-4.9844703	5731	-0.10	4.48	\mathcal{S}
HIP 57291	176.2102535	-58.7037101	5655	0.28	4.29	\mathcal{P}
HIP 57360	176.3926435	-46.0628851	6117	-1.22	4.22	\mathcal{S}
HIP 57366	176.4102522	-16.0781062	6064	0.12	3.88	\mathcal{S}
HIP 57370	176.4262199	+2.8214795	5301	0.07	4.49	\mathcal{P}
HIP 57443	176.6294668	-40.5003556	5599	-0.30	4.42	\mathcal{P}
HIP 57524	176.8522653	-49.8841717	5689	0.35	3.97	\mathcal{S}
HIP 58240	179.1762932	-32.2681566	5742	0.03	4.46	\mathcal{S}
HIP 58314	179.3705504	+19.9839029	5249	0.05	4.48	\mathcal{S}
HD 106515b	183.7754185	-7.2573844	5252	0.02	4.48	\mathcal{S}
HIP 60081	184.8062136	-3.3197887	5777	0.28	4.38	\mathcal{P}
HIP 60632	186.3956537	+1.2839611	6088	-1.72	4.32	\mathcal{S}
HIP 60644	186.4427793	-64.0220875	6243	0.17	4.50	\mathcal{P}
HIP 61300	188.3981429	-11.6218687	5811	0.08	4.28	\mathcal{P}
HIP 61505	189.0274355	-42.8523003	5872	-0.10	4.33	\mathcal{S}
HIP 62107	190.9280159	-37.7081443	5611	-0.41	4.51	\mathcal{S}
HIP 62108	190.9300886	-44.6754322	6214	-1.61	4.37	\mathcal{S}
HIP 62534	192.2156358	-68.4251520	5513	-0.43	4.45	\mathcal{P}
HIP 62607	192.4367856	+1.1880386	5422	-0.61	4.52	\mathcal{S}
HIP 62769	192.9398427	+19.2288351	5664	0.23	3.86	\mathcal{S}
HIP 63559	195.3594608	-27.3745308	5888	-0.92	4.42	\mathcal{S}
HIP 64109	197.0859385	-87.2193078	5523	-0.17	4.50	\mathcal{S}
HIP 64408	198.0132639	-37.8030220	5698	0.16	3.94	\mathcal{P}
HIP 64459	198.1844128	-31.8733485	5836	-0.28	4.15	\mathcal{P}
HIP 64698	198.9040325	+9.0160294	5642	-0.13	4.36	\mathcal{S}
HIP 64924	199.6013114	-18.3111975	5552	-0.02	4.38	\mathcal{P}
HIP 65201	200.4324266	-39.3111107	5927	-1.90	4.12	\mathcal{S}
HIP 65808	202.3379708	-35.5709962	5663	0.22	4.33	\mathcal{P}
HIP 66047	203.1064816	-47.2713648	5978	0.00	4.35	\mathcal{P}
HIP 66815	205.4278466	-4.0294114	5950	-0.62	4.41	\mathcal{S}
HIP 66990	205.9356394	-51.6265754	5578	0.32	4.05	\mathcal{S}
HIP 67069	206.1858395	-14.2251804	6077	-0.18	4.45	\mathcal{S}
HIP 67125	206.3638375	-48.7916603	6168	-0.17	4.17	\mathcal{S}
HIP 68162	209.3218267	-56.0400434	6027	0.13	4.59	\mathcal{P}

TABELA A.1: Continuação

ID	RA J2000	DEC J2000	T_{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	$\log g$ (dex)	Amostra
HIP 68468	210.2650365	-32.7569500	5879	0.07	4.37	\mathcal{S}
HIP 68936	211.6719997	-5.5183357	5339	0.17	4.30	\mathcal{S}
HIP 69226	212.5997170	+25.0916725	6233	-0.03	4.11	\mathcal{S}
HIP 69390	213.0713015	+8.4069763	5892	0.13	4.11	\mathcal{S}
HIP 69881	214.5030283	-7.5423922	5659	0.27	4.11	\mathcal{S}
HIP 70123	215.2229903	-17.4815247	5932	0.23	4.45	\mathcal{P}
HIP 70557	216.4927294	+13.4332629	5493	-0.05	4.51	\mathcal{S}
HIP 70695	216.8873826	-51.9330854	5658	-0.10	4.42	\mathcal{P}
HIP 70829	217.2635696	-46.7411224	5557	-0.66	4.48	\mathcal{S}
HIP 71469	219.2491499	-12.3052969	6355	0.02	4.05	\mathcal{S}
HIP 71530	219.4427360	-67.9320099	6317	-0.17	4.30	\mathcal{S}
HIP 71735	220.1177587	-57.0295558	5562	-0.38	4.49	\mathcal{S}
HIP 71755	220.1629641	-65.4183427	6191	-0.37	4.40	\mathcal{S}
HIP 72339	221.8863607	-0.2814739	5385	0.01	4.45	\mathcal{P}
HIP 73408	225.0253332	-73.5353407	5892	0.28	4.45	\mathcal{P}
HIP 73850	226.3912715	-30.5508625	6419	0.09	4.32	\mathcal{S}
HIP 74075	227.0633121	-59.9546127	5645	-0.45	4.48	\mathcal{S}
HIP 74268	227.6733819	-43.7298717	5930	0.00	4.39	\mathcal{S}
HIP 74271	227.6800613	-43.7169147	5611	0.08	4.39	\mathcal{S}
HIP 74273	227.6864292	-61.4223227	5913	0.11	4.37	\mathcal{P}
HIP 74500	228.3694463	-25.3093485	5737	0.26	4.31	\mathcal{P}
HIP 74856	229.4516999	-45.9224152	6114	0.12	4.32	\mathcal{S}
HIP 75181	230.4506299	-48.3176284	5643	-0.34	4.30	\mathcal{P}
HIP 75206	230.5344580	-47.9277919	6337	0.04	3.86	\mathcal{S}
HIP 75819	232.3293010	-49.9530827	5276	-0.53	3.93	\mathcal{S}
HIP 76635	234.7543983	-0.3115000	6149	0.11	4.49	\mathcal{S}
HIP 77358	236.8712529	-37.9163117	5592	0.09	4.46	\mathcal{S}
HIP 77610	237.6660447	-23.2581916	6281	-0.40	4.38	\mathcal{S}
HIP 77740	238.0731172	-18.4360539	5870	0.10	4.46	\mathcal{P}
HIP 78169	239.4199663	-60.2002563	5940	0.13	4.44	\mathcal{P}
HIP 78399	240.0784886	+0.1370085	5808	0.05	4.45	\mathcal{S}
HIP 78521	240.4597842	-44.4345398	5507	0.28	4.36	\mathcal{P}
HIP 78955	241.7640412	-14.0712974	5870	0.30	4.25	\mathcal{S}
HIP 79242	242.5626122	-84.2316149	5422	0.17	4.35	\mathcal{P}
HIP 79346	242.9018604	-27.0781761	6014	0.10	4.47	\mathcal{P}

TABELA A.1: Continuação

ID	RA J2000	DEC J2000	T_{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	$\log g$ (dex)	Amostra
HIP 80337	246.0053775	-39.1929818	5863	0.04	4.53	\mathcal{P}
HD 147723	246.1657246	-29.7046627	5968	0.14	3.95	\mathcal{S}
HIP 80680	247.0720192	-46.3176287	6185	0.24	4.51	\mathcal{P}
HIP 81022	248.2127117	+2.0848282	6013	0.26	4.25	\mathcal{P}
HIP 81229	248.8555586	-48.6983212	5910	0.25	4.06	\mathcal{S}
HIP 81681	250.2842283	-2.8572784	5655	-0.36	4.46	\mathcal{S}
HIP 81748	250.4592686	+13.1488369	5605	0.11	4.28	\mathcal{S}
HIP 81767	250.5304545	-29.1249920	5853	0.29	4.29	\mathcal{S}
HIP 83276	255.2948083	-13.5671397	5848	-0.09	4.24	\mathcal{S}
HIP 83435	255.7935198	+14.5113407	5650	0.29	4.12	\mathcal{S}
HIP 83547	256.1286288	-43.3097696	6124	-0.03	4.32	\mathcal{P}
HIP 83601	256.3200776	+0.7025605	6021	0.04	4.38	\mathcal{S}
HIP 83983	257.5204602	-56.4492703	5743	0.25	4.27	\mathcal{P}
HIP 84787	259.9641680	-48.5493205	5901	-0.11	4.01	\mathcal{P}
HIP 84856	260.1429622	-19.3337484	6090	0.19	4.02	\mathcal{P}
HIP 85757	262.8558425	-2.5388098	5508	-0.62	3.87	\mathcal{S}
HIP 86375	264.7480268	-43.1455123	5567	-0.08	4.00	\mathcal{P}
HIP 86796	266.0362651	-51.8340531	5747	0.29	4.25	\mathcal{P}
HIP 87116	266.9897905	-34.0188752	5576	0.15	4.40	\mathcal{S}
HIP 88194	270.1620611	+29.5719229	5715	-0.09	4.38	\mathcal{P}
HIP 88268	270.3801150	+0.1045563	6026	0.21	4.43	\mathcal{P}
HIP 88942	272.3236605	-22.9084400	5327	0.29	4.39	\mathcal{S}
HIP 89844	275.0163882	-9.5957248	5570	0.06	4.13	\mathcal{P}
HIP 90004	275.4574285	-11.9226816	5571	-0.10	4.39	\mathcal{P}
HIP 90485	276.9561883	-29.8168627	6314	0.17	4.14	\mathcal{P}
HD 171028	278.0645554	+6.9457461	5659	-0.48	3.90	\mathcal{P}
HIP 91043	278.5837626	+18.6900652	5798	-0.07	4.43	\mathcal{S}
HIP 91085	278.6819832	-28.0723151	5411	0.18	4.49	\mathcal{P}
HIP 93203	284.7739133	+13.6222424	6132	-0.12	4.00	\mathcal{S}
HIP 93373	285.2728702	-66.1926784	5457	-0.62	4.51	\mathcal{P}
HIP 93547	285.8009560	-56.9966693	5271	0.27	3.84	\mathcal{S}
HIP 93858	286.7186013	-37.8106591	5626	0.08	4.37	\mathcal{P}
HIP 94061	287.2371608	-17.5358084	5518	0.28	4.28	\mathcal{S}
HIP 94256	287.7909527	-2.6383853	5730	0.31	4.16	\mathcal{P}
HIP 94645	288.8884587	-24.1793537	6221	0.20	4.44	\mathcal{P}

TABELA A.1: Continuação

ID	RA J2000	DEC J2000	T_{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	$\log g$ (dex)	Amostra
HIP 95015	290.0004051	-9.3235996	5415	0.36	4.42	\mathcal{P}
HIP 95262	290.7207702	-32.9190531	5736	-0.53	4.09	\mathcal{P}
HIP 95270	290.7455977	-54.5380499	6488	-0.04	4.30	\mathcal{S}
HIP 95740	292.1023815	+8.3580568	5948	0.30	4.37	\mathcal{P}
HIP 95849	292.4190466	-30.7977592	6039	0.20	4.36	\mathcal{S}
HIP 96124	293.1680500	-28.0198089	5625	-0.20	4.52	\mathcal{S}
HIP 97213	296.3607123	-50.8680110	5741	0.20	4.16	\mathcal{S}
HIP 97546	297.3915270	-37.7805483	6105	0.09	4.31	\mathcal{P}
HIP 97675	297.7568490	+10.4157209	6145	0.11	4.26	\mathcal{S}
HIP 98355	299.7439220	-46.0880451	6223	-0.56	4.30	\mathcal{S}
HIP 98470	300.0843712	-33.7034521	6361	-0.35	4.38	\mathcal{S}
HIP 98621	300.4668709	-69.1879429	5667	-0.12	4.44	\mathcal{S}
HIP 98964	301.3901355	+3.5027600	5376	0.06	4.45	\mathcal{S}
HIP 99115	301.8319576	-35.5386329	5641	0.23	4.17	\mathcal{P}
HIP 99273	302.2717326	-26.2240335	6492	-0.12	4.33	\mathcal{S}
HIP 99496	302.8779799	-64.6204686	5958	-0.49	4.02	\mathcal{P}
HIP 99651	303.3441048	-15.4321098	5259	-0.84	4.46	\mathcal{S}
HIP 99661	303.3614389	-46.2010284	5880	0.27	3.96	\mathcal{S}
HIP 99727	303.5382451	+6.5772133	5866	0.28	4.29	\mathcal{S}
HIP 100942	306.9990000	-51.6644404	5862	0.08	4.33	\mathcal{S}
HIP 100970	307.0776527	+18.7694944	5751	0.06	4.18	\mathcal{P}
HIP 101346	308.0999654	+6.5175698	6017	-0.58	3.87	\mathcal{S}
HIP 101806	309.4654577	-60.6344854	5880	0.22	4.25	\mathcal{P}
HIP 101983	310.0109918	-60.5488936	6051	-0.41	4.09	\mathcal{S}
HIP 102040	310.1880866	+19.9355357	5808	-0.09	4.41	\mathcal{S}
HIP 102125	310.4337535	-75.3508013	6047	0.17	4.13	\mathcal{P}
HIP 102128	310.4396583	-75.3464022	5880	0.16	4.18	\mathcal{S}
HIP 102152	310.4776406	-27.2159487	5758	-0.02	4.38	\mathcal{S}
HIP 102211	310.6549006	-13.0948117	5783	-0.47	4.20	\mathcal{S}
HIP 103389	314.1972099	-26.2963804	6274	-0.09	4.38	\mathcal{S}
HIP 103692	315.1814962	+17.4479856	5703	0.26	4.11	\mathcal{S}
HIP 103896	315.7726926	-19.3208664	5841	-0.24	4.49	\mathcal{S}
HD 201796a	318.0941934	-15.0001017	5715	0.15	4.42	\mathcal{S}
HIP 104768	318.3653602	-49.7946053	5628	0.17	4.02	\mathcal{S}
HIP 105483	320.4736667	-4.1742983	5565	0.26	4.37	\mathcal{S}

TABELA A.1: Continuação

ID	RA J2000	DEC J2000	T_{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	$\log g$ (dex)	Amostra
HIP 105521	320.5786421	+5.0235879	5862	0.23	4.16	\mathcal{P}
HIP 105606	320.8440209	-41.5525146	5615	0.29	4.37	\mathcal{S}
HIP 106006	322.0508586	-21.7262546	5783	0.16	4.37	\mathcal{P}
HIP 106824	324.5350163	-31.7374835	6386	0.18	4.40	\mathcal{P}
HIP 107246	325.8267331	+12.5183526	5963	0.09	4.26	\mathcal{S}
HIP 107350	326.1305415	+14.7719395	5934	-0.06	4.49	\mathcal{P}
HIP 107947	328.0405204	-62.0523634	6403	0.00	4.35	\mathcal{S}
HIP 108375	329.3326981	-37.7636244	6159	0.05	4.51	\mathcal{P}
HIP 108525	329.7871762	+3.1977656	5438	-0.10	4.52	\mathcal{S}
HIP 108859	330.7948873	+18.8843190	6092	0.01	4.45	\mathcal{P}
HIP 109110	331.5220915	-5.3581626	5733	0.04	4.45	\mathcal{S}
HIP 109378	332.3744405	-7.5486564	5538	0.21	4.38	\mathcal{P}
HIP 110341	335.2324903	+8.1867411	6397	-0.10	4.21	\mathcal{S}
HIP 110508	335.7882264	+9.4610826	5626	-0.17	4.56	\mathcal{S}
HIP 110852	336.8788399	-77.7179249	6240	0.16	4.50	\mathcal{P}
HIP 111143	337.7515272	-49.4332687	5979	0.14	4.27	\mathcal{P}
HIP 111349	338.3778547	-35.4445466	5582	0.01	4.46	\mathcal{S}
HIP 111565	339.0320971	-54.6106200	5567	-0.48	4.43	\mathcal{S}
HIP 111746	339.5459168	-27.4434358	5675	-0.37	4.44	\mathcal{S}
HIP 112117	340.6536804	-47.2108124	6035	-0.05	4.35	\mathcal{S}
HIP 112763	342.5438624	-41.4901064	5455	-0.20	4.55	\mathcal{S}
HIP 113044	343.4080509	-48.5982846	5945	0.21	4.11	\mathcal{P}
HIP 113137	343.6645124	-70.0737102	5840	0.22	4.24	\mathcal{P}
HIP 113238	343.9737841	-26.6587633	5399	0.24	4.37	\mathcal{P}
HIP 113357	344.3665850	+20.7688284	5762	0.19	4.30	\mathcal{P}
HIP 114276	347.1787915	-18.7519466	5955	-0.58	4.31	\mathcal{S}
HIP 114699	348.5274498	-62.7000034	5351	-0.14	3.99	\mathcal{P}
HIP 114948	349.2403641	-62.0011997	6291	0.00	4.41	\mathcal{S}
HIP 115100	349.6947259	+18.6457264	5869	0.15	4.17	\mathcal{P}
HIP 115126	349.7780237	-13.4587818	5307	0.07	4.01	\mathcal{S}
HIP 115312	350.3145795	-26.9867694	5249	-0.08	4.10	\mathcal{S}
HIP 115662	351.4708006	-20.6160281	5950	-0.03	4.35	\mathcal{P}
HIP 116084	352.8347424	-58.2097312	6324	0.01	4.61	\mathcal{P}
HIP 116250	353.3315787	-77.3853322	5827	0.30	3.99	\mathcal{P}
HIP 116763	354.9637757	-32.7434070	5272	-0.19	4.52	\mathcal{S}

TABELA A.1: Continuação

ID	RA J2000	DEC J2000	T_{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	$\log g$ (dex)	Amostra
HIP 116771	354.9876575	+5.6262911	6182	-0.12	4.12	\mathcal{S}
HIP 116906	355.4647083	-5.9857587	5791	0.00	4.38	\mathcal{P}
HIP 117066	355.9890151	-82.5085011	5910	0.03	4.46	\mathcal{S}
HIP 117404	357.0888510	-27.8974975	5402	-0.42	4.50	\mathcal{S}
HIP 118228	359.7156809	-61.5867723	6288	0.28	4.19	\mathcal{P}
HIP 118319	359.9742984	-22.4281155	6104	0.25	4.21	\mathcal{P}

Apêndice B

Pré-requisitos

Utilizamos os programas e ferramentas listadas neste apêndice para fazer o tratamento inicial e a redução dos espectros e para a obtenção dos parâmetros atmosféricos e abundâncias de todas as estrelas do projeto. Os comandos listados devem ser executados no diretório `/home/user` — para usuários de Linux/UBUNTU.

B.1 Anaconda

Anaconda Individual Edition é uma plataforma que contém diversas linguagens de programação (e.g., Python; R; Julia) e que possibilita a criação de ambientes virtuais personalizados.

Lista de comandos para a instalação do Anaconda:

1. `apt-get install libgl1-mesa-glx libegl1-mesa libxrandr2 libxss1 libxcursor1 libxcomposite1 libasound2 libxi6 libxtst6`
2. Baixe o instalador do Anaconda em <https://www.anaconda.com/products/individual#linux>
3. `bash instalador.sh`

B.2 IRAF e PyRAF

Lista de comandos para a criação do ambiente `iraf`:

1. `dpkg --add-architecture i386`

2. `sudo apt-get update`
3. `sudo apt-get install libc6:i386 libz1:i386 libncurses5:i386
libbz2-1.0:i386 libuuid1:i386 libxcb1:i386 libxmu6:i386`
4. `conda config --add channels http://ssb.stsci.edu/astroconda`
5. `conda create -n iraf27 python=2.7 iraf-all pyraf-all stsci`
6. `mkiraf`
7. `pyraf`

Em um novo terminal digite:

1. `alias iraf='conda activate iraf27 && pyraf'`

Por fim, para abrir o ambiente contendo o PyRAF é só digitar `iraf` no terminal no diretório `/home/user`.

B.3 MOOG Silent

Passos para a instalação do MOOG Silent:

1. No terminal, execute:
 - `sudo apt-get install gfortran libx11-dev`
 - `sudo apt-get update`
2. Faça o download do MOOG Silent em https://drive.google.com/file/d/1cczfCykTkorF1i_43_KzrtnpIycCpjak/view?usp=sharing
3. Coloque os arquivos no diretório de sua preferência (e.g., `/home/ellen/Documents/MOOGFEB2017`)
4. Abra o arquivo `“Moogsilent.f”` e edite o diretório MOOG para o escolhido no passo anterior (`moogpath`, linha 22)
5. Procure no seu computador em qual diretório está o arquivo `“libX11.a”` utilizando o comando `ls diretorio` (geralmente estará em `/usr/lib/`)
6. Abra o arquivo `“Makefile.rh64silent”` e edite o diretório X11LIB para o que você encontrou no passo anterior (linha 34)

7. No terminal, execute:

- `cd /home/ellen/Documents/MOOGFEB2017`
- `make -f Makefile.rh64silent`
- `LIBRARY_PATH=/usr/lib/x86_64-linux-gnu:$LIBRARY_PATH`
- `export LIBRARY_PATH`

8. Feche o terminal, abra outro e execute os comandos:

- `cd /usr/bin`
- `sudo ln -s /home/ellen/Documents/MOOGFEB2017/MOOGSILENT moog2017silent`

A partir de agora, é possível executar o MOOG Silent em qualquer diretório apenas digitando `moog2017silent` no terminal.

B.4 ARES v2

Passos para a instalação do ARES v2:

1. Baixe o programa em <https://github.com/sousasag/ARES>
2. Coloque os arquivos no diretório de sua preferência (e.g., “/home/ellen/Documents/ARESv2”)
3. No terminal, execute:

- `cd /home/ellen/Documents/ARESv2`
- `sudo apt-get install libcfitsio-dev gcc plotutils gnuplot`
- `sudo apt-get update`
- `gcc -o ARES ARES_v2.c -lcfitsio -lgs1 -lgs1cblas -lm -lgomp -fopenmp`

A partir de agora é possível executar o ARES v2 dentro do diretório ARES digitando `./ARES` no terminal.

Apêndice C

Listas de Linhas e Intervalos Espectrais

TABELA C.1: Lista de intervalos espectrais utilizada para o cálculo da S/R dos espectros (ver Seção 3.2.2.4). As colunas são os comprimentos de onda inicial e final das regiões, respectivamente, em Å.

λ_i	λ_f
5220.54	5220.72
5248.49	5248.81
5256.07	5256.45
5309.64	5310.10
5417.46	5417.71
5459.61	5459.97
5464.50	5465.00
5471.46	5471.78
5499.97	5500.46
5502.31	5502.67
5508.85	5509.28
5542.20	5542.70
5548.81	5549.25
5564.39	5565.08
5570.90	5571.92
5606.40	5606.60
5656.63	5657.27
5666.04	5666.48
5670.21	5670.63

TABELA C.1: Continuação

λ_i	λ_f
5677.00	5677.52
5722.71	5723.43
5724.78	5725.40
5730.19	5730.67
5734.75	5735.42
5740.21	5740.67
5750.34	5751.74
5755.49	5756.58
5764.81	5765.71
5778.87	5779.32
5794.77	5795.67
5801.93	5803.27
5804.65	5805.00
5818.00	5818.72
5820.33	5821.63
5828.78	5829.77
5833.03	5833.78
5835.85	5837.55
5840.13	5841.02
5841.71	5842.23
5843.34	5844.06
5847.38	5847.90
5860.28	5860.92
5964.06	5964.54
5972.00	5972.40
6009.96	6010.52
6017.03	6017.47
6038.00	6039.00
6049.38	6052.00
6058.30	6059.01
6066.00	6067.00
6068.47	6069.60
6074.21	6074.59
6085.62	6086.00
6089.78	6090.03
6104.00	6104.81

TABELA C.1: Continuação

λ_i	λ_f
6109.55	6110.01
6115.10	6115.41
6117.33	6117.92
6118.45	6119.29
6124.00	6124.75
6125.60	6125.97
6127.00	6127.31
6130.51	6131.10
6138.86	6139.51
6139.78	6140.96
6143.65	6144.21
6148.01	6148.53
6150.44	6151.36
6159.66	6160.05
6164.00	6164.55
6166.94	6167.68
6184.09	6184.55
6189.63	6190.21
6192.41	6193.60
6197.10	6198.27
6205.69	6207.00
6216.95	6217.30
6218.63	6219.00
6222.00	6223.00
6225.59	6226.00
6228.60	6229.00
6234.00	6235.00
6235.00	6236.00
6241.48	6241.90
6245.00	6245.42
6250.00	6251.00
6260.02	6260.90
6262.57	6263.15
6263.80	6264.20
6376.61	6377.47
6379.94	6380.48

TABELA C.1: Continuação

λ_i	λ_f
6387.76	6388.00
6390.67	6391.05
6396.53	6397.02
6401.05	6402.08
6412.67	6413.05
6603.60	6604.23
6608.27	6608.77
6615.12	6615.92
6620.00	6620.76
6625.31	6625.95
6626.58	6627.00
6638.63	6639.24
6641.00	6642.00
6648.39	6649.00
6675.00	6676.10
6680.48	6681.00
6684.17	6684.65
6689.40	6690.50
6693.74	6695.00
6699.48	6699.95
6702.61	6703.19
6705.47	6706.54
6723.00	6724.00
6727.29	6728.00
6730.51	6731.91
6732.41	6732.93
6740.00	6741.00
6750.43	6751.00
6751.60	6752.23
6759.83	6760.50
6762.50	6763.50
6764.28	6765.00
6768.05	6768.75
6771.37	6771.93
6773.50	6774.00
6775.05	6776.04

TABELA C.1: Continuação

λ_i	λ_f
6778.00	6780.00
6802.14	6802.50
6807.15	6807.70
6811.00	6812.00
6816.15	6816.97
6818.78	6819.26
6822.40	6822.92
6831.05	6831.55
6833.42	6834.88
6835.80	6836.48
6844.00	6844.50
6847.77	6848.17
6849.42	6850.00
6850.73	6851.20
6851.84	6852.57
6863.00	6864.00

TABELA C.2: Lista de linhas de Fe I e Fe II utilizadas na determinação dos parâmetros atmosféricos (ver Seção 4.1). As colunas são o comprimento de onda central da linha, o número atômico do elemento e o estágio de ionização (0 para Fe neutro e 1 para uma vez ionizado), potencial de excitação da transição, força de oscilador vezes peso estatístico e constante de amortecimento de Van der Waals, respectivamente.

λ_{central} (Å)	Z_e	χ_{ex} (eV)	$\log gf$	C_6
5023.185	26.0	4.283	-1.524	-7.135
5025.303	26.0	4.284	-1.919	-7.140
5044.211	26.0	2.851	-2.206	-7.280
5054.642	26.0	3.640	-2.087	-7.599
5058.496	26.0	3.642	-2.809	-7.599
5067.149	26.0	4.220	-1.068	-7.187
5109.651	26.0	4.301	-0.853	-7.150
5159.057	26.0	4.283	-0.932	-7.175
5196.059	26.0	4.256	-0.732	-7.510
5197.935	26.0	4.301	-1.608	-7.175
5213.806	26.0	3.943	-2.802	-7.253
5225.526	26.0	0.110	-4.845	-7.820

TABELA C.2: Continuação

λ_{central} (Å)	Z_e	χ_{ex} (eV)	$\log gf$	C_6
5228.375	26.0	4.220	-1.169	-7.233
5243.777	26.0	4.256	-1.095	-7.215
5247.050	26.0	0.087	-4.994	-7.822
5250.209	26.0	0.121	-4.959	-7.820
5253.020	26.0	2.279	-3.975	-7.570
5288.525	26.0	3.695	-1.452	-7.596
5294.547	26.0	3.640	-2.694	-7.538
5295.312	26.0	4.415	-1.595	-7.135
5322.040	26.0	2.279	-2.956	-7.600
5373.708	26.0	4.473	-0.952	-7.123
5376.830	26.0	4.295	-2.094	-7.529
5379.573	26.0	3.695	-1.555	-7.575
5386.333	26.0	4.154	-1.797	-7.172
5386.960	26.0	3.642	-2.504	-7.780
5389.478	26.0	4.415	-0.619	-7.159
5398.279	26.0	4.446	-0.788	-7.144
5401.266	26.0	4.320	-1.823	-7.219
5406.774	26.0	4.371	-1.496	-7.189
5417.033	26.0	4.415	-1.478	-7.166
5432.948	26.0	4.446	-0.808	-7.153
5441.339	26.0	4.312	-1.683	-7.234
5464.279	26.0	4.143	-1.629	-7.770
5466.396	26.0	4.371	-0.721	-7.204
5466.987	26.0	3.573	-2.237	-7.820
5473.162	26.0	4.191	-2.072	-7.173
5491.832	26.0	4.186	-2.258	-7.700
5522.446	26.0	4.209	-1.488	-7.257
5539.280	26.0	3.642	-2.612	-7.554
5543.935	26.0	4.218	-1.237	-7.263
5546.505	26.0	4.371	-1.210	-7.224
5546.990	26.0	4.218	-1.812	-7.263
5560.211	26.0	4.435	-1.126	-7.189
5587.574	26.0	4.143	-1.684	-7.800
5618.632	26.0	4.209	-1.359	-7.264
5619.595	26.0	4.386	-1.503	-7.233

TABELA C.2: Continuação

λ_{central} (Å)	Z_e	χ_{ex} (eV)	$\log gf$	C_6
5633.946	26.0	4.991	-0.225	-7.337
5636.695	26.0	3.640	-2.570	-7.581
5638.262	26.0	4.220	-0.869	-7.269
5641.434	26.0	4.256	-1.039	-7.264
5646.684	26.0	4.261	-2.482	-7.480
5651.468	26.0	4.473	-1.819	-7.187
5652.317	26.0	4.261	-1.829	-7.251
5661.344	26.0	4.284	-1.906	-7.244
5667.518	26.0	4.178	-1.407	-7.530
5677.684	26.0	4.103	-2.676	-7.268
5679.023	26.0	4.652	-0.827	-7.099
5680.240	26.0	4.186	-2.379	-7.660
5696.088	26.0	4.549	-1.937	-7.156
5701.543	26.0	2.559	-2.243	-7.576
5705.464	26.0	4.301	-1.502	-7.260
5731.761	26.0	4.256	-1.194	-7.271
5738.227	26.0	4.220	-2.231	-7.220
5741.847	26.0	4.256	-1.690	-7.272
5752.031	26.0	4.549	-0.913	-7.510
5760.344	26.0	3.642	-2.549	-7.549
5775.080	26.0	4.220	-1.171	-7.530
5778.453	26.0	2.588	-3.535	-7.576
5784.658	26.0	3.397	-2.634	-7.234
5793.914	26.0	4.220	-1.677	-7.278
5806.725	26.0	4.608	-0.944	-7.148
5809.217	26.0	3.884	-1.712	-7.154
5811.914	26.0	4.143	-2.398	-7.800
5814.807	26.0	4.283	-1.881	-7.272
5815.217	26.0	4.154	-2.441	-7.271
5827.877	26.0	3.283	-3.266	-7.261
5848.126	26.0	4.608	-1.158	-7.520
5849.683	26.0	3.695	-3.015	-7.567
5852.218	26.0	4.549	-1.248	-7.188
5853.148	26.0	1.485	-5.157	-7.790
5855.075	26.0	4.608	-1.595	-7.158

TABELA C.2: Continuação

λ_{central} (Å)	Z_e	χ_{ex} (eV)	$\log gf$	C_6
5856.088	26.0	4.295	-1.598	-7.532
5859.586	26.0	4.549	-0.578	-7.510
5862.356	26.0	4.549	-0.304	-7.520
5905.671	26.0	4.652	-0.841	-7.144
5916.247	26.0	2.454	-2.960	-7.601
5927.788	26.0	4.652	-1.128	-7.148
5929.677	26.0	4.549	-1.262	-7.204
5930.180	26.0	4.652	-0.386	-7.149
5934.654	26.0	3.929	-1.244	-7.153
5956.693	26.0	0.859	-4.639	-7.780
5983.680	26.0	4.549	-0.648	-7.510
5984.815	26.0	4.733	-0.262	-7.420
5987.065	26.0	4.795	-0.465	-7.420
6003.011	26.0	3.882	-1.195	-7.181
6005.541	26.0	2.588	-3.522	-7.750
6008.556	26.0	3.884	-0.918	-7.540
6012.209	26.0	2.223	-3.862	-7.649
6034.035	26.0	4.312	-2.369	-7.279
6035.337	26.0	4.295	-2.551	-7.502
6054.073	26.0	4.371	-2.263	-7.270
6056.004	26.0	4.733	-0.558	-7.130
6078.491	26.0	4.795	-0.292	-7.410
6079.009	26.0	4.652	-1.064	-7.177
6082.710	26.0	2.223	-3.622	-7.654
6085.257	26.0	2.759	-2.908	-7.601
6093.642	26.0	4.608	-1.402	-7.202
6096.664	26.0	3.984	-1.861	-7.152
6098.243	26.0	4.559	-1.825	-7.238
6127.906	26.0	4.143	-1.503	-7.790
6136.993	26.0	2.198	-3.037	-7.691
6151.617	26.0	2.176	-3.357	-7.696
6157.727	26.0	4.076	-1.257	-7.790
6159.378	26.0	4.608	-1.910	-7.216
6165.359	26.0	4.143	-1.487	-7.780
6173.334	26.0	2.223	-2.938	-7.690

TABELA C.2: Continuação

λ_{central} (Å)	Z_e	χ_{ex} (eV)	$\log gf$	C_6
6187.989	26.0	3.943	-1.724	-7.179
6200.312	26.0	2.608	-2.457	-7.589
6213.429	26.0	2.223	-2.650	-7.691
6219.280	26.0	2.198	-2.549	-7.694
6220.779	26.0	3.882	-2.390	-7.208
6226.734	26.0	3.884	-2.143	-7.208
6232.640	26.0	3.654	-1.232	-7.540
6240.646	26.0	2.223	-3.337	-7.661
6265.132	26.0	2.176	-2.633	-7.700
6335.329	26.0	2.198	-2.423	-7.698
6380.743	26.0	4.186	-1.312	-7.790
6385.718	26.0	4.733	-1.887	-7.187
6392.537	26.0	2.279	-4.007	-7.643
6574.226	26.0	0.990	-5.019	-7.830
6591.312	26.0	4.593	-2.065	-7.697
6593.869	26.0	2.433	-2.461	-7.629
6597.561	26.0	4.795	-0.984	-7.190
6608.025	26.0	2.279	-4.017	-7.648
6609.109	26.0	2.559	-2.708	-7.610
6625.021	26.0	1.011	-5.374	-7.830
6627.543	26.0	4.549	-1.542	-7.250
6646.930	26.0	2.608	-3.988	-7.604
6653.851	26.0	4.154	-2.475	-7.153
6699.141	26.0	4.593	-2.167	-7.667
6703.565	26.0	2.759	-3.078	-7.633
6710.318	26.0	1.485	-4.876	-7.733
6713.742	26.0	4.795	-1.485	-7.207
6725.355	26.0	4.103	-2.257	-7.181
6726.666	26.0	4.607	-1.062	-7.500
6732.064	26.0	4.584	-2.208	-7.700
6733.150	26.0	4.638	-1.490	-7.247
6739.520	26.0	1.557	-4.955	-7.726
6745.100	26.0	4.580	-2.164	-7.726
6745.955	26.0	4.076	-2.709	-7.820
6750.151	26.0	2.424	-2.672	-7.609

TABELA C.2: Continuação

λ_{central} (Å)	Z_e	χ_{ex} (eV)	$\log gf$	C_6
6752.707	26.0	4.638	-1.285	-7.249
6806.842	26.0	2.728	-3.153	-7.643
6839.830	26.0	2.559	-3.433	-7.617
6842.685	26.0	4.638	-1.245	-7.189
6857.249	26.0	4.076	-2.125	-7.820
6861.937	26.0	2.424	-3.852	-7.637
5100.655	26.1	2.807	-4.212	-7.892
5132.661	26.1	2.807	-4.088	-7.894
5197.568	26.1	3.231	-2.497	-7.880
5234.623	26.1	3.221	-2.357	-7.880
5264.802	26.1	3.231	-3.185	-7.875
5284.103	26.1	2.891	-3.237	-7.887
5325.552	26.1	3.221	-3.246	-7.883
5414.070	26.1	3.221	-3.647	-7.878
5425.248	26.1	3.200	-3.304	-7.886
5534.838	26.1	3.245	-2.986	-7.883
5991.371	26.1	3.153	-3.609	-7.895
6084.102	26.1	3.199	-3.840	-7.892
6113.319	26.1	3.221	-4.155	-7.893
6149.246	26.1	3.889	-2.789	-7.870
6238.386	26.1	3.889	-2.634	-7.870
6247.557	26.1	3.892	-2.427	-7.870
6369.459	26.1	2.891	-4.203	-7.899
6416.919	26.1	3.892	-2.754	-7.873

TABELA C.3: Lista de linhas de utilizadas para o cálculo de abundâncias de Ni (ver Seção 4.2.2). As colunas são o comprimento de onda central da linha, o número atômico do elemento e o estágio de ionização (0 para Ni neutro), potencial de excitação da transição, força de oscilador vezes peso estatístico e constante de amortecimento de Van der Waals, respectivamente.

λ_{central} (Å)	Z_e	EP (eV)	$\log gf$	C_6
5010.938	28.0	3.635	-0.918	-7.225
5094.411	28.0	3.833	-1.110	-7.244
5157.980	28.0	3.606	-1.623	-7.294
5176.560	28.0	3.898	-0.486	-7.227
5589.358	28.0	3.898	-1.131	-7.221
5643.078	28.0	4.165	-1.229	-7.223
5694.983	28.0	4.089	-0.649	-7.248
5748.351	28.0	1.676	-3.283	-7.684
5754.656	28.0	1.935	-2.024	-7.634
5760.830	28.0	4.105	-0.773	-7.248
5805.217	28.0	4.167	-0.609	-7.216
5846.994	28.0	1.676	-3.411	-7.691
5996.730	28.0	4.236	-1.024	-7.217
6007.310	28.0	1.676	-3.328	-7.813
6086.282	28.0	4.266	-0.471	-7.218
6108.116	28.0	1.676	-2.531	-7.705
6111.070	28.0	4.088	-0.838	-7.214
6119.757	28.0	4.266	-1.320	-7.238
6128.973	28.0	1.676	-3.365	-7.816
6130.135	28.0	4.266	-0.952	-7.225
6133.963	28.0	4.088	-1.833	-7.218
6175.367	28.0	4.089	-0.589	-7.235
6176.812	28.0	4.088	-0.285	-7.225
6177.242	28.0	1.826	-3.542	-7.760
6186.711	28.0	4.105	-0.894	-7.219
6204.604	28.0	4.088	-1.123	-7.278
6223.984	28.0	4.105	-0.898	-7.224
6230.089	28.0	4.105	-1.127	-7.226
6322.166	28.0	4.154	-1.173	-7.217
6327.599	28.0	1.676	-3.088	-7.715
6370.346	28.0	3.542	-1.966	-7.230
6378.250	28.0	4.154	-0.852	-7.225
6598.598	28.0	4.236	-0.922	-7.218
6635.122	28.0	4.419	-0.765	-7.227
6643.630	28.0	1.676	-2.032	-7.729
6767.772	28.0	1.826	-2.121	-7.760
6772.315	28.0	3.658	-0.928	-7.234

Apêndice D

Resultados: Parâmetros Atmosféricos

Este apêndice contém os parâmetros atmosféricos determinados e as abundâncias de C, O, Ni e S obtidas para as 110 estrelas da amostra \mathcal{P} (ver Tabela D.1) e 142 estrelas da amostra \mathcal{S} (ver Tabela D.2).

TABELA D.1: Parâmetros atmosféricos e abundâncias finais das 110 estrelas da amostra \mathcal{P} . As colunas representam a identificação da estrela, temperatura efetiva, metalicidade, gravidade superficial, velocidade de microturbulência, abundância de C, abundância de O, abundância de Ni, abundância de S, razão de C/O e S/R médio dos espectros da estrela, respectivamente. Os parâmetros atmosféricos, as abundâncias e a razão de C/O estão listados com suas incertezas associadas.

ID	T_{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	$\log g$ (dex)	ξ (km/s)	C (dex)	O (dex)	Ni (dex)	S (dex)	C/O (dex)	S/R
HIP 1499	5782 ± 26	0.21 ± 0.02	4.44 ± 0.08	1.069 ± 0.045	8.601 ± 0.009	8.827 ± 0.034	6.461 ± 0.027	7.301 ± 0.025	0.59	238
HIP 3391	5744 ± 37	0.27 ± 0.03	4.48 ± 0.11	1.034 ± 0.060	8.629 ± 0.095	8.585 ± 0.220	6.527 ± 0.061	7.439 ± 0.118	1.11	105
HIP 3479	5598 ± 31	-0.25 ± 0.02	4.35 ± 0.08	0.874 ± 0.070	8.275 ± 0.003	8.761 ± 0.031	5.942 ± 0.005	7.015 ± 0.034	0.33	151
HIP 3497	5686 ± 22	-0.29 ± 0.02	4.40 ± 0.07	0.964 ± 0.054	8.296 ± 0.003	8.794 ± 0.024	5.941 ± 0.005	6.981 ± 0.060	0.32	288
HIP 5301	5726 ± 33	-0.01 ± 0.02	4.45 ± 0.10	0.860 ± 0.063	8.399 ± 0.002	8.986 ± 0.106	6.201 ± 0.015	7.118 ± 0.021	0.26	108
HIP 5529	5426 ± 38	0.36 ± 0.03	4.30 ± 0.11	0.989 ± 0.080	8.674 ± 0.117	-	6.663 ± 0.091	7.511 ± 0.117	-	126
HIP 5806	6025 ± 29	-0.07 ± 0.02	4.45 ± 0.08	1.012 ± 0.065	8.430 ± 0.236	8.785 ± 0.078	6.094 ± 0.013	6.972 ± 0.035	0.44	194
HIP 6993	5678 ± 33	0.41 ± 0.02	4.15 ± 0.09	1.175 ± 0.045	8.821 ± 0.027	-	6.706 ± 0.029	7.608 ± 0.004	-	112
HIP 7978	6155 ± 27	0.01 ± 0.02	4.38 ± 0.09	1.192 ± 0.050	8.319 ± 0.009	8.800 ± 0.013	6.152 ± 0.023	6.968 ± 0.038	0.33	248
HIP 9094	5355 ± 30	0.13 ± 0.02	4.02 ± 0.09	1.070 ± 0.048	8.481 ± 0.023	8.763 ± 0.010	6.336 ± 0.011	7.350 ± 0.074	0.52	227
HIP 10278	5857 ± 31	0.26 ± 0.02	4.49 ± 0.08	1.049 ± 0.052	8.595 ± 0.016	8.908 ± 0.156	6.497 ± 0.012	7.277 ± 0.021	0.49	160
HIP 12048	5807 ± 25	0.18 ± 0.02	4.18 ± 0.05	1.150 ± 0.043	8.570 ± 0.036	8.904 ± 0.100	6.385 ± 0.002	7.217 ± 0.015	0.46	182
HIP 12186	5827 ± 20	0.13 ± 0.02	4.13 ± 0.05	1.255 ± 0.037	8.503 ± 0.012	8.765 ± 0.005	6.353 ± 0.008	7.185 ± 0.012	0.55	294
HIP 12653	6183 ± 26	0.21 ± 0.02	4.43 ± 0.09	1.227 ± 0.044	8.521 ± 0.008	8.822 ± 0.029	6.401 ± 0.009	7.200 ± 0.020	0.50	225
HIP 14530	5531 ± 34	0.12 ± 0.02	4.54 ± 0.07	0.921 ± 0.064	8.480 ± 0.003	8.903 ± 0.085	6.330 ± 0.009	7.255 ± 0.099	0.38	134
HIP 15510	5484 ± 25	-0.34 ± 0.02	4.55 ± 0.06	0.959 ± 0.066	8.289 ± 0.007	8.905 ± 0.007	5.910 ± 0.004	7.126 ± 0.035	0.24	271
HIP 15527	5823 ± 27	0.00 ± 0.02	4.43 ± 0.08	1.027 ± 0.050	8.356 ± 0.004	8.862 ± 0.069	6.177 ± 0.001	7.086 ± 0.066	0.31	209
HIP 16085	5492 ± 33	0.09 ± 0.02	4.53 ± 0.07	0.919 ± 0.066	8.508 ± 0.042	8.955 ± 0.044	6.322 ± 0.002	7.279 ± 0.061	0.36	155
HIP 17054	5859 ± 34	0.42 ± 0.03	4.22 ± 0.08	1.237 ± 0.048	8.860 ± 0.010	8.817 ± 0.190	6.773 ± 0.010	7.564 ± 0.027	1.10	104
HIP 17096	5952 ± 29	-0.12 ± 0.02	4.33 ± 0.09	1.104 ± 0.060	8.301 ± 0.003	8.951 ± 0.086	6.064 ± 0.004	6.930 ± 0.032	0.22	226

TABELA D.1: Continuação

ID	T_{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	$\log g$ (dex)	ξ (km/s)	C (dex)	O (dex)	Ni (dex)	S (dex)	C/O (dex)	S/R
HIP 17515	6014 ± 30	0.20 ± 0.02	4.21 ± 0.07	1.206 ± 0.044	-	8.842 ± 0.005	6.425 ± 0.018	7.151 ± 0.008	-	134
HIP 20199	5692 ± 28	-0.10 ± 0.02	4.37 ± 0.08	0.978 ± 0.060	8.404 ± 0.044	9.019 ± 0.031	6.119 ± 0.007	7.102 ± 0.010	0.24	129
HIP 20723	5674 ± 33	0.25 ± 0.02	4.44 ± 0.10	1.001 ± 0.060	8.684 ± 0.002	8.661 ± 0.042	6.554 ± 0.004	7.407 ± 0.075	1.05	135
HIP 21850	5642 ± 35	0.45 ± 0.02	4.42 ± 0.11	1.018 ± 0.060	8.816 ± 0.091	-	6.716 ± 0.060	7.534 ± 0.121	-	110
HIP 22336	5923 ± 24	0.26 ± 0.02	4.14 ± 0.06	1.304 ± 0.040	8.587 ± 0.010	8.931 ± 0.112	6.507 ± 0.027	7.242 ± 0.091	0.45	178
HIP 22905	5905 ± 28	-0.12 ± 0.02	4.41 ± 0.07	0.985 ± 0.063	8.293 ± 0.009	8.941 ± 0.030	6.039 ± 0.007	6.971 ± 0.022	0.22	194
HIP 26380	5966 ± 29	-0.16 ± 0.02	4.12 ± 0.07	1.189 ± 0.059	8.333 ± 0.004	8.706 ± 0.075	6.040 ± 0.011	6.950 ± 0.041	0.42	175
HIP 26394	5978 ± 20	0.09 ± 0.01	4.39 ± 0.07	1.132 ± 0.042	8.455 ± 0.014	8.835 ± 0.094	6.305 ± 0.012	7.152 ± 0.002	0.42	226
HIP 27305	6168 ± 28	0.23 ± 0.02	4.34 ± 0.09	1.223 ± 0.046	8.600 ± 0.007	8.849 ± 0.093	6.455 ± 0.014	7.249 ± 0.011	0.56	176
HIP 29432	5754 ± 26	-0.07 ± 0.02	4.46 ± 0.08	0.956 ± 0.057	8.381 ± 0.019	9.062 ± 0.034	6.126 ± 0.018	7.096 ± 0.001	0.21	164
HIP 30503	5860 ± 22	0.06 ± 0.02	4.47 ± 0.08	1.084 ± 0.045	8.454 ± 0.020	8.907 ± 0.004	6.264 ± 0.002	7.092 ± 0.017	0.35	262
HIP 30579	5504 ± 34	-0.08 ± 0.02	4.51 ± 0.08	0.877 ± 0.070	8.367 ± 0.004	8.973 ± 0.046	6.132 ± 0.005	7.138 ± 0.020	0.25	156
HIP 31540	5711 ± 29	0.28 ± 0.02	4.50 ± 0.09	1.058 ± 0.050	8.656 ± 0.014	8.633 ± 0.043	6.536 ± 0.004	7.447 ± 0.010	1.05	179
HIP 31895	5737 ± 27	0.39 ± 0.02	4.03 ± 0.07	1.230 ± 0.040	8.803 ± 0.003	8.656 ± 0.023	6.689 ± 0.012	7.485 ± 0.043	1.40	135
HIP 32970	6071 ± 28	0.35 ± 0.02	4.29 ± 0.08	1.253 ± 0.040	8.751 ± 0.034	8.721 ± 0.101	6.628 ± 0.019	7.360 ± 0.036	1.07	170
HIP 33229	5421 ± 32	0.03 ± 0.02	4.52 ± 0.08	0.928 ± 0.070	8.419 ± 0.013	8.982 ± 0.060	6.233 ± 0.005	7.101 ± 0.032	0.27	150
HIP 33719	6164 ± 30	0.26 ± 0.02	4.33 ± 0.08	1.315 ± 0.048	8.582 ± 0.019	8.971 ± 0.085	6.484 ± 0.022	7.237 ± 0.040	0.41	175
HIP 38558	5665 ± 33	-0.09 ± 0.02	4.55 ± 0.08	0.928 ± 0.070	8.333 ± 0.143	8.798 ± 0.076	6.067 ± 0.062	7.066 ± 0.147	0.34	149
HIP 39417	5753 ± 30	0.33 ± 0.02	4.43 ± 0.10	1.085 ± 0.051	8.753 ± 0.004	8.887 ± 0.181	6.591 ± 0.017	7.459 ± 0.017	0.73	121
HIP 40693	5457 ± 32	0.01 ± 0.02	4.56 ± 0.08	0.948 ± 0.064	8.384 ± 0.037	8.707 ± 0.080	6.216 ± 0.006	7.165 ± 0.060	0.48	220
HIP 40952	5728 ± 27	0.22 ± 0.02	4.52 ± 0.07	1.026 ± 0.051	8.598 ± 0.016	8.851 ± 0.042	6.479 ± 0.015	7.363 ± 0.037	0.56	176
HIP 42030	5925 ± 27	0.03 ± 0.02	4.20 ± 0.07	1.127 ± 0.050	8.468 ± 0.078	9.109 ± 0.083	6.246 ± 0.021	7.100 ± 0.057	0.23	155
HIP 42202	5413 ± 30	0.13 ± 0.02	4.44 ± 0.11	0.959 ± 0.060	8.620 ± 0.024	8.864 ± 0.066	6.352 ± 0.017	7.466 ± 0.063	0.57	111

TABELA D.1: Continuação

ID	T_{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	$\log g$ (dex)	ξ (km/s)	C (dex)	O (dex)	Ni (dex)	S (dex)	C/O (dex)	S/R
HIP 43177	6129 ± 27	0.28 ± 0.02	4.34 ± 0.07	1.266 ± 0.044	8.553 ± 0.010	8.616 ± 0.115	6.492 ± 0.012	7.168 ± 0.002	0.86	193
HIP 43686	5688 ± 31	0.39 ± 0.02	4.22 ± 0.08	1.081 ± 0.050	8.730 ± 0.064	8.618 ± 0.216	6.635 ± 0.003	7.434 ± 0.131	1.29	115
HIP 47007	5993 ± 24	0.27 ± 0.02	4.46 ± 0.07	1.149 ± 0.043	8.627 ± 0.007	8.637 ± 0.105	6.519 ± 0.007	7.316 ± 0.016	0.98	277
HIP 48711	6000 ± 28	0.27 ± 0.02	4.12 ± 0.07	1.195 ± 0.040	8.661 ± 0.087	8.771 ± 0.077	6.517 ± 0.055	7.184 ± 0.066	0.78	109
HIP 50921	5632 ± 27	-0.20 ± 0.02	4.54 ± 0.05	0.999 ± 0.066	8.186 ± 0.016	8.745 ± 0.048	6.003 ± 0.004	6.949 ± 0.056	0.28	230
HIP 52409	5756 ± 27	0.30 ± 0.02	4.42 ± 0.10	1.079 ± 0.045	8.681 ± 0.035	8.586 ± 0.082	6.579 ± 0.003	7.420 ± 0.016	1.24	181
HIP 55409	5708 ± 29	-0.01 ± 0.02	4.45 ± 0.09	0.825 ± 0.060	8.310 ± 0.077	9.077 ± 0.083	6.183 ± 0.041	6.987 ± 0.080	0.17	162
HIP 57291	5701 ± 27	0.33 ± 0.02	4.37 ± 0.09	1.095 ± 0.047	8.668 ± 0.006	8.674 ± 0.053	6.583 ± 0.008	7.481 ± 0.034	0.99	178
HIP 57370	5383 ± 35	0.12 ± 0.03	4.56 ± 0.09	1.048 ± 0.080	8.427 ± 0.034	8.862 ± 0.143	6.284 ± 0.001	7.297 ± 0.023	0.37	141
HIP 57443	5653 ± 23	-0.29 ± 0.02	4.49 ± 0.07	0.979 ± 0.052	8.243 ± 0.015	8.845 ± 0.029	5.916 ± 0.009	6.991 ± 0.028	0.25	312
HIP 60081	5803 ± 31	0.34 ± 0.02	4.43 ± 0.09	1.062 ± 0.050	8.707 ± 0.023	8.935 ± 0.142	6.604 ± 0.025	7.460 ± 0.022	0.59	119
HIP 60644	6219 ± 29	0.19 ± 0.02	4.33 ± 0.09	1.206 ± 0.048	8.474 ± 0.026	8.872 ± 0.011	6.373 ± 0.011	7.103 ± 0.017	0.40	176
HIP 61300	5814 ± 24	0.16 ± 0.02	4.37 ± 0.07	1.092 ± 0.048	8.473 ± 0.021	9.066 ± 0.021	6.341 ± 0.007	7.156 ± 0.017	0.26	139
HIP 62534	5491 ± 29	-0.37 ± 0.02	4.46 ± 0.09	0.809 ± 0.077	8.314 ± 0.002	8.855 ± 0.074	5.867 ± 0.010	7.140 ± 0.021	0.29	176
HIP 64408	5717 ± 20	0.19 ± 0.02	4.02 ± 0.07	1.241 ± 0.038	-	8.743 ± 0.022	6.454 ± 0.016	7.273 ± 0.015	-	227
HIP 64459	5803 ± 26	-0.29 ± 0.02	4.06 ± 0.07	1.228 ± 0.056	8.249 ± 0.006	8.725 ± 0.042	5.906 ± 0.018	6.894 ± 0.070	0.33	232
HIP 64924	5607 ± 26	0.03 ± 0.02	4.50 ± 0.07	1.009 ± 0.050	8.370 ± 0.003	8.904 ± 0.015	6.244 ± 0.004	7.161 ± 0.001	0.29	292
HIP 65808	5703 ± 30	0.27 ± 0.02	4.40 ± 0.10	1.033 ± 0.052	9.158 ± 0.080	8.908 ± 0.068	6.507 ± 0.002	7.383 ± 0.031	1.78	170
HIP 66047	5986 ± 25	0.05 ± 0.02	4.39 ± 0.07	1.129 ± 0.046	8.467 ± 0.003	8.793 ± 0.042	6.270 ± 0.015	7.120 ± 0.034	0.47	202
HIP 68162	5992 ± 29	0.16 ± 0.02	4.44 ± 0.08	1.072 ± 0.053	8.432 ± 0.005	8.986 ± 0.057	6.343 ± 0.005	7.101 ± 0.006	0.28	159
HIP 70123	5896 ± 29	0.30 ± 0.03	4.39 ± 0.08	1.009 ± 0.050	-	8.980 ± 0.072	6.490 ± 0.022	7.172 ± 0.007	-	118
HIP 70695	5684 ± 25	-0.03 ± 0.02	4.48 ± 0.08	1.000 ± 0.053	8.403 ± 0.010	8.882 ± 0.010	6.201 ± 0.004	7.135 ± 0.089	0.33	173
HIP 72339	5477 ± 41	0.11 ± 0.03	4.59 ± 0.08	0.984 ± 0.083	8.478 ± 0.024	9.020 ± 0.036	6.319 ± 0.009	7.288 ± 0.071	0.29	125

TABELA D.1: Continuação

ID	T _{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	log <i>g</i> (dex)	ξ (km/s)	C (dex)	O (dex)	Ni (dex)	S (dex)	C/O (dex)	S/R
HIP 73408	5885 ± 28	0.35 ± 0.02	4.45 ± 0.07	1.078 ± 0.045	8.696 ± 0.032	8.789 ± 0.098	6.603 ± 0.034	7.404 ± 0.044	0.81	132
HIP 74273	5940 ± 24	0.14 ± 0.02	4.45 ± 0.08	1.144 ± 0.045	8.535 ± 0.011	8.978 ± 0.052	6.370 ± 0.010	7.195 ± 0.017	0.36	256
HIP 74500	5801 ± 26	0.32 ± 0.02	4.41 ± 0.09	1.124 ± 0.041	8.733 ± 0.014	8.802 ± 0.047	6.586 ± 0.024	7.429 ± 0.063	0.85	200
HIP 75181	5689 ± 22	-0.32 ± 0.02	4.38 ± 0.07	0.993 ± 0.058	8.336 ± 0.040	8.819 ± 0.071	5.899 ± 0.002	7.033 ± 0.004	0.33	296
HIP 77740	5905 ± 24	0.16 ± 0.02	4.53 ± 0.07	1.008 ± 0.045	8.550 ± 0.081	8.930 ± 0.056	6.369 ± 0.004	7.252 ± 0.091	0.42	198
HIP 79346	6040 ± 33	0.20 ± 0.03	4.52 ± 0.07	1.036 ± 0.060	8.488 ± 0.001	8.955 ± 0.058	6.360 ± 0.016	7.218 ± 0.095	0.34	122
HIP 80337	5897 ± 28	0.07 ± 0.02	4.56 ± 0.06	1.058 ± 0.056	8.318 ± 0.007	8.798 ± 0.069	6.218 ± 0.004	7.060 ± 0.011	0.33	235
HIP 81022	5940 ± 29	0.36 ± 0.02	4.13 ± 0.06	1.204 ± 0.043	8.701 ± 0.011	8.929 ± 0.072	6.616 ± 0.013	7.297 ± 0.028	0.59	124
HIP 83983	5751 ± 31	0.29 ± 0.02	4.29 ± 0.08	1.142 ± 0.050	8.657 ± 0.016	9.050 ± 0.077	6.526 ± 0.009	7.374 ± 0.020	0.40	121
HIP 84856	6106 ± 32	0.24 ± 0.03	4.03 ± 0.08	1.439 ± 0.048	8.614 ± 0.022	8.904 ± 0.053	6.447 ± 0.020	7.211 ± 0.012	0.51	141
HIP 86375	5552 ± 26	-0.02 ± 0.02	3.92 ± 0.09	1.092 ± 0.045	8.364 ± 0.023	8.911 ± 0.032	6.193 ± 0.005	7.134 ± 0.072	0.28	115
HIP 86796	5793 ± 26	0.30 ± 0.02	4.29 ± 0.08	1.187 ± 0.043	8.725 ± 0.010	8.797 ± 0.036	6.564 ± 0.015	7.352 ± 0.010	0.85	208
HIP 88194	5762 ± 24	-0.02 ± 0.02	4.48 ± 0.06	0.927 ± 0.050	8.337 ± 0.054	8.923 ± 0.058	6.180 ± 0.045	7.141 ± 0.067	0.26	162
HIP 88268	5900 ± 32	0.25 ± 0.02	4.33 ± 0.10	1.044 ± 0.053	8.568 ± 0.010	8.883 ± 0.013	6.473 ± 0.019	7.233 ± 0.080	0.48	112
HIP 89844	5579 ± 26	0.07 ± 0.02	4.08 ± 0.06	1.121 ± 0.043	8.666 ± 0.010	9.081 ± 0.063	6.317 ± 0.015	7.327 ± 0.041	0.38	173
HIP 90004	5602 ± 29	-0.03 ± 0.02	4.40 ± 0.09	0.898 ± 0.058	8.479 ± 0.006	8.945 ± 0.031	6.211 ± 0.001	7.222 ± 0.050	0.34	133
HIP 90485	6319 ± 36	0.17 ± 0.03	4.02 ± 0.08	1.448 ± 0.060	8.569 ± 0.035	8.936 ± 0.062	6.381 ± 0.014	7.169 ± 0.057	0.43	215
HIP 93858	5665 ± 26	0.13 ± 0.02	4.51 ± 0.08	0.975 ± 0.050	8.499 ± 0.006	9.032 ± 0.255	6.362 ± 0.008	7.257 ± 0.012	0.29	293
HIP 94256	5746 ± 28	0.31 ± 0.02	4.16 ± 0.07	1.199 ± 0.041	8.703 ± 0.005	8.818 ± 0.067	6.552 ± 0.024	7.415 ± 0.053	0.77	136
HIP 94645	6257 ± 33	0.25 ± 0.03	4.45 ± 0.09	1.292 ± 0.050	8.610 ± 0.012	8.922 ± 0.076	6.450 ± 0.005	7.202 ± 0.065	0.49	162
HIP 95262	5743 ± 33	-0.50 ± 0.02	4.09 ± 0.07	1.041 ± 0.081	8.097 ± 0.013	8.671 ± 0.059	5.749 ± 0.023	6.846 ± 0.014	0.27	160
HIP 95740	5971 ± 25	0.34 ± 0.02	4.39 ± 0.09	1.173 ± 0.043	8.724 ± 0.021	8.578 ± 0.111	6.603 ± 0.006	7.381 ± 0.058	1.40	129
HIP 97546	6127 ± 34	0.14 ± 0.02	4.30 ± 0.09	1.321 ± 0.050	8.478 ± 0.025	8.885 ± 0.098	6.336 ± 0.010	7.137 ± 0.013	0.39	181

TABELA D.1: Continuação

ID	T _{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	log <i>g</i> (dex)	ξ (km/s)	C (dex)	O (dex)	Ni (dex)	S (dex)	C/O (dex)	S/R
HIP 99115	5671 ± 28	0.28 ± 0.02	4.24 ± 0.08	1.133 ± 0.045	8.741 ± 0.032	8.909 ± 0.027	6.525 ± 0.010	7.436 ± 0.031	0.68	139
HIP 100970	5806 ± 25	0.09 ± 0.02	4.20 ± 0.06	1.152 ± 0.043	8.485 ± 0.007	8.868 ± 0.046	6.272 ± 0.019	7.143 ± 0.024	0.41	172
HIP 101806	5929 ± 24	0.27 ± 0.02	4.30 ± 0.07	1.224 ± 0.040	8.705 ± 0.013	8.626 ± 0.108	6.528 ± 0.006	7.294 ± 0.005	1.20	171
HIP 102125	6022 ± 22	0.21 ± 0.02	4.16 ± 0.04	1.303 ± 0.037	8.562 ± 0.143	8.913 ± 0.020	6.468 ± 0.007	7.216 ± 0.051	0.45	228
HIP 105521	5893 ± 28	0.26 ± 0.02	4.27 ± 0.08	1.202 ± 0.045	8.695 ± 0.004	8.854 ± 0.037	6.490 ± 0.023	7.338 ± 0.009	0.69	115
HIP 106006	5795 ± 27	0.23 ± 0.02	4.46 ± 0.08	1.041 ± 0.047	8.655 ± 0.015	9.070 ± 0.145	6.493 ± 0.007	7.312 ± 0.011	0.38	155
HIP 108375	6110 ± 27	0.09 ± 0.02	4.35 ± 0.08	1.204 ± 0.048	8.478 ± 0.002	8.999 ± 0.020	6.274 ± 0.002	7.126 ± 0.046	0.30	195
HIP 108859	6114 ± 33	0.10 ± 0.02	4.36 ± 0.10	1.102 ± 0.060	8.420 ± 0.010	8.808 ± 0.050	6.258 ± 0.011	7.059 ± 0.082	0.41	135
HIP 109378	5575 ± 32	0.24 ± 0.02	4.45 ± 0.10	1.007 ± 0.055	8.690 ± 0.086	8.819 ± 0.122	6.487 ± 0.009	7.816 ± 0.786	0.74	190
HIP 110852	6252 ± 38	0.25 ± 0.03	4.43 ± 0.09	1.215 ± 0.055	8.547 ± 0.030	-	6.444 ± 0.036	7.206 ± 0.057	-	120
HIP 113044	5973 ± 24	0.25 ± 0.02	4.07 ± 0.06	1.291 ± 0.036	8.609 ± 0.012	8.814 ± 0.017	6.500 ± 0.002	7.267 ± 0.032	0.62	212
HIP 113137	5883 ± 23	0.26 ± 0.02	4.29 ± 0.07	1.259 ± 0.040	8.681 ± 0.014	8.788 ± 0.074	6.508 ± 0.002	7.332 ± 0.017	0.78	209
HIP 113357	5809 ± 22	0.23 ± 0.02	4.43 ± 0.07	1.079 ± 0.040	8.654 ± 0.039	8.798 ± 0.052	6.482 ± 0.008	7.317 ± 0.008	0.72	270
HIP 114699	5365 ± 19	-0.10 ± 0.02	3.99 ± 0.08	1.057 ± 0.038	8.320 ± 0.015	8.798 ± 0.055	6.086 ± 0.002	7.057 ± 0.008	0.33	220
HIP 115100	5876 ± 27	0.20 ± 0.02	4.16 ± 0.07	1.220 ± 0.046	8.582 ± 0.009	8.870 ± 0.015	6.429 ± 0.005	7.240 ± 0.078	0.52	143
HIP 115662	5914 ± 24	0.02 ± 0.02	4.34 ± 0.08	1.037 ± 0.050	8.460 ± 0.041	8.930 ± 0.054	6.228 ± 0.003	7.108 ± 0.011	0.34	145
HIP 116084	6329 ± 37	0.11 ± 0.03	4.46 ± 0.09	1.032 ± 0.070	-	-	6.251 ± 0.023	7.070 ± 0.011	-	111
HIP 116250	5847 ± 27	0.33 ± 0.02	4.10 ± 0.07	1.369 ± 0.040	8.733 ± 0.018	8.730 ± 0.039	6.646 ± 0.003	7.390 ± 0.046	1.01	218
HIP 116906	5800 ± 26	0.05 ± 0.02	4.42 ± 0.09	1.041 ± 0.048	8.462 ± 0.016	8.993 ± 0.058	6.275 ± 0.019	7.176 ± 0.059	0.29	171
HIP 117404	5434 ± 40	-0.30 ± 0.03	4.62 ± 0.10	0.949 ± 0.095	-	-	-	7.115 ± 0.033	-	116
HIP 118228	6235 ± 32	0.38 ± 0.02	4.29 ± 0.10	1.346 ± 0.047	8.760 ± 0.004	8.942 ± 0.071	6.644 ± 0.021	7.361 ± 0.078	0.66	137

TABELA D.2: Parâmetros atmosféricos e abundâncias finais das 142 estrelas da amostra S . A descrição das colunas segue o mesmo padrão da Tabela D.1.

ID	T_{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	$\log g$ (dex)	ξ (km/s)	C (dex)	O (dex)	Ni (dex)	S (dex)	C/O (dex)	S/R
HIP 726	6013 ± 30	0.34 ± 0.02	4.31 ± 0.08	1.191 ± 0.048	9.284 ± 0.151	8.539 ± 0.104	6.630 ± 0.033	7.471 ± 0.042	5.56	123
HIP 910	6185 ± 40	-0.33 ± 0.03	3.99 ± 0.09	1.194 ± 0.090	-	-	-	6.770 ± 0.023	-	250
HIP 1382	5703 ± 32	-0.21 ± 0.02	4.50 ± 0.08	0.928 ± 0.074	-	-	-	7.081 ± 0.028	-	149
HIP 1893	5680 ± 35	-0.01 ± 0.02	4.56 ± 0.08	0.915 ± 0.070	8.304 ± 0.121	9.057 ± 0.076	6.179 ± 0.041	7.166 ± 0.128	0.18	131
HIP 2663	6078 ± 24	0.09 ± 0.02	4.25 ± 0.06	1.231 ± 0.043	8.506 ± 0.003	8.901 ± 0.048	6.325 ± 0.007	7.216 ± 0.041	0.40	258
HIP 3704	5969 ± 35	-0.36 ± 0.03	4.21 ± 0.09	0.823 ± 0.100	-	-	-	6.834 ± 0.086	-	135
HIP 3712	6244 ± 42	0.07 ± 0.03	4.18 ± 0.09	1.441 ± 0.075	8.494 ± 0.010	-	6.274 ± 0.019	7.059 ± 0.004	-	110
HIP 3718	5953 ± 37	0.06 ± 0.02	4.21 ± 0.09	1.062 ± 0.060	8.478 ± 0.008	9.060 ± 0.071	6.260 ± 0.025	7.155 ± 0.071	0.26	108
HIP 4423	5991 ± 26	0.27 ± 0.02	4.33 ± 0.07	1.153 ± 0.044	-	-	-	7.376 ± 0.020	-	122
HIP 5144	6298 ± 42	-0.09 ± 0.03	4.34 ± 0.11	1.420 ± 0.100	8.351 ± 0.092	-	6.060 ± 0.079	7.003 ± 0.092	-	180
HIP 5862	6151 ± 28	0.22 ± 0.02	4.35 ± 0.08	1.283 ± 0.050	-	-	-	7.300 ± 0.063	-	205
HIP 6497	5953 ± 30	0.37 ± 0.02	4.37 ± 0.08	1.187 ± 0.048	8.731 ± 0.020	8.899 ± 0.051	6.641 ± 0.022	7.418 ± 0.008	0.68	122
HIP 6744	5573 ± 31	0.01 ± 0.02	4.54 ± 0.07	0.870 ± 0.065	8.451 ± 0.022	8.827 ± 0.097	6.219 ± 0.044	7.242 ± 0.012	0.42	124
HIP 6969	5726 ± 27	0.30 ± 0.02	4.06 ± 0.06	1.241 ± 0.043	8.706 ± 0.010	8.958 ± 0.029	6.560 ± 0.021	7.471 ± 0.031	0.56	136
HIP 8587	6138 ± 32	0.29 ± 0.02	4.30 ± 0.09	1.112 ± 0.053	-	-	-	7.418 ± 0.002	-	117
HIP 9404	5489 ± 38	-0.08 ± 0.02	4.59 ± 0.08	0.924 ± 0.080	8.294 ± 0.004	8.867 ± 0.036	6.108 ± 0.025	7.263 ± 0.060	0.27	114
HIP 10798	5405 ± 31	-0.45 ± 0.02	4.58 ± 0.07	0.944 ± 0.088	-	-	-	7.053 ± 0.004	-	249
HIP 10842	5549 ± 30	-0.30 ± 0.02	4.38 ± 0.09	0.757 ± 0.075	-	-	-	7.217 ± 0.012	-	125
HIP 11941	5954 ± 32	0.44 ± 0.02	4.49 ± 0.08	1.176 ± 0.050	8.749 ± 0.050	-	6.706 ± 0.010	7.478 ± 0.006	-	173
HIP 12119	5503 ± 38	0.09 ± 0.02	4.60 ± 0.07	0.991 ± 0.078	8.420 ± 0.021	9.099 ± 0.053	6.255 ± 0.008	7.244 ± 0.067	0.21	118
HIP 13718	5580 ± 41	0.28 ± 0.02	4.58 ± 0.07	1.055 ± 0.068	8.658 ± 0.025	8.879 ± 0.074	6.519 ± 0.005	7.458 ± 0.036	0.60	105
HIP 14180	5841 ± 33	0.30 ± 0.02	4.19 ± 0.07	1.197 ± 0.045	8.692 ± 0.010	8.866 ± 0.122	6.551 ± 0.018	7.404 ± 0.057	0.67	117

TABELA D.2: Continuação

ID	T _{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	log <i>g</i> (dex)	ξ (km/s)	C (dex)	O (dex)	Ni (dex)	S (dex)	C/O (dex)	S/R
HIP 14241	5517 ± 32	-0.40 ± 0.02	4.44 ± 0.09	0.823 ± 0.090	-	-	-	7.056 ± 0.008	-	140
HIP 14614	5810 ± 30	-0.06 ± 0.02	4.48 ± 0.08	0.930 ± 0.060	-	-	-	7.063 ± 0.055	-	162
HIP 14879	6185 ± 39	-0.19 ± 0.03	3.95 ± 0.11	1.447 ± 0.085	-	-	-	6.918 ± 0.041	-	229
HIP 15304	6226 ± 31	0.38 ± 0.02	4.37 ± 0.10	1.244 ± 0.046	8.534 ± 0.048	8.844 ± 0.019	6.541 ± 0.027	7.278 ± 0.009	0.49	135
HIP 17364	6139 ± 43	-0.32 ± 0.03	4.26 ± 0.10	1.251 ± 0.100	-	-	-	6.845 ± 0.078	-	211
HIP 18538	5468 ± 40	0.00 ± 0.02	4.70 ± 0.11	1.070 ± 0.080	8.479 ± 0.170	-	6.154 ± 0.065	7.465 ± 0.122	-	120
HIP 18870	6153 ± 40	0.02 ± 0.03	4.09 ± 0.08	1.382 ± 0.070	-	-	-	7.058 ± 0.087	-	135
HIP 19386	6225 ± 34	0.19 ± 0.02	4.37 ± 0.10	1.445 ± 0.060	8.647 ± 0.131	9.131 ± 0.091	6.416 ± 0.059	7.379 ± 0.151	0.33	134
HIP 19786	5962 ± 33	0.29 ± 0.02	4.50 ± 0.10	1.195 ± 0.050	8.448 ± 0.122	8.978 ± 0.102	6.496 ± 0.055	7.324 ± 0.083	0.30	108
HIP 19807	5834 ± 26	0.15 ± 0.02	4.36 ± 0.08	0.984 ± 0.040	8.548 ± 0.052	8.915 ± 0.079	6.379 ± 0.051	7.242 ± 0.059	0.43	104
HIP 19859	6009 ± 36	0.02 ± 0.02	4.53 ± 0.07	1.141 ± 0.070	-	-	-	7.095 ± 0.013	-	180
HIP 20899	5963 ± 30	0.22 ± 0.02	4.36 ± 0.09	1.200 ± 0.050	-	-	-	7.109 ± 0.081	-	121
HIP 21172	5696 ± 27	-0.06 ± 0.02	4.45 ± 0.09	0.975 ± 0.060	-	-	-	7.088 ± 0.015	-	168
HIP 22589	6079 ± 36	0.17 ± 0.03	4.42 ± 0.09	0.963 ± 0.060	-	-	-	7.158 ± 0.066	-	131
HIP 23128	6011 ± 32	-0.15 ± 0.03	4.44 ± 0.09	0.925 ± 0.074	-	-	-	6.927 ± 0.010	-	171
HIP 25002	5781 ± 37	0.00 ± 0.03	4.42 ± 0.10	0.922 ± 0.070	8.326 ± 0.114	-	6.108 ± 0.073	7.161 ± 0.079	-	121
HIP 25461	6060 ± 32	0.01 ± 0.03	4.38 ± 0.09	1.053 ± 0.065	-	-	-	7.131 ± 0.004	-	116
HIP 25963	5826 ± 26	0.15 ± 0.02	4.06 ± 0.07	1.194 ± 0.037	8.603 ± 0.021	8.889 ± 0.023	6.413 ± 0.038	7.326 ± 0.020	0.52	115
HIP 27072	6295 ± 44	-0.05 ± 0.03	4.22 ± 0.08	1.432 ± 0.080	-	-	-	7.085 ± 0.065	-	268
HIP 29568	5629 ± 23	0.05 ± 0.02	4.46 ± 0.08	1.119 ± 0.044	8.364 ± 0.019	-	6.193 ± 0.012	7.118 ± 0.059	-	157
HIP 32366	6275 ± 38	-0.18 ± 0.03	4.29 ± 0.09	1.318 ± 0.082	-	-	-	6.911 ± 0.013	-	255
HIP 34271	5787 ± 29	0.06 ± 0.02	4.51 ± 0.07	0.946 ± 0.056	8.529 ± 0.003	8.975 ± 0.027	6.270 ± 0.002	7.123 ± 0.017	0.36	136
HIP 34805	5529 ± 25	0.08 ± 0.02	4.12 ± 0.05	1.027 ± 0.040	8.572 ± 0.090	9.100 ± 0.049	6.292 ± 0.051	7.226 ± 0.113	0.30	117

TABELA D.2: Continuação

ID	T _{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	log <i>g</i> (dex)	ξ (km/s)	C (dex)	O (dex)	Ni (dex)	S (dex)	C/O (dex)	S/R
HIP 34877	5722 ± 33	0.31 ± 0.02	4.43 ± 0.11	0.958 ± 0.060	8.575 ± 0.093	8.978 ± 0.125	6.560 ± 0.059	7.393 ± 0.103	0.40	103
HIP 35279	5837 ± 29	0.38 ± 0.02	4.19 ± 0.07	1.281 ± 0.044	8.787 ± 0.004	8.871 ± 0.113	6.679 ± 0.003	7.577 ± 0.024	0.82	137
HIP 36210	5665 ± 27	0.08 ± 0.02	4.47 ± 0.08	0.993 ± 0.053	8.500 ± 0.015	8.821 ± 0.039	6.308 ± 0.014	7.260 ± 0.034	0.48	234
HIP 36515	5827 ± 28	-0.03 ± 0.02	4.51 ± 0.07	1.143 ± 0.055	-	-	-	7.059 ± 0.006	-	283
HIP 37918	5445 ± 34	0.17 ± 0.02	4.62 ± 0.06	1.140 ± 0.070	8.517 ± 0.118	9.000 ± 0.069	6.336 ± 0.046	7.378 ± 0.140	0.33	135
HIP 38216	6147 ± 40	0.25 ± 0.03	4.01 ± 0.11	1.400 ± 0.050	-	-	-	7.276 ± 0.117	-	114
HIP 40613	5695 ± 31	-0.59 ± 0.02	4.07 ± 0.09	0.902 ± 0.090	-	-	-	6.834 ± 0.077	-	162
HIP 42333	5822 ± 26	0.16 ± 0.02	4.48 ± 0.07	1.062 ± 0.048	8.424 ± 0.058	8.803 ± 0.015	6.320 ± 0.061	7.221 ± 0.044	0.42	162
HIP 42885	5880 ± 31	-0.13 ± 0.02	4.35 ± 0.08	0.917 ± 0.070	-	-	-	6.949 ± 0.033	-	134
HIP 43487	5963 ± 35	-0.43 ± 0.02	3.91 ± 0.11	1.250 ± 0.087	-	-	-	6.814 ± 0.023	-	182
HIP 44997	5728 ± 27	0.04 ± 0.02	4.42 ± 0.09	0.956 ± 0.057	8.464 ± 0.092	8.883 ± 0.048	6.247 ± 0.056	7.170 ± 0.056	0.38	123
HIP 45940	5582 ± 32	-0.08 ± 0.02	4.53 ± 0.07	0.910 ± 0.070	8.300 ± 0.029	8.808 ± 0.040	6.138 ± 0.019	7.126 ± 0.015	0.31	134
HIP 48141	5498 ± 34	-0.09 ± 0.02	4.54 ± 0.08	1.061 ± 0.070	-	9.110 ± 0.068	6.040 ± 0.053	7.098 ± 0.165	-	115
HIP 49728	5820 ± 28	-0.01 ± 0.02	4.52 ± 0.07	0.975 ± 0.058	-	-	-	7.162 ± 0.010	-	167
HIP 50075	6007 ± 27	0.01 ± 0.02	4.54 ± 0.06	1.105 ± 0.060	-	-	-	7.183 ± 0.053	-	221
HIP 51078	5973 ± 31	0.27 ± 0.02	4.16 ± 0.07	1.253 ± 0.043	8.693 ± 0.008	8.771 ± 0.108	6.539 ± 0.005	7.356 ± 0.007	0.84	167
HIP 51620	6117 ± 40	-0.29 ± 0.03	4.14 ± 0.08	0.862 ± 0.100	8.163 ± 0.076	-	5.880 ± 0.057	6.813 ± 0.147	-	115
HIP 51933	6063 ± 37	-0.23 ± 0.03	4.05 ± 0.08	1.254 ± 0.077	-	-	-	6.838 ± 0.015	-	248
HIP 52015	5824 ± 36	0.19 ± 0.03	4.14 ± 0.07	1.217 ± 0.050	8.594 ± 0.100	9.100 ± 0.059	6.422 ± 0.001	7.292 ± 0.066	0.31	131
HIP 52720	5472 ± 32	-0.14 ± 0.02	4.43 ± 0.09	0.689 ± 0.080	8.184 ± 0.078	8.862 ± 0.082	6.038 ± 0.052	7.120 ± 0.138	0.21	104
HIP 53172	5970 ± 26	0.04 ± 0.02	4.35 ± 0.07	1.059 ± 0.052	8.442 ± 0.022	8.914 ± 0.060	6.247 ± 0.002	7.159 ± 0.059	0.34	172
HIP 54779	5692 ± 36	-0.37 ± 0.03	4.18 ± 0.08	0.881 ± 0.079	8.299 ± 0.013	8.888 ± 0.086	5.862 ± 0.019	7.060 ± 0.036	0.26	148
HIP 56363	5424 ± 44	0.42 ± 0.03	4.21 ± 0.10	0.852 ± 0.080	8.799 ± 0.142	-	-	7.593 ± 0.144	-	116

TABELA D.2: Continuação

ID	T _{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	log <i>g</i> (dex)	ξ (km/s)	C (dex)	O (dex)	Ni (dex)	S (dex)	C/O (dex)	S/R
HIP 56876	5773 ± 30	0.36 ± 0.02	4.04 ± 0.08	1.306 ± 0.043	8.720 ± 0.006	8.693 ± 0.051	6.643 ± 0.006	7.500 ± 0.023	1.06	110
HIP 56884	5772 ± 40	0.01 ± 0.03	4.56 ± 0.07	0.984 ± 0.070	8.370 ± 0.083	9.099 ± 0.069	6.193 ± 0.060	7.180 ± 0.073	0.19	113
HIP 57366	6131 ± 35	0.24 ± 0.03	4.05 ± 0.07	1.364 ± 0.050	8.517 ± 0.059	8.965 ± 0.106	6.448 ± 0.042	7.263 ± 0.047	0.36	112
HIP 61505	5729 ± 25	-0.04 ± 0.02	4.35 ± 0.08	0.918 ± 0.055	-	-	-	7.197 ± 0.101	-	142
HIP 62107	5602 ± 31	-0.36 ± 0.02	4.45 ± 0.09	0.847 ± 0.082	8.186 ± 0.010	8.738 ± 0.003	5.826 ± 0.002	6.986 ± 0.039	0.28	185
HIP 62607	5424 ± 30	-0.54 ± 0.02	4.46 ± 0.10	0.794 ± 0.097	-	-	-	7.064 ± 0.043	-	153
HIP 62769	5748 ± 29	0.29 ± 0.02	4.06 ± 0.06	1.269 ± 0.040	8.692 ± 0.011	8.700 ± 0.130	6.578 ± 0.003	7.354 ± 0.007	0.98	124
HIP 64109	5564 ± 37	-0.06 ± 0.02	4.53 ± 0.07	0.706 ± 0.080	-	-	-	7.228 ± 0.153	-	112
HIP 64698	5703 ± 27	-0.03 ± 0.02	4.40 ± 0.08	0.896 ± 0.055	8.429 ± 0.029	9.071 ± 0.070	6.137 ± 0.034	7.162 ± 0.047	0.23	134
HIP 66990	5717 ± 33	0.36 ± 0.02	4.21 ± 0.09	1.116 ± 0.060	8.674 ± 0.030	8.897 ± 0.071	6.580 ± 0.017	7.493 ± 0.058	0.60	113
HIP 67069	6080 ± 31	-0.14 ± 0.02	4.32 ± 0.08	1.178 ± 0.068	-	-	-	6.989 ± 0.047	-	234
HIP 68468	5853 ± 29	0.12 ± 0.02	4.30 ± 0.08	1.109 ± 0.050	-	-	-	7.229 ± 0.044	-	115
HIP 68936	5440 ± 40	0.30 ± 0.03	4.54 ± 0.09	0.928 ± 0.080	8.699 ± 0.113	-	6.582 ± 0.052	7.511 ± 0.121	-	118
HIP 69390	5857 ± 28	0.14 ± 0.02	4.14 ± 0.07	1.244 ± 0.047	8.568 ± 0.013	9.040 ± 0.051	6.383 ± 0.006	7.214 ± 0.029	0.34	136
HIP 69881	5703 ± 27	0.31 ± 0.02	4.13 ± 0.07	1.158 ± 0.042	8.638 ± 0.007	8.694 ± 0.181	6.543 ± 0.009	7.470 ± 0.042	0.88	226
HIP 70557	5534 ± 37	0.08 ± 0.03	4.56 ± 0.06	0.857 ± 0.070	8.492 ± 0.030	9.029 ± 0.178	6.298 ± 0.004	7.429 ± 0.017	0.29	138
HIP 70829	5402 ± 36	-0.60 ± 0.03	4.14 ± 0.09	0.735 ± 0.100	8.162 ± 0.102	8.740 ± 0.080	5.631 ± 0.068	6.995 ± 0.095	0.26	107
HIP 71530	6199 ± 35	-0.15 ± 0.02	4.14 ± 0.08	1.333 ± 0.074	-	-	-	6.925 ± 0.027	-	238
HIP 71735	5582 ± 32	-0.34 ± 0.02	4.48 ± 0.08	0.911 ± 0.078	-	-	-	6.971 ± 0.046	-	197
HIP 74075	5567 ± 39	-0.37 ± 0.03	4.31 ± 0.09	0.703 ± 0.095	8.250 ± 0.137	8.872 ± 0.018	5.804 ± 0.015	7.062 ± 0.033	0.24	110
HIP 74271	5625 ± 29	0.15 ± 0.02	4.51 ± 0.07	1.003 ± 0.057	8.448 ± 0.087	9.063 ± 0.090	6.350 ± 0.020	7.275 ± 0.055	0.24	122
HIP 74856	5997 ± 30	0.18 ± 0.02	4.24 ± 0.08	1.137 ± 0.050	8.794 ± 0.115	8.997 ± 0.116	6.416 ± 0.024	7.148 ± 0.020	0.63	137
HIP 75819	5261 ± 25	-0.49 ± 0.02	3.89 ± 0.08	0.932 ± 0.050	8.114 ± 0.039	8.626 ± 0.019	5.752 ± 0.005	7.040 ± 0.064	0.31	176

TABELA D.2: Continuação

ID	T _{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	log <i>g</i> (dex)	ξ (km/s)	C (dex)	O (dex)	Ni (dex)	S (dex)	C/O (dex)	S/R
HIP 76635	6163 ± 33	0.16 ± 0.03	4.33 ± 0.09	1.195 ± 0.055	-	-	-	7.239 ± 0.036	-	155
HIP 77358	5643 ± 29	0.13 ± 0.02	4.52 ± 0.07	1.014 ± 0.051	8.439 ± 0.017	8.880 ± 0.058	6.370 ± 0.007	7.276 ± 0.016	0.36	204
HIP 77818	5828 ± 36	-0.36 ± 0.03	4.21 ± 0.09	0.877 ± 0.090	-	-	-	6.924 ± 0.019	-	134
HIP 78399	5816 ± 26	0.08 ± 0.02	4.45 ± 0.08	0.981 ± 0.052	-	-	-	7.178 ± 0.013	-	141
HIP 78955	5924 ± 25	0.35 ± 0.02	4.36 ± 0.08	1.222 ± 0.041	9.202 ± 0.166	8.688 ± 0.056	6.614 ± 0.008	7.434 ± 0.065	3.27	197
HD 147723	5984 ± 24	0.16 ± 0.02	4.00 ± 0.06	1.389 ± 0.039	8.489 ± 0.006	8.824 ± 0.021	6.365 ± 0.005	7.211 ± 0.027	0.46	231
HIP 81229	5899 ± 30	0.31 ± 0.02	4.12 ± 0.07	1.147 ± 0.046	8.985 ± 0.100	8.808 ± 0.018	6.557 ± 0.038	7.405 ± 0.032	1.50	111
HIP 81681	5687 ± 27	-0.34 ± 0.02	4.44 ± 0.08	1.005 ± 0.067	-	-	-	7.030 ± 0.018	-	215
HIP 81748	5747 ± 30	0.20 ± 0.02	4.40 ± 0.09	1.080 ± 0.054	8.493 ± 0.014	9.058 ± 0.010	6.382 ± 0.010	7.300 ± 0.072	0.27	140
HIP 81767	5851 ± 35	0.34 ± 0.02	4.39 ± 0.10	1.177 ± 0.050	8.762 ± 0.074	-	6.624 ± 0.065	7.492 ± 0.062	-	110
HIP 83276	5874 ± 27	-0.04 ± 0.02	4.20 ± 0.06	1.102 ± 0.052	8.366 ± 0.012	8.833 ± 0.129	6.142 ± 0.014	7.087 ± 0.017	0.34	160
HIP 83601	6106 ± 26	0.11 ± 0.02	4.42 ± 0.08	1.240 ± 0.047	-	-	-	7.139 ± 0.030	-	247
HIP 85757	5484 ± 36	-0.56 ± 0.03	3.97 ± 0.10	0.802 ± 0.090	8.397 ± 0.091	8.722 ± 0.090	5.645 ± 0.065	6.941 ± 0.092	0.47	103
HIP 87116	5661 ± 33	0.22 ± 0.02	4.58 ± 0.07	0.970 ± 0.060	8.549 ± 0.003	8.950 ± 0.126	6.435 ± 0.010	7.310 ± 0.015	0.40	190
HIP 88942	5475 ± 41	0.40 ± 0.03	4.54 ± 0.08	0.904 ± 0.080	8.747 ± 0.165	-	6.661 ± 0.065	7.625 ± 0.118	-	129
HIP 94061	5640 ± 37	0.36 ± 0.02	4.37 ± 0.10	1.002 ± 0.062	8.736 ± 0.057	8.787 ± 0.181	6.609 ± 0.016	7.442 ± 0.061	0.89	116
HIP 95849	6062 ± 26	0.23 ± 0.02	4.38 ± 0.08	1.135 ± 0.042	8.520 ± 0.006	8.718 ± 0.142	6.469 ± 0.006	7.326 ± 0.025	0.63	159
HIP 96124	5643 ± 29	-0.14 ± 0.02	4.47 ± 0.08	0.860 ± 0.065	8.437 ± 0.004	8.897 ± 0.075	6.076 ± 0.025	7.160 ± 0.041	0.35	161
HIP 97213	5777 ± 30	0.25 ± 0.03	4.36 ± 0.09	1.068 ± 0.053	8.648 ± 0.039	8.706 ± 0.270	6.506 ± 0.006	7.452 ± 0.084	0.87	112
HIP 97675	6200 ± 27	0.19 ± 0.02	4.24 ± 0.08	1.375 ± 0.044	-	-	-	7.213 ± 0.015	-	255
HIP 98621	5640 ± 28	-0.05 ± 0.02	4.46 ± 0.08	0.877 ± 0.059	-	-	-	7.145 ± 0.042	-	133
HIP 98964	5453 ± 33	0.12 ± 0.02	4.51 ± 0.09	0.902 ± 0.070	8.619 ± 0.043	9.014 ± 0.037	6.353 ± 0.024	7.410 ± 0.153	0.40	126
HIP 99661	5984 ± 31	0.33 ± 0.02	4.25 ± 0.08	1.252 ± 0.049	8.749 ± 0.053	9.125 ± 0.140	6.586 ± 0.007	7.435 ± 0.027	0.42	128

TABELA D.2: Continuação

ID	T _{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	log <i>g</i> (dex)	ξ (km/s)	C (dex)	O (dex)	Ni (dex)	S (dex)	C/O (dex)	S/R
HIP 99727	5716 ± 28	0.25 ± 0.02	4.09 ± 0.06	1.204 ± 0.046	8.641 ± 0.017	8.864 ± 0.090	6.489 ± 0.012	7.410 ± 0.022	0.60	136
HIP 100942	5925 ± 31	0.17 ± 0.02	4.45 ± 0.10	0.977 ± 0.060	-	-	-	7.232 ± 0.070	-	109
HIP 101983	6019 ± 38	-0.35 ± 0.03	3.83 ± 0.10	1.312 ± 0.080	-	-	-	6.776 ± 0.046	-	234
HIP 102040	5842 ± 24	-0.04 ± 0.02	4.50 ± 0.06	0.974 ± 0.053	-	-	-	7.035 ± 0.017	-	266
HIP 102128	6024 ± 23	0.21 ± 0.02	4.18 ± 0.05	1.308 ± 0.038	8.608 ± 0.008	8.778 ± 0.020	6.469 ± 0.007	7.299 ± 0.070	0.68	224
HIP 102152	5731 ± 32	0.03 ± 0.03	4.31 ± 0.09	0.945 ± 0.063	-	-	-	7.179 ± 0.055	-	109
HIP 102211	5708 ± 34	-0.42 ± 0.03	3.88 ± 0.11	0.902 ± 0.080	-	-	-	6.796 ± 0.019	-	121
HIP 103654	5937 ± 22	0.17 ± 0.02	4.24 ± 0.06	1.214 ± 0.038	-	-	-	7.275 ± 0.067	-	195
HIP 103692	5742 ± 29	0.29 ± 0.02	4.26 ± 0.08	1.160 ± 0.050	8.733 ± 0.058	-	6.565 ± 0.039	7.545 ± 0.115	-	129
HIP 104768	5718 ± 33	0.25 ± 0.03	4.24 ± 0.08	1.081 ± 0.056	8.752 ± 0.007	8.865 ± 0.021	6.523 ± 0.032	7.469 ± 0.039	0.77	123
HIP 105483	5645 ± 34	0.34 ± 0.02	4.52 ± 0.08	0.997 ± 0.062	8.648 ± 0.030	8.726 ± 0.180	6.595 ± 0.009	7.570 ± 0.006	0.84	131
HIP 105606	5694 ± 37	0.38 ± 0.02	4.53 ± 0.09	1.024 ± 0.060	8.657 ± 0.015	8.802 ± 0.126	6.645 ± 0.016	7.554 ± 0.013	0.72	154
HIP 107246	5887 ± 26	0.16 ± 0.02	4.28 ± 0.07	1.120 ± 0.045	8.569 ± 0.001	8.935 ± 0.046	6.395 ± 0.005	7.259 ± 0.025	0.43	139
HIP 108525	5465 ± 39	0.02 ± 0.03	4.56 ± 0.09	0.935 ± 0.080	8.380 ± 0.107	9.010 ± 0.018	6.225 ± 0.004	7.273 ± 0.004	0.23	117
HIP 109110	5782 ± 33	0.08 ± 0.03	4.37 ± 0.08	1.189 ± 0.060	8.382 ± 0.026	8.828 ± 0.142	6.237 ± 0.014	7.153 ± 0.112	0.36	129
HIP 110341	6455 ± 44	-0.07 ± 0.03	4.16 ± 0.09	1.349 ± 0.095	-	-	-	6.984 ± 0.014	-	230
HIP 110508	5648 ± 32	-0.09 ± 0.02	4.60 ± 0.06	1.000 ± 0.070	8.308 ± 0.094	9.154 ± 0.057	6.060 ± 0.055	7.056 ± 0.075	0.14	154
HIP 111349	5615 ± 33	0.08 ± 0.02	4.53 ± 0.07	0.950 ± 0.062	8.552 ± 0.012	8.920 ± 0.130	6.298 ± 0.003	7.299 ± 0.034	0.43	147
HIP 111565	5572 ± 30	-0.39 ± 0.02	4.40 ± 0.09	0.776 ± 0.078	-	-	-	7.083 ± 0.041	-	162
HIP 111746	5685 ± 30	-0.29 ± 0.02	4.46 ± 0.08	0.871 ± 0.073	-	-	-	7.026 ± 0.049	-	158
HIP 112117	6108 ± 27	0.10 ± 0.02	4.31 ± 0.07	1.242 ± 0.050	8.448 ± 0.004	8.853 ± 0.046	6.315 ± 0.017	7.158 ± 0.007	0.39	223
HIP 112763	5461 ± 34	-0.11 ± 0.02	4.57 ± 0.07	0.776 ± 0.073	8.256 ± 0.024	8.913 ± 0.018	6.077 ± 0.006	7.120 ± 0.105	0.22	163
HIP 114276	5864 ± 35	-0.55 ± 0.03	4.08 ± 0.09	0.885 ± 0.095	-	-	-	6.772 ± 0.106	-	152

TABELA D.2: Continuação

ID	T _{ef} (K)	[Fe/H] (dex)	log <i>g</i> (dex)	ξ (km/s)	C (dex)	O (dex)	Ni (dex)	S (dex)	C/O (dex)	S/R
HIP 114638	5718 ± 36	0.31 ± 0.02	4.24 ± 0.09	1.088 ± 0.050	8.722 ± 0.112	8.594 ± 0.157	6.573 ± 0.045	7.476 ± 0.083	1.34	107
HIP 114948	6356 ± 35	0.11 ± 0.02	4.40 ± 0.09	1.353 ± 0.060	-	-	-	7.172 ± 0.120	-	227
HIP 116763	5327 ± 37	-0.11 ± 0.02	4.63 ± 0.08	0.936 ± 0.082	8.383 ± 0.024	8.815 ± 0.054	6.082 ± 0.005	7.293 ± 0.019	0.37	215
HIP 116771	6222 ± 36	-0.07 ± 0.03	4.10 ± 0.08	1.373 ± 0.069	-	-	-	6.973 ± 0.085	-	261
HIP 117066	5889 ± 27	0.09 ± 0.02	4.46 ± 0.08	0.986 ± 0.053	-	-	-	7.157 ± 0.028	-	167

Referências Bibliográficas

- Adibekyan, V. (2019). Heavy Metal Rules. I. Exoplanet Incidence and Metallicity. *Geosciences*, 9(3):105.
- Akeson, R. L., Chen, X., Ciardi, D., Crane, M., Good, J., Harbut, M., Jackson, E., Kane, S. R., Laity, A. C., Leifer, S., Lynn, M., McElroy, D. L., Papin, M., Plavchan, P., Ramírez, S. V., Rey, R., von Braun, K., Wittman, M., Abajian, M., Ali, B., Beichman, C., Beekley, A., Berriman, G. B., Berukoff, S., Bryden, G., Chan, B., Groom, S., Lau, C., Payne, A. N., Regelson, M., Saucedo, M., Schmitz, M., Stauffer, J., Wyatt, P., and Zhang, A. (2013). The NASA Exoplanet Archive: Data and Tools for Exoplanet Research. *PASP*, 125(930):989.
- Allende Prieto, C., Lambert, D. L., and Asplund, M. (2001). The Forbidden Abundance of Oxygen in the Sun. *ApJ*, 556(1):L63–L66.
- Amarsi, A. M., Nissen, P. E., and Skúladóttir, Á. (2019). Carbon, oxygen, and iron abundances in disk and halo stars. Implications of 3D non-LTE spectral line formation. *A&A*, 630:A104.
- Asplund, M., Amarsi, A. M., and Grevesse, N. (2021). The chemical make-up of the Sun: A 2020 vision. *A&A*, 653:A141.
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., Allende Prieto, C., and Kiselman, D. (2004). Line formation in solar granulation. IV. [O I], O I and OH lines and the photospheric O abundance. *A&A*, 417:751–768.
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., and Scott, P. (2009). The Chemical Composition of the Sun. *ARA&A*, 47(1):481–522.
- Baross, J. A., Anderson, R. E., and Stueken, E. E. (2020). The Environmental Roots of the Origin of Life. In Meadows, V. S., Arney, G. N., Schmidt, B. E., and Des Marais, D. J., editors, *Planetary Astrobiology*, page 71.
- Bensby, T., Feltzing, S., and Lundstrom, I. (2004). Oxygen trends in the Galactic thin and thick disks. *A&A*, 415:155–170.
- Bergemann, M., Hoppe, R., Semanova, E., Carlsson, M., Yakovleva, S. A., Voronov, Y. V., Bautista, M., Nemer, A., Belyaev, A. K., Leenaarts, J., Mashonkina, L., Reiners, A., and Ellwarth, M. (2021). Solar oxygen abundance. *MNRAS*, 508(2):2236–2253.

- Bertran de Lis, S., Delgado Mena, E., Adibekyan, V. Z., Santos, N. C., and Sousa, S. G. (2015). Oxygen abundances in G- and F-type stars from HARPS. Comparison of [OI] 6300 Å and OI 6158 Å. *A&A*, 576:A89.
- Bond, J. C., Laretta, D. S., Tinney, C. G., Butler, R. P., Marcy, G. W., Jones, H. R. A., Carter, B. D., O'Toole, S. J., and Bailey, J. (2008). Beyond the Iron Peak: r- and s-Process Elemental Abundances in Stars with Planets. *ApJ*, 682(2):1234–1247.
- Borucki, W. J., Koch, D., Basri, G., Batalha, N., Brown, T., Caldwell, D., Caldwell, J., Christensen-Dalsgaard, J., Cochran, W. D., DeVore, E., Dunham, E. W., Dupree, A. K., Gautier, T. N., Geary, J. C., Gilliland, R., Gould, A., Howell, S. B., Jenkins, J. M., Kondo, Y., Latham, D. W., Marcy, G. W., Meibom, S., Kjeldsen, H., Lissauer, J. J., Monet, D. G., Morrison, D., Sasselov, D., Tarter, J., Boss, A., Brownlee, D., Owen, T., Buzasi, D., Charbonneau, D., Doyle, L., Fortney, J., Ford, E. B., Holman, M. J., Seager, S., Steffen, J. H., Welsh, W. F., Rowe, J., Anderson, H., Buchhave, L., Ciardi, D., Walkowicz, L., Sherry, W., Horch, E., Isaacson, H., Everett, M. E., Fischer, D., Torres, G., Johnson, J. A., Endl, M., MacQueen, P., Bryson, S. T., Dotson, J., Haas, M., Kolodziejczak, J., Van Cleve, J., Chandrasekaran, H., Twicken, J. D., Quintana, E. V., Clarke, B. D., Allen, C., Li, J., Wu, H., Tenenbaum, P., Verner, E., Bruhweiler, F., Barnes, J., and Prsa, A. (2010). Kepler Planet-Detection Mission: Introduction and First Results. *Science*, 327(5968):977.
- Brewer, John M. and Fischer, D. A., Valenti, J. A., and Piskunov, N. (2016). Spectral Properties of Cool Stars: Extended Abundance Analysis of 1,617 Planet-search Stars. *ApJS*, 225(2):32.
- Brewer, J. M. and Fischer, D. A. (2016). C/O and Mg/Si Ratios of Stars in the Solar Neighborhood. *ApJ*, 831(1):20.
- Buchhave, L. A., Bizzarro, M., Latham, D. W., Sasselov, D., Cochran, W. D., Endl, M., Isaacson, H., Juncher, D., and Marcy, G. W. (2014). Three regimes of extrasolar planet radius inferred from host star metallicities. *Nature*, 509(7502):593–595.
- Caffau, E., Bonifacio, P., Faraggiana, R., François, P., Gratton, R. G., and Barbieri, M. (2005). Sulphur abundance in Galactic stars. *A&A*, 441(2):533–548.
- Caffau, E., Ludwig, H. G., Steffen, M., Ayres, T. R., Bonifacio, P., Cayrel, R., Freytag, B., and Plez, B. (2008). The photospheric solar oxygen project. I. Abundance analysis of atomic lines and influence of atmospheric models. *A&A*, 488(3):1031–1046.
- Carroll, B. W. and Ostlie, D. A. (1996). *An Introduction to Modern Astrophysics*.
- Castelli, F. and Kurucz, R. L. (2004). New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres. In Piskunov, N., Weiss, W. W., and Gray, D. F., editors, *Modelling of Stellar Atmospheres*, volume 210, page A20.
- Clark, J. T., Clerté, M., Hinkel, N. R., Unterborn, C. T., Wittenmyer, R. A., Horner, J., Wright, D. J., Carter, B., Morton, T. D., Spina, L., Asplund, M., Buder, S., Bland-Hawthorn, J., Casey, A., De Silva, G., D'Orazi, V., Duong, L., Hayden, M., Freeman, K., Kos, J., Lewis, G., Lin, J., Lind, K., Martell, S., Sharma, S., Simpson, J., Zucker, D., Zwitter, T., Tinney, C. G.,

- Ting, Y.-S., Nordlander, T., and Amarsi, A. M. (2021). The GALAH Survey: using galactic archaeology to refine our knowledge of TESS target stars. *MNRAS*, 504(4):4968–4989.
- Cosentino, R., Lovis, C., Pepe, F., Collier Cameron, A., Latham, D. W., Molinari, E., Udry, S., Bezawada, N., Black, M., Born, A., Buchschacher, N., Charbonneau, D., Figueira, P., Fleury, M., Galli, A., Gallie, A., Gao, X., Ghedina, A., Gonzalez, C., Gonzalez, M., Guerra, J., Henry, D., Horne, K., Hughes, I., Kelly, D., Lodi, M., Lunney, D., Maire, C., Mayor, M., Micela, G., Ordway, M. P., Peacock, J., Phillips, D., Piotto, G., Pollacco, D., Queloz, D., Rice, K., Riverol, C., Riverol, L., San Juan, J., Sasselov, D., Segransan, D., Sozzetti, A., Sosnowska, D., Stobie, B., Szentgyorgyi, A., Vick, A., and Weber, L. (2012). Harps-N: the new planet hunter at TNG. In McLean, I. S., Ramsay, S. K., and Takami, H., editors, *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy IV*, volume 8446 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 84461V.
- Costa-Almeida, E., de Mello, G. F. P., Giribaldi, R. E., Lorenzo-Oliveira, D., and Ubaldo-Melo, M. L. (2021). M dwarf spectral indices at moderate resolution: accurate T_{eff} and $[Fe/H]$ for 178 southern stars. *MNRAS*, 508(4):5148–5162.
- Costa Silva, A. R., Delgado Mena, E., and Tsantaki, M. (2020). Chemical abundances of 1111 FGK stars from the HARPS-GTO planet search sample. III. Sulfur. *A&A*, 634:A136.
- Cubas Armas, M., Asensio Ramos, A., and Socas-Navarro, H. (2020). Spatially resolved measurements of the solar photospheric oxygen abundance. *A&A*, 643:A142.
- Cui, X.-Q., Zhao, Y.-H., Chu, Y.-Q., Li, G.-P., Li, Q., Zhang, L.-P., Su, H.-J., Yao, Z.-Q., Wang, Y.-N., Xing, X.-Z., Li, X.-N., Zhu, Y.-T., Wang, G., Gu, B.-Z., Luo, A. L., Xu, X.-Q., Zhang, Z.-C., Liu, G.-R., Zhang, H.-T., Yang, D.-H., Cao, S.-Y., Chen, H.-Y., Chen, J.-J., Chen, K.-X., Chen, Y., Chu, J.-R., Feng, L., Gong, X.-F., Hou, Y.-H., Hu, H.-Z., Hu, N.-S., Hu, Z.-W., Jia, L., Jiang, F.-H., Jiang, X., Jiang, Z.-B., Jin, G., Li, A.-H., Li, Y., Li, Y.-P., Liu, G.-Q., Liu, Z.-G., Lu, W.-Z., Mao, Y.-D., Men, L., Qi, Y.-J., Qi, Z.-X., Shi, H.-M., Tang, Z.-H., Tao, Q.-S., Wang, D.-Q., Wang, D., Wang, G.-M., Wang, H., Wang, J.-N., Wang, J., Wang, J.-L., Wang, J.-P., Wang, L., Wang, S.-Q., Wang, Y., Wang, Y.-F., Xu, L.-Z., Xu, Y., Yang, S.-H., Yu, Y., Yuan, H., Yuan, X.-Y., Zhai, C., Zhang, J., Zhang, Y.-X., Zhang, Y., Zhao, M., Zhou, F., Zhou, G.-H., Zhu, J., and Zou, S.-C. (2012). The Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope (LAMOST). *Research in Astronomy and Astrophysics*, 12(9):1197–1242.
- Dekker, H., D’Odorico, S., Kaufer, A., Delabre, B., and Kotzlowski, H. (2000). Design, construction, and performance of UVES, the echelle spectrograph for the UT2 Kueyen Telescope at the ESO Paranal Observatory. In Iye, M. and Moorwood, A. F., editors, *Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors*, volume 4008 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, pages 534–545.
- Delgado Mena, E., Adibekyan, V., Santos, N. C., Tsantaki, M., González Hernández, J. I., Sousa, S. G., and Bertrán de Lis, S. (2021). Chemical abundances of 1111 FGK stars from the HARPS GTO planet search program. IV. Carbon and C/O ratios for Galactic stellar populations and planet hosts. *A&A*, 655:A99.

- Ehlmann, B. L., Anderson, F. S., Andrews-Hanna, J., Catling, D. C., Christensen, P. R., Cohen, B. A., Dressing, C. D., Edwards, C. S., Elkins-Tanton, L. T., Farley, K. A., Fassett, C. I., Fischer, W. W., Fraeman, A. A., Golombek, M. P., Hamilton, V. E., Hayes, A. G., Herd, C. D. K., Horgan, B., Hu, R., Jakosky, B. M., Johnson, J. R., Kasting, J. F., Kerber, L., Kinch, K. M., Kite, E. S., Knutson, H. A., Lunine, J. I., Mahaffy, P. R., Mangold, N., McCubbin, F. M., Mustard, J. F., Niles, P. B., Quantin-Nataf, C., Rice, M. S., Stack, K. M., Stevenson, D. J., Stewart, S. T., Toplis, M. J., Usui, T., Weiss, B. P., Werner, S. C., Wordsworth, R. D., Wray, J. J., Yingst, R. A., Yung, Y. L., and Zahnle, K. J. (2016). The sustainability of habitability on terrestrial planets: Insights, questions, and needed measurements from Mars for understanding the evolution of Earth-like worlds. *Journal of Geophysical Research (Planets)*, 121(10):1927–1961.
- Fischer, D. A. and Valenti, J. (2005). The Planet-Metallicity Correlation. *ApJ*, 622(2):1102–1117.
- Ghezzi, L., Montet, B. T., and Johnson, J. A. (2018). Retired A Stars Revisited: An Updated Giant Planet Occurrence Rate as a Function of Stellar Metallicity and Mass. *ApJ*, 860(2):109.
- Gray, D. F. (1992). *The observation and analysis of stellar photospheres.*, volume 20.
- Greene, T., Batalha, N., Bean, J., Beatty, T., Bouwman, J., Fortney, J., Hasegawa, Y., Henning, T., Lafreniere, D., Lagage, P.-O., Rieke, G., Roellig, T., Schlawin, E., and Stevenson, K. (2019). Characterizing Transiting Exoplanets with JWST Guaranteed Time and ERS Observations. *BAAS*, 51(3):61.
- Hinkel, N. R., Hartnett, H. E., and Young, P. A. (2020). The Influence of Stellar Phosphorus on Our Understanding of Exoplanets and Astrobiology. *ApJ*, 900(2):L38.
- Hinkel, N. R., Timmes, F. X., Young, P. A., Pagano, M. D., and Turnbull, M. C. (2014). Stellar Abundances in the Solar Neighborhood: The Hypatia Catalog. *AJ*, 148(3):54.
- Hinkel, N. R., Unterborn, C., Kane, S. R., Somers, G., and Galvez, R. (2019). A Recommendation Algorithm to Predict Giant Exoplanet Host Stars Using Stellar Elemental Abundances. *ApJ*, 880(1):49.
- Hinkel, N. R. and Unterborn, C. T. (2018). The Star-Planet Connection. I. Using Stellar Composition to Observationally Constrain Planetary Mineralogy for the 10 Closest Stars. *ApJ*, 853(1):83.
- Hinkle, K., Wallace, L., Valenti, J., and Harmer, D. (2000). *Visible and Near Infrared Atlas of the Arcturus Spectrum 3727-9300 Å*.
- Israelian, G. and Rebolo, R. (2001). Sulphur Abundance in Very Metal-poor Stars. *ApJ*, 557(1):L43–L46.
- Johansson, S., Litzén, U., Lundberg, H., and Zhang, Z. (2003). Experimental f-Value and Isotopic Structure for the Ni I Line Blended with [O I] at 6300 Å. *ApJ*, 584(2):L107–L110.
- Jönsson, H., Holtzman, J. A., Allende Prieto, C., Cunha, K., García-Hernández, D. A., Hasselquist, S., Masseron, T., Osorio, Y., Shetrone, M., Smith, V., Stringfellow, G. S., Bizyaev, D.,

- Edvardsson, B., Majewski, S. R., Mészáros, S., Souto, D., Zamora, O., Beaton, R. L., Bovy, J., Donor, J., Pinsonneault, M. H., Poovelil, V. J., and Sobeck, J. (2020). APOGEE Data and Spectral Analysis from SDSS Data Release 16: Seven Years of Observations Including First Results from APOGEE-South. *AJ*, 160(3):120.
- Jönsson, H., Ryde, N., Nissen, P. E., Collet, R., Eriksson, K., Asplund, M., and Gustafsson, B. (2011). Sulphur abundances in halo giants from the [S I] line at 1082 nm and the [S I] triplet around 1045 nm. *A&A*, 530:A144.
- Kaufer, A., Stahl, O., Tubbesing, S., Nørregaard, P., Avila, G., Francois, P., Pasquini, L., and Pizzella, A. (1999). Commissioning FEROS, the new high-resolution spectrograph at La-Silla. *The Messenger*, 95:8–12.
- Kawata, D. and Chiappini, C. (2016). Milky Way’s thick and thin disk: Is there a distinct thick disk? *Astronomische Nachrichten*, 337(8-9):976.
- Krijt, S., Kama, M., McClure, M., Teske, J., Bergin, E. A., Shorttle, O., Walsh, K. J., and Raymond, S. N. (2022). Chemical Habitability: Supply and Retention of Life’s Essential Elements During Planet Formation. *arXiv e-prints*, page arXiv:2203.10056.
- Lambert, D. L. (1978). The abundances of the elements in the solar photosphere - VIII. Revised abundances of carbon, nitrogen and oxygen. *MNRAS*, 182:249–272.
- Limongi, M. and Chieffi, A. (2003). Massive stars: presupernova evolution and explosive nucleosynthesis. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 3:58.
- Luck, R. E. and Heiter, U. (2005). Stars within 15 Parsecs: Abundances for a Northern Sample. *AJ*, 129(2):1063–1083.
- Magic, Z., Collet, R., Asplund, M., Trampedach, R., Hayek, W., Chiavassa, A., Stein, R. F., and Nordlund, Å. (2013). The Stagger-grid: A grid of 3D stellar atmosphere models. I. Methods and general properties. *A&A*, 557:A26.
- Matroziis, E., Ryde, N., and Dupree, A. K. (2013). Galactic chemical evolution of sulphur. Sulphur abundances from the [S i] λ 1082 nm line in giants. *A&A*, 559:A115.
- Matteucci, F. (2016). Introduction to Galactic Chemical Evolution. In *Journal of Physics Conference Series*, volume 703 of *Journal of Physics Conference Series*, page 012004.
- Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., Bouchy, F., Rupprecht, G., Lo Curto, G., Avila, G., Benz, W., Bertaux, J. L., Bonfils, X., Dall, T., Dekker, H., Delabre, B., Eckert, W., Fleury, M., Gilliotte, A., Gojak, D., Guzman, J. C., Kohler, D., Lizon, J. L., Longinotti, A., Lovis, C., Megevand, D., Pasquini, L., Reyes, J., Sivan, J. P., Sosnowska, D., Soto, R., Udry, S., van Kesteren, A., Weber, L., and Weilenmann, U. (2003). Setting New Standards with HARPS. *The Messenger*, 114:20–24.
- Mayor, M. and Queloz, D. (1995). A Jupiter-mass companion to a solar-type star. *Nature*, 378(6555):355–359.

- Meléndez, J., Asplund, M., Gustafsson, B., and Yong, D. (2009). The Peculiar Solar Composition and Its Possible Relation to Planet Formation. *ApJ*, 704(1):L66–L70.
- Méndez, A., Rivera-Valentín, E. G., Schulze-Makuch, D., Filiberto, J., Ramírez, R. M., Wood, T. E., Dávila, A., McKay, C., Ceballos, K. N. O., Jusino-Maldonado, M., Torres-Santiago, N. J., Nery, G., Heller, R., Byrne, P. K., Malaska, M. J., Nathan, E., Simões, M. F., Antunes, A., Martínez-Frías, J., Carone, L., Izenberg, N. R., Atri, D., Chitty, H. I. C., Nowajewski-Barra, P., Rivera-Hernández, F., Brown, C. Y., Lynch, K. L., Catling, D., Zuluaga, J. I., Salazar, J. F., Chen, H., González, G., Jagadeesh, M. K., and Haqq-Misra, J. (2021). Habitability Models for Astrobiology. *Astrobiology*, 21(8):1017–1027.
- Mucciarelli, A. (2011). Microturbulent velocity from stellar spectra: a comparison between different approaches. *A&A*, 528:A44.
- Nissen, P. E. and Gustafsson, B. (2018). High-precision stellar abundances of the elements: methods and applications. *A&A Rev.*, 26(1):6.
- Perryman, M. (2018). *The Exoplanet Handbook*.
- Petigura, E. (2018). The Formation and Erosion of Small Planet Cores and Envelopes: Exploring Planet Occurrence as a Function of Stellar Mass and Metallicity. NASA ADAP Proposal.
- Ricker, G. R., Winn, J. N., Vanderspek, R., Latham, D. W., Bakos, G. Á., Bean, J. L., Bert-Thompson, Z. K., Brown, T. M., Buchhave, L., Butler, N. R., Butler, R. P., Chaplin, W. J., Charbonneau, D., Christensen-Dalsgaard, J., Clampin, M., Deming, D., Doty, J., De Lee, N., Dressing, C., Dunham, E. W., Endl, M., Fressin, F., Ge, J., Henning, T., Holman, M. J., Howard, A. W., Ida, S., Jenkins, J., Jernigan, G., Johnson, J. A., Kaltenegger, L., Kawai, N., Kjeldsen, H., Laughlin, G., Levine, A. M., Lin, D., Lissauer, J. J., MacQueen, P., Marcy, G., McCullough, P. R., Morton, T. D., Narita, N., Paegert, M., Palle, E., Pepe, F., Pepper, J., Quirrenbach, A., Rinehart, S. A., Sasselov, D., Sato, B., Seager, S., Sozzetti, A., Stassun, K. G., Sullivan, P., Szentgyorgyi, A., Torres, G., Udry, S., and Villaseñor, J. (2014). Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS). In Oschmann, Jacobus M., J., Clampin, M., Fazio, G. G., and MacEwen, H. A., editors, *Space Telescopes and Instrumentation 2014: Optical, Infrared, and Millimeter Wave*, volume 9143 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 914320.
- Ryabchikova, T., Piskunov, N., Kurucz, R. L., Stempels, H. C., Heiter, U., Pakhomov, Y., and Barklem, P. S. (2015). A major upgrade of the VALD database. *Phys. Scr.*, 90(5):054005.
- Schuler, S. C., Vaz, Z. A., Katime Santrich, O. J., Cunha, K., Smith, V. V., King, J. R., Teske, J. K., Ghezzi, L., Howell, S. B., and Isaacson, H. (2015). Detailed Abundances of Stars with Small Planets Discovered by Kepler. I. The First Sample. *ApJ*, 815(1):5.
- Shields, A. L. (2019). The Climates of Other Worlds: A Review of the Emerging Field of Exoplanet Climatology. *ApJS*, 243(2):30.
- Snedden, C. A. (1973). PhD thesis, The University of Texas at Austin.

- Soubiran, C., Le Campion, J.-F., Brouillet, N., and Chemin, L. (2016). The PASTEL catalogue: 2016 version. *A&A*, 591:A118.
- Sousa, S. G., Santos, N. C., Adibekyan, V., Delgado-Mena, E., and Israelian, G. (2015). ARES v2: new features and improved performance. *A&A*, 577:A67.
- Sousa, S. G., Santos, N. C., Israelian, G., Lovis, C., Mayor, M., Silva, P. B., and Udry, S. (2011a). Spectroscopic characterization of a sample of metal-poor solar-type stars from the HARPS planet search program. Precise spectroscopic parameters and mass estimation. *A&A*, 526:A99.
- Sousa, S. G., Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., and Monteiro, M. J. P. F. G. (2007). A new code for automatic determination of equivalent widths: Automatic Routine for line Equivalent widths in stellar Spectra (ARES). *A&A*, 469(2):783–791.
- Sousa, S. G., Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., and Udry, S. (2011b). Spectroscopic stellar parameters for 582 FGK stars in the HARPS volume-limited sample. Revising the metallicity-planet correlation. *A&A*, 533:A141.
- Sousa, S. G., Santos, N. C., Mayor, M., Udry, S., Casagrande, L., Israelian, G., Pepe, F., Queloz, D., and Monteiro, M. J. P. F. G. (2008). Spectroscopic parameters for 451 stars in the HARPS GTO planet search program. Stellar [Fe/H] and the frequency of exo-Neptunes. *A&A*, 487(1):373–381.
- Spite, M., Caffau, E., Andrievsky, S. M., Korotin, S. A., Depagne, E., Spite, F., Bonifacio, P., Ludwig, H. G., Cayrel, R., François, P., Hill, V., Plez, B., Andersen, J., Barbuy, B., Beers, T. C., Molaro, P., Nordström, B., and Primas, F. (2011). First stars. XIV. Sulfur abundances in extremely metal-poor stars. *A&A*, 528:A9.
- Stassun, K. G., Oelkers, R. J., Paegert, M., Torres, G., Pepper, J., De Lee, N., Collins, K., Latham, D. W., Muirhead, P. S., Chittidi, J., Rojas-Ayala, B., Fleming, S. W., Rose, M. E., Tenenbaum, P., Ting, E. B., Kane, S. R., Barclay, T., Bean, J. L., Brassuer, C. E., Charbonneau, D., Ge, J., Lissauer, J. J., Mann, A. W., McLean, B., Mullally, S., Narita, N., Plavchan, P., Ricker, G. R., Sasselov, D., Seager, S., Sharma, S., Shiao, B., Sozzetti, A., Stello, D., Vanderspek, R., Wallace, G., and Winn, J. N. (2019). The Revised TESS Input Catalog and Candidate Target List. *AJ*, 158(4):138.
- Steffen, M., Prakashavičius, D., Caffau, E., Ludwig, H. G., Bonifacio, P., Cayrel, R., Kučinskas, A., and Livingston, W. C. (2015). The photospheric solar oxygen project. IV. 3D-NLTE investigation of the 777 nm triplet lines. *A&A*, 583:A57.
- Suárez-Andrés, L., Israelian, G., González Hernández, J. I., Adibekyan, V. Z., Delgado Mena, E., Santos, N. C., and Sousa, S. G. (2017). CNO behaviour in planet-harboured stars. II. Carbon abundances in stars with and without planets using the CH band. *A&A*, 599:A96.
- Suárez-Andrés, L., Israelian, G., González Hernández, J. I., Adibekyan, V. Z., Delgado Mena, E., Santos, N. C., and Sousa, S. G. (2018). C/O vs. Mg/Si ratios in solar type stars: The HARPS sample. *A&A*, 614:A84.

- Takeda, Y. (1991). Formation of H and He lines and atmospheric diagnostics in type II supernovae. *A&A*, 245:182.
- Takeda, Y., Ohkubo, M., and Sadakane, K. (2002). Spectroscopic Determination of Atmospheric Parameters of Solar-Type Stars: Description of the Method and Application to the Sun. *PASJ*, 54:451–462.
- Takeda, Y. and Takada-Hidai, M. (2011). Exploring the [S/Fe] Behavior of Metal-Poor Stars with the Si 1.046 μ m Lines. *PASJ*, 63:537.
- Teske, J. K., Cunha, K., Smith, V. V., Schuler, S. C., and Griffith, C. A. (2014). C/O Ratios of Stars with Transiting Hot Jupiter Exoplanets. *ApJ*, 788(1):39.
- Teske, J. K., Ghezzi, L., Cunha, K., Smith, V. V., Schuler, S. C., and Bergemann, M. (2015). Abundance Differences between Exoplanet Binary Host Stars XO-2N and XO-2S—Dependence on Stellar Parameters. *ApJ*, 801(1):L10.
- Teske, J. K., Schuler, S. C., Cunha, K., Smith, V. V., and Griffith, C. A. (2013). Carbon and Oxygen Abundances in the Hot Jupiter Exoplanet Host Star XO-2B and Its Binary Companion. *ApJ*, 768(1):L12.
- Thiabaud, A., Marboeuf, U., Alibert, Y., Leya, I., and Mezger, K. (2015). Elemental ratios in stars vs planets. *A&A*, 580:A30.
- Tsantaki, M., Sousa, S. G., Adibekyan, V. Z., Santos, N. C., Mortier, A., and Israelian, G. (2013). Deriving precise parameters for cool solar-type stars. Optimizing the iron line list. *A&A*, 555:A150.
- Unterborn, C. T., Kabbes, J. E., Pigott, J. S., Reaman, D. M., and Panero, W. R. (2014). The Role of Carbon in Extrasolar Planetary Geodynamics and Habitability. *ApJ*, 793(2):124.
- Vogt, S. S., Allen, S. L., Bigelow, B. C., Bresee, L., Brown, B., Cantrall, T., Conrad, A., Couture, M., Delaney, C., Epps, H. W., Hilyard, D., Hilyard, D. F., Horn, E., Jern, N., Kanto, D., Keane, M. J., Kibrick, R. I., Lewis, J. W., Osborne, J., Pardeilhan, G. H., Pfister, T., Ricketts, T., Robinson, L. B., Stover, R. J., Tucker, D., Ward, J., and Wei, M. Z. (1994). HIRES: the high-resolution echelle spectrometer on the Keck 10-m Telescope. In Crawford, D. L. and Craine, E. R., editors, *Instrumentation in Astronomy VIII*, volume 2198 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 362.
- Wang, J. and Fischer, D. A. (2015). Revealing a Universal Planet-Metallicity Correlation for Planets of Different Sizes Around Solar-type Stars. *AJ*, 149(1):14.
- Whitten, D. D., Placco, V. M., Beers, T. C., An, D., Lee, Y. S., Almeida-Fernandes, F., Herpich, F. R., Daflon, S., Barbosa, C. E., Perottoni, H. D., Rossi, S., Tissera, P. B., Yoon, J., Youakim, K., Schoenell, W., Ribeiro, T., and Kanaan, A. (2021). The Photometric Metallicity and Carbon Distributions of the Milky Way’s Halo and Solar Neighborhood from S-PLUS Observations of SDSS Stripe 82. *ApJ*, 912(2):147.

Wilson, R. F., Cañas, C. I., Majewski, S. R., Cunha, K., Smith, V. V., Bender, C. F., Mahadevan, S., Fleming, S. W., Teske, J., Ghezzi, L., Jönsson, H., Beaton, R. L., Hasselquist, S., Stassun, K., Nitschelm, C., García-Hernández, D. A., Hayes, C. R., and Tayar, J. (2022). The Influence of 10 Unique Chemical Elements in Shaping the Distribution of Kepler Planets. *AJ*, 163(3):128.