



Observatório  
Nacional

DISSERTAÇÃO DE MESTRADO

ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS DE ESTRELAS ANÃS M COM PLANETAS  
OBSERVADAS PELO APOGEE

ESTER COSTA NASCIMENTO

RIO DE JANEIRO

2025



Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovações e Comunicações

Observatório Nacional

Programa de Pós-Graduação

Dissertação de Mestrado

ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS DE ESTRELAS ANÃS M COM PLANETAS  
OBSERVADAS PELO APOGEE

por

Ester Costa Nascimento

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

Orientadora: Dra. Katia Cunha

Rio de Janeiro, RJ – Brasil

Junho de 2025

C837

Costa Nascimento, Ester

Abundâncias Químicas de Estrelas Anãs M com Planetas  
Observadas pelo APOGEE [Rio de Janeiro] 2025.

xxi, 116 p. 29,7 cm: graf. il. tab.

Dissertação (mestrado) - Observatório Nacional - Rio de  
Janeiro, 2025.

1. Anãs M com planetas. 2. Abundâncias químicas. 3.  
APOGEE. 4. Evolução química da Galáxia. I. Observatório  
Nacional. II. Título.

CDU 000.000.000

“ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS DE ESTRELAS ANÃS M COM PLANETAS  
OBSERVADAS PELO APOGEE”

ESTER COSTA NASCIMENTO

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

Aprovada por:

---

Dra. Katia Cunha – Observatório Nacional  
(Orientadora)

---

Dra. Marília Gabriela Carlos – Observatório Nacional

---

Dra. Raissa Estrela – NASA Jet Propulsion Lab EUA

RIO DE JANEIRO, RJ – BRASIL  
30 DE JUNHO DE 2025



*Ao meu amigo Luiz, que desde  
2019 é minha estrela favorita.*



# Agradecimentos

Sou grata aos meus avós e aos meus pais, que, por muitas vezes, anularam os próprios desejos em prol dos sonhos dos seus filhos. Sou grata às minhas irmãs, por sempre estarem comigo, mesmo de longe, e ao meu sobrinho, simplesmente por existir. Essa conquista também é de vocês.

Sou grata ao meu melhor amigo e amor, Eduardo, que mudou de cidade para realizar um sonho meu. Obrigada pelo carinho, companheirismo e paciência diários. Você faz minha vida mais feliz, e essa conquista também é sua.

Sou grata às amigas que o Rio me deu, Tamis, Zoe, Luna, Raquel e Ellie, por cada momento, conversa, conselho, mergulho no mar e roda de altinha. Obrigada por fazerem o Rio, meu lar. Essa conquista também é de vocês e de todas as mulheres que deixaram suas cidades para buscar o que sonham.

Sou grata aos meus colegas do Observatório Nacional por cada ajuda, conselho e ensinamento sobre a vida acadêmica. Esse caminho não é fácil e essa conquista também é de cada pós-graduando.

Sou grata à minha orientadora, Katia Cunha, que pacientemente me guiou e aconselhou em cada etapa desse projeto. Sua paixão pela astronomia é inspiradora e sua consideração e cuidado pela ciência brasileira me fazem te admirar ainda mais. Essa conquista também é sua e de todas as mulheres cientistas.

Sou grata à CAPES, ao Observatório Nacional e a todos os professores e colaboradores que fazem essa unidade de pesquisa acontecer e tornaram esse trabalho possível. Essa conquista também é da ciência brasileira.

Por fim, sou grata a mim por não desistir desse sonho. Essa conquista é minha.



ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS DE ESTRELAS ANÃS M COM PLANETAS  
OBSERVADAS PELO APOGEE

**RESUMO**

As estrelas anãs M são as mais numerosas na Galáxia e se destacam por serem particularmente sensíveis à detecção de planetas do tipo terrestre. A análise das abundâncias químicas dessas estrelas é essencial para estudar tanto a evolução química da Via Láctea quanto as possíveis correlações entre a composição estelar e a formação de sistemas planetários. Este trabalho investigou as abundâncias químicas de 49 estrelas anãs M com temperaturas efetivas entre 3260 e 3989 K, gravidades superficiais entre 4,62 e 5,05 e metalicidades ( $[Fe/H]$ ) variando de -0,92 a +0,25. Trinta e nove estrelas da amostra hospedam exoplanetas. As outras 10 estrelas sem planetas detectados fazem parte de sistemas binários com estrelas FGK e foram utilizadas para teste de consistência da nossa metodologia. Utilizando espectros de alta resolução ( $R \sim 22.500$ ) no infravermelho próximo ( $\sim 1,50 - 1,70 \mu m$ ) do levantamento APOGEE, foram determinadas as abundâncias de treze elementos químicos (C, O, Na, Mg, Al, Si, Ca, K, Ti, V, Mn, Cr e Fe) por meio da síntese espectral, empregando modelos atmosféricos MARCS 1D ETL, a lista de linhas do APOGEE DR17 e o código de transferência radiativa Turbospectrum. A metodologia foi validada comparando as abundâncias das 10 anãs M binárias com as de suas companheiras FGK, apresentando concordância média dentro de 0,10 dex para a maioria dos elementos, exceto para o alumínio, cuja maior discrepância está associada à estrela com temperatura efetiva mais baixa da amostra. Os resultados indicam que as abundâncias determinadas neste estudo são sistematicamente maiores que as derivadas automaticamente pelo pipeline ASPCAP do APOGEE, corroborando com outros estudos de que o pipeline apresenta erros sistemáticos nas abundâncias químicas derivadas para estrelas anãs M. Verificamos também que as anãs M analisadas seguem padrões químicos semelhantes às estrelas FGK do campo galáctico, embora diferenças nas abundâncias de alumínio e titânio em comparação com gigantes vermelhas mereçam investigações futuras. Testes estatísticos mostram que as anãs M sem planetas detectados apresentam distribuições de abundância similares com as que hospedam planetas, indicando que planetas ainda não detectados podem estar presentes nesses sistemas. Além disso, não foi identificada uma correlação clara entre a maioria das abundâncias e o raio planetário dos exoplanetas hospedados, com exceção de alguns elementos do pico do ferro que sugerem correlações fracas a moderadas. As razões elementares C/O e Mg/Si, relacionadas à mineralogia planetária, indicam que a maioria dos planetas orbitando as anãs M da nossa amostra provavelmente possuem composições internas semelhantes às da Terra.



CHEMICAL ABUNDANCES OF M DWARF PLANET HOSTS OBSERVED BY  
APOGEE

**ABSTRACT**

M dwarf stars are the most numerous in the Galaxy and stand out for being particularly favorable to the detection of Earth-like planets. The analysis of the chemical abundances of these stars is essential to understand both the chemical evolution of the Milky Way and the correlations between stellar composition and planetary system formation. This work investigated the chemical abundances of 49 M dwarf stars with effective temperatures ranging from 3260 to 3989 K, surface gravities between 4.62 and 5.05, and metallicities ( $[\text{Fe}/\text{H}]$ ) varying from -0.92 to +0.25. Among them, 39 have confirmed planets and 10 have no detected planets but are part of binary systems with FGK stars. Using high-resolution spectra (R 22,500) in the near-infrared (1.50–1.70  $\mu\text{m}$ ) from the APOGEE survey, the abundances of thirteen chemical elements (C, O, Na, Mg, Al, Si, Ca, K, Ti, V, Mn, Cr, and Fe) were determined through spectral synthesis, employing 1D LTE MARCS atmospheric models, the APOGEE DR17 line list, and the radiative transfer code Turbospectrum. The methodology was validated by comparing the abundances of the M dwarfs with those of their FGK companions, showing an average agreement within 0.10 dex for most elements, except for aluminum, where the largest discrepancy is associated with the star having the lowest effective temperature in the sample. The results indicate that the abundances determined here are systematically higher than those automatically derived by the APOGEE ASPCAP pipeline, suggesting possible systematic uncertainties in this method for M dwarfs. The analyzed M dwarfs follow chemical abundance patterns similar to FGK field stars, although differences in aluminum and titanium compared to red giants require further investigation. Statistical tests show that M dwarfs without detected planets exhibit abundance distributions similar to those hosting planets, indicating that undetected planets may be present. Additionally, no clear correlation was found between most elemental abundances and planetary radius, except for some iron-peak elements, which suggest weak to moderate correlations. The elemental ratios C/O and Mg/Si, related to planetary mineralogy, indicate that most planets orbiting the M dwarfs in the sample likely have internal compositions similar to Earth.



# Lista de Figuras

1.1	Distribuição de estrelas gigantes vermelhas do APOGEE DR17 no plano [Mg/Fe] em função da metalicidade e da posição galáctica, com Z (altura em relação ao plano galáctico) aumentando de baixo para cima, e R (distância do centro galáctico) da esquerda para direita. A densidade estelar é representada por um mapa de cor e o número de estrelas consideradas em cada painel é indicado no canto superior direito. A curva preta em todos os painéis define a separação entre as populações de alta e baixa razão $[\alpha/\text{Fe}]$ , e a região sombreada em cinza delimita o contorno de 90% das estrelas da amostra total. Imagem de IMIG <i>et al.</i> (2023). . . . .	5
1.2	Distribuição em coordenadas galácticas das mais de 650.000 estrelas observadas pelo APOGEE DR17, colorida de acordo com o número de estrelas por campo. Imagem de ABDURRO'UF <i>et al.</i> (2022). . . . .	7
1.3	Exemplos de espectros APOGEE para estrelas de diferentes tipos espectrais. As regiões vazias entre os espectros indicam os comprimentos de onda sem cobertura entre os três chips. Imagem de MAJEWSKI <i>et al.</i> (2017). . . . .	8
2.1	Diagrama cor (J-K) - magnitude (K) (painel esquerdo) e distribuição das distâncias GAIA DR3 (painel direito) das estrelas anãs M da amostra. . . . .	13
2.2	Ilustração das abundâncias de oxigênio em função da temperatura efetiva para as linhas de OH (curva rosa) e H <sub>2</sub> O (curva roxa). A interseção dessas curvas define a temperatura efetiva e a abundância de oxigênio para a estrela analisada. Imagem adaptada de WANDERLEY (2024). . . . .	16
2.3	Distribuição de densidade de $T_{\text{eff}}$ , $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ para todas as estrelas anãs M da amostra deste estudo. . . . .	18
2.4	Distribuição de densidade de $T_{\text{eff}}$ , $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ para as estrelas anãs M com (roxo) e sem (rosa) planetas detectados da amostra. . . . .	19
2.5	Distribuição dos raios planetários da nossa amostra derivados por WANDERLEY (2024). . . . .	21
3.1	Fluxograma do processo de síntese espectral preliminar. . . . .	27

3.2	Exemplo do arquivo de saída <elemento>-<estrela>.abu com valores de abundância de Mg, linha por linha, para uma estrela específica. . . . .	32
3.3	Fluxograma do algoritmo para determinação de abundâncias químicas estelares, adotado neste estudo. . . . .	33
4.1	Espectro observado (roxo) e sintético (rosa) para uma estrela anã M da amostra, com metalicidade aproximadamente solar ( $[Fe/H]=0,01$ ). Cada painel corresponde a uma região específica dos chips do espectrógrafo APO-GEE, e as linhas diagnósticas utilizadas na análise estão indicadas por linhas verticais tracejadas. Abaixo de cada painel apresentamos a diferença entre o espectro observado e o modelado ( $\delta(\text{Obs} - \text{Sint})$ ). . . . .	39
4.2	Gráfico comparativo entre os nossos resultados de $[X/Fe]$ das anãs M e os valores da literatura de $[X/Fe]$ das companheiras mais quentes para nove elementos. O gráfico está em função da temperatura efetiva das anãs M e a barra de cor indica a metalicidade das estrelas M. A diferença média e o desvio padrão entre as abundâncias $[X/Fe]$ das estrelas primárias menos das anãs M são mostrados no canto superior esquerdo de cada painel. . . .	41
4.3	Razão $[X/Fe]$ em função da gravidade superficial das estrelas anãs M para os elementos analisados nesse estudo. . . . .	42
4.4	Razão $[X/Fe]$ em função da temperatura efetiva das estrelas anãs M para os elementos analisados nesse estudo. . . . .	43
4.5	Abundâncias de Fe I (painel esquerdo) e FeH (painel direito) em função da temperatura efetiva das estrelas anãs M. . . . .	43
4.6	Diferença das abundâncias de Fe I e FeH em função da temperatura efetiva das estrelas anãs M. Uma tendência com a temperatura efetiva é observada. . . . .	44
4.7	Comparação dos resultados das abundâncias de ferro para as estrelas obtidas de WANDERLEY (2024) (painel da esquerda) e para as estrelas de SOUTO <i>et al.</i> (2022) (painel da direita) com a barra de cor indicando a temperatura efetiva das estrelas. A média da diferença calculada e desvio padrão para cada uma das amostras são mostradas do canto superior esquerdo de cada painel. . . . .	44
5.1	Comparação entre os valores de $[X/H]$ do ASPCAP DR17 (Turbospectrum - não calibrados) e os nossos resultados para as anãs M com planetas. Cada painel apresenta a análise para um elemento, juntamente com a diferença média e o desvio padrão entre as abundâncias derivadas pelo ASPCAP menos as derivadas neste estudo. A barra de cor indica a temperatura efetiva das estrelas anãs M. . . . .	48

5.2	Gráfico das abundâncias relativas ao ferro, $[X/Fe]$ , em função da metalicidade para as estrelas anãs M hospedeiras da nossa amostra (círculos roxos) e para as estrelas FGK do campo (cruzes cinzas). . . . .	50
5.3	Gráfico das abundâncias relativas ao ferro, $[X/Fe]$ , em função da metalicidade para as estrelas anãs M hospedeiras da nossa amostra (círculos roxos) e para as estrelas gigantes vermelhas do ASPCAP (cruzes cinzas) na versão Turbospectrum não-calibrado. . . . .	53
5.4	Densidade de probabilidade da metalicidade das estrelas anãs M com (roxo) e sem (rosa) planetas detectados. . . . .	54
5.5	Densidade de probabilidade das estrelas anãs M com (roxo) e sem (rosa) planetas detectados para cada um dos elementos analisados. As retas verticais tracejadas indicam as médias de $[X/H]$ para cada elemento das estrelas anãs M com (roxo) e sem (rosa) planetas detectados. . . . .	55
5.6	Função de distribuição acumulada (CDF) para as abundâncias $[X/H]$ das anãs M com (roxo) e sem (rosa) planetas detectados. O valor de p do teste KS é mostrado no canto superior esquerdo de cada painel. . . . .	56
5.7	Razão C/O em função da metalicidade ( $[Fe/H]$ ) para as estrelas anãs M com planetas deste trabalho (círculos azuis) e de MELO <i>et al.</i> (2024) (triângulos roxos), para as anãs M sem planetas detectados deste trabalho (círculos vazados rosas), bem como para a amostra de DELGADO MENA <i>et al.</i> (2021) de FGK com (estrelas laranjas) e sem (estrelas amarelas) planetas detectados. A reta horizontal representa o valor solar de C/O segundo ASPLUND <i>et al.</i> (2021) (0.59), enquanto as outras retas representam a regressão linear para as anãs M com planetas (linha roxa), anãs M sem planetas (linha rosa), FGK com planetas (linha laranja) e FGK sem planetas (linha amarela). O valor de “m” indicado nas regressões representa o coeficiente angular de cada um dos ajustes. . . . .	57
5.8	Abundâncias $[X/H]$ dos elementos 13 elementos individuais estudados e dos elementos $\alpha$ (média de O, Mg, Si, Ca e Ti), com número atômico (Z) ímpar (média de Na, Al e K) e do pico do ferro (média de V, Cr, Mn e Fe) em função do raio planetário para a amostra de anãs M hospedeiras. A barra de cor indica a metalicidade das estrelas M e a reta vertical indica a divisão considerada de sub-Netunos. . . . .	60
5.9	Função de distribuição acumulada (CDF) para as abundâncias $[X/H]$ das anãs M com planetas terrestre ou super-Terras (roxo) e com sub-Netunos (rosa). O valor de p do teste KS é mostrado no canto superior esquerdo de cada painel. . . . .	61

5.10	Abundâncias $[X/H]$ dos elementos 13 elementos individuais estudados e dos elementos $\alpha$ (média de O, Mg, Si, Ca e Ti), com número atômico ( $Z$ ) ímpar (média de Na, Al e K) e do pico do ferro (média de V, Cr, Mn e Fe) em função do raio planetário para a amostra de anãs M hospedeiras. A reta tracejada cinza indica a regressão linear feita. O valor do coeficiente angular ( $m$ ) e o coeficiente de determinação ( $R^2$ ) estão dispostos no canto inferior direito de cada painel. A barra de cor indica a metalicidade das estrelas M. . . . .	62
5.11	Diagrama esquemático da relação entre os valores de C/O e Mg/Si e a estrutura interna de planetas rochosos. . . . .	64
5.12	Razões C/O em função de Mg/Si para as estrelas anãs M com planetas deste estudo (círculos roxos), do estudo de SOUTO <i>et al.</i> (2022) (círculos vazados rosa), de MELO <i>et al.</i> (2024) (triângulos laranja) e de SOUTO <i>et al.</i> (2017) (triângulos amarelos). Também mostramos resultados para as FGK de BREWER e FISCHER (2016) e DELGADO MENA <i>et al.</i> (2010) (cruzes cinza). As retas tracejadas indicam os valores limites de C/O=0,8, Mg/Si=1 e Mg/Si=2. Os valores solares, segundo ASPLUND <i>et al.</i> (2021), também são apresentados (C/O=0,59 e Mg/Si=1,1). . . . .	65
B.1	Espectro sintético com (roxo) e sem (lilás) alargamento instrumental para a estrela 2M08103429-1348514 da amostra desse estudo. . . . .	89
C.1	Espectro observado (roxo) e sintético (rosa) para duas estrelas da amostra: uma estrela mais quente ( $T_{\text{eff}}=3988\text{K}$ ) e com baixa gravidade superficial ( $\log g=4,62$ ) (painel superior), e uma estrela mais fria ( $T_{\text{eff}}=3295\text{K}$ ) e com alta gravidade superficial ( $\log g=5,05$ ) (painel inferior). Nota-se que as linhas diagnósticas do espectro da estrela mais fria são bem menos definidas e o pseudocontínuo é significativamente mais rebaixado em relação ao espectro da estrela mais quente. . . . .	92
C.2	Espectro observado (roxo) e sintético (rosa) para três estrelas da amostra: uma rica em metais ( $[Fe/H]=0,25$ ), uma com metalicidade aproximadamente solar ( $[Fe/H]=0,01$ ) e outra pobre em metais ( $[Fe/H]=-0,92$ ). Nota-se que, quanto menor a metalicidade, menor a profundidade das linhas diagnósticas. Esse efeito é particularmente evidente nas linhas de Al, Mg, Si e Ca, por exemplo. . . . .	93

# Lista de Tabelas

1.1	Características típicas das estrelas anãs M. . . . .	2
2.1	Identificador APOGEE, magnitudes 2MASS J, H e K e medidas de distância Gaia DR3 para as estrelas da amostra. . . . .	11
2.2	Dados do identificador APOGEE, temperatura efetiva, gravidade superficial, metalicidade e velocidade de rotação projetada para as estrelas anãs M com planetas detectados. Todos os valores foram derivados por SOUTO <i>et al.</i> (2022) e WANDERLEY (2024). . . . .	14
2.3	Dados do identificador APOGEE, temperatura efetiva, gravidade superficial, metalicidade e velocidade de rotação projetada para as estrelas anãs M sem planetas detectados. Todos os valores foram derivados por SOUTO <i>et al.</i> (2022). . . . .	15
2.4	Estrelas hospedeiras com número e nome dos planetas detectados, método de detecção e raios planetários. . . . .	19
3.1	Abundâncias solares de elementos, segundo ASPLUND <i>et al.</i> (2005), que foram utilizadas no cálculo das abundâncias preliminares dos elementos a serem analisados. . . . .	26
3.2	Lista de linhas diagnósticas definidas por MELO <i>et al.</i> (2024) e utilizadas nesse estudo para a determinação das abundâncias químicas. . . . .	29
3.3	Ordem de determinação dos elementos químicos na análise espectral. . . . .	34
3.4	Incertezas associadas aos parâmetros atmosféricos ( $\Delta T_{\text{eff}}$ , $\Delta \log g$ , $\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$ ) (ver Tabela 4 de MELO <i>et al.</i> (2024)), a dispersão entre as linhas diagnósticas ( $\sigma_{\text{linhas}}$ ) e valor final da incerteza estimada ( $\sigma$ ). . . . .	36
4.1	Abundâncias químicas determinadas para as estrelas anãs M com planetas. . . . .	38
4.2	Abundâncias químicas determinadas para as estrelas anãs M sem planetas detectados. . . . .	38

5.1	Resultados da diferença nas médias de C/O e do valor de p para o teste de Kolmogorov-Smirnov para as diferentes amostras analisadas. As estrelas FGK utilizadas nessa comparação foram obtidas de DELGADO MENA <i>et al.</i> (2021).	58
F.1	Abundâncias por linha – Parte 1	99
F.2	Abundâncias por linha – Parte 2	102
F.3	Abundâncias por linha – Parte 3	106
F.4	Abundâncias por linha – Parte 4	109
F.5	Abundâncias por linha – Parte 5	113

# Sumário

<b>Lista de Figuras</b>	<b>xiii</b>
<b>Lista de Tabelas</b>	<b>xvii</b>
<b>Preâmbulo</b>	<b>xxi</b>
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
1.1 Anãs M no Contexto Galáctico e Planetário . . . . .	1
1.2 Abundâncias Químicas no Contexto Galáctico e Planetário . . . . .	3
1.3 O Levantamento APOGEE . . . . .	6
1.3.1 Espectros Observados . . . . .	6
1.3.2 Abundâncias Químicas de Anãs M do APOGEE . . . . .	8
1.4 Objetivos deste Trabalho . . . . .	9
<b>2 Seleção da Amostra</b>	<b>11</b>
2.1 Parâmetros Atmosféricos . . . . .	13
2.1.1 Temperatura Efetiva . . . . .	16
2.1.2 Gravidade Superficial . . . . .	17
2.1.3 Metalicidade . . . . .	17
2.1.4 Outros Parâmetros: vsini e microturbulência . . . . .	17
2.2 Conhecendo a Amostra . . . . .	18
2.2.1 Os Planetas Hospedados . . . . .	19
<b>3 Metodologia de Determinação de Abundâncias</b>	<b>23</b>
3.1 Requisitos da Síntese Espectral . . . . .	23
3.1.1 Síntese Preliminar . . . . .	24
3.2 Abundâncias Químicas . . . . .	27
3.2.1 Elementos Químicos Estudados . . . . .	27
3.2.2 Linhas Diagnósticas . . . . .	27
3.2.3 BACCHUS e o Algoritmo de Determinação . . . . .	28
3.2.4 Estimativa de Incertezas . . . . .	34

<b>4</b>	<b>Resultados</b>	<b>37</b>
4.1	Abundâncias Obtidas . . . . .	37
4.2	Testes de Consistência e Validação dos Resultados . . . . .	40
4.2.1	Anãs M Binárias . . . . .	40
4.2.2	Tendências com $\log g$ e $T_{\text{eff}}$ . . . . .	42
4.2.3	Análise da Metalicidade . . . . .	42
<b>5</b>	<b>Discussão</b>	<b>47</b>
5.1	Comparação com Resultados do ASPCAP . . . . .	47
5.2	Evolução Química da Galáxia . . . . .	49
5.2.1	Comparação com Anãs FGK do Campo Galáctico . . . . .	49
5.2.2	Comparação com Gigantes Vermelhas do ASPCAP . . . . .	52
5.3	Abundâncias e a Presença de Planetas . . . . .	54
5.3.1	Razões C/O . . . . .	56
5.4	Relações Estrela-Planeta . . . . .	59
5.4.1	Tendências com o Raio Planetário . . . . .	59
5.4.2	Razões C/O e Mg/Si . . . . .	63
<b>6</b>	<b>Conclusão</b>	<b>67</b>
	<b>Referências Bibliográficas</b>	<b>71</b>
<b>A</b>	<b>O Cálculo de Abundâncias</b>	<b>83</b>
<b>B</b>	<b>Formação de Linhas Espectrais</b>	<b>85</b>
B.1	Formação do Espectro e Aproximação ETL . . . . .	85
B.2	Alargamento de Linhas Espectrais . . . . .	87
<b>C</b>	<b>Exemplos de Espectros</b>	<b>91</b>
<b>D</b>	<b>Abundâncias em Relação ao Ferro</b>	<b>95</b>
<b>E</b>	<b>Abundâncias em Relação ao Hidrogênio</b>	<b>97</b>
<b>F</b>	<b>Abundâncias por Linha Espectral</b>	<b>99</b>

# Preâmbulo

Uma das maiores questões da ciência atualmente é a busca por planetas semelhantes à Terra e pela possível existência de vida fora do nosso planeta. Embora essa questão sempre tenha instigado a humanidade, ela foi particularmente impulsionada após a descoberta do primeiro planeta fora do Sistema Solar, em 1992. Hoje, 33 anos depois, temos mais de 5900 planetas confirmados ao redor de outras estrelas.

A observação direta desses mundos, contudo, é um grande desafio. Esses são objetos pequenos, distantes, e que apenas refletem a luz da estrela hospedeira. Assim, muito do que se sabe desses planetas provém, direta ou indiretamente, da astrofísica estelar, de modo que compreender as estrelas hospedeiras se tornou essencial para a compreensão dos próprios sistemas planetários.

Surgiu-se então um novo ramo da astrofísica, que conecta a física estelar com a ciência dos exoplanetas. Esse campo busca compreender como as propriedades físicas e químicas das estrelas se relacionam com a formação, composição e frequência dos planetas que as orbitam.

É nesse cenário que este trabalho se insere. Em específico, queremos investigar como (e se) a composição química das estrelas está relacionada com os seus exoplanetas. Para isso, determinamos as abundâncias químicas de um tipo estelar particularmente especial: as anãs M. Essas estrelas são as mais abundantes da Galáxia e suas propriedades físicas fazem delas especialmente favoráveis à detecção de planetas do tipo terrestre.

Como dito, esse é um campo novo na astrofísica, onde muitas descobertas estão sendo feitas e relações ainda estão sendo estabelecidas. Embora não tenhamos respostas definitivas, estudos como este são fundamentais para ampliar nosso conhecimento sobre a formação e estruturas de sistemas planetários, sobre a conexão entre a estrela hospedeira e os planetas hospedados e, quem sabe, chegarmos mais perto de responder se estamos ou não sozinhos no Universo.



# Capítulo 1

## Introdução

Este capítulo tem como objetivo introduzir e contextualizar a motivação por trás do estudo das abundâncias químicas de anãs M que hospedam planetas<sup>1</sup>. Inicialmente, discutimos a relevância dessas estrelas, tanto no contexto Galáctico quanto no contexto planetário. Em seguida, apresentamos a importância da análise das abundâncias químicas também nesses dois contextos, destacando sua contribuição para a evolução química da Galáxia e para a compreensão da estrutura e ocorrência planetária. Na sequência, descrevemos o levantamento utilizado para a obtenção dos dados deste trabalho: o SDSS-APOGEE. Nessa seção, detalhamos as características que tornam o APOGEE um importante levantamento espectroscópico (sobretudo para a análise de estrelas anãs M), e explicamos como os espectros observacionais são obtidos. Por fim, detalhamos os objetivos desta dissertação e apresentamos a estrutura dos próximos capítulos.

### 1.1 Anãs M no Contexto Galáctico e Planetário

Estrelas anãs M são as mais abundantes da Galáxia, correspondendo a cerca de 70% de toda a população estelar (BOCHANSKI *et al.* (2010); HENRY *et al.* (2018); REID e GIZIS (1997)). Essa alta incidência decorre de dois principais fatores. Primeiro, por serem estrelas de baixa massa, as anãs M são formadas com maior frequência durante o processo de formação estelar, uma vez que a fragmentação das nuvens moleculares tende a produzir estrelas menos massivas (KROUPA (2001); SALPETER (1955)). Segundo, por terem baixa luminosidade e queima lenta de hidrogênio, elas permanecem na sequência principal em escalas de tempo comparáveis à idade do universo, acumulando-se na Galáxia ao longo de bilhões de anos (LAUGHLIN *et al.* (1997)). A Tabela 1.1 sintetiza as principais características físicas dessa população estelar.

As estrelas anãs M também são as que mais hospedam planetas do tipo terrestre. Segundo, MULDER *et al.* (2015), essas estrelas hospedam 3,5 vezes mais planetas com

---

<sup>1</sup>Neste trabalho, os termos “planeta” e “exoplaneta” são utilizados de maneira intercambiável.

Tabela 1.1: Características típicas das estrelas anãs M.

Parâmetro	Intervalo típico
Massa ( $M_{\odot}$ )	0,08 – 0,60
Raio ( $R_{\odot}$ )	0,1 – 0,6
Luminosidade ( $L_{\odot}$ )	$10^{-4}$ – $10^{-1}$
Temperatura efetiva ( $T_{\text{eff}}$ ) (K)	2500 – 4000
Gravidade superficial ( $\log g$ )	4,5 – 5,5
Tempo na sequência principal ( $\tau_{\text{MS}}$ ) (anos)	$\sim 10^{11}$ – $10^{13}$

raios entre 1,0 e 2,8  $R_{\oplus}$  do que as estrelas do tipo FGK na sequência principal. Isso pode estar relacionado, por exemplo, a maiores tempos de dissipação dos discos protoplanetários, permitindo que mais material sólido se acumule e facilite a formação de núcleos planetários antes da dispersão do gás (PASCUCCI *et al.* (2009); RIBAS *et al.* (2015)).

Além disso, as anãs M são particularmente sensíveis aos métodos de detecção planetária mais bem sucedidos: trânsito e velocidade radial. Juntos, esses dois métodos são responsáveis pela descoberta de 93%<sup>2</sup> dos 5903 planetas já confirmados até a presente data, segundo dados do NASA Exoplanet Archive (AKESON *et al.* (2013))<sup>3</sup>.

Para o método de trânsito planetário, a sensibilidade das anãs M vem da própria física da técnica: para detectar um planeta por trânsito, ele deve transladar entre a estrela e a linha de visada do observador, bloqueando parte do fluxo de luminosidade da estrela. A diferença de fluxo observada ( $\Delta F$ ), dita profundidade de trânsito, é dada pelo quadrado da razão entre o raio estelar ( $R_{\star}$ ) e o raio planetário ( $R_p$ ), i.e.  $\Delta F \equiv (R_p/R_{\star})^2$ . Assim, para um planeta de um dado raio, a profundidade de trânsito em estrelas anãs M é maior do que em estrelas do tipo FGK, fazendo elas mais sensíveis a esse método de detecção.

Já o método de velocidade radial se baseia nas variações da posição do centro de massa da estrela, causadas pela interação gravitacional com um planeta em órbita. Essa interação produz variações na velocidade radial<sup>4</sup> estelar que, observacionalmente, são refletidas como desvios Doppler<sup>5</sup> no espectro da estrela. Assim, para um dado planeta, essas variações são mais evidentes em estrelas de menores massas, tornando as anãs M especialmente sensíveis a esse método de detecção.

Dessa forma, o estudo das anãs M é fundamental não apenas para o conhecimento dessa população estelar em si, mas também para o entendimento da estrutura da Galáxia, uma

<sup>2</sup>74% foram descobertos por trânsito e 19% por velocidade radial.

<sup>3</sup><https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/>. Acesso em 21/05/2025.

<sup>4</sup>Componente da velocidade ao longo da linha de visada.

<sup>5</sup>Deslocamento no comprimento de onda da luz estelar causado pelo movimento relativo da estrela na direção do observador.

vez que são as estrelas mais abundantes, e para a ciência exoplanetária, dada a maior probabilidade de hospedar planetas terrestres e a alta sensibilidade na detecção.

No entanto, apesar de sua relevância astrofísica, as anãs M ainda permanecem pouco estudadas em relação às estrelas FGK. Isso se deve, em parte, às suas baixas luminosidades, que exigem maiores tempos de observação para a obtenção de espectros de melhor qualidade. As baixas temperaturas dessas estrelas também dificultam a análise espectral, uma vez que favorecem a formação de bandas moleculares em seus espectros, exigindo uma modelagem mais complexa. Além disso, por emitirem a maior parte da sua radiação no infravermelho, as anãs M apresentam baixa emissão no visível, o que dificulta a análise dessas estrelas no óptico, que historicamente é região do espectro eletromagnético mais explorado na astrofísica estelar.

Apesar disso, esse cenário tem mudado significativamente nas últimas décadas, dado o crescente interesse na ciência de exoplanetas e o desenvolvimento de espectrógrafos no infravermelho, que contribuem para a caracterização atmosférica dessas estrelas, como veremos a seguir.

## 1.2 Abundâncias Químicas no Contexto Galáctico e Planetário

A astrofísica estelar é um campo que envolve todo o estudo de formação, estrutura interna, composição e evolução das estrelas ao longo do tempo. Entre esses aspectos, o estudo das abundâncias químicas é particularmente relevante, uma vez que tem relação direta tanto com a caracterização de sistemas planetários, como com a compreensão da evolução e estrutura da Galáxia.

No contexto planetário, uma das relações mais bem estabelecidas entre a química estelar e os planetas hospedados é a chamada relação “planeta-metalicidade” (FISCHER e VALENTI (2005); SANTOS *et al.* (2004)). Segundo essa relação, a probabilidade de estrelas do tipo FGK hospedarem planetas do tipo gigantes gasosos é positivamente dependente com a metalicidade<sup>6</sup> das estrelas. Ou seja, quanto maior a metalicidade estelar, maior probabilidade dela hospedar planetas gigantes gasosos.

Além disso, razões elementares<sup>7</sup> como C/O e Mg/Si estão relacionadas a estrutura interna dos exoplanetas, a composição de suas atmosferas e a distribuição de compostos refratários e voláteis nos discos protoplanetários (BOND *et al.* (2010); DELGADO MENA *et al.* (2021); MELO *et al.* (2024); TESKE *et al.* (2014); THIABAUD *et al.* (2015b)).

O estudo de MELO *et al.* (2024), por exemplo, encontrou valores de C/O sistematicamente maiores para anãs M com planetas em comparação com àquelas sem planetas

---

<sup>6</sup>[Fe/H]; indicador da abundância de elementos mais pesados que o hélio na atmosfera estelar. Verificar Apêndice A para definição.

<sup>7</sup>Ver Apêndice A para definições.

detectados. DELGADO MENA *et al.* (2021), por sua vez, observou que as distribuições de C/O em uma amostra de estrelas FGK diferem estatisticamente apenas entre estrelas que hospedam planetas do tipo Júpiter e estrelas isoladas, embora essa diferença possa estar associada às distintas distribuições de metalicidade dessas populações. Já o trabalho de THIABAUD *et al.* (2015b), revelou que a razão elementar Mg/Si do interior planetário parece seguir uma correlação de 1:1 com a razão Mg/Si da estrela hospedeira, tanto para planetas terrestres, quanto para planetas de gelo e gigantes gasosos.

No contexto galáctico, por sua vez, a determinação das abundâncias estelares está intimamente relacionada à evolução química da própria Via Láctea, uma vez que as composições químicas das estrelas carregam informações dos processos nucleossintéticos que ocorreram ao longo da história da Galáxia.

De maneira resumida, temos que, com exceção do hidrogênio (H), hélio (He) e lítio (Li) primordiais e de algumas poucas espécies sintéticas, todos os elementos químicos são formados em processos associados à evolução estelar (BURBIDGE *et al.* (1957); NOMOTO *et al.* (2013)). De todos os elementos, dois grupos de são particularmente importantes: os elementos  $\alpha$ , (como o oxigênio (O), magnésio (Mg), silício (Si), cálcio (Ca) e titânio (Ti)), e os elementos do pico do ferro (como o cromo (Cr), manganês (Mn), ferro (Fe), cobalto (Co) e níquel (Ni)).

Depois do H e He, esses dois grupos formam os elementos mais abundantes da Galáxia e isso está diretamente relacionado aos seus processos de nucleossíntese. Os elementos  $\alpha$  são sintetizados por suscetivas capturas de partículas  $\alpha$  (núcleos de He), favorecendo a formação de núcleos estáveis com número atômico par. Já os elementos do pico do ferro formam os elementos com maior energia de ligação por núcleon, contribuindo para sua alta abundância no meio interestelar.

Outra característica especial desses grupos surge do fato que seus processos de formação ocorrem em escalas de tempo distintas. Os elementos  $\alpha$  são predominantemente sintetizados em supernovas do tipo II, que resultam da explosão de estrelas massivas e ocorrem em escalas de tempo curtas. Já os elementos do pico do ferro se originam majoritariamente em supernovas do tipo Ia, que envolvem anãs brancas (remanescentes de estrelas de baixa massa) em sistemas binários que, ao atingirem o limite de massa de Chandrasekhar, passam por fusão nuclear descontrolada. Como estrelas de baixa massa evoluem mais lentamente, a escala de tempo para ocorrer uma supernova tipo Ia é bem maior que para ocorrer uma do tipo II.

Essa diferença nas escalas de tempo do enriquecimento químico do meio interestelar influencia diretamente a composição das estrelas de diferentes idades. Estrelas mais velhas se formaram em um ambiente ainda não enriquecido pelos elementos produzidos pelas supernovas tipo Ia e, por isso, apresentam abundâncias relativas ao ferro ( $[\alpha/\text{Fe}]^8$ ) elevadas e baixa metalicidade. Por outro lado, estrelas mais jovens, como o Sol, se formaram em um

---

<sup>8</sup> $[\text{X}/\text{Fe}] = (\text{A}(\text{X})_{\star} - \text{A}(\text{X})_{\odot}) - (\text{A}(\text{Fe})_{\star} - \text{A}(\text{Fe})_{\odot})$ . Ver Apêndice A para mais detalhes.

## 1.2. ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS NO CONTEXTO GALÁCTICO E PLANETÁRIO<sup>5</sup>

ambiente já enriquecido por elementos do pico do ferro, produzidos pelas supernovas tipo Ia, apresentando razões  $[\alpha/\text{Fe}]$  mais baixas e maior metalicidade em relação às estrelas mais velhas.

Esses efeitos são comumente representados nos chamados diagramas canônicos de evolução química da Galáxia, nos quais a distribuição das abundâncias é avaliada em relação à metalicidade. Como exemplo, apresentamos na Figura 1.1 os diagramas canônicos do trabalho de *IMIG et al. (2023)*. Nesse caso, o Mg é usado como indicador da abundância dos elementos  $\alpha$  e a distribuição das abundâncias é mostrada em função altura em relação ao plano galáctico ( $Z$ ) e em função distância do centro galáctico ( $R$ ).

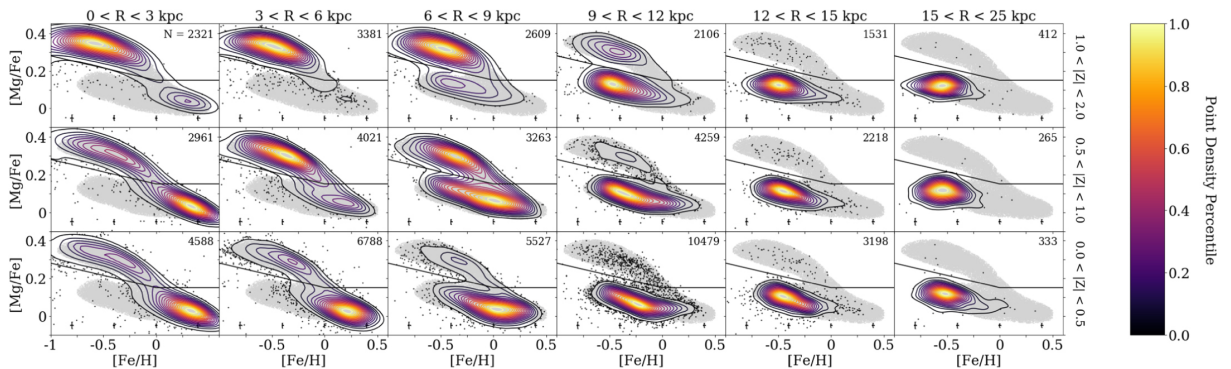


Figura 1.1: Distribuição de estrelas gigantes vermelhas do APOGEE DR17 no plano  $[\text{Mg}/\text{Fe}]$  em função da metalicidade e da posição galáctica, com  $Z$  (altura em relação ao plano galáctico) aumentando de baixo para cima, e  $R$  (distância do centro galáctico) da esquerda para direita. A densidade estelar é representada por um mapa de cor e o número de estrelas consideradas em cada painel é indicado no canto superior direito. A curva preta em todos os painéis define a separação entre as populações de alta e baixa razão  $[\alpha/\text{Fe}]$ , e a região sombreada em cinza delimita o contorno de 90% das estrelas da amostra total. Imagem de *IMIG et al. (2023)*.

Analisando a Figura 1.1, percebemos que a abundância dos elementos  $\alpha$  varia não só conforme a metalicidade, mas também segundo a localização da estrela na Galáxia. Estrelas com valores baixos de  $[\text{Mg}/\text{Fe}]$  se concentram principalmente nas regiões próximas ao plano galáctico (baixas alturas  $Z$  e pequenos raios  $R$ ), dominado por estrelas jovens e ricas em metais. Por outro lado, estrelas com altos valores de  $[\text{Mg}/\text{Fe}]$  se concentram em regiões mais afastadas do plano (altos  $Z$  e  $R$ ), onde predominam estrelas mais velhas.

Com isso, vemos que a análise das abundâncias químicas das estrelas é fundamental tanto para entender a história de formação e evolução química da Galáxia, como para investigar as possíveis correlações entre a astrofísica estelar e a ciência dos exoplanetas. Apesar disso, o estudo químico específico das estrelas do tipo anãs M só se tornou viável recentemente, com o avanço de instrumentos observacionais no infravermelho. Entre os mais relevantes está o levantamento SDSS-APOGEE, que será discutido a seguir.

## 1.3 O Levantamento APOGEE

O APOGEE (*The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment*; MAJEWSKI *et al.* (2017)) é um levantamento espectroscópico de alta resolução ( $R \sim 22.500$ ) no infravermelho próximo (banda H;  $1,514 - 1,696 \mu\text{m}$ ). Ele faz parte do SDSS (*Sloan Digital Sky Survey*)<sup>9</sup> e tem como objetivo principal estudar a formação, estrutura e evolução da Via Láctea a partir de uma ampla amostra estelar.

Os espectrógrafos do APOGEE são criogênicos<sup>10</sup> e multi-fibras, capazes de obter espectros de 300 estrelas, simultaneamente, durante cada observação. Eles operam no Hemisfério Norte através do telescópio da Fundação Sloan (GUNN *et al.* (2006)) de 2,5 metros no Observatório Apache Point (APO) no Novo México, Estados Unidos; e no Hemisfério Sul através do Telescópio Irénée du Pont (BOWEN e VAUGHAN (1973)) de 2,5 metros do Observatório Las Campanas (LCO) no Atacama, Chile.

A cobertura espectral do APOGEE abrange a banda H do infravermelho próximo (1,514 - 1,696  $\mu\text{m}$ ), sendo dividida em três detectores (chips): azul (1,514–1,581  $\mu\text{m}$ ), verde (1,585–1,644  $\mu\text{m}$ ) e vermelho (1,647–1,696  $\mu\text{m}$ ).

A versão final do APOGEE é a DR17 (*Data Release 17*; ABDURRO'UF *et al.* (2022)) que fornece espectros, velocidades radiais, parâmetros atmosféricos e abundâncias elementares de 20 espécies (C, Cl, N, O, Na, Mg, Al, Si, S, K, Ca, Ti, Ti II, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Ce) para mais de 650.000 estrelas. A distribuição da amostra observada na Galáxia é apresentada na Figura 1.2.

### 1.3.1 Espectros Observados

Para transformar os dados coletados pelos detectores do APOGEE em espectros observados, aplica-se um algoritmo automatizado de redução de dados (NIDEVER *et al.* (2015))<sup>11</sup>, dividido em quatro etapas principais.

Na primeira etapa, a imagem captada pelo detector é transformada em um espectro bidimensional. O objetivo principal dessa fase é corrigir os efeitos instrumentais associados à detecção. Para isso, são realizadas calibrações iniciais, como correções de píxeis (remoção dos ruins ou saturados), remoção de raios cósmicos, correção do ruído térmico do detector (*dark current*) e calibração de *flat field*, que compensa variações de sensibilidade entre os píxeis.

Na etapa seguinte, os espectros 2D são convertidos em espectros unidimensionais. Nessa fase, duas principais calibrações são feitas. A primeira é a calibração em fluxo, que ajusta as variações de sensibilidade ao longo do detector para que as intensidades no espectro 1D representem corretamente a profundidade das linhas espectrais. A segunda é a

<sup>9</sup><https://www.sdss4.org/>

<sup>10</sup>i.e., que operam a temperaturas muito baixas, reduzindo o ruído térmico nos detectores.

<sup>11</sup><https://www.sdss4.org/dr17/irspec/spectra/>

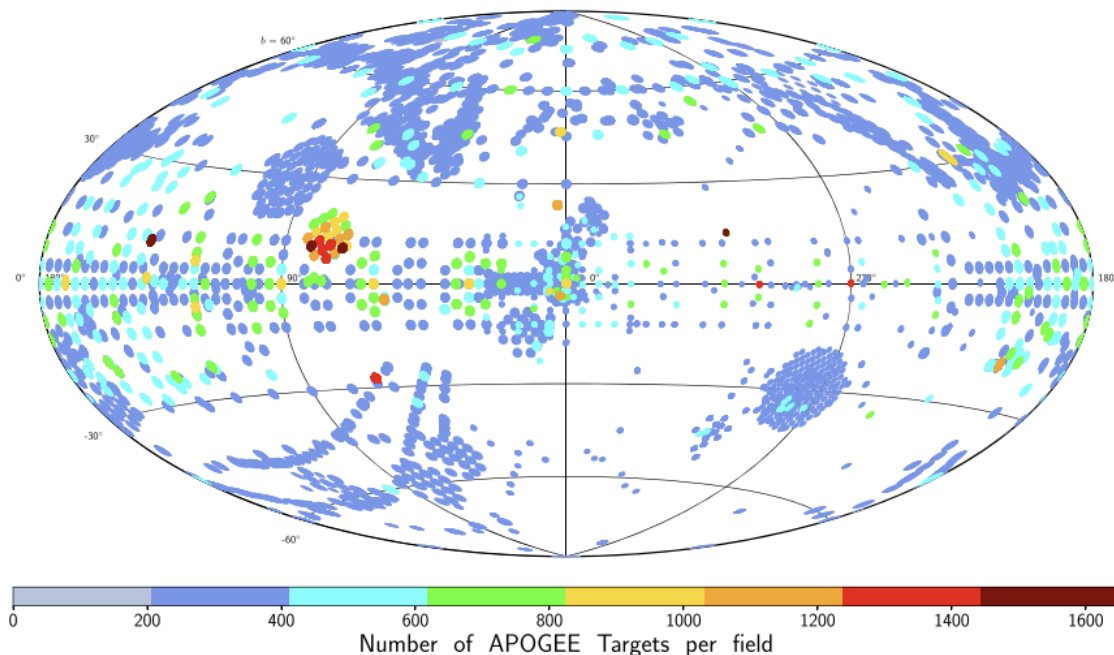


Figura 1.2: Distribuição em coordenadas galácticas das mais de 650.000 estrelas observadas pelo APOGEE DR17, colorida de acordo com o número de estrelas por campo. Imagem de ABDURRO'UF *et al.* (2022).

calibração em comprimento de onda que, a partir de lâmpadas de calibração, associa cada pixel a um valor específico de comprimento de onda, sendo essencial para a identificação das linhas espectrais.

Na terceira etapa do pipeline, são corrigidos os efeitos da atmosfera terrestre, em especial as absorções causadas por moléculas como  $\text{CH}_4$ ,  $\text{CO}_2$  e  $\text{H}_2\text{O}$ . Para isso, utilizam-se estrelas de referência com espectros bem conhecidos, chamadas estrelas telúricas, que permitem modelar e remover essas contribuições da atmosfera terrestre. Nessa etapa também são determinadas as velocidades radiais iniciais das estrelas.

Por fim, a última etapa do processo é aplicada às estrelas observadas pelo levantamento múltiplas vezes. Nessa fase, os espectros individuais são combinados, e a velocidade radial absoluta da estrela é então determinada.

Após essas etapas, temos os espectros calibrados. Contudo, para que esses dados possam ser utilizados na determinação de parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas, uma etapa adicional de normalização do pseudocontínuo é aplicada. Nessa etapa, o espectro observado é segmentado em pequenas regiões de aproximadamente  $14 \text{ \AA}$ . Em cada região, seleciona-se o valor do pixel correspondente ao percentil 95 do fluxo, que representa os pontos mais altos de cada segmento. Em seguida, ajusta-se um polinômio de terceira ordem a esses pontos, e o espectro é normalizado pela divisão por esse polinômio. Como resultado, obtêm-se espectros calibrados e normalizados. A Figura 1.3 apresenta exemplos de espectros APOGEE, observados para estrelas de diferentes tipos espectrais.

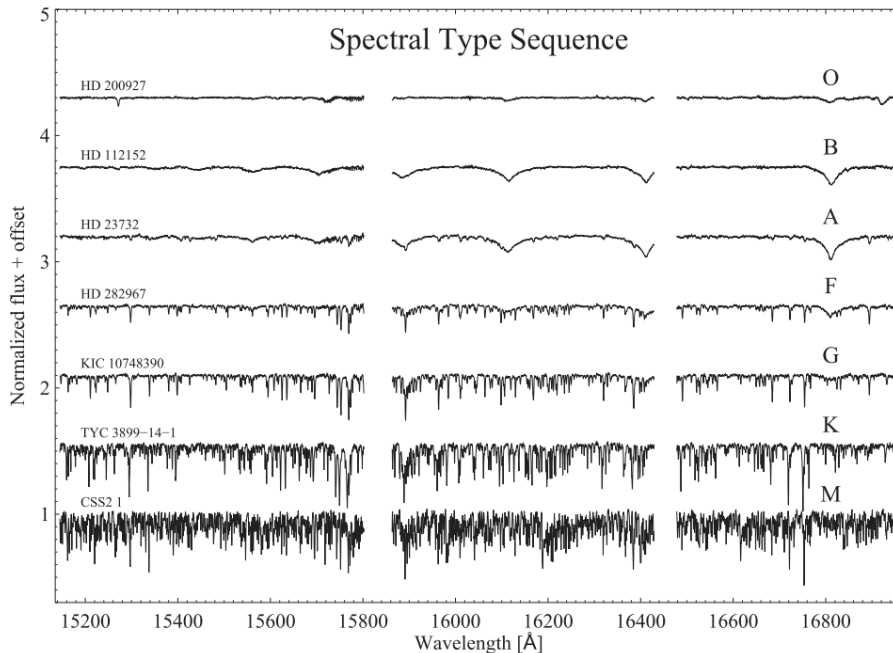


Figura 1.3: Exemplos de espectros APOGEE para estrelas de diferentes tipos espectrais. As regiões vazias entre os espectros indicam os comprimentos de onda sem cobertura entre os três chips. Imagem de MAJEWSKI *et al.* (2017).

### 1.3.2 Abundâncias Químicas de Anãs M do APOGEE

Apesar das gigantes vermelhas serem os principais alvos do levantamento APOGEE, outros tipos de estrelas também foram observadas, incluindo as estrelas anãs M. Na primeira versão do levantamento (APOGEE-1), cerca de 1400 anãs M foram observadas com o objetivo de medir suas velocidades radiais (RVs), variabilidade dessas velocidades e velocidades de rotação. No DR17, essa amostra foi ampliada para mais de 27.500 estrelas desse tipo espectral<sup>12</sup>.

O trabalho de SOUTO *et al.* (2017) foi pioneiro ao demonstrar, pela primeira vez, que os espectros do APOGEE podiam ser utilizados na análise de estrelas anãs M. Este trabalho analisou as estrelas hospedeiras de planetas Kepler-138 e Kepler-186, derivando seus parâmetros atmosféricos e abundâncias de treze elementos químicos. Esse também foi o primeiro estudo a derivar as abundâncias químicas detalhadas de um grande número de elementos para anãs M.

Em SOUTO *et al.* (2022), uma amostra maior de anãs M do APOGEE foi analisada. Nesse caso, 21 estrelas desse tipo espectral tiveram abundâncias determinadas, sendo 11 pertencentes a sistemas binários. Esse estudo é particularmente relevante, pois mostrou que as anãs M em sistemas binários apresentam composições químicas similares às de suas companheiras FGK, permitindo assim a utilização desses sistemas para calibração de relações empíricas. Além disso, o estudo revelou que o comportamento das abundâncias

<sup>12</sup>Esse número foi obtido aplicando os filtros de  $2500 < T_{\text{eff}} < 4000$  K e  $4,5 < \log g < 5,5$  aos dados do APOGEE DR17.

$[X/Fe]$  das anãs M em função de  $[Fe/H]$  é compatível com as tendências observadas em estrelas do tipo FGK, demonstrando que os espectros do APOGEE de anãs M podem ser utilizados para estudar a evolução química da Galáxia.

Além desses, outros estudos como SOUTO *et al.* (2018), MELO *et al.* (2024) e WANDERLEY (2024) também analisaram espectros APOGEE de anãs M para caracterizar essas estrelas. Particularmente, o trabalho de WANDERLEY (2024) determinou os parâmetros atmosféricos de uma amostra de 34 anãs M com planetas confirmados pelas missões Kepler (BORUCKI *et al.* (2010)), K2 (HOWELL *et al.* (2014)) e TESS (*Transiting Exoplanet Survey Satellite*; RICKER *et al.* (2014)). Como veremos mais a frente, parte da amostra de estrelas M desta dissertação é composta pelas estrelas de WANDERLEY (2024).

## 1.4 Objetivos deste Trabalho

Dada a motivação por trás do estudo das estrelas anãs M, este trabalho se propõe como mais uma contribuição para a caracterização detalhada dessas estrelas, que ainda permanecem relativamente pouco exploradas. De maneira geral, este trabalho visa determinar as abundâncias químicas de uma amostra de anãs M observadas pelo APOGEE com planetas confirmados em sua órbita. De maneira mais específica, queremos investigar como essas abundâncias se inserem no contexto da evolução química da Galáxia e analisar possíveis correlações entre a composição química estelar e os planetas hospedados.

No Capítulo 2, descrevemos o processo de seleção das anãs M do APOGEE analisadas neste trabalho, apresentando as distribuições de seus parâmetros atmosféricos e as principais características dos planetas confirmados ao seu redor. No Capítulo 3, apresentamos a metodologia utilizada para a determinação das abundâncias químicas, descrevendo a técnica de síntese espectral e detalhando o algoritmo utilizado para a determinação das abundâncias.

No Capítulo 4, apresentamos os valores de abundância obtidos para cada estrela da amostra e realizamos testes para avaliar a consistência dos nossos resultados. Por fim, no Capítulo 5, discutimos os resultados obtidos em quatro principais seções: (i) comparação com as abundâncias derivadas pelo pipeline ASPCAP do próprio APOGEE; (ii) análise das anãs M no cenário da evolução química da Galáxia; (iii) comparação entre estrelas com e sem planetas confirmados; e (iv) análise das abundâncias no contexto planetário, explorando possíveis correlações com o raio e investigando como a composição estelar pode influenciar a morfologia dos planetas formados.

Como explicitado, os resultados e análises desenvolvidos neste trabalho visam aprofundar a compreensão sobre a composição química de anãs M com planetas confirmados. Esperamos que os resultados apresentados aqui sirvam como base para outros estudos e reforcem a relevância dessas estrelas para a astrofísica estelar, galáctica e exoplanetária.



# Capítulo 2

## Seleção da Amostra

Nossa amostra de estrelas é composta por 49 anãs M observadas pelo levantamento APOGEE. 17 dessas estrelas são da amostra de SOUTO *et al.* (2022) e as outras 32 são do estudo de WANDERLEY (2024). Tais estudos foram responsáveis por determinarem os parâmetros atmosféricos ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ) e a abundância de alguns elementos químicos das estrelas da amostra. SOUTO *et al.* (2022), por exemplo, determinou a abundância dos mesmos elementos considerados neste trabalho, com exceção do V e Ti. Já WANDERLEY (2024) determinou as abundâncias apenas para o Fe e O. Desse modo, o presente estudo buscou ampliar o conjunto de elementos químicos analisados para essas estrelas, a partir dos parâmetros atmosféricos previamente determinados por esses trabalhos.

Todas as 32 estrelas de WANDERLEY (2024) e 7 das estrelas de SOUTO *et al.* (2022) possuem planetas detectados, segundo dados do NASA Exoplanet Archive<sup>1</sup> (AKESON *et al.* (2013)). As outras 10 estrelas restantes de SOUTO *et al.* (2022) são anãs M sem planetas detectados, mas que fazem parte de sistemas binários com estrelas do tipo FGK. Essa subamostra é particularmente importante, pois foi usada como teste de consistência da nossa metodologia e como amostra de comparação em nossas análises.

Na Tabela 2.1 apresentamos as magnitudes 2MASS (J, H e K) e as distâncias GAIA DR3 (BAILER-JONES *et al.* (2021)) das estrelas da amostra.

Tabela 2.1: Identificador APOGEE, magnitudes 2MASS J, H e K e medidas de distância Gaia DR3 para as estrelas da amostra.

APOGEE ID	J	H	K	d (pc)
2M00182256+4401222	-	4,476	-	-
2M00391724+0716375	11,452	10,762	10,561	123,15
2M02361535+0652191	-	6,793	-	-
2M03044335+6144097	8,877	8,328	8,103	-

*Continua na próxima página.*

<sup>1</sup><https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/>

APOGEE ID	J	H	K	d (pc)
2M03150093+0103083	11,622	11,043	10,855	-
2M03553688+5214291	10,885	10,325	10,127	39,54
2M03593637+1533320	11,599	10,945	10,765	124,87
2M04130560+1514520	11,303	10,732	10,444	44,62
2M04342248+4302148	9,616	9,005	8,758	37,6
2M04545692-6231205	10,873	10,282	10,06	47,69
2M05413073+5329239	-	5,963	-	-
2M06282325-6534456	9,469	8,893	8,634	31,13
2M06312373+0036445	11,077	10,465	10,252	72,25
2M07272450+0513329	-	5,219	-	-
2M07590587+1523294	8,794	8,206	7,989	29,38
2M08103429-1348514	8,276	7,672	7,418	22,46
2M08255432+2021344	10,104	9,457	9,275	72,25
2M08383283+1946256	12,878	12,252	12,014	185,06
2M09052674+2140075	10,496	9,858	9,662	75,4
2M09142298+5241125	-	3,987	-	-
2M09142485+5241118	-	4,043	-	-
2M09533093+3534171	9,308	8,682	8,435	28,56
2M10302934+0651492	12,092	11,457	11,237	136,68
2M10374104+0617094	11,648	11,002	10,789	116,91
2M10422263+0426287	10,781	10,192	9,971	31,07
2M11032023+3558117	-	3,64	-	-
2M12045611+1728119	9,793	9,183	8,967	37,55
2M14045583+0157230	10,129	9,483	9,269	51,77
2M18244689-0620311	9,659	9,052	8,795	42,13
2M18424666+5937499	-	4,741	-	-
2M18424688+5937374	-	5,197	-	-
2M18543080+4823277	10,648	9,979	9,804	66,16
2M18545568+4557315	12,596	11,952	11,721	172,29
2M18545777+4730586	12,437	11,802	11,573	173,81
2M18575437+4615092	12,876	12,211	12,073	247,86
2M18594123+4558206	12,0	11,374	11,155	99,05
2M19000314+4013147	11,951	11,279	11,056	132,95
2M19023192+7525070	9,797	9,186	8,988	41,9
2M19034293+3831155	11,878	11,24	11,023	113,11
2M19062262+3753285	13,671	13,055	12,826	287,82

*Continua na próxima página.*

APOGEE ID	J	H	K	d (pc)
2M19092321+4746226	11,971	11,348	11,18	162,06
2M19130013+4640465	13,989	13,338	13,122	334,53
2M19213157+4317347	10,293	9,68	9,506	67,08
2M19301848+3907151	13,409	12,758	12,611	266,83
2M19312949+4103513	13,749	13,077	12,892	380,73
2M19543665+4357180	12,473	11,824	11,605	176,55
2M20004946+4501053	12,276	11,671	11,455	109,02
2M20032651+2952000	9,554	9,026	8,712	-
2M22182923-0936444	11,685	11,122	10,962	66,27

Na Figura 2.1 apresentamos o diagrama cor-magnitude para as magnitudes 2MASS J - K versus K (painel esquerdo) e a distribuição das distâncias GAIA DR3 (painel direito) para as estrelas da amostra, conforme os dados apresentados na Tabela 2.1. Observamos que as estrelas estão concentradas na faixa de magnitude  $8 < K < 13$  e índices de cor  $0,75 < (J-K) < 0,9$ . Para as distâncias, observamos que a maioria das estrelas está localizada a menos de  $\sim 350$ pc, sendo que aproximadamente 54% encontram-se a menos de 100 pc e cerca de 86% a menos de 200 pc.

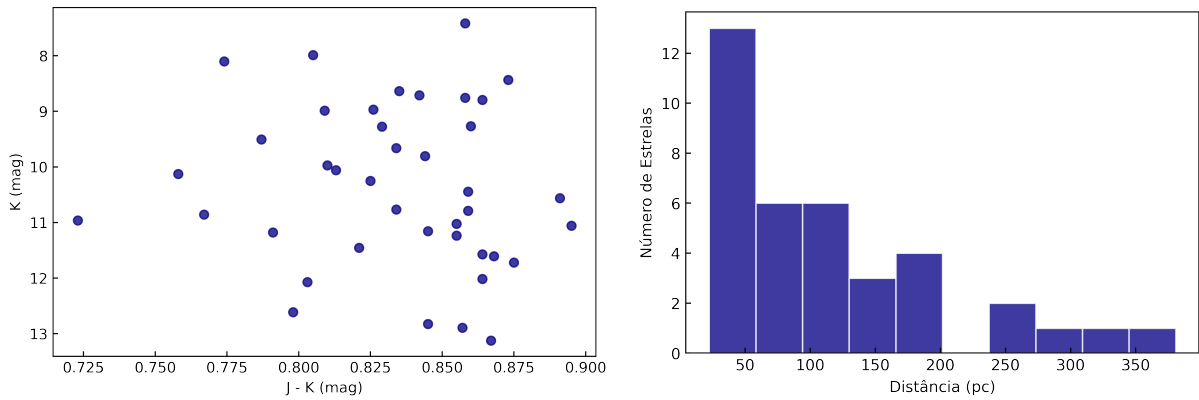


Figura 2.1: Diagrama cor (J-K) - magnitude (K) (painel esquerdo) e distribuição das distâncias GAIA DR3 (painel direito) das estrelas anãs M da amostra.

## 2.1 Parâmetros Atmosféricos

As Tabelas 2.2 e 2.3 mostram, respectivamente, os valores dos parâmetros atmosféricos adotados neste estudo para as estrelas anãs M com e sem planetas detectados. A metodologia utilizada para a maioria dos parâmetros é a mesma empregada neste trabalho: síntese espectral. Embora esta técnica seja brevemente mencionada neste capítulo, sua fundamentação teórica será detalhada no capítulo seguinte.

Tabela 2.2: Dados do identificador APOGEE, temperatura efetiva, gravidade superficial, metalicidade e velocidade de rotação projetada para as estrelas anãs M com planetas detectados. Todos os valores foram derivados por SOUTO *et al.* (2022) e WANDERLEY (2024).

APOGEE ID	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$ (dex)	[Fe/H] (dex)	$v_{\text{sini}}$ (km/s)
2M00391724+0716375	3845	4,65	0,23	5,30
2M03593637+1533320	3961	4,62	-0,24	5,73
2M04130560+1514520	3260	4,86	0,14	9,27
2M04342248+4302148	3568	4,76	0,13	4,45
2M04545692-6231205	3440	4,88	0,02	3,64
2M06282325-6534456	3533	4,80	-0,17	1,01
2M07272450+0513329	3344	4,92	0,13	3,28
2M07590587+1523294	3650	4,72	0,13	1,00
2M08255432+2021344	3966	4,63	0,21	4,34
2M08383283+1946256	3725	4,79	0,12	3,27
2M09052674+2140075	3944	4,74	-0,11	3,77
2M09533093+3534171	3555	4,90	-0,07	5,72
2M10302934+0651492	3752	4,79	0,04	3,62
2M10374104+0617094	3756	4,77	0,06	1,00
2M10422263+0426287	3436	4,91	-0,56	5,47
2M18543080+4823277	3654	4,69	-0,14	5,18
2M18545568+4557315	3747	4,75	0,04	2,50
2M18545777+4730586	3772	4,70	0,03	1,61
2M18575437+4615092	3988	4,62	-0,13	3,29
2M18594123+4558206	3661	4,82	-0,33	4,33
2M19000314+4013147	3733	4,78	0,14	1,00
2M19023192+7525070	3735	4,77	-0,44	1,28
2M19034293+3831155	3626	4,75	0,13	3,32
2M19062262+3753285	3845	4,69	-0,17	4,77
2M19092321+4746226	3989	4,64	-0,13	3,27
2M19130013+4640465	3830	4,84	-0,18	1,82
2M19213157+4317347	3949	4,72	-0,32	3,75
2M19301848+3907151	3933	4,77	-0,14	3,55
2M19312949+4103513	3945	4,66	0,25	5,40

*Continua na próxima página.*

APOGEE ID	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$ (dex)	[Fe/H] (dex)	$v_{\text{sini}}$ (km/s)
2M19543665+4357180	3910	4,76	-0,31	1,00
2M20004946+4501053	3646	4,80	-0,37	3,92
2M22182923-0936444	3547	4,91	-0,48	3,80
2M00182256+4401222	3585	4,85	-0,39	4,38
2M09142298+5241125	3931	4,66	0,02	4,88
2M09142485+5241118	3870	4,70	0,11	5,70
2M11032023+3558117	3579	4,81	-0,44	4,50
2M18424666+5937499	3505	4,84	-0,34	5,21
2M18424688+5937374	3400	4,90	-0,36	3,71
2M20032651+2952000	3295	5,05	0,21	4,97

Tabela 2.3: Dados do identificador APOGEE, temperatura efetiva, gravidade superficial, metalicidade e velocidade de rotação projetada para as estrelas anãs M sem planetas detectados. Todos os valores foram derivados por SOUTO *et al.* (2022).

APOGEE ID	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$ (dex)	[Fe/H] (dex)	$v_{\text{sini}}$ (km/s)
2M02361535+0652191	3335	4,95	-0,20	6,04
2M03044335+6144097	3541	4,72	-0,33	2,97
2M03150093+0103083	3672	4,69	-0,92	2,48
2M03553688+5214291	3455	4,89	-0,34	4,44
2M05413073+5329239	3783	4,74	0,21	4,71
2M06312373+0036445	3752	4,70	-0,39	2,48
2M08103429-1348514	3566	4,76	0,01	1,64
2M12045611+1728119	3369	4,82	-0,45	-
2M14045583+0157230	3630	4,65	0,05	2,48
2M18244689-0620311	3425	4,77	0,05	9,09

Todos os parâmetros atmosféricos mostrados nas Tabelas 2.2 e 2.3 foram determinados por SOUTO *et al.* (2022) e WANDERLEY (2024), por meio de síntese espectral baseada nos modelos atmosféricos MARCS (GUSTAFSSON *et al.* (2008)) em 1D LTE, assumindo geometria plano-paralela. A lista de linhas utilizada foi a do APOGEE DR17 (SMITH *et al.* (2021)) e as sínteses foram realizadas com o código de transferência radiativa Turbospectrum (PLEZ (2012)). Cada um desses elementos será discutido em maior profundidade no Capítulo 3.

A seguir, discutiremos brevemente a técnica adotada por SOUTO *et al.* (2022) e WANDERLEY (2024) para a determinação da temperatura efetiva ( $T_{\text{eff}}$ ), gravidade superficial

( $\log g$ ), metalicidade ( $[\text{Fe}/\text{H}]$ ), velocidade rotacional projetada ( $v \sin i$ ) e velocidade de microturbulência ( $\xi$ ).

### 2.1.1 Temperatura Efetiva

Para a determinação da temperatura efetiva ( $T_{\text{eff}}$ ) das estrelas da amostra, ambos os estudos de SOUTO *et al.* (2022) e WANDERLEY (2024) utilizaram uma metodologia baseada na abundância de linhas de oxigênio. O princípio da técnica surge do fato de que a abundância desse elemento pode ser determinada por meio de dois indicadores ( $\text{H}_2\text{O}$  e  $\text{OH}$ ) que têm sensibilidades diferentes com a temperatura efetiva: linhas de  $\text{H}_2\text{O}$  são sensíveis a variações de  $T_{\text{eff}}$ , enquanto as linhas de  $\text{OH}$  não o são. Assim, em um gráfico da abundância de oxigênio em função da temperatura efetiva, existe uma solução única para  $T_{\text{eff}}$  que resulta na mesma abundância de oxigênio para os dois indicadores (par  $T_{\text{eff}} - A(\text{O})$ ). Essa solução consiste, portanto, no valor da temperatura efetiva a ser adotado para a estrela e no valor de abundância de oxigênio ( $A(\text{O})$ ) determinado. A Figura 2.2 mostra uma ilustração da técnica utilizada, onde observamos apenas um ponto de interseção entre as duas medidas de abundância. Em ambos os estudos de SOUTO *et al.* (2022) e WANDERLEY (2024), a incerteza associada a temperatura efetiva foi estimada como sendo de 100 K (Ver Tabela 1 de SOUTO *et al.* (2022) e Capítulo 2 (Seção 3.4) de WANDERLEY (2024)).

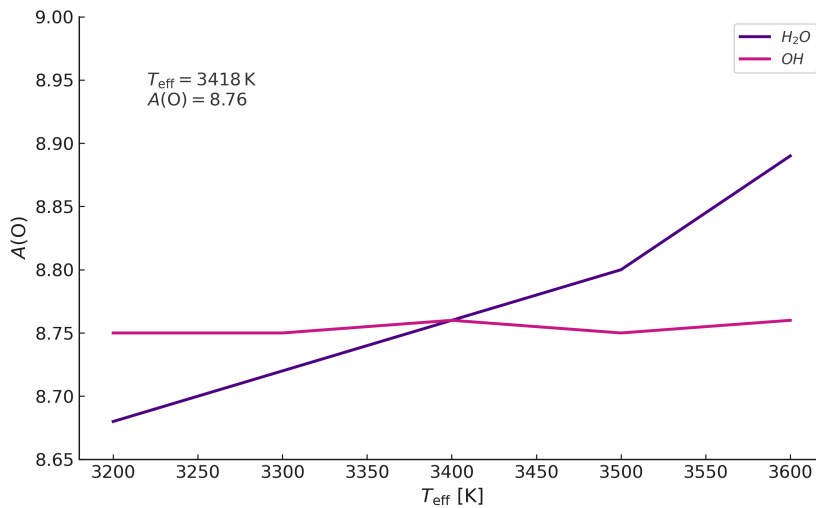


Figura 2.2: Ilustração das abundâncias de oxigênio em função da temperatura efetiva para as linhas de  $\text{OH}$  (curva rosa) e  $\text{H}_2\text{O}$  (curva roxa). A interseção dessas curvas define a temperatura efetiva e a abundância de oxigênio para a estrela analisada. Imagem adaptada de WANDERLEY (2024).

### 2.1.2 Gravidade Superficial

Para a determinação da gravidade superficial ( $\log g$ ) das estrelas da amostra, a metodologia é baseada no mesmo princípio da determinação de temperatura efetiva: linhas de  $\text{H}_2\text{O}$  são sensíveis a variações de  $\log g$ , enquanto as linhas de OH não o são. Desse modo, procura-se a solução  $\log g - A(\text{O})$  que consiste no valor de  $\log g$  a ser adotado. SOUTO *et al.* (2022) estimou a incerteza associada a gravidade superficial como sendo de 0,20 dex (Ver Tabela 1 de SOUTO *et al.* (2022)). Já WANDERLEY (2024), estimou como sendo de 0,16 dex (Ver Capítulo 2 (Seção 3.4) de WANDERLEY (2024)).

### 2.1.3 Metalicidade

Para a determinação da metalicidade<sup>2</sup> estelar ( $[\text{Fe}/\text{H}]$ )<sup>3</sup>, SOUTO *et al.* (2022) e WANDERLEY (2024) utilizam metodologias diferentes. No estudo de SOUTO *et al.* (2022), a metalicidade é determinada pela média das abundâncias das linhas de absorção de Fe I e FeH. No estudo de WANDERLEY (2024), por sua vez, a metalicidade é determinada por meio de um ajuste global entre espectros sintéticos e observados, realizado em janelas de 20Å ao longo de toda a faixa espectral do APOGEE. A partir da minimização de  $\chi^2$ , identifica-se o modelo (valor de metalicidade) que melhor reproduz o espectro observado. O estudo de SOUTO *et al.* (2022) estimou a incerteza associada ao valor de metalicidade como sendo de 0,10 dex (Ver Tabela 1 de SOUTO *et al.* (2022)). Já o estudo de WANDERLEY (2024), estimou esse valor em 0,14 dex (Ver Capítulo 2 (Seção 3.4) de WANDERLEY (2024)).

### 2.1.4 Outros Parâmetros: vsini e microturbulência

As velocidades rotacionais projetadas ( $v_{\text{sini}}$ ) foram determinadas, no estudo de WANDERLEY (2024), por meio do ajuste de linhas OH (sensíveis a esse parâmetro), também utilizando minimização de  $\chi^2$ . Para as estrelas de SOUTO *et al.* (2022), por outro lado, esse parâmetro não foi considerado na análise. Para essas estrelas, consideramos como  $v_{\text{sini}}$  o valor derivado pelo pipeline ASPCAP DR17 (GARCÍA PÉREZ *et al.* (2016)).

Para a velocidade de microturbulência ( $\xi$ ), ambos os estudos adotam o valor de 1,00 km/s para todas as estrelas da amostra. Como mostrado por SOUTO *et al.* (2017), as estrelas anãs M são pouco sensíveis a esse parâmetro e o valor de 1,00 km/s também foi adotado nesta pesquisa.

<sup>2</sup>A determinação formal desse parâmetro é apresentada no Apêndice A.

<sup>3</sup>WANDERLEY (2024) utiliza a notação  $[\text{M}/\text{H}]$  para a metalicidade, pois sua estimativa não se baseia apenas em linhas de ferro. Ainda assim, adotaremos a notação  $[\text{Fe}/\text{H}]$  em todos os casos ao longo desta dissertação, para fins de consistência.

## 2.2 Conhecendo a Amostra

A partir das Tabelas 2.2 e 2.3, vemos que os intervalos de  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ,  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  para a amostra são de:

- Metalicidade:  $-0,92 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0,25$ ;
- Temperatura efetiva:  $3260 \leq T_{\text{eff}} \leq 3989$  K;
- Gravidade superficial:  $4,62 \leq \log g \leq 5,05$  dex.

A Figura 2.3 mostra a distribuição de temperatura efetiva, gravidade superficial e metalicidade para todas as estrelas da amostra.

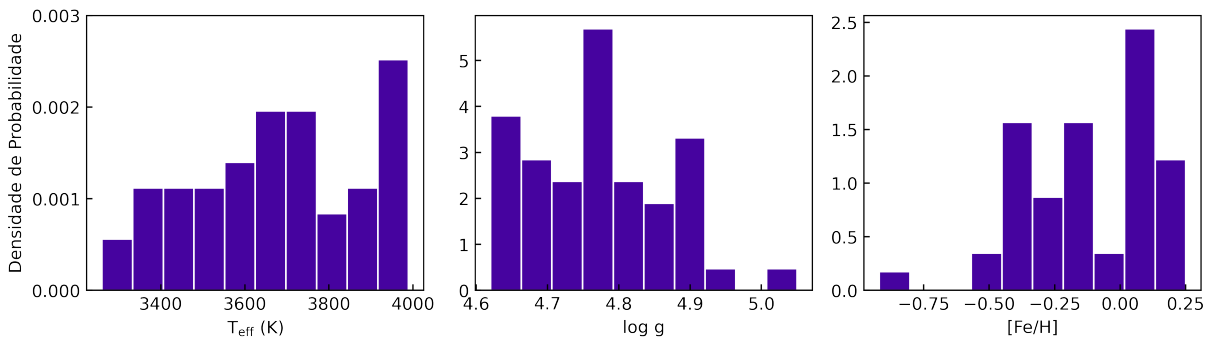


Figura 2.3: Distribuição de densidade de  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  para todas as estrelas anãs M da amostra deste estudo.

Observamos que a maioria das estrelas da amostra possuem  $T_{\text{eff}} > 3500$  K, com um máximo próximo de 4000 K. A distribuição da gravidade superficial, por sua vez, se concentra entre valores de 4,6 e 4,9, mas com uma estrela apresentando  $\log g > 5$ . Já a metalicidade das estrelas está majoritariamente distribuída entre -0,50 e 0,25, com um pico em valores sobre-solares. A Figura 2.4 detalha essas distribuições, separando as amostras de estrelas anãs M com e sem planetas detectados.

Da Figura 2.4, vemos que o espaço de parâmetros é o mesmo para a amostra com e sem planetas detectados, com exceção da metalicidade, que apresenta uma estrela sem planeta detectado com  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,92$ . Para esse parâmetro, as estrelas com planetas tendem a ter valores maiores, com o máximo da distribuição próximo a valores solares ( $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,00$ ). Para as estrelas sem planetas detectados, o máximo da distribuição se encontra em valores próximos de  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,40$ . Para a temperatura efetiva, as anãs M com planetas tendem a ter um valor de  $T_{\text{eff}}$  maior, com um pico perto de  $T_{\text{eff}} = 4000$  K. Para a gravidade superficial, a distribuição é semelhante para ambas as amostras de estrelas.

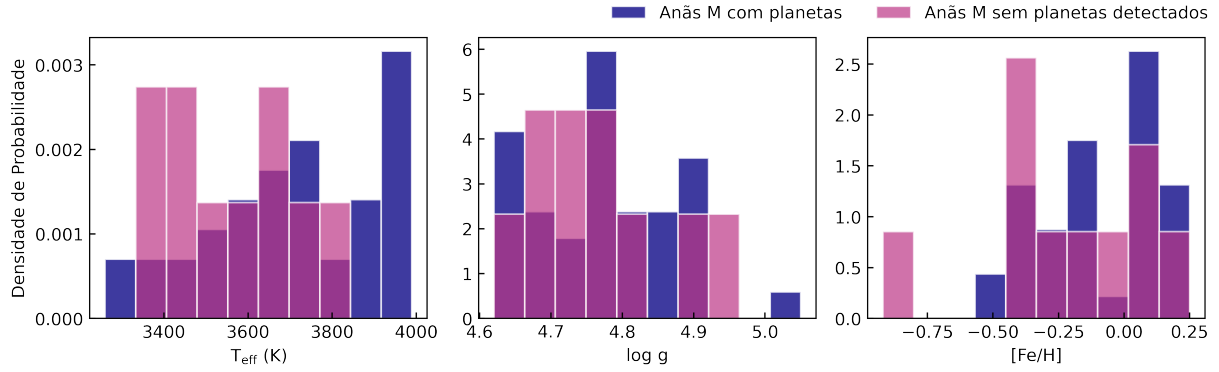


Figura 2.4: Distribuição de densidade de  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  para as estrelas anãs M com (roxo) e sem (rosa) planetas detectados da amostra.

### 2.2.1 Os Planetas Hospedados

Um total de 61 planetas<sup>4</sup> foram confirmados ao redor da nossa amostra de 39 anãs M hospedeiras. 49 desses planetas foram detectados por meio do método de trânsito planetário, 11 por velocidade radial e 1 por variações do tempo de trânsito (*Transit Timing Variations* – TTV)<sup>5</sup>, conforme detalhado na Tabela 2.4.

Tabela 2.4: Estrelas hospedeiras com número e nome dos planetas detectados, método de detecção e raios planetários.

APOGEE ID	N Planetas	Planeta	Método	Raio ( $R_{\oplus}$ )
2M00391724+0716375	1	K2-149 b	trânsito	-
2M03593637+1533320	2	K2-83 b	trânsito	1,70
		K2-83 c		2,21
2M04130560+1514520	1	K2-25 b	trânsito	3,26
2M04342248+4302148	1	TOI-1685 b	trânsito	1,73
2M04545692-6231205	1	TOI-206 b	trânsito	1,34
		TOI-700 b		0,98
		TOI-700 c		2,45
		TOI-700 d		1,16
		TOI-700 e		0,90
2M07272450+0513329	2	GJ 273 b	velocidade radial	-
		GJ 273 c		-
2M07590587+1523294	1	GJ 3470 b	velocidade radial	4,16
2M08255432+2021344	1	K2-122 b	trânsito	1,29
2M08383283+1946256	1	K2-104 b	trânsito	1,87
2M09052674+2140075	1	K2-344 b	trânsito	1,69

<sup>4</sup>Dados obtidos do NASA Exoplanet Archive em 28/04/2025.

<sup>5</sup>Método que consiste em identificar planetas adicionais no sistema por meio de pequenas variações do tempo de trânsito do planeta já conhecido.

<b>APOGEE ID</b>	<b>N Planetas</b>	<b>Planeta</b>	<b>Método</b>	<b>Raio (<math>R_{\oplus}</math>)</b>
2M09533093+3534171	1	Wolf 327 b	trânsito	1,23
2M10302934+0651492	1	K2-324 b	trânsito	2,37
2M10374104+0617094	1	K2-323 b	trânsito	2,86
2M10422263+0426287	3	K2-239 b		0,65
		K2-239 c	trânsito	0,61
		K2-239 d		0,64
2M18543080+4823277	1	Kepler-1651 b	trânsito	2,11
2M18545568+4557315	2	Kepler-732 b	trânsito	2,52
		Kepler-732 c		1,47
2M18545777+4730586	1	Kepler-617 b	trânsito	1,56
2M18575437+4615092	1	Kepler-1074 b	trânsito	1,31
2M18594123+4558206	1	Kepler-504 b	trânsito	1,79
2M19000314+4013147	2	KOI-1843.03		-
		Kepler-974 b	trânsito	1,52
2M19023192+7525070	2	TOI-2095 b	trânsito	1,27
		TOI-2095 c		1,38
2M19034293+3831155	1	Kepler-1308 b	trânsito	0,82
2M19062262+3753285	1	Kepler-1124 b	trânsito	2,05
2M19092321+4746226	1	Kepler-1049 b	trânsito	1,00
2M19130013+4640465	2	Kepler-1350 b	trânsito	2,50
		Kepler-1350 c		1,75
2M19213157+4317347	4	Kepler-138 b		0,65
		Kepler-138 c	trânsito	1,49
		Kepler-138 d		1,36
		Kepler-138 e	TTV	-
2M19301848+3907151	1	Kepler-1741 b	trânsito	1,31
2M19312949+4103513	1	Kepler-45 b	trânsito	12,85
		Kepler-186 b		1,24
		Kepler-186 c		1,46
		Kepler-186 d	trânsito	1,62
		Kepler-186 e		1,46
		Kepler-186 f		1,18
2M20004946+4501053	1	Kepler-560 b	trânsito	2,10
2M22182923-0936444	4	K2-72 b		1,11
		K2-72 c	trânsito	-
		K2-72 d		-
		K2-72 e		-
2M00182256+4401222	2	GJ 15 A b	velocidade radial	-
		GJ 15 A c		-

APOGEE ID	N Planetas	Planeta	Método	Raio ( $R_{\oplus}$ )
2M09142298+5241125	-	-	-	-
2M09142485+5241118	1	GJ 338 B b	velocidade radial	-
2M11032023+3558117	2	GJ 411 b HD 95735 c	velocidade radial	- -
2M18424666+5937499	1	Gl 725 A b	velocidade radial	-
2M18424688+5937374	-	-	-	-
2M20032651+2952000	2	HD 190360 b HD 190360 c	velocidade radial	- -

Os raios planetários apresentados na Tabela 2.4 foram determinados por WANDERLEY (2024) para os planetas com pelo menos um valor de profundidade de trânsito disponível no NASA Exoplanet Archive. Os planetas detectados unicamente pelo método de velocidade radial não podem ter seus raios determinados diretamente, como na técnica de trânsito planetário. A exceção é para o planeta GJ 3470 b que, apesar de ter sido descoberto por velocidade radial, é também detectável por trânsito (BONFILS *et al.* (2012)).

A Figura 2.5 apresenta a distribuição dos raios dos planetas hospedados pelas estrelas da nossa amostra. Percebe-se a maior parte (58%) dos exoplanetas da amostra são terrestres ( $R \leq 1.6 R_{\oplus}$ ), com uma pequena quantidade (15%) de super-Terras ( $1.6 < R < 2 R_{\oplus}$ ), sub-Netunos ( $2 < R < 4 R_{\oplus}$ ) (27%) e apenas um gigante gasoso (Kepler-45 b, omitido na Figura 2.5).

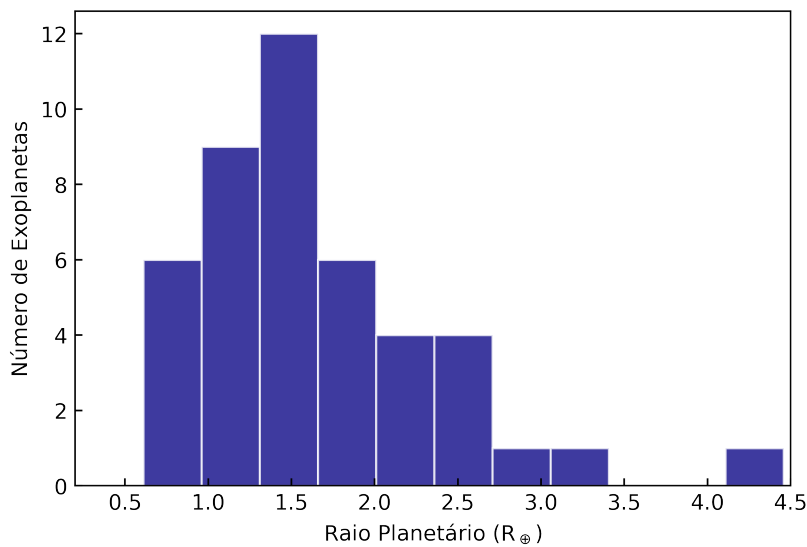


Figura 2.5: Distribuição dos raios planetários da nossa amostra derivados por WANDERLEY (2024).

Interessante destacar que três estrelas da nossa amostra hospedam potenciais alvos<sup>6</sup> do James Webb Space Telescope (JWST)<sup>7</sup>: TOI-1685, TOI-700 e GJ 3470. Além disso, entre as estrelas hospedeiras da nossa amostra, temos dois sistemas binários compostos apenas de anãs M: GJ 338 A e B e Gl 725 A e B. Em ambos os casos, os planetas orbitam apenas uma das estrelas, como destacado na Tabela 2.4 por linhas tracejadas.

A anã M 2M20032651+2952000 também faz parte de um sistema binário, mas com uma companheira do tipo G (HD 190360), e os dois planetas desse sistema orbitam a estrela mais quente. Nesse ponto, esclarecemos que a classificação adotada considera estrelas hospedeiras como aquelas que possuem planetas confirmados em seu sistema, independentemente de o planeta orbitar a componente primária ou secundária em sistemas binários. Essa classificação visa incluir de forma abrangente todos os sistemas com detecção planetária confirmada. Ressaltamos, contudo, que eventuais duplicidades na contagem total de planetas foram devidamente eliminadas.

---

<sup>6</sup><https://www.stsci.edu/nikolov/TrExoLiSTS/JWST/trexolists.html>

<sup>7</sup><https://science.nasa.gov/mission/webb/>

# Capítulo 3

## Metodologia de Determinação de Abundâncias

Existem dois principais métodos de determinação de abundâncias químicas: largura equivalente, que mede a área de linhas individuais do espectro, e síntese espectral, que compara o espectro observado com espectros teóricos (sintéticos). Como o espectro das estrelas anãs M é caracterizado pela presença de bandas moleculares, a metodologia de determinação de abundâncias por síntese espectral torna-se mais adequada, uma vez que permite uma modelagem mais precisa das linhas espectrais. Neste capítulo, detalhamos esse método de determinação de abundâncias. Para fins de completude, também apresentamos no apêndice B uma breve discussão sobre a teoria de formação das linhas espectrais.

### 3.1 Requisitos da Síntese Espectral

O método de determinação de abundâncias é baseado em três componentes principais: os parâmetros atmosféricos da estrela, uma lista de linhas espectrais e um modelo de atmosfera estelar.

Os parâmetros atmosféricos incluem a temperatura efetiva ( $T_{\text{eff}}$ ), a gravidade superficial ( $\log g$ ), a metalicidade ( $[\text{Fe}/\text{H}]$ ), a microturbulência ( $\xi$ ) e a rotação projetada ( $v \sin i$ ). Esses parâmetros caracterizam as condições físicas globais da atmosfera estelar e influenciam diretamente a formação e o perfil das linhas espectrais. Para a nossa amostra, os parâmetros atmosféricos foram determinados por WANDERLEY (2024) e SOUTO *et al.* (2022), como detalhado anteriormente.

A lista de linhas espectrais, por sua vez, é responsável por fornecer todas as transições atômicas e moleculares que serão consideradas no cálculo dos espectros teóricos. Informações como o comprimento de onda, o elemento e seu estado de ionização, o logaritmo da força do oscilador ( $\log(gf)$ )<sup>1</sup>, a energia de excitação e parâmetros de amortecimento estão

---

<sup>1</sup>Indica a probabilidade de uma transição eletrônica entre dois níveis de energia ocorrer.

incluídos nessa lista. A lista de linhas atômicas e moleculares adotada nesse estudo é a do APOGEE DR17 (SMITH *et al.* (2021)) composta por mais de dois milhões de transições entre 1,5 e 1,7  $\mu\text{m}$ . Dentre as moléculas incluídas na lista estão o CO, OH, H<sub>2</sub>O e FeH, que têm bastante significância no espectro das estrelas anãs M.

Por fim, o modelo de atmosfera estelar descreve como a temperatura, pressão e outras propriedades variam com a profundidade na atmosfera de uma estrela. A construção desses modelos envolve a resolução de equações complexas de equilíbrio físico e, geralmente, modelos pré-calculados disponibilizados por grades são utilizados. A fim de estimar um novo modelo intermediário, esses modelos pré-calculados podem ser interpolados. Esse processo garante que a síntese espectral possa ser feita com parâmetros estelares mais precisos, sem depender apenas dos valores discretos disponíveis na grade original, mas também sem a necessidade de gerar um novo modelo do zero, que tem um enorme custo computacional. Nesse estudo, interpolamos os modelos MARCS (GUSTAFSSON *et al.* (2008)) com geometria plano-paralela através do programa *Brussels Automated Code for Characterizing High accuracy Spectra* (BACCHUS; MASSERON *et al.* (2016)). O programa, a partir dos parâmetros atmosféricos fornecidos no arquivo de entrada `stellar_parameters.tab`, interpola oito modelos MARCS através da função `load_parameters.com`. Para uma estrela com  $T_{\text{eff}}=3783$  K,  $\log g=4,74$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]=0,21$ , por exemplo, o programa seleciona os modelos MARCS com  $T_{\text{eff}}=\{3750; 3800\}$  K,  $\log g=\{4,5; 5,0\}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]=\{0,00; 0,25\}$  e realiza a interpolação para estimar a estrutura atmosférica correspondente.

### 3.1.1 Síntese Preliminar

Com os parâmetros atmosféricos, a lista de linhas e o modelo de atmosfera definidos, calculamos as equações de transferência radiativa para gerar os espectros sintéticos das estrelas da amostra. Para isso, utilizamos o código de transferência radiativa *Turbospectrum* (PLEZ (2012)) na versão 19.1, que realiza os cálculos em 1D e supõe o equilíbrio termodinâmico local (ETL)<sup>2</sup>. Após a execução do código, obtém-se um espectro sintético preliminar para a estrela.

Após gerados, os espectros sintéticos são alargados (convoluídos) considerando dois mecanismos: alargamento rotacional e alargamento instrumental. Para o alargamento rotacional, consideramos os valores de  $v \sin i$  da estrela (Tabelas 2.2 e 2.3). Para o alargamento instrumental, consideramos que cada espectro observado do APOGEE possui uma LSF (*line spread function*) associada. Essa função descreve como as linhas do espectro teórico devem ser alargadas para considerar as imprecisões associadas aos espectros observados e pode variar de acordo com o comprimento de onda da linha e com a fibra do espectrógrafo utilizada (NIDEVER *et al.* (2015); WILSON *et al.* (2019)). Assim, por meio

---

<sup>2</sup>Consultar o Apêndice B para mais detalhes.

de um perfil gaussiano, consideramos a LSF de cada estrela analisada como o alargamento instrumental.

Após gerado e convoluído, temos o primeiro espectro teórico da estrela em análise. Evidentemente, esse espectro sintético inicial é gerado a partir de valores preliminares de abundâncias para os diversos elementos químicos. Por escolha, esses valores preliminares são baseados nas abundâncias solares e na metalicidade da estrela  $([\text{Fe}/\text{H}])^3$  através da seguinte relação:

$$A(X)_{\text{preliminar}} = A(X)_{\odot} + [\text{Fe}/\text{H}] + \alpha, \quad (3.1)$$

com  $\alpha$  sendo um parâmetro aplicado aos elementos  $\alpha$  (como O, Mg, Si, Ca, Ti) e que assume os seguintes valores:

$$\alpha = \begin{cases} 0, & \text{se } [\text{Fe}/\text{H}] > 0, 0; \\ -0,4 \times [\text{Fe}/\text{H}], & \text{se } -1, 0 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0, 0; \\ 0,4, & \text{se } [\text{Fe}/\text{H}] < -1, 0. \end{cases} \quad (3.2)$$

Para as espécies que não são elementos  $\alpha$ , tomamos  $\alpha=0$  e a Equação 3.1 toma a forma  $A(X)_{\text{preliminar}} = A(X)_{\odot} + [\text{Fe}/\text{H}]$ .

Os valores do parâmetro  $\alpha$  presentes na Equação 3.2 estão relacionados aos padrões de evolução química da Galáxia. Como discutido no Capítulo 1, estrelas com metalicidades menores que a solar ( $[\text{Fe}/\text{H}] < 0$ ) tendem a apresentar enriquecimento nos elementos  $\alpha$ , o que justifica a adição de um valor positivo à abundância preliminar  $A(X)_{\text{preliminar}}$ . Note que, nesse intervalo, como a metalicidade é negativa, o termo  $\alpha = -0,4 \times [\text{Fe}/\text{H}]$  torna-se positivo, refletindo esse enriquecimento. Essa tendência de aumento se estabiliza em um platô para  $[\text{Fe}/\text{H}] < -1,0$ , valor a partir do qual  $\alpha$  é fixado em 0,4. Já para estrelas com  $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$ , a abundância dos elementos  $\alpha$  evolui de forma semelhante aos elementos do pico do ferro, e, portanto, considera-se  $\alpha=0$ . Claramente, essa abordagem nem sempre é válida (por isso a relevância de se determinar a abundância individual de cada estrela), mas é um ponto de partida para o cálculo das abundâncias começar a ser feito.

As abundâncias solares usadas no cálculo do espectro sintético inicial são as de ASPLUND *et al.* (2005), que estão dispostas na Tabela 3.1. Evidentemente, há vários estudos na literatura sobre a composição do Sol (inclusive, ASPLUND *et al.* (2021) será utilizado nesse estudo também) e a escolha de usar ASPLUND *et al.* (2005) nesse cálculo foi feita apenas porque as versões dos softwares utilizados nesta pesquisa utilizam esses valores como padrão. Note que essa escolha não afeta as abundâncias finais que serão determinadas, uma vez que esses valores são apenas palpites iniciais.

A Figura 3.1 mostra um fluxograma resumido das informações necessárias para gerar uma síntese espectral inicial (preliminar) discutidas até aqui. Após gerada a síntese

---

<sup>3</sup>Ver Apêndice A.

Tabela 3.1: Abundâncias solares de elementos, segundo ASPLUND *et al.* (2005), que foram utilizadas no cálculo das abundâncias preliminares dos elementos a serem analisados.

Elemento	Abundância	Elemento	Abundância
H	12,00	Ru	$1,84 \pm 0,07$
He	$10,93 \pm 0,01$	Rh	$1,12 \pm 0,12$
Li	$1,05 \pm 0,10$	Pd	$1,69 \pm 0,04$
Be	$1,38 \pm 0,09$	Ag	$0,94 \pm 0,24$
B	$2,70 \pm 0,20$	Cd	$1,77 \pm 0,11$
C	$8,39 \pm 0,05$	In	$1,60 \pm 0,20$
N	$7,78 \pm 0,06$	Sn	$2,00 \pm 0,30$
O	$8,66 \pm 0,05$	Sb	$1,00 \pm 0,30$
F	$4,56 \pm 0,30$	Te	$2,19 \pm 0,04$
Ne	$7,84 \pm 0,06$	I	$1,51 \pm 0,12$
Na	$6,17 \pm 0,04$	Xe	$2,27 \pm 0,02$
Mg	$7,53 \pm 0,09$	Cs	$1,07 \pm 0,03$
Al	$6,37 \pm 0,06$	Ba	$2,17 \pm 0,07$
Si	$7,51 \pm 0,04$	La	$1,13 \pm 0,05$
P	$5,36 \pm 0,04$	Ce	$1,58 \pm 0,09$
S	$7,14 \pm 0,05$	Pr	$0,71 \pm 0,08$
Cl	$5,50 \pm 0,30$	Nd	$1,45 \pm 0,05$
Ar	$6,18 \pm 0,08$	Sm	$1,01 \pm 0,06$
K	$5,08 \pm 0,07$	Eu	$0,52 \pm 0,06$
Ca	$6,31 \pm 0,04$	Gd	$1,12 \pm 0,04$
Sc	$3,05 \pm 0,08$	Tb	$0,28 \pm 0,30$
Ti	$4,90 \pm 0,06$	Dy	$1,14 \pm 0,08$
V	$4,00 \pm 0,02$	Ho	$0,51 \pm 0,10$
Cr	$5,64 \pm 0,10$	Er	$0,93 \pm 0,06$
Mn	$5,39 \pm 0,03$	Tm	$0,00 \pm 0,15$
Fe	$7,45 \pm 0,05$	Yb	$1,08 \pm 0,15$
Co	$4,92 \pm 0,08$	Lu	$0,06 \pm 0,10$
Ni	$6,23 \pm 0,04$	Hf	$0,88 \pm 0,08$
Cu	$4,21 \pm 0,04$	Ta	$-0,17 \pm 0,03$
Zn	$4,60 \pm 0,03$	W	$1,11 \pm 0,15$
Ga	$2,88 \pm 0,10$	Re	$0,23 \pm 0,04$
Ge	$3,58 \pm 0,05$	Os	$1,45 \pm 0,10$
As	$2,29 \pm 0,05$	Ir	$1,38 \pm 0,05$
Se	$3,33 \pm 0,04$	Pt	$1,64 \pm 0,03$
Br	$2,56 \pm 0,09$	Au	$1,01 \pm 0,15$
Kr	$3,28 \pm 0,08$	Hg	$1,13 \pm 0,18$
Rb	$2,60 \pm 0,15$	Tl	$0,90 \pm 0,20$
Sr	$2,92 \pm 0,05$	Pb	$2,00 \pm 0,06$
Y	$2,21 \pm 0,02$	Bi	$0,65 \pm 0,03$
Zr	$2,59 \pm 0,04$	Th	$0,06 \pm 0,04$
Nb	$1,42 \pm 0,06$	U	$<0,47$
Mo	$1,92 \pm 0,05$		

preliminar da estrela, podemos iniciar a etapa de determinação das abundâncias químicas.

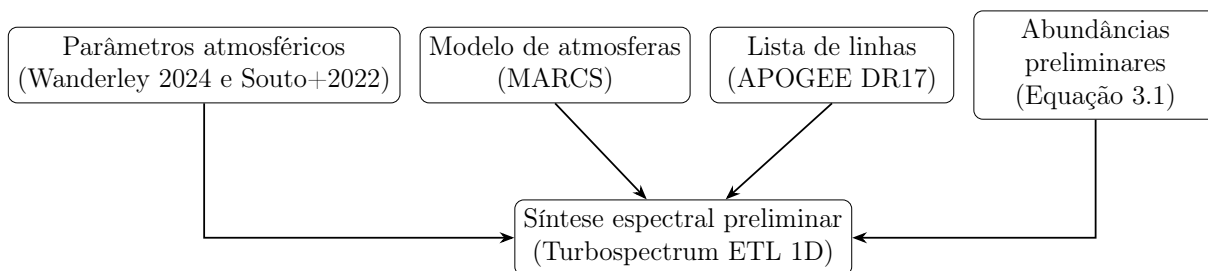


Figura 3.1: Fluxograma do processo de síntese espectral preliminar.

## 3.2 Abundâncias Químicas

### 3.2.1 Elementos Químicos Estudados

Nesse estudo, analisamos a abundância de treze elementos químicos: C, O, Na, Mg, Al, Si, Ca, K, Ti, V, Mn, Cr e Fe. A escolha desses elementos é baseada em dois critérios principais: (i) a existência de linhas de absorção na região observada e (ii) a profundidade dessas linhas ser suficiente para permitir sua medição.

Primeiramente, as transições eletrônicas ocorrem em diferentes níveis de energia para diferentes átomos e moléculas. Isso significa que as linhas de absorção são formadas em diferentes regiões do espectro eletromagnético. Na região do infravermelho próximo, onde esse estudo foi feito, temos, por exemplo, linhas fortes de Ti I, Al I, Mg I e K I, mas linhas muito fracas de CN, impossibilitando sua medição.

Além da existência das linhas espectrais, sua profundidade é um fator crucial para a determinação das abundâncias. Essa propriedade pode ser afetada por diversos aspectos, como os parâmetros atmosféricos da estrela ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , etc.) e a qualidade do espectro observado (resolução, razão sinal-ruído, entre outros). Por exemplo, espectros de estrelas com temperaturas efetivas muito baixas são extremamente impactados pela presença de bandas moleculares (sobretudo de água na banda H), o que dificulta a medição de elementos com linhas mais fracas.

Vale destacar que a ausência de uma medição da abundância de um elemento não significa que o este esteja ausente na atmosfera da estrela, mas apenas que, nas condições de qualidade espectral, região observada e intervalo de parâmetros considerados, sua abundância não pode ser determinada de forma confiável.

### 3.2.2 Linhas Diagnósticas

Um átomo de um elemento químico pode realizar inúmeras transições eletrônicas, formando inúmeras linhas de absorção. Na prática, entretanto, somente algumas dessas

transições são prováveis o suficiente para formarem linhas de absorção mensuráveis. As linhas com profundidade suficiente para serem medidas (na região do espectro analisado) formam a chamada lista de linhas diagnósticas. Note que a lista de linhas e a lista de linhas diagnóstica são conjuntos distintos: enquanto a lista de linhas inclui todas as transições atômicas e moleculares usadas para gerar o espectro sintético completo, a lista diagnóstica é um subconjunto deste que contém apenas as linhas mais adequadas para estimar as abundâncias químicas — geralmente por serem isoladas, bem modeladas e sensíveis ao elemento de interesse. A lista de linhas diagnósticas utilizada nesta pesquisa está disposta na Tabela 3.2 e é baseada no estudo de MELO *et al.* (2024), que também analisou uma amostra de anãs M observadas pelo levantamento APOGEE.

Analisando a Tabela 3.2, observamos um total de 116 linhas diagnósticas analisadas: 2 de CO, 15 de H<sub>2</sub>O, 32 de OH, 2 de Na I, 3 de Mg I, 3 de Al I, 4 de Si I, 2 de K I, 3 de Ca I, 6 de Ti I, 1 de V I, 1 de Cr I, 3 de Mn I, 14 de Fe I e 25 de FeH. Observa-se que a maioria das espécies utilizadas são referentes à primeira transição eletrônica dos elementos. Isso acontece devido à probabilidade dessa transição ser maior e, portanto, gerar uma linha de absorção mais forte e mensurável. As exceções são para o carbono, oxigênio e ferro, que utilizam linhas moleculares como indicadores de abundância.

Nesse ponto, é importante destacar que, como utilizamos dois indicadores de abundância para o ferro (Fe I e FeH), definimos metalicidade como sendo a média dos valores desses indicadores:

$$[\text{Fe}/\text{H}] = \frac{[\text{FeI}/\text{H}] + [\text{FeH}/\text{H}]}{2}. \quad (3.3)$$

O mesmo foi feito para o oxigênio, onde consideramos a abundância desse elemento como sendo a média das abundâncias das linhas de H<sub>2</sub>O e OH:

$$[\text{O}/\text{H}] = \frac{[\text{H}_2\text{O}/\text{H}] + [\text{OH}/\text{H}]}{2}. \quad (3.4)$$

Como dito anteriormente, a profundidade das linhas espectrais depende de vários fatores (parâmetros atmosféricos, qualidade do espectro, etc.). Assim, apesar da lista de linhas diagnósticas ser única para toda a nossa amostra, as linhas efetivamente utilizadas variam de estrela para estrela.

### 3.2.3 BACCHUS e o Algoritmo de Determinação

Com o espectro sintético inicial gerado e com a lista de linhas diagnósticas determinada, podemos efetivamente calcular as abundâncias químicas dos elementos para as estrelas da amostra. Como dito anteriormente, no caso da síntese espectral, isso é feito a partir de um melhor ajuste entre o espectro observado e o espectro sintético. Ou seja, ajustamos a abundância dos elementos até que o espectro sintético reproduza da melhor maneira o

Tabela 3.2: Lista de linhas diagnósticas definidas por MELO *et al.* (2024) e utilizadas nesse estudo para a determinação das abundâncias químicas.

Elemento	Indicador	Linha espectral (em Å)
C	CO	15977.7, 16184.9
		15256.8, 15258.3, 15258.4, 15259.2, 15259.4, 15270.6, 15315.7, 15317.3, 15317.5, 15353.6, 15360.5, 15447.6, 15455.8, 15461.5, 15503.6
O	H <sub>2</sub> O	15391.2, 15407.3, 15409.3, 15505.8, 15558.0, 15560.2, 15566.0, 15568.8, 15572.1, 16052.8, 16055.5, 16061.7, 16065.1, 16069.5, 16074.2, 16190.3, 16192.2, 16204.1, 16207.2, 16352.2, 16354.6, 16364.6, 16368.1, 16581.3, 16582.0, 16866.7, 16871.9, 16879.1, 16884.5, 16886.3, 16895.2, 16898.9
		OH
Na	Na I	16373.8, 16388.9
Mg	Mg I	15740.7, 15749.0, 15765.8
Al	Al I	16719.0, 16750.6, 16763.4
Si	Si I	15888.4, 15960.1, 16094.8, 16680.8
K	K I	15163.1, 15168.4
Ca	Ca I	16136.8, 16150.8, 16157.4
Ti	Ti I	15334.8, 15543.8, 15602.8, 15699.0, 15715.6, 16635.2
V	V I	15924.9
Cr	Cr I	15680.1
Mn	Mn I	15159.0, 15217.8, 15262.4
		15207.5, 15219.5, 15244.8, 15294.6, 15395.0, 15490.3, 15591.8, 15604.0, 15621.7, 15632.0, 15648.5, 15662.0, 15692.5, 15723.5
Fe	Fe I	15965.0, 16009.6, 16018.5, 16108.1, 16114.0, 16245.7, 16271.8, 16284.7, 16299.4, 16377.4, 16546.8, 16548.8, 16557.2, 16574.8, 16694.4, 16735.4, 16738.3, 16741.7, 16796.4, 16812.7, 16814.1, 16889.6, 16892.9, 16922.7, 16935.1
		FeH

espectro observado.

Atualmente, existem diversos softwares para realizar esse cálculo de melhor ajuste, cada qual com suas possibilidades e limitações. Para nossa amostra de estrelas M no infravermelho, um software possível é o BACCHUS (MASSERON *et al.* (2016)). Além de gerar o modelo de atmosferas para as estrelas através da função `load_parameters.com`, como visto anteriormente, esse software também pode calcular as abundâncias químicas dos elementos através da função `bacchus.abund`, que pode ser usada em dois modos: automático e semi-manual.

No modo semi-manual, o programa gera uma síntese espectral a partir de um valor específico de abundância. Nesse caso, o programa não realiza cálculo de melhor ajuste, mas apenas gera uma síntese com a abundância solicitada.

No modo automático, por outro lado, o objetivo é justamente determinar (automaticamente) o valor de melhor ajuste. Nesse caso, a função gera cinco sínteses espectrais referentes a cinco abundâncias diferentes do elemento em análise. Essas abundâncias variam em um intervalo de 0,3 dex a partir de um valor preliminar (palpite inicial), baseado na abundância solar, como explicado anteriormente (ver Equação 3.1). Assim, se, por exemplo, queremos determinar a abundância de vanádio de uma estrela com metalicidade  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,33$ , temos, segundo a Equação 3.1 e com a Tabela 3.1, que a abundância de vanádio preliminar será  $A(\text{V})=3,67$ . As cinco sínteses geradas serão referentes, portanto, aos valores de abundância  $A(\text{V})=\{3,07, 3,37, 3,67, 3,97, 4,27\}$ .

Com as sínteses geradas, basta saber o valor que melhor ajusta o espectro observado. Para realizar esse cálculo, o BACCHUS conta com quatro diferentes métodos de determinação de abundâncias:

- Método “**eqw**” (*equivalent width*): Nesse método, para cada abundância de entrada  $A(X)$ , o código calcula:

$$\Delta_{\text{eqw}}(A(X)) = \text{eqw}_{\text{syn}}(A(X)) - \text{eqw}_{\text{obs}}, \quad (3.5)$$

onde  $\text{eqw}_{\text{obs}}$  e  $\text{eqw}_{\text{syn}}(A(X))$  representam, respectivamente, a largura equivalente observada e a sintética. Em seguida, o código interpola  $\Delta_{\text{eqw}}(A(X))$  em função de  $\log A(X)$  e busca numericamente a solução nula, i.e. onde a diferença entre as larguras equivalentes observada e sintética é zero.

Esse método não é afetado pela rotação estelar, macroturbulência ou resolução instrumental, ou seja, não é afetado por convoluções no espectro. No entanto, pode ser significativamente afetado por linhas de absorção mal ajustadas ou mal identificadas, especialmente em regiões com linhas sobrepostas (*blendadas*).

- Método “**syn**” (síntese espectral): Para cada uma das cinco abundâncias de entrada  $A(X)$ , o código calcula:

$$\Delta_{\text{syn}}(A) = \sum_n (x_o - x_i(A(X))), \quad (3.6)$$

onde  $x_o$  são pontos na linha de absorção do espectro observado e  $x_i(A(X))$  os valores desses pontos na síntese correspondente à abundância  $A(X)$ . O código então interpola  $\Delta_{\text{syn}}(A(X))$  em função de  $\log A(X)$  e busca numericamente a solução nula.

- Método “int” (intensidade da linha): Este método seleciona os cinco pontos ao redor do centro da linha de interesse e realiza um ajuste polinomial sobre esses pontos. As intensidades das linhas (profundidades) são então obtidas pela média dos valores nos cinco pontos selecionados, tanto na síntese  $I(A(X))$  quanto no espectro observado  $I_{\text{obs}}$ . O código então interpola  $I(A) - I_{\text{obs}}$  em função de  $\log A(X)$  e busca a solução nula.
- Método “ $\chi^2$ ”: Nesse método, para cada abundância de entrada  $A$ , o código calcula:

$$\chi^2(A(X)) = \sum_n (x_o - x_i(A(X)))^2, \quad (3.7)$$

onde  $x_o$  e  $x_i(A)$  são os mesmos definidos anteriormente. Um polinômio é ajustado ao gráfico de  $\chi^2(A)$  em função de  $\log A(X)$ , e a abundância correspondente ao mínimo do  $\chi^2$  é determinada numericamente.

Dois principais arquivos são gerados ao utilizar a função `bacchus.abund`: um contendo as abundâncias calculadas para cada linha diagnóstica e para cada método de determinação (`<elemento>-<estrela>.abu`), e outro com os gráficos dos espectros observados e sintéticos (`<elemento>-<estrela>_<modelo>.pdf`).

No arquivo `<elemento>-<estrela>.abu`, além dos valores das abundâncias, indicadores de qualidade (*flags*) associados a cada método de determinação são apresentados. Esses indicadores mostram se as abundâncias estimadas tiveram inconsistências durante o cálculo e podem ter os seguintes valores atribuídos:

- *flag*=0: indica que o valor de abundância calculado é um limite superior; ou seja, a abundância de melhor ajuste está fora do intervalo de abundâncias calculado;
- *flag*=1: indica que não houve problemas durante o cálculo de melhor ajuste;
- *flag*=2: indica que o valor calculado é uma extrapolação ou uma linha forte (intensidade da linha abaixo de 0,4 do contínuo) ou uma falha no método;
- *flag*=3: indica um desvio grande suspeito entre o mínimo observado e a síntese (provavelmente causado por uma má adaptação de uma linha blendada forte).

A Figura 3.2 mostra um exemplo do arquivo de saída `<elemento>-<estrela>.abu` para as linhas de magnésio de uma estrela. A primeira linha apresenta os parâmetros utilizados na síntese, incluindo o modelo atmosférico (nesse caso, `3783g4.74z0.21_9239.int`), a metalicidade (0.21), a microturbulência (1.00), a convolução (730) e a lista de abundâncias usadas no cálculo (7,03, 7,33, 7,63, 7,93, 8.23). As colunas seguintes trazem o comprimento de onda da linha espectral ( $\lambda$ ), a largura equivalente observada, e os

valores de melhor ajuste para cada um dos métodos de determinação com seus respectivos *flags*. As últimas cinco colunas do arquivo (omitidas na Figura 3.2) mostram a razão sinal-ruído (SNR) estimada, e os valores estimados dos limites superiores para os métodos “syn”, “eqw” e “int”, respectivamente.

<b>lambda</b>	<b>eqw_obs</b>	<b>syn</b>	<b>flag_syn</b>	<b>eqw</b>	<b>flag_eqw</b>	<b>int</b>	<b>flag_int</b>	<b>chi2</b>	<b>flag_chi2</b>	<b>...</b>
15740.7	828.90	7.411	1	7.361	1	7.634	1	7.472	1	...
15749.0	1362.2	7.336	1	7.327	1	7.584	1	7.390	1	...
15765.8	1757.3	7.475	1	7.417	1	7.498	1	7.459	1	...

Figura 3.2: Exemplo do arquivo de saída <elemento>-<estrela>.abu com valores de abundância de Mg, linha por linha, para uma estrela específica.

Com os valores de abundância determinados para cada uma das linhas diagnósticas, queremos, então, determinar a abundância final do elemento para aquela estrela. Nesse estudo, consideramos uma metodologia dividida em duas etapas: etapa de cálculo automático e etapa de ajuste visual.

Na primeira etapa, utilizamos a função `bacchus.abund` no modo automático, i.e. a abundância de melhor ajuste é calculada para cada um dos métodos, baseada nas cinco sínteses espectrais geradas. Com os cálculos feitos, selecionamos as linhas em que há a convergência de todos os métodos de determinação (i.e. *flag*=1 para todos os métodos).

Para essas linhas, seguimos para a etapa de ajuste visual. O objetivo dessa etapa é realizar um ajuste fino para garantir que as abundâncias calculadas pelo BACCHUS correspondam ao melhor ajuste possível entre o espectro sintético e observado. Para isso, utilizamos a função `bacchus.abund` para cada uma das linhas no modo semi-manual. Nesse momento, consideramos como entrada o valor de abundância calculado na etapa anterior (modo automático) através do método de  $\chi^2$  de determinação (para estrelas anãs M, esse método é o que melhor ajusta o espectro observado, em geral). No exemplo mostrado na Figura 3.2, isso significa utilizar o valor  $A(\text{Mg})=7.472$  para a linha em 15740,7 Å, por exemplo.

Novamente, isso gera um gráfico (arquivo <elemento>-<estrela>\_<modelo>.pdf) onde podemos visualizar se o valor de abundância fornecido é realmente o valor de melhor ajuste. Caso o seja, consideramos como abundância final para aquela linha o valor calculado pelo BACCHUS no modo automático. Caso algum desvio seja percebido, chamamos novamente a função `bacchus.abund` no modo semi-manual, variando a abundância de entrada até que as linhas do espectro sintético e observado se ajustem da melhor maneira possível. Em alguns casos, além de variar o valor da abundância de entrada, devemos ajustar o pseudocontínuo do espectro sintético com o espectro observado. Esse ajuste é feito de maneira automática pelo BACCHUS, mas há casos em que um ajuste extra se faz necessário.

Ao final da etapa de ajuste visual temos, então, as abundâncias para cada uma das linhas efetivamente utilizadas. A média desses valores é, por fim, a abundância final para aquele elemento da estrela.

Essa metodologia foi utilizada para todos os elementos da análise, com exceção das linhas de oxigênio (OH e H<sub>2</sub>O), em que o valor de melhor ajuste considerado foi o calculado pelo BACCHUS no modo automático. Isso foi feito especificamente para o oxigênio por ser um elemento com muitas linhas diagnósticas (ver Tabela 3.2) de modo que, por mais que haja pequenos desvios em uma linha ou outra, a média da abundância permanece confiável.

A Figura 3.3 mostra um fluxograma do algoritmo de determinação de abundâncias utilizado nesse estudo.

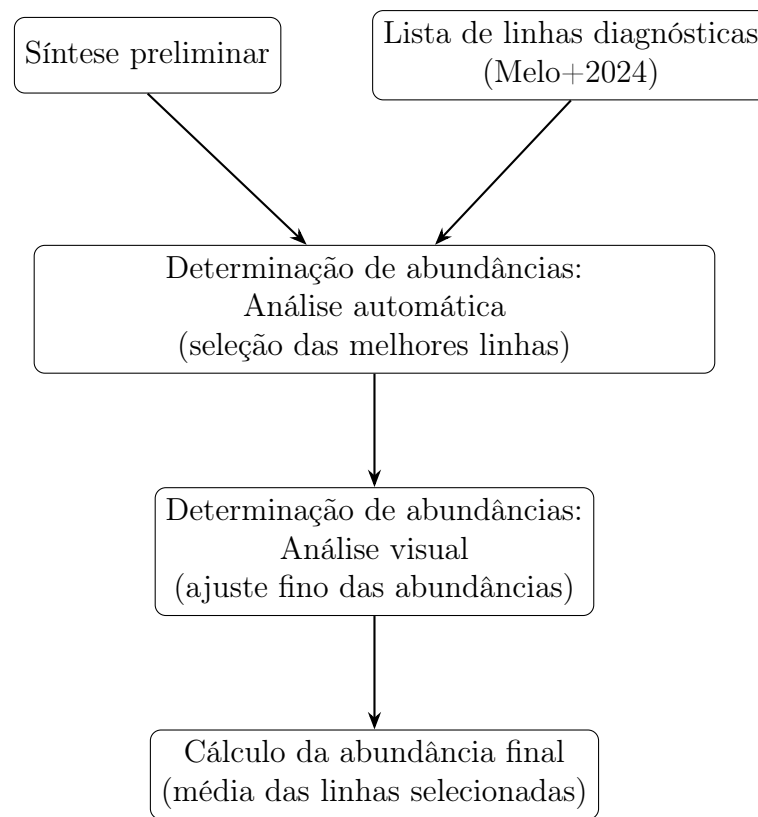


Figura 3.3: Fluxograma do algoritmo para determinação de abundâncias químicas estelares, adotado neste estudo.

Ao variar a abundância de um elemento individual em um espectro sintético, é esperado, a princípio, que apenas as linhas de absorção diretamente associadas a esse elemento sejam alteradas. No entanto, esse comportamento nem sempre é observado, sobretudo no caso de estrelas frias, como as anãs M. Como a temperatura efetiva dessas estrelas é bem baixa, há a formação de espécies moleculares que produzem bandas largas de absorção em seus espectros. Assim, ao alterarmos a abundância dos elementos químicos que compõem essas moléculas, modificamos não só as linhas específicas do elemento analisado, mas também regiões extensas do espectro sintético.

Outra razão surge do fato de que a química da atmosfera estelar é fortemente interligada, de modo que a alteração na abundância de um único elemento pode afetar, indiretamente, a presença de outros. Por exemplo, a formação de TiO depende não só da abundância de titânio, mas também da disponibilidade de oxigênio livre, a qual, por sua vez, é influenciada pela quantidade de carbono (devido à formação de CO - molécula extremamente estável). Desse modo, mudanças na abundância de um elemento podem alterar as linhas de absorção de outro(s) elemento(s) também.

Para as anãs M observadas no infravermelho próximo, esses efeitos são ínfimos para a maioria dos elementos, mas não podem ser desprezados para o carbono, oxigênio e ferro, uma vez que as moléculas formadas por esses elementos afetam significativamente o espectro das estrelas nessa região (por isso as espécies moleculares desses elementos são utilizadas como indicadores de abundâncias; ver Tabela 3.2). Mais recentemente, descobrimos que o sódio também tem indícios de produzir efeitos significativos no pseudocontínuo. Entretanto, essa análise ainda precisa ser investigada com mais atenção.

Desse modo, uma ordem para a determinação dos elementos fica estabelecida, com os elementos que influenciam mais o pseudocontínuo e o equilíbrio químico do espectro sendo determinados primeiro. Para os elementos em que essa influência não é observada, consideramos a ordem crescente de número atômico. A ordem de determinação de abundâncias utilizada neste estudo está disposta na Tabela 3.3.

Tabela 3.3: Ordem de determinação dos elementos químicos na análise espectral.

1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13
C	O	Fe	Na	Mg	Al	Si	Ca	K	Ti	V	Mn	Cr

### 3.2.4 Estimativa de Incertezas

Para estimar as incertezas associadas as medidas de abundâncias, consideramos a contribuição de dois principais fatores: (i) as incertezas nos parâmetros atmosféricos e (ii) a variação das abundâncias determinadas a partir de cada linha diagnóstica.

Primeiramente, a contribuição dos parâmetros atmosféricos nas incertezas foi estimada de maneira análoga à metodologia adotada por SOUTO *et al.* (2017) e MELO *et al.* (2024): varia-se cada um dos parâmetros conforme suas incertezas (ver Capítulo 2) e calcula-se a nova abundância obtida a partir dessa variação. A incerteza na abundância associada ao parâmetro é, portanto, o módulo da diferença entre a abundância obtida após a variação e o valor original.

Para uniformizar as incertezas nos parâmetros provenientes dos estudos de SOUTO *et al.* (2022) e WANDERLEY (2024), consideramos as seguintes variações: 100 K para  $T_{\text{eff}}$ , 0,20 dex para  $\log g$  e 0,15 dex para  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Esses mesmos valores foram considerados

no estudo de MELO *et al.* (2024) (Tabela 4), que também analisou estrelas anãs M com planetas utilizando uma metodologia análoga à desta dissertação. Assim, adotamos os valores calculados em MELO *et al.* (2024) como estimativas das incertezas associadas a cada um dos parâmetros (i.e.,  $\Delta T_{\text{eff}}$ ,  $\Delta \log g$  e  $\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$ ).

Além da incerteza associada aos parâmetros atmosféricos, há a incerteza associada a dispersão entre as abundâncias determinadas a partir de diferentes linhas diagnósticas ( $\sigma_{\text{linhas}}$ ). Nesse caso, estimamos essa incerteza como sendo a média dos desvios padrão das abundâncias obtidas por linha. Ou seja, determinamos o desvio entre as linhas diagnósticas para cada estrela e calculamos a média desses desvios para toda a amostra. A média calculada é, portanto, a estimativa final dessa incerteza.

Para calcular a incerteza final das abundâncias, somamos em quadratura a sensibilidade de cada parâmetro ( $\Delta T_{\text{eff}}$ ,  $\Delta \log g$ ,  $\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$ ) (calculada por MELO *et al.* (2024)<sup>4</sup>) e a média do desvio entre as linhas ( $\sigma_{\text{linhas}}$ ) (calculada neste estudo):

$$\sigma = \sqrt{(\Delta T_{\text{eff}})^2 + (\Delta \log g)^2 + (\Delta[\text{Fe}/\text{H}])^2 + (\sigma_{\text{linhas}})^2}. \quad (3.8)$$

A Tabela 3.4 apresenta os valores de incerteza para cada parâmetro, bem como a média dos desvios e os valores finais de incerteza calculados para cada elemento.

Notamos que o magnésio e o silício são os elementos mais sensíveis à temperatura efetiva e gravidade superficial, apresentando  $\Delta T_{\text{eff}}$  de 0,21 e 0,33, e  $\Delta \log g$  de 0,16 e 0,26, respectivamente. As variações com a metalicidade são menos expressivas, com uma incerteza máxima de 0,12, para o oxigênio.

Discutiremos os desvios das linhas ( $\sigma_{\text{linhas}}$ ) e as incertezas finais ( $\sigma$ ) no Capítulo a seguir. Contudo, podemos destacar que, no caso do vanádio e do cromo, como apenas uma linha diagnóstica foi utilizada, não foi possível calcular o desvio padrão. Para o carbono, o desvio padrão também não está disponível, uma vez que o ajuste visual foi realizado simultaneamente para as duas linhas utilizadas na análise.

---

<sup>4</sup>Ver Tabela 4 de MELO *et al.* (2024).

Tabela 3.4: Incertezas associadas aos parâmetros atmosféricos ( $\Delta T_{\text{eff}}$ ,  $\Delta \log g$ ,  $\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$ ) (ver Tabela 4 de MELO *et al.* (2024)), a dispersão entre as linhas diagnósticas ( $\sigma_{\text{linhas}}$ ) e valor final da incerteza estimada ( $\sigma$ ).

Elemento	$\Delta T_{\text{eff}}$	$\Delta \log g$	$\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$	$\sigma_{\text{linhas}}$	$\sigma$
Fe (Fe I)	0,13	0,11	0,02	0,06	0,18
Fe (FeH)	0,05	0,02	0,11	0,09	0,16
C	0,02	0,03	0,09	-	0,09
O	0,03	0,03	0,12	0,04	0,13
Na	0,05	0,09	0,11	0,02	0,15
Mg	0,21	0,16	0,03	0,07	0,27
Al	0,12	0,08	0,01	0,07	0,16
Si	0,33	0,26	0,09	0,07	0,43
K	0,06	0,04	0,02	0,07	0,10
Ca	0,06	0,12	0,05	0,04	0,15
Ti	0,03	0,05	0,05	0,18	0,20
V	0,06	0,11	0,05	-	0,13
Cr	0,14	0,14	0,04	-	0,20
Mn	0,11	0,13	0,07	0,10	0,21

# Capítulo 4

## Resultados

Neste capítulo, apresentamos os resultados das abundâncias determinadas para as estrelas anãs M da amostra, bem como três testes para avaliar a consistência desses resultados. Primeiramente, comparamos as abundâncias obtidas para as 10 anãs M binárias com as de suas estrelas companheiras do tipo FGK. Em seguida, investigamos possíveis tendências entre as abundâncias obtidas e a gravidade superficial e temperatura efetiva. Por fim, analisamos nossa definição de metalicidade, comparando os valores obtidos a partir dos dois indicadores utilizados: Fe I e FeH.

### 4.1 Abundâncias Obtidas

Os resultados das abundâncias médias finais dos treze elementos analisados são mostrados nas Tabelas 4.1 e 4.2 para as estrelas anãs M com e sem planetas detectados, respectivamente. Os valores das abundâncias em relação ao ferro ( $[X/Fe]$ ), em relação ao hidrogênio ( $[X/H]$ ), bem como os valores das abundâncias por linha diagnóstica, estão dispostos no Apêndice D, E e F, respectivamente.

Na Figura 4.1 apresentamos um exemplo de espectro observado juntamente com a modelagem espectral feita para uma estrela com metalicidade próxima ao valor solar ( $[Fe/H]=0,01$ ). No Apêndice C apresentamos outros exemplos de espectros nos intervalos de temperatura, gravidade superficial e metalicidade analisados neste estudo.

Como discutido no Capítulo 3, a incerteza final das abundâncias foi calculada pela soma em quadratura da contribuição associada aos parâmetros atmosféricos e aos desvios padrão obtidos para cada elemento (Equação 3.8). Analisando a Tabela 3.4, observamos que, com exceção do titânio, todos os elementos apresentam desvios médios ( $\sigma_{\text{linhas}}$ ) iguais ou inferiores a 0,10 dex. O titânio, por sua vez, apresenta um desvio médio de 0,18 dex. Durante a análise desse elemento, percebemos que duas de suas linhas diagnósticas (15334,8 Å e 15543,8 Å) apresentavam valores de melhor ajuste sistematicamente inferiores aos obtidos pelas outras quatro linhas consideradas. Apesar da origem dessa

Tabela 4.1: Abundâncias químicas determinadas para as estrelas anãs M com planetas.

APOGEE ID	A(FeI)	A(FeH)	A(C)	A(O)	A(Na)	A(Mg)	A(Al)	A(Si)	A(Ca)	A(K)	A(Ti)	A(V)	A(Mn)	A(Cr)
2M00391724+0716375	7.7	7.69	8.65	8.88	6.55	7.6	6.6	7.69	6.56	5.23	5.11	4.17	5.64	6.08
2M03593637+1533320	7.3	7.33	8.2	8.54	6.0	7.35	6.24	7.3	-	4.91	4.87	3.82	5.14	-
2M04130560+1514520	-	7.79	8.75	8.92	-	7.48	6.25	7.5	6.6	5.26	4.7	-	6.3	-
2M04342248+4302148	7.59	7.5	8.57	8.79	6.4	7.61	6.44	7.47	6.4	5.13	4.9	3.93	5.43	5.85
2M04545692-6231205	7.6	7.54	8.55	8.74	6.2	7.54	6.33	-	6.39	5.05	4.87	-	5.47	-
2M06282325-6534456	7.48	7.26	8.42	8.66	6.0	7.65	6.26	-	6.26	4.86	4.68	-	5.29	5.73
2M07272450+0513329	-	7.45	8.59	8.83	6.15	-	6.36	-	-	5.02	4.57	-	-	-
2M07590587+1523294	7.66	7.52	8.61	8.82	6.38	7.62	6.42	-	6.49	5.11	4.91	3.95	5.48	5.95
2M08255432+2021344	7.61	7.51	8.62	8.83	6.58	7.52	6.52	7.6	6.47	-	4.92	4.09	5.48	5.96
2M08383283+1946256	7.64	7.66	8.56	8.78	6.33	7.58	6.35	7.38	6.48	5.09	4.9	-	5.52	5.83
2M09052674+2140075	7.35	7.41	8.33	8.64	6.15	7.45	6.26	7.35	6.35	4.97	4.72	-	5.14	5.68
2M09533093+3534171	-	7.57	8.55	8.77	6.15	7.7	6.34	7.54	6.4	-	4.87	-	5.35	-
2M10302934+0651492	7.56	7.54	8.43	8.72	6.13	7.6	6.4	7.56	6.43	5.03	4.79	3.85	5.32	5.92
2M10374104+0617094	7.58	7.48	8.58	8.81	6.29	7.6	6.47	7.54	6.45	5.05	4.9	3.96	5.39	5.91
2M10422263+0426287	-	6.94	7.9	8.27	5.65	7.2	5.9	-	5.94	4.86	4.29	-	5.5	-
2M18543080+4823277	7.54	7.33	8.35	8.58	5.9	7.57	6.24	7.55	6.31	4.87	4.71	3.65	5.27	5.71
2M18545568+4557315	7.56	7.47	8.6	8.79	6.35	7.53	6.37	7.4	6.42	5.13	4.88	4.0	5.39	5.81
2M18545777+4730586	7.56	7.43	8.45	8.68	6.2	7.55	6.36	7.45	6.38	5.04	4.76	3.9	5.35	5.68
2M18575437+4615092	7.41	7.37	8.37	8.62	6.17	7.37	6.25	7.35	6.26	4.9	4.72	3.82	5.19	5.67
2M18594123+4558206	7.26	7.18	8.3	8.56	5.9	7.33	6.1	7.25	6.18	4.88	4.64	-	5.02	5.49
2M19000314+4013147	7.77	7.66	8.65	8.9	6.58	7.63	6.62	7.57	-	5.21	4.76	4.12	5.57	-
2M19023192+7525070	7.14	7.05	8.45	8.69	5.75	7.39	6.04	7.29	6.11	4.82	4.42	-	-	5.46
2M19034293+3831155	7.74	7.70	8.65	8.89	6.55	7.67	6.55	7.65	6.42	-	4.93	3.97	5.46	5.91
2M19062262+3753285	7.40	7.48	8.30	8.60	6.10	7.42	6.24	7.35	6.27	5.00	4.66	3.84	5.22	5.67
2M19092321+4746226	7.34	7.26	8.35	8.60	6.00	7.34	6.19	7.27	6.25	4.93	4.70	3.86	5.14	5.66
2M19130013+4640465	7.39	7.42	8.30	8.57	5.85	7.62	-	7.40	6.31	4.83	4.63	-	5.27	5.59
2M19213157+4317347	7.27	7.17	8.27	8.55	5.85	7.34	6.12	7.23	6.21	4.86	4.62	3.76	4.99	5.49
2M19301848+3907151	7.33	7.39	8.50	8.72	6.05	7.33	6.21	7.18	6.30	5.00	4.69	3.84	5.18	5.64
2M19312949+4103513	7.66	7.64	8.67	8.87	6.60	7.55	6.65	7.65	6.52	5.19	4.96	4.03	5.53	6.03
2M19543665+4357180	7.37	7.32	8.27	8.57	5.78	7.50	6.21	7.35	6.18	4.81	4.61	-	5.08	5.55
2M20004946+4501053	-	7.17	8.15	8.51	5.80	7.34	6.15	7.20	6.17	4.64	4.52	-	-	5.51
2M22182923-0936444	7.34	6.97	8.27	8.60	5.75	7.40	6.10	7.30	6.01	4.77	4.54	-	-	-
2M20032651+2952000	7.84	7.78	8.87	9.02	-	-	6.20	-	-	5.28	4.75	-	-	-
2M11032023+3558117	7.20	6.91	7.93	8.38	-	7.43	6.03	-	6.00	4.75	4.53	3.60	-	5.63
2M00182256+4401222	7.37	7.07	8.00	8.30	-	7.51	6.07	-	6.12	4.71	4.68	-	5.20	5.63
2M09142298+5241125	7.54	7.17	8.23	8.54	-	7.47	6.17	7.50	6.34	5.43	4.73	3.80	5.19	5.75
2M09142485+5241118	7.64	7.35	8.41	8.67	-	7.68	6.30	7.68	6.35	4.93	4.78	3.84	5.42	5.80
2M18424666+5937499	7.32	7.05	8.12	8.54	-	7.50	6.18	7.35	6.10	4.88	4.56	-	4.72	-
2M18424688+5937374	7.15	6.96	8.15	8.50	-	-	6.38	-	6.20	4.80	4.50	-	-	-

Tabela 4.2: Abundâncias químicas determinadas para as estrelas anãs M sem planetas detectados.

APOGEE ID	A(FeI)	A(FeH)	A(C)	A(O)	A(Na)	A(Mg)	A(Al)	A(Si)	A(Ca)	A(K)	A(Ti)	A(V)	A(Mn)	A(Cr)
2M03044335+6144097	7.33	7.11	8.25	8.6	5.94	7.58	6.3	7.36	6.23	5.03	4.67	-	4.87	5.65
2M03150093+0103083	6.6	6.48	7.9	8.28	-	7.08	5.65	6.75	5.75	-	4.19	-	-	-
2M03553688+5214291	7.28	7.08	8.27	8.52	-	7.33	6.0	7.22	-	4.79	4.55	-	-	5.57
2M06312373+0036445	7.07	6.98	8.15	8.5	-	7.25	5.95	7.05	6.13	4.83	4.52	3.35	4.8	5.32
2M08103429-1348514	7.57	7.36	8.38	8.62	6.07	7.6	6.23	7.46	6.35	5.0	4.75	3.67	5.36	5.83
2M12045611+1728119	7.15	6.45	7.8	8.07	-	7.15	-	7.23	5.97	4.4	-	-	-	-
2M14045583+0157230	7.53	7.28	7.42	8.64	6.15	7.54	6.23	7.39	6.33	5.02	4.7	3.84	5.3	5.8
2M18244689-0620311	7.6	7.51	8.5	8.77	-	7.56	6.29	7.79	6.39	5.0	4.7	-	-	5.95
2M02361535+0652191	-	7.29	8.55	8.83	-	7.6	7.38	-	6.43	5.1	4.81	-	-	-
2M05413073+5329239	7.67	7.53	8.54	8.8	-	7.63	6.35	7.57	6.48	5.02	4.82	3.82	5.49	5.92

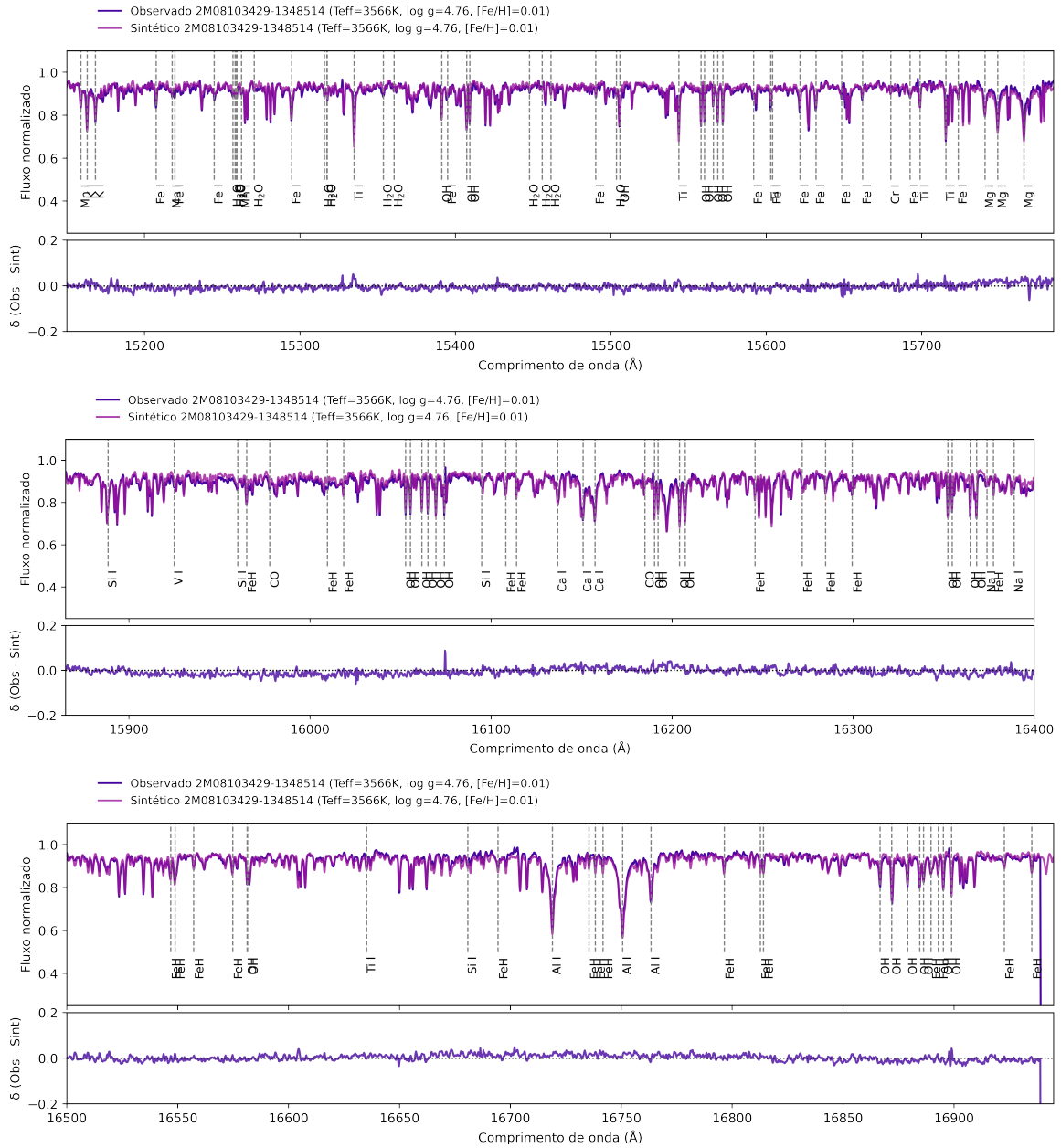


Figura 4.1: Espectro observado (roxo) e sintético (rosa) para uma estrela anã M da amostra, com metalicidade aproximadamente solar ( $[\text{Fe}/\text{H}]=0,01$ ). Cada painel corresponde a uma região específica dos chips do espectrógrafo APOGEE, e as linhas diagnósticas utilizadas na análise estão indicadas por linhas verticais tracejadas. Abaixo de cada painel apresentamos a diferença entre o espectro observado e o modelado ( $\delta(\text{Obs} - \text{Sint})$ ).

discrepância ainda precisar ser investigada, optamos por manter os resultados desse elemento, para fins de completude da análise.

Considerando os valores finais de incerteza ( $\sigma$ ), vemos pela Tabela 3.4 que o magnésio e silício apresentam as maiores estimativas de incerteza finais:  $\sigma=0,27$  para o magnésio e  $\sigma=0,43$  para o silício. Destacamos, contudo, que a maior contribuição desse valor é proveniente da sensibilidade desses elementos com a temperatura efetiva e gravidade superficial, como previamente discutido. Com exceção do potássio e titânio, observamos

que essa mesma lógica se aplica para os demais elementos, com a maior parte da incerteza sendo atribuída à sensibilidade das abundâncias com os parâmetros atmosféricos.

## 4.2 Testes de Consistência e Validação dos Resultados

A seguir, apresentamos análises que visam verificar a confiabilidade da metodologia aplicada e dos resultados obtidos. Primeiramente, apresentamos a comparação das abundâncias determinadas para anãs M com aquelas de suas companheiras FGK, com o objetivo de avaliar a consistência dos resultados obtidos para estrelas em sistemas binários. Em seguida, investigamos possíveis tendências das abundâncias obtidas com temperatura efetiva e gravidade superficial. Por fim, discutimos o cálculo da metalicidade adotado neste estudo.

### 4.2.1 Anãs M Binárias

Como relatado no Capítulo 2, 10 estrelas da nossa amostra são anãs M que fazem parte de sistemas binários com estrelas mais quentes do tipo FGK. Essas estrelas são especialmente importantes, pois, assumindo que compartilham a mesma composição da estrela primária, podemos testar a consistência da metodologia aplicada através da comparação com as companheiras mais quentes, cujas abundâncias são amplamente discutidas na literatura (ADIBEKYAN *et al.* (2012); BATTISTINI e BENSBY (2015); BENSBY *et al.* (2014); CARRETTA *et al.* (2013); DELGADO MENA *et al.* (2010); MISHENINA *et al.* (2015, 2008, 2013); MONTES *et al.* (2018); RAMÍREZ *et al.* (2012, 2013); REDDY *et al.* (2006); SHI *et al.* (2004); SILVA *et al.* (2015); SOUBIRAN e GIRARD (2005); SUÁREZ-ANDRÉS *et al.* (2017)). A comparação das abundâncias  $[X/Fe]$  das anãs M com as companheiras mais quentes é mostrada na Figura 4.2.

É importante destacar que, a princípio, efeitos de difusão (responsáveis por reduzir a abundância de elementos mais pesados na atmosfera estelar) podem comprometer a hipótese inicial de composição química semelhante entre as estrelas do sistema (MICHAUD *et al.* (2015)). No entanto, ao considerarmos as abundâncias relativas ao ferro,  $[X/Fe]$ , assume-se que a difusão afeta igualmente os elementos analisados (DOTTER *et al.* (2017)), fazendo com que esse efeito possa ser desprezado nesse contexto.

Analisando a Figura 4.2, vemos que todos os elementos, com exceção do alumínio, apresentam uma diferença média igual ou inferior a 0,10 dex, mostrando bom acordo com os trabalhos das estrelas FGK de comparação utilizados aqui.

Para o alumínio, a diferença média entre as abundâncias das estrelas primárias e suas companheiras anãs M é de  $\delta=0,21 \pm 0,25$ . A maior discrepância é observada na estrela 2M20032651+2952000 (G 125-55) que apresenta  $[Al/Fe]_{FGK} - [Al/Fe]_M = -0.62$ . Esta é a anã M com a menor temperatura efetiva ( $T_{\text{eff}}=3295$  K) e razão sinal-ruído (SNR=64) da

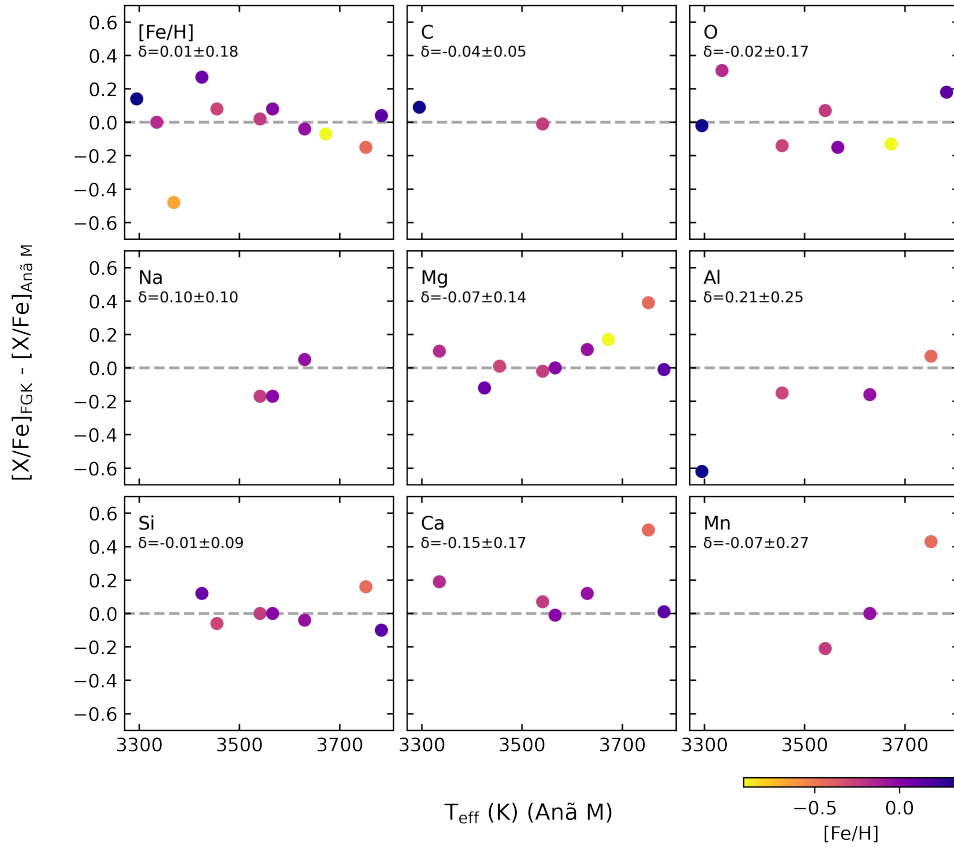


Figura 4.2: Gráfico comparativo entre os nossos resultados de  $[X/Fe]$  das anãs M e os valores da literatura de  $[X/Fe]$  das companheiras mais quentes para nove elementos. O gráfico está em função da temperatura efetiva das anãs M e a barra de cor indica a metalicidade das estrelas M. A diferença média e o desvio padrão entre as abundâncias  $[X/Fe]$  das estrelas primárias menos das anãs M são mostrados no canto superior esquerdo de cada painel.

amostra de binárias. Apesar dessa discrepância não ser observada para os demais elementos analisados nesta estrela (Fe, C e O), vale destacar que, com exceção do carbono, esses são elementos que possuem muitas linhas diagnósticas, o que aumenta a confiabilidade dos resultados. Assim, apesar de não sabermos a origem exata da discrepância observada, acreditamos que a temperatura efetiva e SNR relativamente baixos desta estrela podem contribuir para a incerteza na abundância de alumínio determinada.

Na Figura 4.2, vemos que, de todos os elementos, o ferro é o mais bem representado na comparação, uma vez que todas as estrelas FGK dos sistemas binários analisados têm valores de  $[Fe/H]$  disponíveis na literatura. A estrela com a maior diferença entre Fe ( $[Fe/H]_{FGK} - [Fe/H]_M = 0.48$ ) é a 2MASS J12045611+1728119, a qual é a estrela com menor metalicidade da amostra, com apenas quatro linhas de Fe mensuráveis (uma de Fe I e três de FeH) e um desvio padrão de 0,49 entre as medidas de A(Fe I) e A(FeH). Nenhuma tendência significativa com a metalicidade das anãs M foi observada. O mesmo se aplica à temperatura efetiva, com exceção do alumínio, que apresentou maiores desvios

em estrelas com  $T_{\text{eff}}$  mais baixas.

Destaca-se, contudo, que mais medidas de abundâncias precisam ser determinadas, tanto para as anãs M quanto para as companheiras quentes, especialmente para os elementos carbono, sódio, alumínio e manganês.

### 4.2.2 Tendências com $\log g$ e $T_{\text{eff}}$

Avaliar tendências das abundâncias determinadas com a gravidade superficial e temperatura efetiva é uma maneira de verificar se há incertezas sistemáticas na metodologia adotada que poderiam estar relacionadas, por exemplo, à modelagem espectral, à escolha das linhas utilizadas ou ao tratamento físico das atmosferas estelares (efeitos não-ETL, por exemplo). As Figuras 4.3 e 4.4 mostram os gráficos das abundâncias relativas ao ferro,  $[X/\text{Fe}]$ , em função do  $\log g$  e  $T_{\text{eff}}$  para os elementos determinados nesse estudo (com exceção do ferro, que será analisado na seção seguinte).

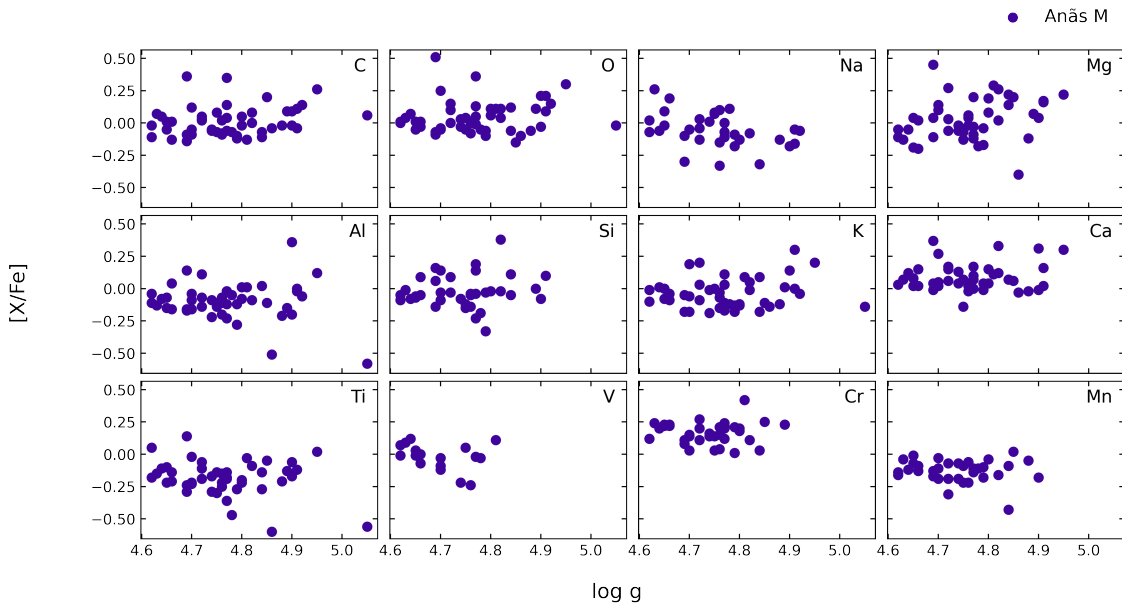


Figura 4.3: Razão  $[X/\text{Fe}]$  em função da gravidade superficial das estrelas anãs M para os elementos analisados nesse estudo.

Analisando as Figuras 4.3 e 4.4, verificamos que nenhuma tendência significativa é observada para nenhum dos elementos, o que reforça a confiabilidade do método adotado e das abundâncias determinadas.

### 4.2.3 Análise da Metalicidade

O conceito de metalicidade é particularmente importante, pois, além de influenciar diretamente o modelo atmosférico adotado na análise espectral, ela também serve como referência para o cálculo das razões de abundância relativas ao ferro,  $[X/\text{Fe}]$ .

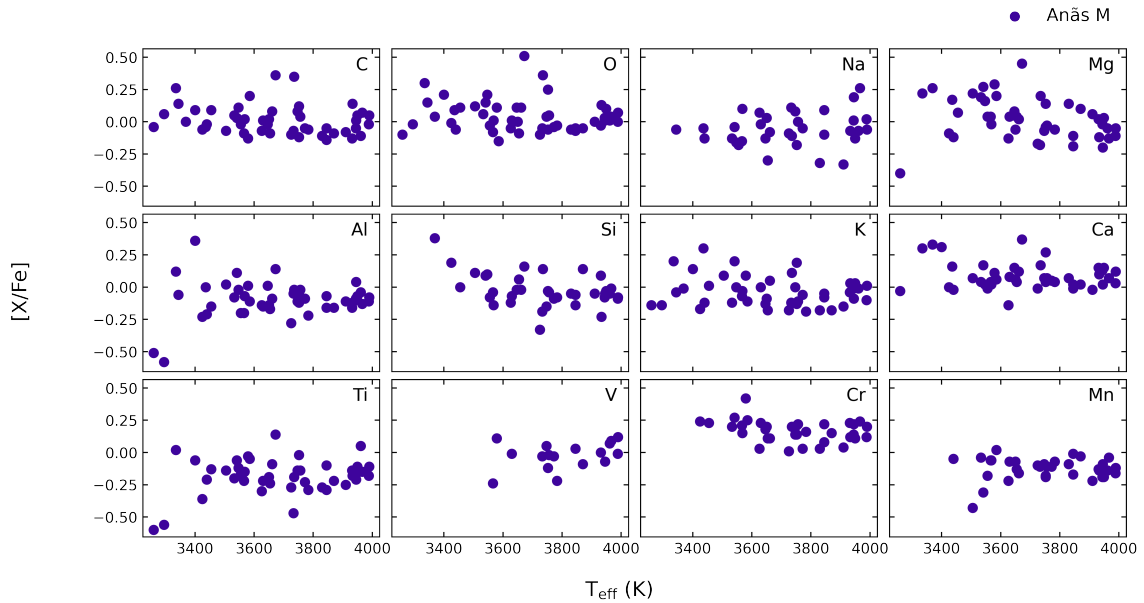


Figura 4.4: Razão  $[X/Fe]$  em função da temperatura efetiva das estrelas anãs M para os elementos analisados nesse estudo.

Para avaliar a determinação da metalicidade, mostramos na Figura 4.5 a dependência de cada um dos indicadores de ferro (FeI e FeH) com a temperatura efetiva.

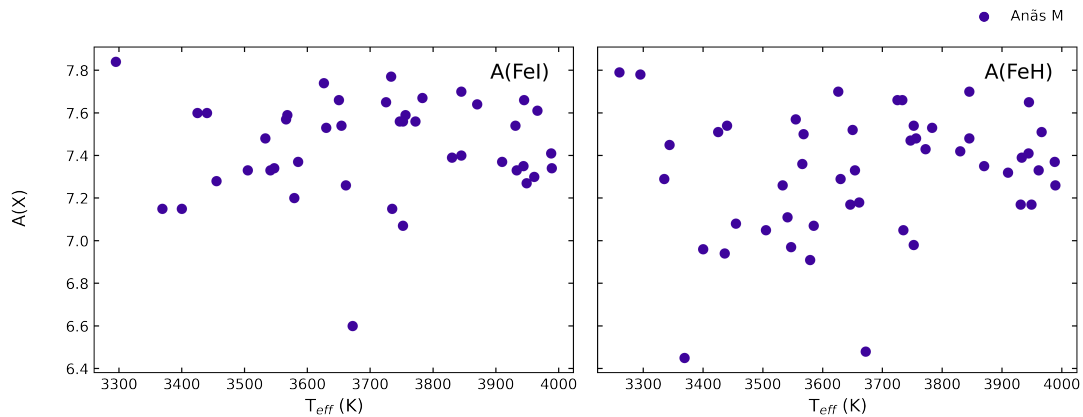


Figura 4.5: Abundâncias de Fe I (painel esquerdo) e FeH (painel direito) em função da temperatura efetiva das estrelas anãs M.

Na Figura 4.5, observa-se que não há uma tendência significativa das abundâncias com a temperatura efetiva para os indicadores de ferro analisados. Contudo, ao avaliarmos a dependência da diferença entre esses indicadores com a temperatura efetiva (Figura 4.6), vemos que, em temperaturas efetivas mais baixas, a discrepância entre as abundâncias derivadas de Fe I e FeH tende a aumentar, sugerindo uma possível dependência entre os indicadores com esse parâmetro.

Apesar da tendência observada, nota-se que, ao adotarmos a média entre os dois indicadores como medida final de  $[Fe/H]$ , essa diferença tende a ser atenuada e menos sig-

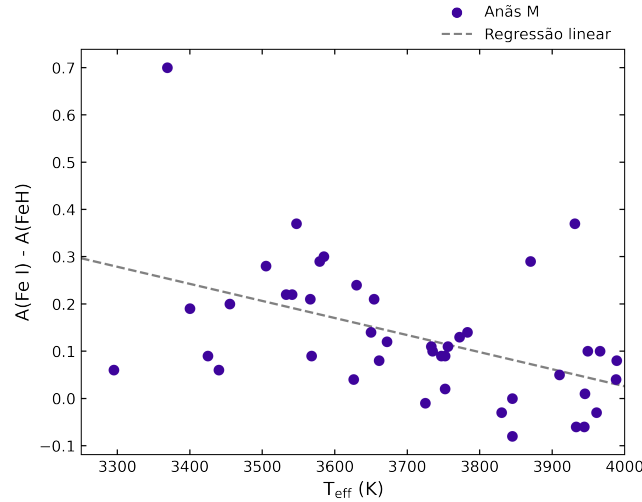


Figura 4.6: Diferença das abundâncias de Fe I e FeH em função da temperatura efetiva das estrelas anãs M. Uma tendência com a temperatura efetiva é observada.

nificativa do ponto de vista estatístico. Esse fato pode ser verificado tanto nos resultados da Figura 4.2, discutida anteriormente, como na Figura 4.7 que apresenta a comparação entre a metalicidade determinada neste estudo e aquela adotada nos trabalhos originais de onde a amostra foi retirada.

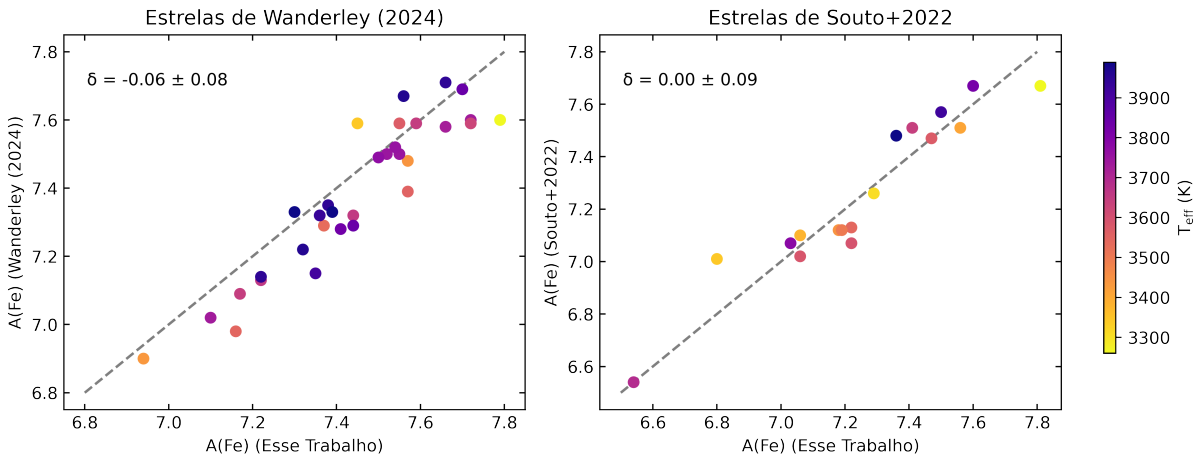


Figura 4.7: Comparação dos resultados das abundâncias de ferro para as estrelas obtidas de WANDERLEY (2024) (painel da esquerda) e para as estrelas de SOUTO *et al.* (2022) (painel da direita) com a barra de cor indicando a temperatura efetiva das estrelas. A média da diferença calculada e desvio padrão para cada uma das amostras são mostradas do canto superior esquerdo de cada painel.

Tanto para as estrelas retiradas de WANDERLEY (2024), quanto para as estrelas de SOUTO *et al.* (2022), vemos que as abundâncias obtidas situam-se dentro da dispersão esperada, com uma média da diferença de  $-0,06 \pm 0,08$ , para as estrelas de WANDERLEY (2024), e de  $0,00 \pm 0,09$ , para as estrelas de SOUTO *et al.* (2022). Isso indica que a metodologia adotada produz valores consistentes com os reportados nesses estudos para

as mesmas estrelas. Apesar disso, destacamos que a tendência da abundância de ferro com a temperatura efetiva, observada na Figura 4.6, tem sua relevância e merece uma investigação mais aprofundada em estudos futuros.



# Capítulo 5

## Discussão

Este capítulo foi dividido em quatro principais discussões. Primeiramente, apresentamos a comparação das abundâncias obtidas com aquelas derivadas pelo pipeline ASPCAP do APOGEE. Em seguida, discutimos como as nossas estrelas se comportam nos diagramas de evolução química da Galáxia, apresentando comparações com estrelas do tipo FGK do campo e com gigantes vermelhas na vizinhança solar. Na seção seguinte, apresentamos comparações nas abundâncias entre as anãs M hospedeiras e as anãs M sem planetas detectados. Por fim, discutimos possíveis relações entre as abundâncias determinadas para as anãs M e os planetas hospedados por essas estrelas.

### 5.1 Comparação com Resultados do ASPCAP

O ASPCAP (*APOGEE Stellar Parameters and Chemical Abundances Pipeline*; GARCÍA PÉREZ *et al.* (2016)) é o pipeline responsável pela determinação dos parâmetros atmosféricos e das abundâncias químicas das estrelas observadas pelo APOGEE de forma automatizada. Na versão do DR17, 24 elementos químicos foram determinados (C, C I, N, O, Na, Mg, Al, Si, P, S, K, Ca, Ti, Ti II, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu, Ce, Nd e  $^{13}\text{C}$ )<sup>1</sup>, incluindo todos os analisados neste estudo.

O código é dividido em duas etapas principais. Primeiramente, os parâmetros atmosféricos estelares — como  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  e  $[\text{M}/\text{H}]$  — são determinados de forma simultânea por meio da minimização de  $\chi^2$  multidimensional entre o espectro observado e uma grade de espectros sintéticos, considerando toda a faixa espectral do APOGEE. Os espectros sintéticos utilizados fazem parte de uma extensa biblioteca do APOGEE e a interpolação é feita utilizando o código FERRE<sup>2</sup> (ALLENDE PRIETO *et al.* (2006)).

Em seguida, com os parâmetros atmosféricos fixos, derivam-se as abundâncias químicas individuais, utilizando janelas espectrais específicas em torno de cada linha considerada. Assim como no nosso estudo, as sínteses espectrais da biblioteca do ASPCAP são baseadas

---

<sup>1</sup>No entanto, as abundâncias de P, Cu, Nd e  $^{13}\text{C}$  são consideradas pouco confiáveis.

<sup>2</sup><https://github.com/callendeprieto/ferre>

nos modelos de atmosferas MARCS (GUSTAFSSON *et al.* (2008)) e na lista de linhas do DR17 (SMITH *et al.* (2021)). Além disso, o pipeline disponibiliza os dados calculados em duas versões: utilizando o código de transferência radiativa Turbospectrum PLEZ (2012) e utilizando o código Synspec (HUBENY e LANZ (2011)), que incorpora efeitos não-ETL para o Na, Mg, K e Ca.

Importante destacar que o pipeline fornece tanto as abundâncias não calibradas, i.e. obtidas diretamente pelo cálculo do ASPCAP, quanto calibradas, ajustadas de modo que as estrelas de metalicidade solar na vizinhança solar apresentem  $[X/M] \approx 0$ .

A comparação das abundâncias determinadas nesse estudo com as obtidas pelo pipeline ASPCAP (DR17) faz-se interessante, uma vez que ambas as análises compartilham dos mesmos espectros observacionais, técnica de determinação (espectroscopia), modelos atmosféricos (MARCS) e código de transferência radiativa (Turbospectrum 1D ETL). Essa análise é apresentada na Figura 5.1, onde comparamos nossos resultados com as abundâncias não calibradas do pipeline, considerando a versão que também utiliza o Turbospectrum, de modo a manter a consistência com nossa abordagem.

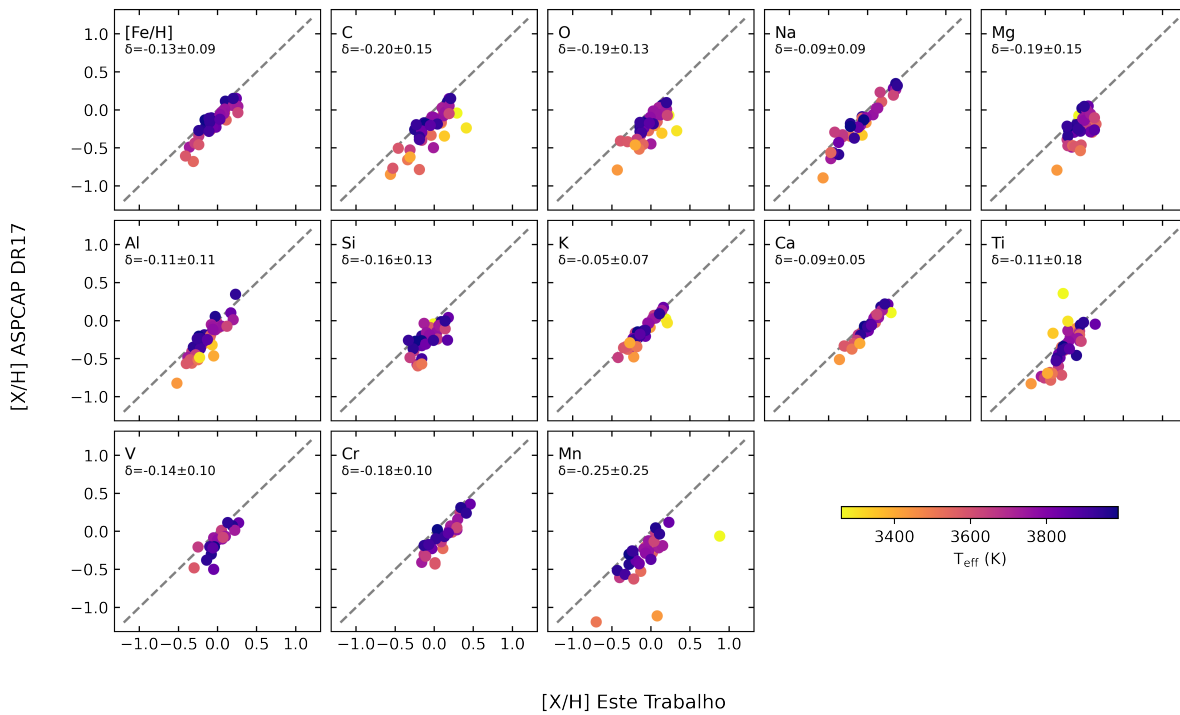


Figura 5.1: Comparação entre os valores de  $[X/H]$  do ASPCAP DR17 (Turbospectrum - não calibrados) e os nossos resultados para as anãs M com planetas. Cada painel apresenta a análise para um elemento, juntamente com a diferença média e o desvio padrão entre as abundâncias derivadas pelo ASPCAP menos as derivadas neste estudo. A barra de cor indica a temperatura efetiva das estrelas anãs M.

Da Figura 5.1, observamos que as abundâncias derivadas pelo ASPCAP são sistematicamente menores do que as nossas, com uma diferença média de  $\langle [X/H]_{\text{ASPCAP}} - [X/H]_{\text{Este Trabalho}} \rangle = -0,14 \pm 0,05$ . O manganês apresenta a maior di-

ferença média  $(-0,25 \pm 0,25)$  e, de todos os elementos, apenas o Na, K e Ca apresentam diferenças médias menores que  $-0,10$  dex, com K apresentando a menor diferença entre todos os elementos ( $\langle [K/H]_{\text{ASPCAP}} - [K/H]_{\text{Este Trabalho}} \rangle = -0,05 \pm 0,07$ ). Observamos também uma leve tendência com a temperatura efetiva, sobretudo para o C, O, Ti e Mn, com temperaturas efetivas menores apresentando maiores dispersões. Essa análise foi refeita para os dados calibrados e para a versão do Synspec do pipeline, e o mesmo comportamento da Figura 5.1 foi encontrado.

O padrão observado na Figura 5.1 também foi constatado por SOUTO *et al.* (2022), que encontrou uma diferença média de  $\langle [X/H]_{\text{ASPCAP}} - [X/H]_{\text{Souto+2022}} \rangle = -0,21$  em uma análise que considerava os mesmos elementos que os nossos, com exceção do Ti e V.

Essas diferenças sistemáticas podem ser atribuídas ao fato de que as janelas espectrais utilizadas pelo ASPCAP foram selecionadas com foco na otimização da análise de gigantes vermelhas - principal alvo do levantamento APOGEE. No entanto, tais janelas não são, necessariamente, as mais apropriadas para a análise das anãs M, cujos espectros são dominados por bandas moleculares intensas. Como consequência, a determinação de abundâncias em anãs M pelo pipeline pode ser menos precisa<sup>3</sup>. Nesse ponto, destacamos a relevância de estudos baseados em modelagens físicas diretas que podem não apenas melhorar a caracterização das anãs M, mas também servir como referência para a calibração dos resultados obtidos em grandes levantamentos, como o ASPCAP.

## 5.2 Evolução Química da Galáxia

Os diagramas das abundâncias relativas ao ferro em função da metalicidade, ditos diagramas canônicos de evolução química, são importantes ferramentas no estudo de abundâncias. Como explicado no Capítulo 1, esses diagramas permitem, por exemplo, investigar a origem nucleossintética dos elementos químicos, distinguir populações estelares e entender a evolução química da Galáxia. Nessa seção comparamos os nossos resultados de abundância nos diagramas canônicos com dois grupos: estrelas anãs FGK do campo e estrelas gigantes vermelhas da vizinhança solar.

### 5.2.1 Comparação com Anãs FGK do Campo Galáctico

A comparação com estrelas anãs do tipo FGK do campo é interessante, uma vez que essas estrelas são amplamente utilizadas em estudos de evolução química da Galáxia e podem fornecer uma base sólida de comparação para investigar os padrões observados nas estrelas analisadas neste trabalho.

A Figura 5.2 apresenta a distribuição das anãs M hospedeiras de planetas no diagrama canônico, em comparação com as abundâncias de 757 estrelas FGK de DELGADO MENA

<sup>3</sup>Ver seção ‘Challenges with cooler stars’ em <https://www.sdss4.org/dr17/irspec/abundances/>.

*et al.* (2021) (para o C e O), 1111 estrelas FGK de ADIBEKYAN *et al.* (2012) (para Na, Mg, Al, Si, Ca, Ti, V, Cr e Mn), 714 estrelas do tipo FG de BENSBY *et al.* (2014) (para O, Na, Mg, Al, Si, Ca, Ti e Cr), 1127 estrelas FGK de BREWER e FISCHER (2018) (para C, O, Na, Mg, Al, Si, Ca, Ti, V, Cr e Mn) e 90 estrelas FG de CHEN *et al.* (2000) (para O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti e V). É importante ressaltar que todos esses estudos foram baseados em espectros de alta resolução na região do óptico.

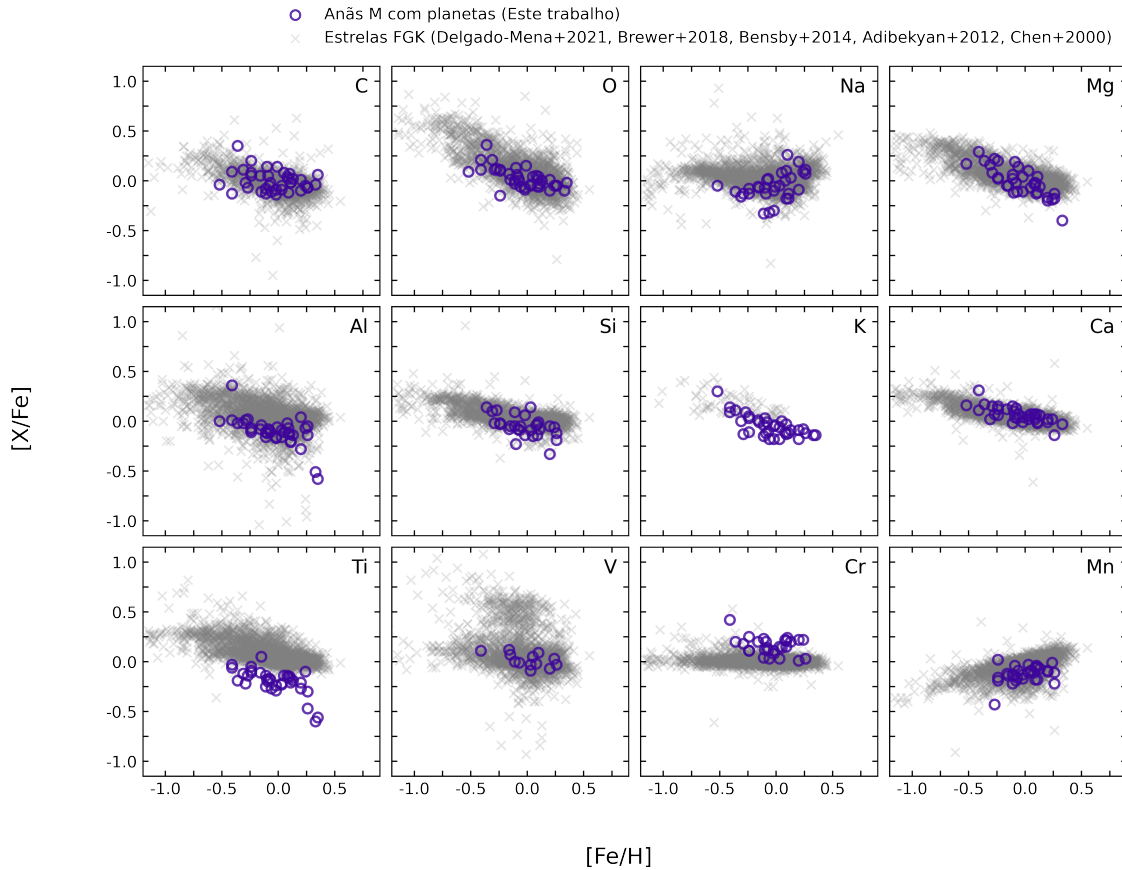


Figura 5.2: Gráfico das abundâncias relativas ao ferro,  $[X/Fe]$ , em função da metalicidade para as estrelas anãs M hospedeiras da nossa amostra (círculos roxos) e para as estrelas FGK do campo (cruzes cinzas).

Em geral, observamos que as abundâncias das anãs M para doze elementos analisados acompanham o padrão observado nas estrelas do tipo FGK de comparação. Observamos que, para o carbono, existe um leve aumento na razão  $[C/Fe]$  à medida que  $[Fe/H]$  diminui. Isso acontece porque o carbono é produzido tanto por estrelas massivas (supernovas do tipo II), quanto por estrelas de baixa massa (fase de AGB). Assim, apesar da diminuição de  $[C/Fe]$  com o aumento da metalicidade estar presente, ela é mais suave do que em elementos produzidos majoritariamente por estrelas massivas, como o oxigênio. Esse padrão é seguido tanto pelas FGK, quanto pelas anãs M deste estudo. As anãs M, entretanto, apresentam valores um pouco maiores de  $[C/Fe]$  na região de maiores metalicidades do que o padrão observado nas FGK de comparação.

Para o oxigênio, ambas as amostras seguem a tendência esperada da evolução química da Galáxia, com  $[O/Fe]$  diminuindo à medida que as supernovas do tipo Ia passam a contribuir com ferro (região de maiores metalicidades). Apesar disso, observamos que as anãs M apresentam menor dispersão nos valores de  $[O/Fe]$  em comparação às estrelas FGK. Para os elementos  $\alpha$  Mg, Si e Ca, o comportamento geral em função da metalicidade é semelhante ao observado para o oxigênio, uma vez que a origem desses elementos também é predominantemente relacionada a estrelas massivas. Desse modo, assim como para o oxigênio, as razões  $[Mg, Si, Ca/Fe]$  tendem a aumentar à medida que  $[Fe/H]$  diminui. Para o magnésio, essa tendência é ainda mais evidente nas anãs M do que nas estrelas FGK - fato também constatado por SOUTO *et al.* (2022). Além disso, observamos que nossas razões  $[Mg/Fe]$  e  $[Si/Fe]$  para metalicidades solares e superiores apresentam valores sistematicamente mais baixos do que os encontrados na literatura. Em particular, a estrela K2-25 apresenta o menor valor de  $[Mg/Fe]$  de toda a amostra ( $[Mg/Fe]=-0,40$ ). Entretanto, apenas uma linha de Mg I era mensurável para essa estrela, o que aumenta a incerteza da medida da razão  $[Mg/Fe]$  feita. O mesmo acontece para a estrela com menor valor de  $[Si/Fe]$  (K2-104;  $[Si/Fe]=-0,33$ ).

O titânio é o elemento que apresenta maior discrepância entre as estrelas anãs M e as anãs FGK de comparação, com valores de  $[Ti/Fe]$  significativamente menores nas anãs M. Apesar das linhas de Ti I das anãs M serem profundas na região do APOGEE, os resultados obtidos apresentam, em geral, valores altos de desvio padrão, com uma média de  $\sigma=0,18$ . Como exposto no Capítulo 2, esse comportamento reflete o fato de que duas das seis linhas diagnósticas utilizadas (15334,8 Å e 15543,8 Å) apresentam valores de melhor ajuste sistematicamente inferiores aos das demais linhas consideradas para esse elemento. Apesar da origem dessa discrepância ainda precisar ser investigada, optamos por manter os resultados desse elemento, para fins de completude da análise.

Os padrões são distintos para os elementos de número atômico ímpar. Para o sódio, encontramos que as razões  $[Na/Fe]$  das anãs M seguem a distribuição das FGK, embora os valores obtidos apresentem uma tendência positiva mais expressiva com o aumento da metalicidade do que as estrelas da literatura. Isso se deve ao fato de não encontrarmos valores altos de Na para metalicidades solares e menores, como nas FGK de comparação. Importante destacar que as linhas de Na I das anãs M nos espectros APOGEE são fracas, o que aumenta a incerteza nas medidas de  $[Na/Fe]$ . Para o alumínio, observamos que as abundâncias  $[Al/Fe]$  das anãs M são levemente menores do que das FGK. A estrela G 125-55 apresenta o menor valor de  $[Al/Fe]$  entre as anãs M ( $[Al/Fe]=-0,58$ ), seguida da estrela K2-25 ( $[Al/Fe]=-0,51$ ). Ambas são as estrelas de menores temperaturas efetivas de toda a amostra ( $T_{\text{eff}}= 3260$  K e 3295, respectivamente), o que afeta a qualidade e quantidade de linhas mensuráveis e, portanto, as incertezas nas medidas de  $[Al/Fe]$ . Para o potássio, apenas o estudo de CHEN *et al.* (2000) apresenta valores de abundâncias desse elemento nas FGK. Entretanto, observamos a mesma tendência de  $[K/Fe]$  entre os resultados desse

estudo e os nossos resultados para as anãs M.

Por fim, para os elementos do pico do ferro V, Cr e Mn, as abundâncias das FGK seguem a mesma escala que o ferro. As linhas de V I nos espectros das anãs M do APOGEE são muitas vezes fracas e nem sempre mensuráveis para as estrelas da nossa amostra. Como reflexo, poucas anãs M possuem valores de  $[V/Fe]$  determinados, apesar de seguirem uma distribuição parecida das estrelas FGK. O cromo é o único elemento que apresenta sobre-abundâncias em relação às estrelas FGK do campo, com uma média de 0,15 dex acima da média das estrelas de comparação. Lembramos, contudo, que há apenas uma linha diagnóstica para esse elemento nos espectros APOGEE. Por fim, as razões  $[Mn/Fe]$  das anãs M seguem o padrão galáctico, mas com um crescimento de  $[Mn/Fe]$  em função da metalicidade um pouco menos expressivo que o padrão encontrado para as estrelas FGK.

### 5.2.2 Comparação com Gigantes Vermelhas do ASPCAP

As gigantes vermelhas são os principais alvos do levantamento APOGEE e, conseqüentemente, do pipeline ASPCAP, como discutido na primeira seção deste Capítulo. Por serem objetos para os quais o ASPCAP foi originalmente calibrado, espera-se que as abundâncias químicas derivadas para essas estrelas apresentem maior precisão e confiabilidade do que as derivadas para as anãs M. Dessa forma, a comparação com esse grupo torna-se especialmente relevante, uma vez que temos um conjunto de estrelas também observado pelo levantamento APOGEE e com abundâncias bem determinadas.

Para realizar essa comparação, selecionamos as estrelas gigantes vermelhas do APOGEE aplicando os seguintes filtros nos dados do ASPCAP:

- Temperatura efetiva:  $3500 \leq T_{\text{eff}} \leq 5000$  K;
- Gravidade superficial:  $1,0 \leq \log g \leq 3,5$ ;
- Metalicidade:  $-1,5 \leq \log g \leq +1,0$ .

Os cortes de qualidade  $SNR > 100$ ,  $ASPCAPFLAG = 0$  e  $STARFLAG = 0$  também foram aplicados de modo a selecionar apenas as estrelas com abundâncias confiáveis<sup>4</sup>.

Além disso, como nossa amostra de anãs M está próxima à vizinhança solar (ver Tabela 1.1), optamos por fazer a comparação das abundâncias com gigantes vermelhas dessa região. Para isso, utilizamos os dados do catálogo StarHorse<sup>5</sup> (QUEIROZ *et al.* (2018)), que fornece medidas de distâncias para as estrelas do DR17 do APOGEE. Aplicamos os seguintes filtros aos dados desse catálogo:

- Distância do plano galáctico:  $-0.5 \leq Z \leq 0.5$  kpc;

<sup>4</sup>[https://www.sdss4.org/dr17/irspec/apogee-bitmasks/#APOGEE\\_STARFLAG](https://www.sdss4.org/dr17/irspec/apogee-bitmasks/#APOGEE_STARFLAG)

<sup>5</sup>[https://www.sdss4.org/dr17/data\\_access/value-added-catalogs/](https://www.sdss4.org/dr17/data_access/value-added-catalogs/)

- Distância galactocêntrica:  $8 \leq Z \leq 9$  kpc.

Essa seleção forneceu as abundâncias de 13422 estrelas gigantes vermelhas. A comparação com essa amostra no diagrama canônico de evolução química é apresentada na Figura 5.3.

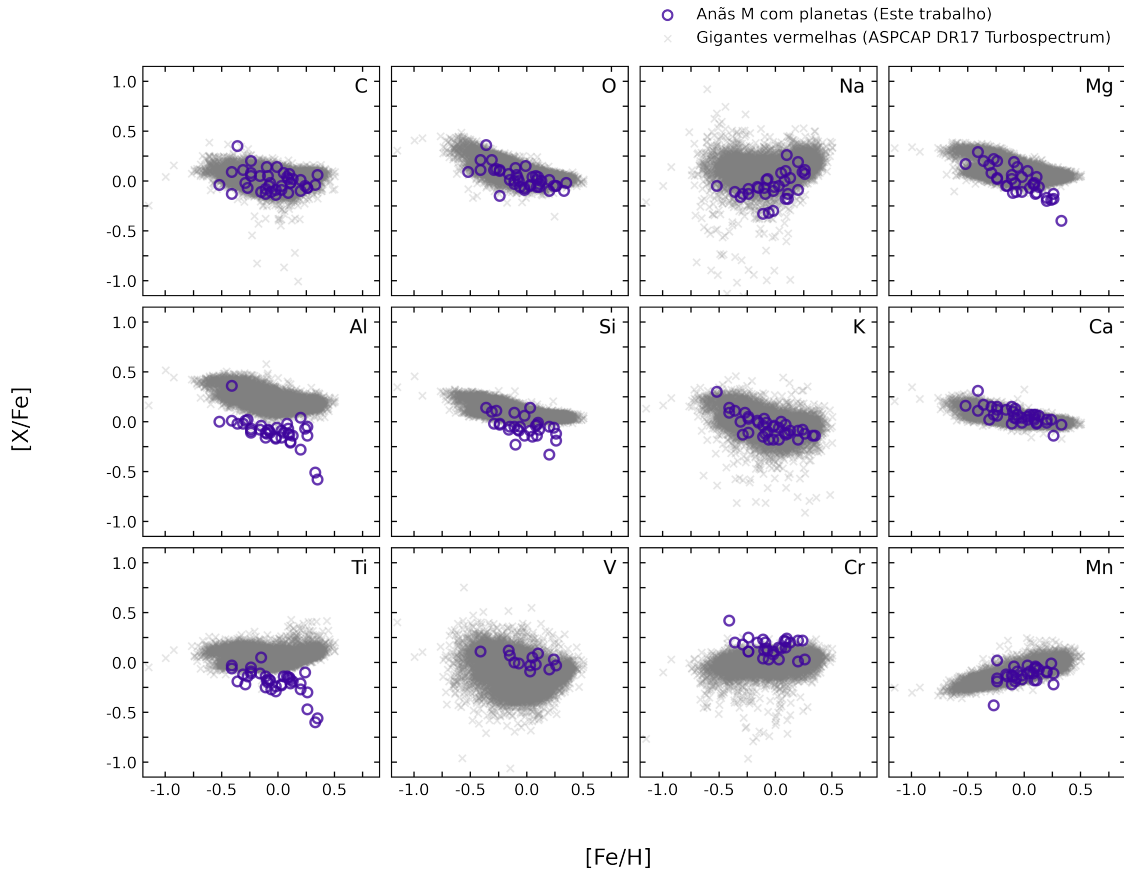


Figura 5.3: Gráfico das abundâncias relativas ao ferro,  $[X/Fe]$ , em função da metalicidade para as estrelas anãs M hospedeiras da nossa amostra (círculos roxos) e para as estrelas gigantes vermelhas do ASPCAP (cruzes cinzas) na versão Turbospectrum não-calibrado.

Com exceção do alumínio e titânio, observamos que as anãs M e as gigantes vermelhas seguem distribuições similares, em geral. As abundâncias de carbono e oxigênio são bem parecidas entre as duas amostras, com intervalos de  $[X/Fe]$  e dispersões similares. Para o sódio, observamos o mesmo padrão da comparação com as anãs FGK, com valores de  $[Na/Fe]$  para as anãs M mais baixos que das gigantes vermelhas na região de metalicidades mais baixas que a solar. Para o magnésio e silício as conclusões também são as mesmas: as anãs M apresentam valores de  $[Mg/Fe]$  e  $[Si/Fe]$  menores do que o esperado para metalicidades solares e maiores, apesar dessa diferença ser mais evidente nesta comparação. As abundâncias de K, Ca e Mn se comparam bem com os resultados das gigantes vermelhas. O mesmo acontece para as abundâncias de V e Cr, mas com os valores das anãs M levemente superiores que a média das gigantes vermelhas. Assim como na comparação com as anãs FGK, a razão  $[Ti/Fe]$  das anãs M aparenta está abaixo do esperado, mas essa

diferença é ainda mais destacada nesta comparação. Por fim, o alumínio é o elemento com maior discrepância entre as amostras e com maior diferença entre a comparação com as estrelas FGK, com praticamente toda a amostra de anãs M apresentando sub abundâncias em relação às abundâncias obtidas pelo ASPCAP D17 para as gigantes vermelhas.

### 5.3 Abundâncias e a Presença de Planetas

Comparar as abundâncias químicas das estrelas anãs M com e sem planetas detectados é uma maneira de investigar se a presença de planetas está associada a diferenças sistemáticas na composição estelar e verificar, por exemplo, hipóteses sobre correlações entre a composição química e formação planetária.

O histograma da Figura 5.4 mostra, primeiramente, a distribuição da metalicidade para a amostra de anãs M com e sem planetas detectados. Observamos que as estrelas hospedeiras da nossa amostra tendem a ter metalicidades maiores, com um pico próximo a valores solares. Já a amostra sem planetas detectados, apesar de também apresentar um máximo próximo a valores solares, também apresenta um pico próximo de  $[\text{Fe}/\text{H}]=-0,30$ . Além disso, essa amostra apresenta valores mais baixos de metalicidade, entre  $-0,50$  e  $-0,90$ , o que não acontece para as estrelas hospedeiras.

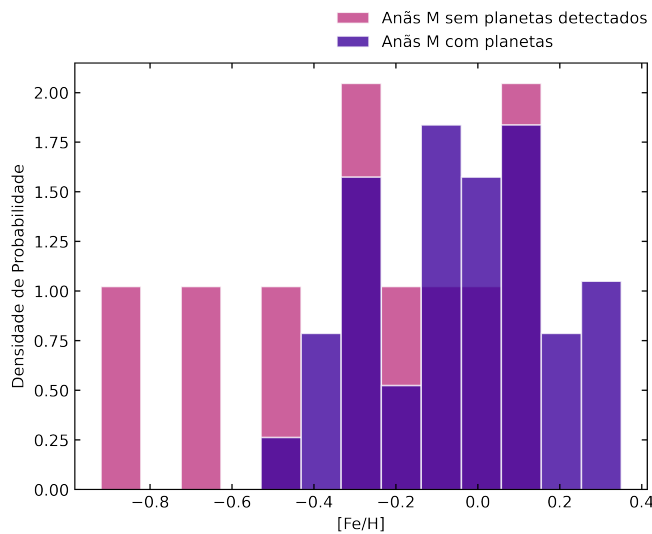


Figura 5.4: Densidade de probabilidade da metalicidade das estrelas anãs M com (roxo) e sem (rosa) planetas detectados.

Já a Figura 5.5 apresenta as distribuições das abundâncias relativas ao hidrogênio,  $[\text{X}/\text{H}]$ , para todos os outros elementos investigados. Analisando a figura, vemos o mesmo padrão exibido no caso da metalicidade: distribuições parecidas, mas com valores levemente mais baixos para a amostra de estrelas sem planetas detectados.

A fim de comparar quantitativamente as distribuições, realizamos o teste de Kolmogorov-Smirnov (KS). Esse é um teste estatístico não paramétrico, i.e. que não

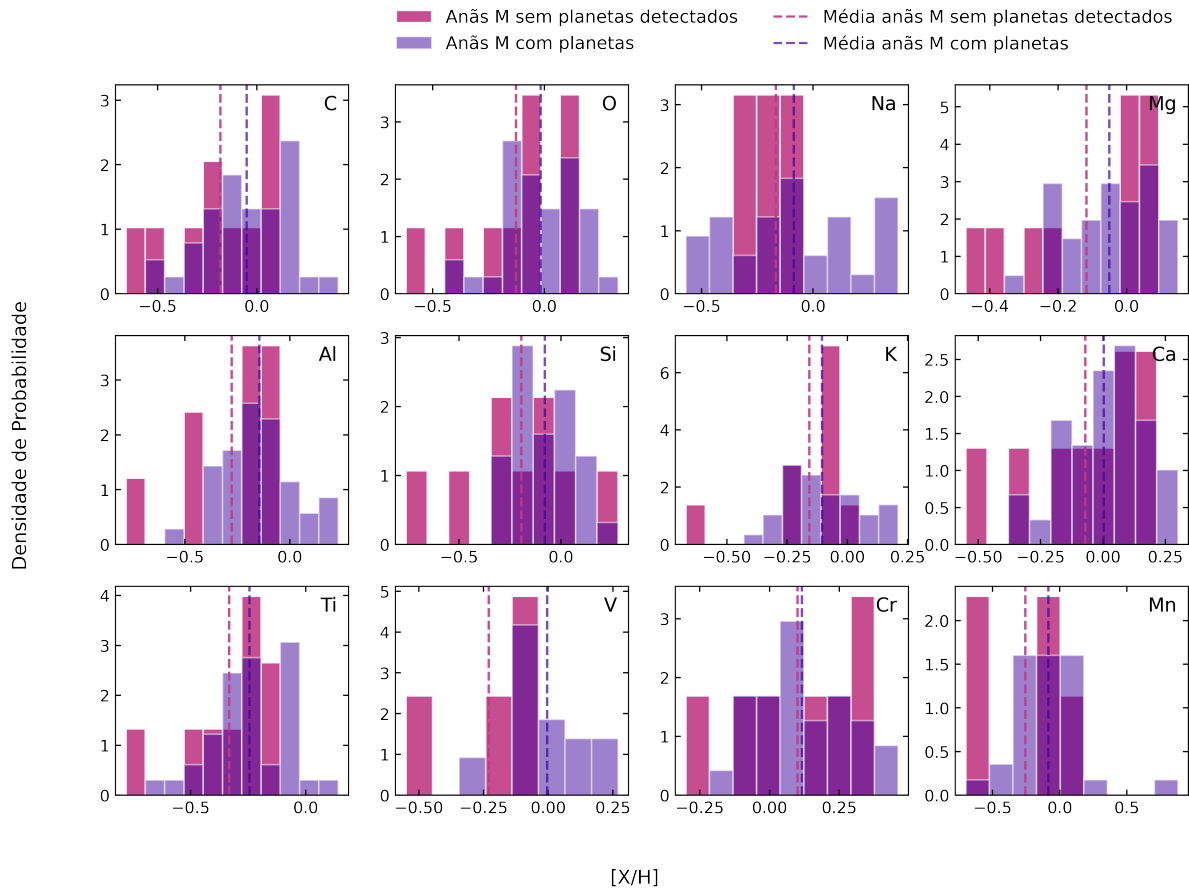


Figura 5.5: Densidade de probabilidade das estrelas anãs M com (roxo) e sem (rosa) planetas detectados para cada um dos elementos analisados. As retas verticais tracejadas indicam as médias de  $[X/H]$  para cada elemento das estrelas anãs M com (roxo) e sem (rosa) planetas detectados.

assume nenhuma distribuição específica para os dados, utilizado para comparar se duas amostras provêm da mesma distribuição. A estatística do teste é baseada na maior diferença absoluta entre as funções de distribuição acumulada (CDFs) das duas amostras e o resultado é um valor de  $p$  (ou  $p$ -value) que indica a significância dessa diferença (PRESS (2007)). Considerando um nível de significância de 0,05, por exemplo, um valor  $p < 0,05$  indica que há evidência estatística de que as distribuições são diferentes. Por outro lado, se  $p \geq 0,05$ , não há evidência para rejeitar a hipótese de que as distribuições são iguais. Assim, utilizamos o teste KS para comparar as distribuições das abundâncias das anãs M com e sem planetas detectados. O teste feito é apresentado na Figura 5.6.

Para todos os elementos analisados, os valores de  $p$  obtidos foram superiores a 0,05 (para a metalicidade, omitida na Figura 5.6,  $p=0,23$ ). Isso indica que não há evidências estatísticas suficientes para rejeitar a hipótese de que as distribuições de abundância entre as amostras são similares e sugere, portanto, que a composição química das estrelas anãs M com e sem planetas detectados é semelhante.

No entanto, duas importantes considerações sobre esse resultado podem ser feitas.

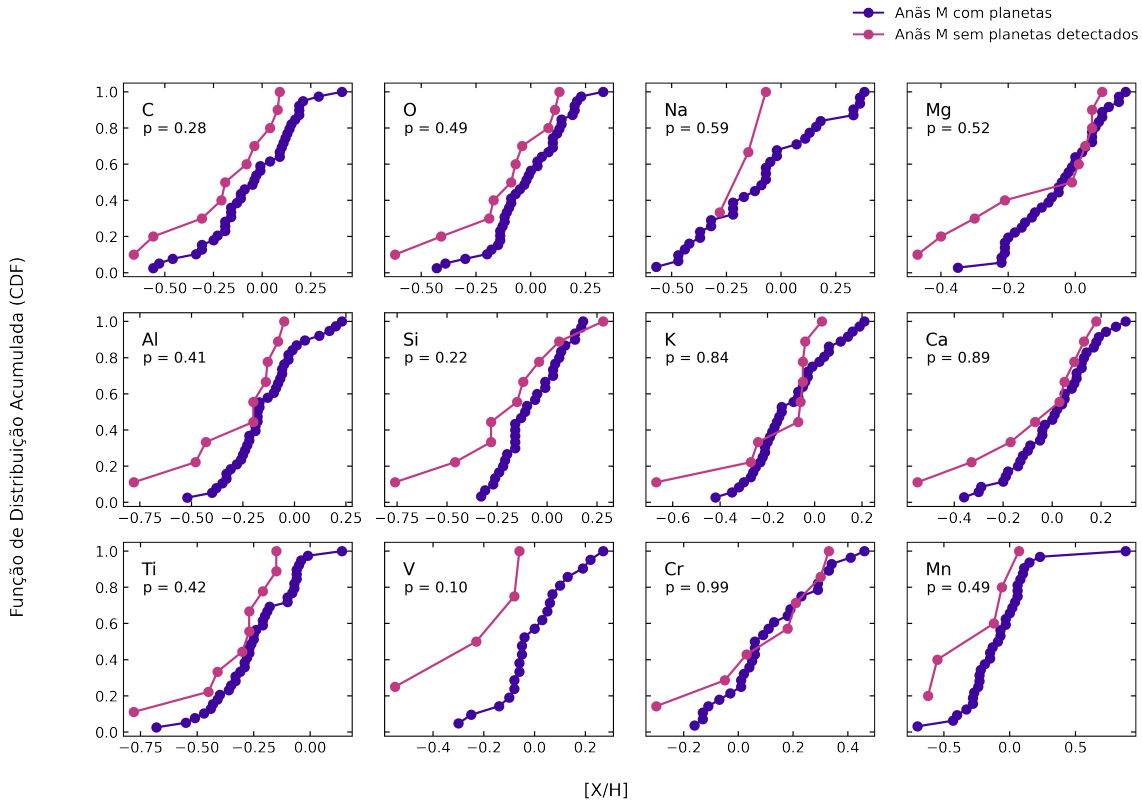


Figura 5.6: Função de distribuição acumulada (CDF) para as abundâncias  $[X/H]$  das anãs M com (roxo) e sem (rosa) planetas detectados. O valor de  $p$  do teste KS é mostrado no canto superior esquerdo de cada painel.

Primeiramente, o tamanho de ambas as amostras é pequeno, o que pode comprometer o poder estatístico do teste e dificultar a detecção de diferenças sutis entre os dois grupos de estrelas. Por outro lado, vale lembrar que anãs M apresentam alta taxa de ocorrência planetária. Assim, é provável que a amostra classificada como “sem planetas” inclua estrelas com planetas ainda não detectados (especialmente devido a limitações observacionais), o que pode contribuir para a semelhança observada nas duas distribuições.

### 5.3.1 Razões C/O

Além de analisar as abundâncias individuais, é interessante investigar os padrões apresentados pela razão elementar C/O:

$$C/O = 10^{A(C)-A(O)}. \quad (5.1)$$

Depois do hidrogênio e do hélio, o carbono e o oxigênio são os elementos mais abundantes do universo, desempenhando papéis fundamentais tanto na evolução química da Galáxia quanto na composição planetária.

Do ponto de vista galáctico, temos que o oxigênio é predominantemente produzido por supernovas do tipo II (estrelas massivas), já o carbono é produzido tanto por supernovas

do tipo II), quanto por estrelas de baixa massa (fase de AGB). Como a massa estelar está diretamente relacionada ao tempo de vida da estrela, a razão C/O tende a aumentar ao longo da evolução Galáctica, acompanhando o crescimento da metalicidade. Desse modo, podemos utilizar a razão C/O para investigar o enriquecimento químico da Galáxia. No contexto planetário, por sua vez, a razão C/O pode trazer informações sobre a composição atmosférica e estrutura planetária, como será detalhado na próxima seção.

Na Figura 5.7, apresentamos a distribuição da razão C/O em função da metalicidade para quatro grupos principais: 43 estrelas anãs M com planetas (39 deste trabalho e 4 de MELO *et al.* (2024)), 10 estrelas anãs M sem planetas detectados (deste trabalho) e estrelas FGK com (123) e sem (639) planetas de DELGADO MENA *et al.* (2021). Para uma análise mais detalhada, apresentamos também a regressão linear para cada um desses grupos.

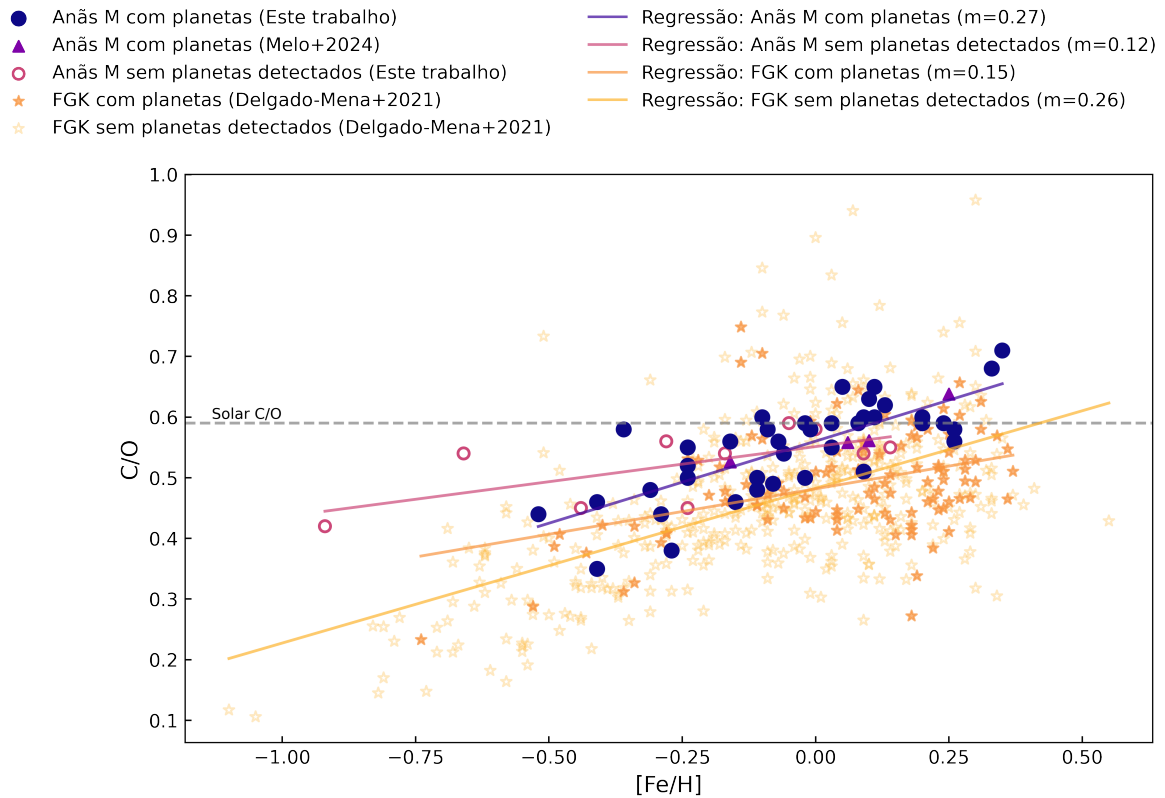


Figura 5.7: Razão C/O em função da metalicidade ( $[Fe/H]$ ) para as estrelas anãs M com planetas deste trabalho (círculos azuis) e de MELO *et al.* (2024) (triângulos roxos), para as anãs M sem planetas detectados deste trabalho (círculos vazados rosas), bem como para a amostra de DELGADO MENA *et al.* (2021) de FGK com (estrelas laranjas) e sem (estrelas amarelas) planetas detectados. A reta horizontal representa o valor solar de C/O segundo ASPLUND *et al.* (2021) (0.59), enquanto as outras retas representam a regressão linear para as anãs M com planetas (linha roxa), anãs M sem planetas (linha rosa), FGK com planetas (linha laranja) e FGK sem planetas (linha amarela). O valor de “m” indicado nas regressões representa o coeficiente angular de cada um dos ajustes.

Como esperado, observamos uma relação positiva com a metalicidade para todos os

grupos analisados. Podemos notar, entretanto, algumas nuances. Primeiramente, a média da razão C/O das anãs M é ligeiramente maior que a das estrelas FGK (0,06 dex). Já analisando a influência planetária, encontramos uma diferença da média entre as estrelas com e sem planetas de 0,03 dex, tanto para as anãs M quanto para as FGK.

Analisando as regressões, por sua vez, não encontramos nenhuma relação clara entre os coeficientes angulares ( $m$ ) e as amostras consideradas. Esse resultado contrasta com o reportado por MELO *et al.* (2024), que encontrou valores de C/O sistematicamente maiores para as anãs M hospedeiras em comparação com as estrelas M sem planetas detectados.

Para aprofundar essa análise, realizamos o teste KS comparando as distribuições da razão C/O para nossas amostras de anãs M com e sem planetas detectados e obtivemos um valor de  $p=0,44$ , o que não permite rejeitar a hipótese de que essas distribuições são iguais. Esse resultado está em concordância com as análises individuais dos elementos feita anteriormente, e reforça a possibilidade de que a amostra de anãs M sem planetas contenha, na verdade, estrelas com planetas ainda não detectados.

O teste KS também foi realizado para as estrelas FGK (com e sem planetas) e entre as amostras de anãs M e estrelas FGK. Os resultados de todas essas análises estão detalhados na Tabela 5.1.

Tabela 5.1: Resultados da diferença nas médias de C/O e do valor de  $p$  para o teste de Kolmogorov-Smirnov para as diferentes amostras analisadas. As estrelas FGK utilizadas nessa comparação foram obtidas de DELGADO MENA *et al.* (2021).

Comparação	Diferença de $\langle C/O \rangle$	Valor de $p$
Anãs M: com vs. sem planetas	0.03	0.44
Anãs M vs. estrelas FGK	0.08	$5 \times 10^{-8}$
Estrelas FGK: com vs. sem planetas	0.03	$8 \times 10^{-4}$

Na comparação entre as anãs M e as estrelas FGK, obtivemos um valor de  $p$  menor do que 0,05, indicando que as distribuições da razão C/O das anãs M diferem significativamente daquelas observadas nas estrelas FGK. Essa diferença é consistente com os achados de WANG *et al.* (2024) que, além de identificar discrepâncias sistemáticas nas abundâncias de C e O entre anãs M e estrelas FGK, também apontaram diferenças em outros elementos, como Fe, Mg, Al, Ca e Ti.

Por fim, a comparação entre estrelas FGK hospedeiras e não-hospedeiras de DELGADO MENA *et al.* (2021) apontou para um valor de  $p < 0,05$ . Assim, ao contrário do observado para as anãs M, os resultados dessa amostra indicam que as abundâncias químicas entre estrelas FGK com e sem planetas detectados são estatisticamente diferentes. Esse resultado está em concordância com o estudo de AMARSI *et al.* (2019), que também analisou uma amostra de estrelas FG com e sem planetas, mas utilizando modelos

tridimensionais (3D) e fora do regime de equilíbrio termodinâmico local (não-ETL).

## 5.4 Relações Estrela-Planeta

Para finalizar nossa análise, propomos duas discussões focadas na amostra de anãs M com planetas confirmados. Primeiramente, avaliamos as tendências das abundâncias obtidas com o raio planetário. Em seguida, analisamos as razões C/O e Mg/Si, que podem fornecer informações sobre a estrutura dos planetas hospedados.

### 5.4.1 Tendências com o Raio Planetário

Uma maneira de explorar as possíveis relações estrela-planeta é a partir das abundâncias químicas das estrelas hospedeiras e dos raios dos planetas hospedados. Para as estrelas FGK, há uma correlação bem estabelecida entre metalicidade estelar e a ocorrência de planetas gigantes gasosos (FISCHER e VALENTI (2005); SANTOS *et al.* (2004)). Super-Terras e sub-Netunos, por sua vez, parecem não seguir essa relação e orbitam estrelas em um maior intervalo de metalicidades (BUCHHAVE *et al.* (2012); GHEZZI *et al.* (2010); SOUSA *et al.* (2008)).

Assim, queremos verificar se relações parecidas podem ocorrer com as anãs M hospedando planetas menores para os diversos elementos estudados (e não só para a metalicidade). Para isso, apresentamos na Figura 5.8 as distribuições das abundâncias das anãs M com o raio dos planetas hospedados. Como explicado no Capítulo 2, os raios de 45 planetas hospedados da nossa amostra foram derivados por WANDERLEY (2024) por meio de dados de profundidade de trânsito.

Além de apresentar as abundâncias individuais dos 13 elementos estudados, a Figura 5.8 apresenta também as abundâncias médias para três grupos de elementos: elementos  $\alpha$  ( $(\langle \text{O, Mg, Si, Ca, Ti} \rangle / \text{H})$ ), elementos de número atômico ímpar ( $(\langle \text{Na, Al, K} \rangle / \text{H})$ ) e elementos do pico do ferro ( $(\langle \text{V, Cr, Mn, Fe} \rangle / \text{H})$ ).

Analisando a Figura 5.8, observamos que, para os sub-Netunos ( $2 < R < 4 R_{\oplus}$ ), há uma aparente relação positiva entre o raio planetário e as abundâncias das estrelas hospedeiras. Por outro lado, os planetas terrestres e super-Terras ( $R < 2 R_{\oplus}$ ) parecem não seguir essa relação, orbitando estrelas com uma maior diversidade de abundâncias.

Para os três grupos de elementos apresentados na Figura 5.8, observamos que a tendência com a abundância se repete para os sub-Netunos. Para os planetas com  $R < 2 R_{\oplus}$ , essa correlação parece estar presente para os elementos  $\alpha$  e do pico do ferro. Já para os elementos com número atômico ímpar, os planetas terrestres e super-Terras apresentam uma distribuição mais dispersa, sugerindo que os planetas nesse regime de raio não seguem uma tendência clara com as abundâncias estelares.

Para investigar essas tendências quantitativamente, separamos a análise em duas eta-

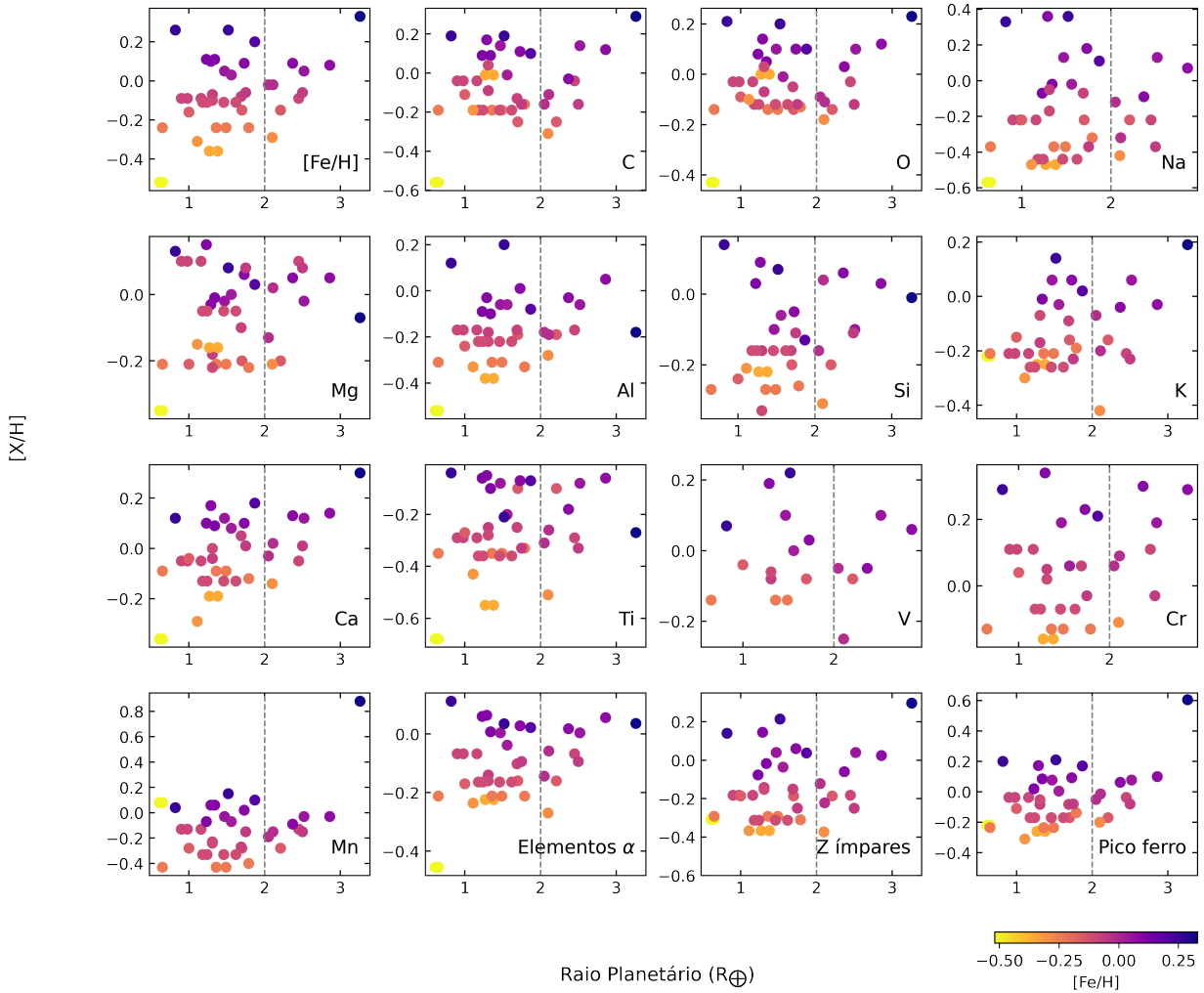


Figura 5.8: Abundâncias  $[X/H]$  dos elementos 13 elementos individuais estudados e dos elementos  $\alpha$  (média de O, Mg, Si, Ca e Ti), com número atômico ( $Z$ ) ímpar (média de Na, Al e K) e do pico do ferro (média de V, Cr, Mn e Fe) em função do raio planetário para a amostra de anãs M hospedeiras. A barra de cor indica a metalicidade das estrelas M e a reta vertical indica a divisão considerada de sub-Netunos.

pas. Primeiramente, verificamos se há diferenças estatísticas nas distribuições dos planetas terrestres e super-Terras com as dos sub-Netunos. Em seguida, verificamos se realmente há alguma relação linear positiva significativa com o raio planetário.

Para verificar se as anãs M hospedeiras de planetas do tipo terrestres/super-Terras e do tipo sub-Netuno realmente seguem distribuições distintas, realizamos o teste KS para cada um dos elementos estudados. A análise feita pode ser verificada na Figura 5.9, onde apresentamos as funções de distribuição acumulada (CDFs) de cada elemento (bem como dos grupos  $\alpha$ , Z-ímpares e pico do ferro), tanto para os planetas classificados como terrestres/super-Terras, quanto para os sub-Netunos. O valor de p associado ao teste KS está disposto no canto superior direito de cada painel na Figura 5.9.

Considerando um nível de significância de 0,05, verificamos que nenhum dos elementos (ou grupo de elementos) apresenta distribuições diferentes para a amostra de sub-Netunos

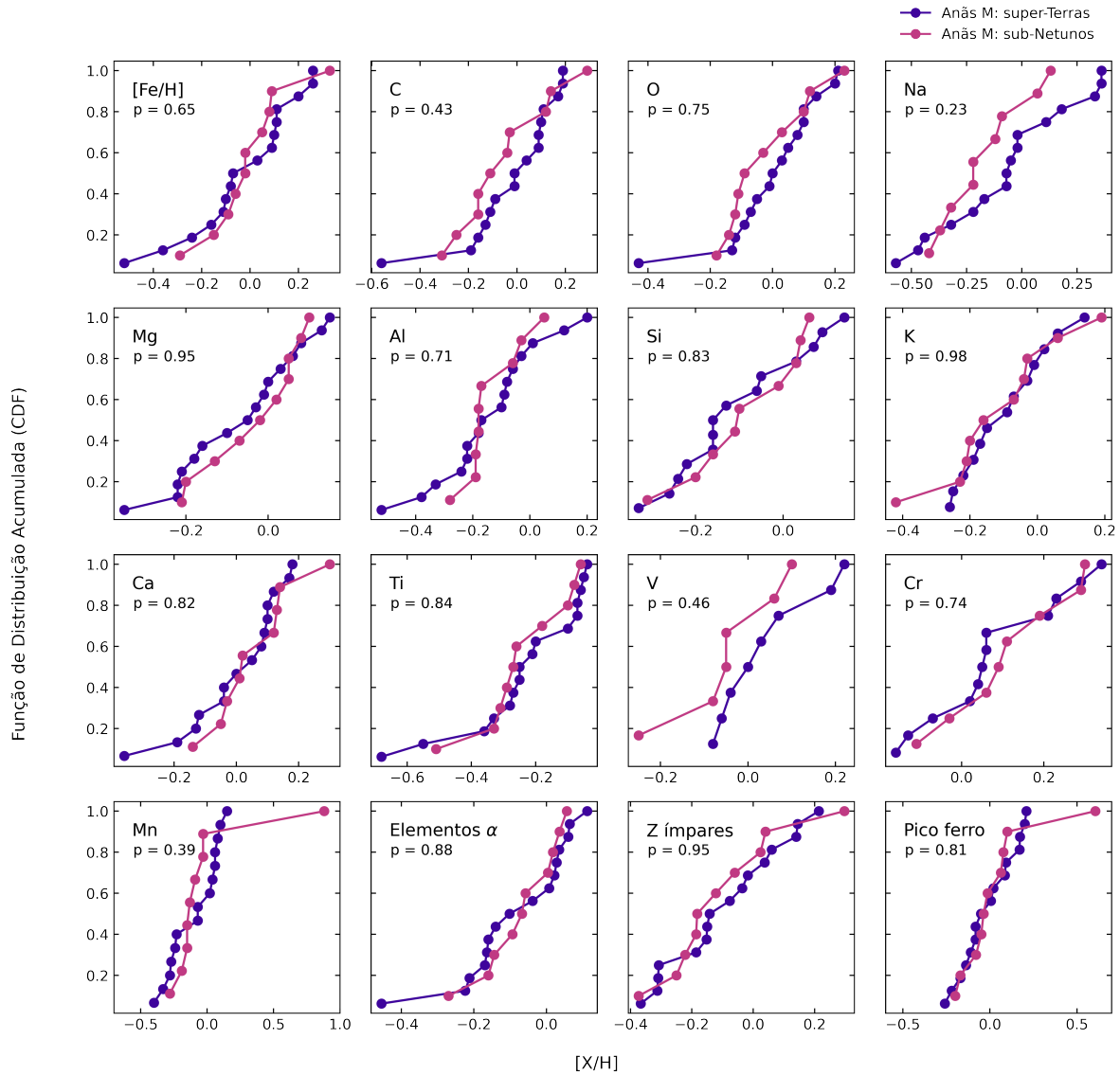


Figura 5.9: Função de distribuição acumulada (CDF) para as abundâncias  $[X/H]$  das anãs M com planetas terrestre ou super-Terras (roxo) e com sub-Netunos (rosa). O valor de  $p$  do teste KS é mostrado no canto superior esquerdo de cada painel.

e planetas terrestres. Ou seja, de acordo com o teste KS realizado, não podemos descartar a hipótese de que as distribuições dessas duas amostras são iguais.

Como temos evidência estatística para considerar ambos os grupos pertencentes a uma mesma distribuição, vamos agora verificar se há alguma relação positiva com o raio planetário. Para isso, realizamos uma regressão linear para cada elemento (e grupo de elementos) considerando toda a amostra (sem diferenciar planetas terrestres, super-Terras e sub-Netunos). A Figura 5.10 mostra os resultados dessa análise.

Cada um dos painéis da Figura 5.10 indica o elemento (ou grupo) analisado, o coeficiente angular ( $m$ ) da regressão linear feita e o coeficiente de determinação ( $R^2$ ). Tal coeficiente indica a qualidade do ajuste de um modelo de regressão aos dados observados (MONTGOMERY e RUNGER (2010)). Seu valor varia entre 0 e 1, onde valores próximos

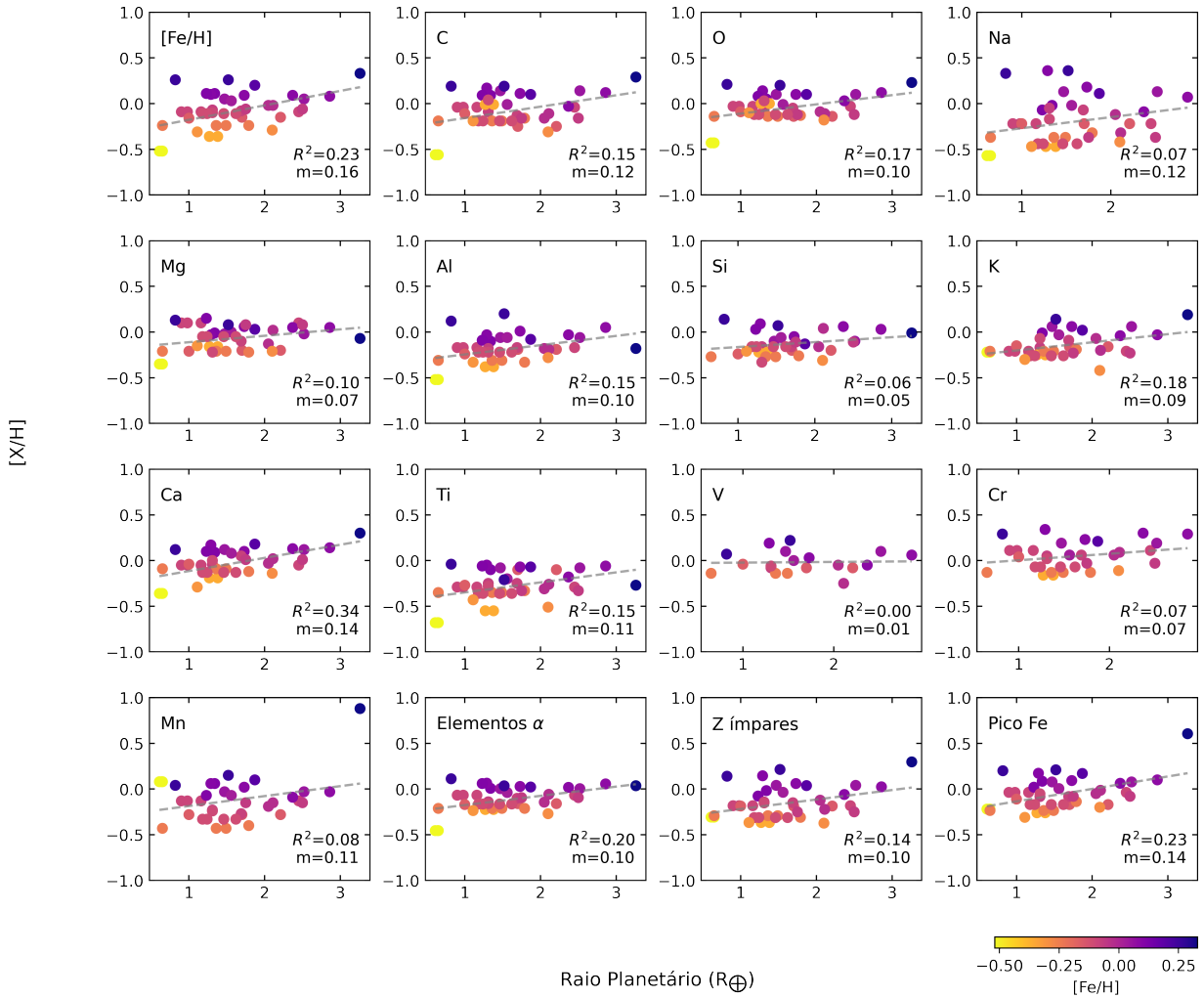


Figura 5.10: Abundâncias  $[X/H]$  dos elementos 13 elementos individuais estudados e dos elementos  $\alpha$  (média de O, Mg, Si, Ca e Ti), com número atômico ( $Z$ ) ímpar (média de Na, Al e K) e do pico do ferro (média de V, Cr, Mn e Fe) em função do raio planetário para a amostra de anãs M hospedeiras. A reta tracejada cinza indica a regressão linear feita. O valor do coeficiente angular ( $m$ ) e o coeficiente de determinação ( $R^2$ ) estão dispostos no canto inferior direito de cada painel. A barra de cor indica a metalicidade das estrelas M.

de 1 indicam que o modelo explica bem os dados, enquanto valores próximos de 0 indicam que a explicação fornecida pelo modelo é fraca. O cálculo do  $R^2$  é dado pela fórmula:

$$R^2 = 1 - \frac{SS_{\text{res}}}{SS_{\text{tot}}}, \quad (5.2)$$

onde  $SS_{\text{res}}$  é a soma dos quadrados dos resíduos (diferença entre os valores observados e os valores ajustados pelo modelo) e  $SS_{\text{tot}}$  é a soma total dos quadrados (diferença entre os valores observados e a média dos dados). Assim, se o modelo explicar perfeitamente os dados, então  $SS_{\text{res}}=0$  e  $R^2=1$ . Por outro lado, se o modelo não explicar nada além da média dos dados, então  $SS_{\text{res}} \approx SS_{\text{tot}}$  e  $R^2 \approx 0$ .

Vemos pela Figura 5.10 que a maioria dos elementos apresenta  $R^2 < 0,2$ , indicando

uma correlação muito fraca ou ainda inexistente entre as abundâncias determinadas e o raio planetário. No entanto, para o Ca, Fe e os elementos do pico do ferro (V, Cr, Mn e Fe), tanto o coeficiente de determinação quanto o coeficiente angular ( $m$ ) são um pouco mais elevados:  $R^2$  atinge 0,34 para o Ca e 0,23 para o Fe e os elementos do pico do Fe, enquanto os valores de  $m$  chegam a 0,14 para o Ca e 0,16 para o Fe e 0,14 para os elementos do pico do Fe. Esses resultados sugerem a possibilidade de uma correlação fraca a moderada entre as abundâncias de Ca, Fe e dos elementos do pico do ferro com o raio dos planetas.

### 5.4.2 Razões C/O e Mg/Si

As razões elementares C/O e Mg/Si são importantes indicadores tanto da estrutura interna dos planetas quanto da composição de suas atmosferas. A razão C/O, por exemplo, influencia diretamente a determinação da química atmosférica planetária, uma vez que regula como o carbono é distribuído entre espécies como CO, CH<sub>4</sub> e CO<sub>2</sub> (TESKE *et al.* (2014)). A mineralogia e composição dos planetas terrestres, por sua vez, é governada tanto pela razão C/O quanto pela razão Mg/Si. Primeiramente, a razão C/O controla a distribuição de carbonetos e silicatos. Segundo BOND *et al.* (2010)<sup>6</sup>:

- se  $C/O < 0,8$ , o oxigênio é suficientemente abundante para favorecer a formação de silicatos, como olivina (Mg<sub>2</sub>SiO<sub>4</sub>) e ortopiroxena (MgSiO<sub>3</sub>), que são os principais constituintes do manto de planetas rochosos semelhantes à Terra. Nesse caso, a composição exata dos silicatos será determinada pela razão Mg/Si (detalhada a seguir);
- se  $C/O > 0,8$ , o carbono passa a competir com o silício, levando à formação predominante de carbonetos, como o carbeto de silício (SiC). Essa mudança mineralógica impacta diretamente a estrutura interna do planeta, podendo resultar em interiores ricos em compostos de carbono.

Para planetas com  $C/O < 0,8$ , a razão Mg/Si controla a mineralogia dos silicatos da seguinte forma (BOND *et al.* (2010)):

- se  $Mg/Si < 1$ , o magnésio forma ortopiroxena (MgSiO<sub>3</sub>) e o silício restante forma outros minerais, como feldspato (CaAl<sub>2</sub>Si<sub>2</sub>O<sub>8</sub>, NaAlSiO<sub>3</sub>) ou olivina. Espera-se que isso resulte na formação de planetas terrestres que podem ser melhor descritos como “Terras ricas em silício”;

---

<sup>6</sup>Embora alguns estudos usem  $C/O \approx 0,6$  (LARIMER (1975)) ou  $C/O \approx 1,0$  (MADHUSUDHAN *et al.* (2012)), adotamos aqui o valor de 0,8, por ser amplamente utilizado na literatura (BOND *et al.* (2010); DELGADO MENA *et al.* (2010); SUÁREZ-ANDRÉS *et al.* (2018)) como limiar entre a formação de silicatos e carbonetos.

- se  $1 < \text{Mg}/\text{Si} < 2$ , o magnésio é distribuído entre piroxena e olivina, propiciando a formação de planetas terrestres com composição semelhante à da Terra, dominada por O, Fe, Mg e Si;
- Se  $\text{Mg}/\text{Si} > 2$ , todo o silício disponível é incorporado na formação de olivina, e o magnésio excedente combina-se com oxigênio para formar óxidos, como MgO, o que afeta significativamente as propriedades físicas do manto planetário.

A Figura 5.11 mostra um diagrama esquemático da relação entre os valores de C/O e Mg/Si discutidos e a estrutura interna de planetas rochosos.

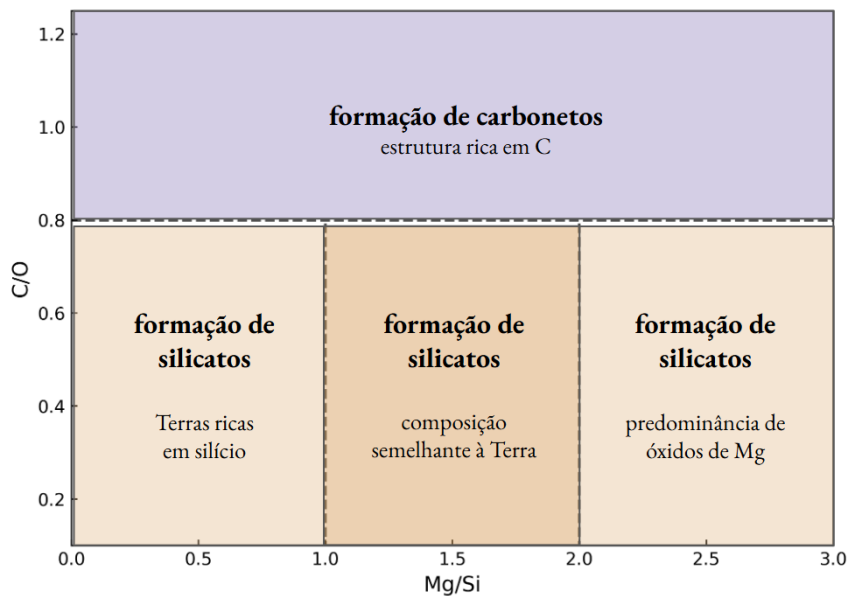


Figura 5.11: Diagrama esquemático da relação entre os valores de C/O e Mg/Si e a estrutura interna de planetas rochosos.

Apesar da relevância das razões C/O e Mg/Si para a caracterização planetária, raramente essas razões podem ser determinadas por observações diretas, exceto em casos específicos de planetas em trânsito, onde é possível inferir a composição atmosférica a partir de espectros de transmissão. Mesmo nesses casos, contudo, pouco se pode inferir sobre a composição interna dos planetas.

Assim, uma abordagem inicial seria considerar que as abundâncias químicas dos planetas refletem aquelas de suas estrelas hospedeiras, uma vez que ambos são formados a partir do mesmo disco protoplanetário. Dessa forma, a química estelar poderia ser utilizada para estimar a composição planetária e derivar as suas propriedades internas.

A princípio, essa hipótese é válida para as espécies refratárias (como as formadas por Mg e Si). O estudo de THIABAUD *et al.* (2015b), por exemplo, revela que a razão Mg/Si do interior planetário parece seguir uma relação 1:1 com a razão Mg/Si da estrela hospedeira tanto para planetas terrestres, quanto planetas de gelo e gigantes gasosos.

Por outro lado, sabe-se que a razão C/O planetária (tanto atmosférica quanto do interior) pouco tem relação com a razão estelar. Isso ocorre porque os processos de formação planetária, como local inicial de formação, migração e evolução do disco protoplanetário, podem afetar as razões C/O significativamente (THIABAUD *et al.* (2015a,b); TURRINI *et al.* (2021); ÖBERG *et al.* (2011)).

Apesar disso, o estudo de THIABAUD *et al.* (2015b), revelou que a razão C/O do interior planetário, ao contrário da razão atmosférica, é estritamente menor que as razões estelares, para estrelas com C/O entre 0,1 e 0,8. Assim, assumindo que a razão C/O do interior dos planetas é menor que a estelar e que a razão Mg/Si pode ser considerada igual para as estrelas e planetas hospedados, podemos inferir informações sobre a estrutura dos planetas da nossa amostra a partir dos valores estelares dessas razões.

A Figura 5.12 apresenta a distribuição das razões C/O em função de Mg/Si para nossa amostra de estrelas anãs M com planetas e para as anãs M de MELO *et al.* (2024), SOUTO *et al.* (2017) e SOUTO *et al.* (2022), além das estrelas FGK com planetas de BREWER e FISCHER (2016) e DELGADO MENA *et al.* (2010).

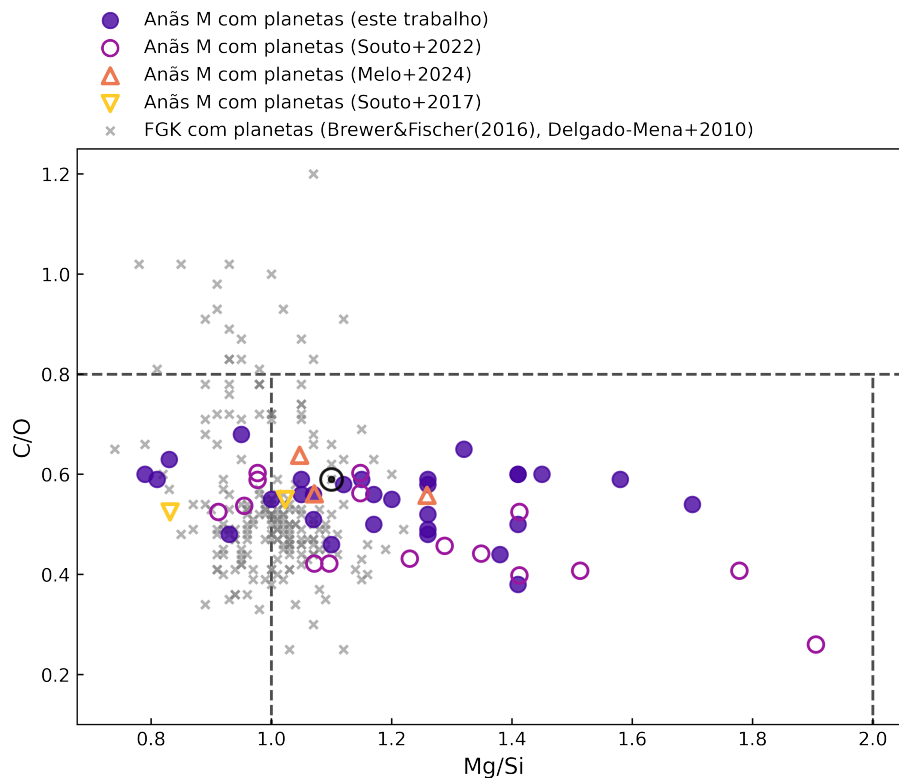


Figura 5.12: Razões C/O em função de Mg/Si para as estrelas anãs M com planetas deste estudo (círculos roxos), do estudo de SOUTO *et al.* (2022) (círculos vazados rosa), de MELO *et al.* (2024) (triângulos laranja) e de SOUTO *et al.* (2017) (triângulos amarelos). Também mostramos resultados para as FGK de BREWER e FISCHER (2016) e DELGADO MENA *et al.* (2010) (cruzes cinza). As retas tracejadas indicam os valores limites de C/O=0,8, Mg/Si=1 e Mg/Si=2. Os valores solares, segundo ASPLUND *et al.* (2021), também são apresentados (C/O=0,59 e Mg/Si=1,1).

Como verificado anteriormente neste estudo, as estrelas FGK apresentam uma distribuição de C/O diferente das estrelas anãs M. Isso é mais uma vez evidenciado na Figura 5.12 onde vemos, por exemplo, uma maior dispersão nos valores de C/O das estrelas FGK, indo de  $\sim 0,2$  até  $\sim 1,2$ , enquanto as estrelas anãs M vão de  $\sim 0,3$  até  $\sim 0,7$ .

A distribuição de Mg/Si também aparenta ser diferente entre as populações estelares apresentadas. Contudo, ao contrário da razão C/O, vemos aqui que a distribuição das razões Mg/Si da amostra de estrelas FGK é menos dispersa, indo de valores de  $\sim 0,75$  até  $\sim 1,2$ , enquanto a amostra de estrelas anãs M cobre um intervalo de  $\sim 0,8$  até  $\sim 1,9$ .

Realizamos o teste KS para verificar se as distribuições de Mg/Si realmente são diferentes entre nossa amostra de anãs M hospedeiras e a amostra de estrelas FGK de BREWER e FISCHER (2016) e DELGADO MENA *et al.* (2010). Através do teste, obtivemos um valor de p de  $4 \times 10^{-9}$  e  $9 \times 10^{-6}$ , respectivamente, para as duas comparações. Assim, podemos afirmar que temos evidência estatística de que as razões de Mg/Si são diferentes entre as estrelas anãs M e as estrelas FGK, como observado na Figura.

Na comparação com as anãs M, observamos que as estrelas de SOUTO *et al.* (2017) e MELO *et al.* (2024) apresentam valores de C/O e Mg/Si próximos a valores solares. Os valores para a amostra de SOUTO *et al.* (2022), por sua vez, parecem seguir uma distribuição parecida com as estrelas da nossa amostra, o que é condizente com o fato de que essa amostra é uma subamostra das estrelas anãs M hospedeiras deste estudo (ver Capítulo 2), refletindo em uma distribuição parecida.

Analisando especificamente nossa amostra de anãs M, vemos na Figura 5.12 que todas as estrelas com planetas apresentam  $C/O < 0,8$ , de modo que o Si estará presente na forma sólida, formando silicatos de magnésio, como explicado anteriormente. 75% das estrelas apresentam razões Mg/Si entre 1 e 2, 15% das anãs M com planetas da amostra possuem razões  $Mg/Si < 1$  e nenhuma estrela da amostra apresentou  $Mg/Si > 2$ . Assumindo a hipótese que as razões Mg/Si das estrelas hospedeiras refletem a dos planetas hospedados, esses resultados indicariam que a maioria dos planetas da nossa amostra teriam estruturas internas parecidas com a da Terra.

Um detalhe importante a ser destacado é que 24% da nossa amostra de planetas com dados de semieixo maior (a) no NASA Exoplanet Archive (46 dos 61 planetas confirmados) apresentam um semieixo maior orbital menor que 0,04 UA, o que está fora do intervalo analisado por THIABAUD *et al.* (2015b) ( $0,04 < a < 30$  UA). Assim, essa proximidade com a estrela hospedeira pode afetar as razões Mg/Si dos planetas de modo que a hipótese de igualdade entre as razões Mg/Si estelares e planetárias não seja mais válida.

# Capítulo 6

## Conclusão

As estrelas anãs M, além de serem as mais numerosas na Galáxia, também se destacam por terem maior probabilidade de hospedarem planetas do tipo terrestre. Nesse contexto, a análise das abundâncias químicas dessas estrelas torna-se essencial não apenas para compreender a formação e evolução química da Via Láctea, mas também para investigar conexões fundamentais entre a composição estelar e a formação de sistemas planetários.

Este estudo se propôs como uma investigação detalhada das abundâncias químicas de uma amostra de 49 estrelas anãs M com temperatura efetiva entre 3260 e 3989 K, gravidade superficial entre 4,62 e 5,05 e metalicidade ( $[Fe/H]$ ) entre -0,92 e +0,25. Essa amostra é dividida em 39 estrelas com planetas confirmados ao seu redor e 10 estrelas sem planetas detectados, mas que fazem parte de sistemas binários com estrelas FGK.

Analizamos a abundância de treze elementos químicos (C, O, Na, Mg, Al, Si, Ca, K, Ti, V, Mn, Cr e Fe) com espectros do levantamento espectroscópico APOGEE, que oferece espectros de alta resolução ( $R \sim 22.500$ ) no infravermelho próximo ( $\sim 1.500 - 1.700 \mu m$ ). A determinação das abundâncias químicas foi realizada por meio da técnica de síntese espectral, que consiste em modelar as linhas de absorção presentes no espectro estelar e ajustá-las até encontrar o valor de abundância que melhor reproduz o espectro observado. Para isso, adotamos a lista de linhas atômicas do APOGEE DR17, os modelos atmosféricos de MARCS com geometria plano-paralela e assumimos a aproximação 1D ETL para os cálculos de transferência radiativa com o código Turbospectrum.

Como teste de consistência, utilizamos as 10 estrelas da nossa amostra que não possuem planetas detectados, mas que fazem parte de sistemas binários com estrelas do tipo FGK. Assumindo que essas estrelas compartilham a mesma composição da estrela primária, comparamos nossos resultados com as abundâncias das companheiras mais quentes com resultados na literatura. Os resultados indicaram que todos os elementos analisados, com exceção do alumínio, apresentam uma diferença média igual ou inferior a 0,10 dex. Para o alumínio, a diferença média entre as abundâncias das estrelas primárias e suas anãs M é de 0,21 dex. Entretanto, a maior discrepância (-0,62 dex) é observada na estrela de menor temperatura efetiva da amostra de binárias (3295 K), o que pode contribuir

para essa diferença observada, uma vez que estrelas com temperaturas menores apresenta uma maior quantidade de moléculas em seus espectros. Retirando essa estrela da amostra, todas as outras estrelas apresentam diferença entre as abundâncias das estrelas primárias e suas companheiras anãs M menor que 0,15 dex. Esses resultados mostram bom acordo com os trabalhos das estrelas FGK e indicam a consistência da metodologia utilizada neste estudo.

A seguir, sintetizamos os principais resultados encontrados com as abundâncias determinadas:

- Comparando nossas abundâncias com as derivadas automaticamente pelo APOGEE através do pipeline ASPCAP, observamos que as abundâncias derivadas por este são sistematicamente menores do que as nossas abundâncias, com uma diferença média de -0,14 dex. Esse resultado também foi relatado em outros estudos, o que pode indicar uma incerteza sistemática na análise das anãs M feita pelo ASPCAP.
- Na análise de evolução química da Galáxia, observamos que as abundâncias das anãs M para os elementos analisados acompanham o padrão observado nas estrelas anãs do tipo FGK do campo Galáctico. Entretanto, ao comparar com as estrelas do tipo gigantes vermelhas analisadas pelo ASPCAP, há uma discrepância evidente entre essas estrelas e as anãs M para o alumínio e titânio. A causa dessa discrepância, contudo, segue desconhecida e pode ser investigada em um estudo futuro.
- Por meio do teste estatístico KS, concluímos que as 10 anãs M sem planetas detectados seguem a mesma distribuição de abundâncias que as 39 anãs M hospedeiras, para todos os elementos analisados e para as razões elementares C/O e Mg/Si. Esses resultados podem corroborar com a hipótese de que a amostra classificada como “sem planetas” inclua estrelas com planetas ainda não detectados, especialmente devido a limitações observacionais.
- Analisamos também a distribuição das abundâncias e metalicidade com o raio planetário e verificamos que a distribuição da maioria dos elementos não parece ter relação com este parâmetro. As exceções são para o Ca, Fe e os elementos do pico do ferro (V, Cr, Mn e Fe), cujos resultados sugerem a possibilidade de uma correlação fraca a moderada entre as abundâncias desses elementos com raio dos planetas hospedados. Apesar disso, destacamos o tamanho limitado das nossas amostras, de modo que estes resultados devem ser assumidos com cautela.
- Por fim, analisamos as distribuições das razões elementares C/O e Mg/Si, que estão relacionadas a mineralogia e composição dos planetas terrestres. Verificamos que todas as anãs M com planetas da nossa amostra apresentam  $C/O < 0,8$ , o que implica que o Si estará presente na forma sólida, formando silicatos de magnésio. Da razão

Mg/Si, 75% das estrelas apresentam razões entre 1 e 2, 15% apresentam  $\text{Mg/Si} < 1$  e nenhuma estrela da amostra apresentou  $\text{Mg/Si} > 2$ . Assumindo a hipótese que as razões Mg/Si das estrelas hospedeiras refletem a dos planetas hospedados, esses resultados indicariam que a maioria dos planetas da nossa amostra teriam estruturas internas parecidas com a da Terra.

Como toda pesquisa científica, esta apresenta vários pontos que podem ser aprofundados em análises futuras. Destacamos a seguir algumas sugestões que podem ser desenvolvidas a partir dos resultados deste trabalho:

- Como brevemente mencionado, a abundância de sódio parece ter influência no pseudocontínuo estelar, o que pode estar relacionado a sua contribuição indireta à opacidade atmosférica. Assim, é relevante investigar como variações no Na afetam o pseudocontínuo e, conseqüentemente, impactam a ordem e a precisão na determinação dos demais elementos.
- Vimos que o titânio apresentou o maior desvio padrão médio entre os elementos analisados, com 0,18 dex. Especificamente, notamos que duas linhas apresentavam valores de melhor ajuste sistematicamente inferiores. Na comparação com as estrelas FGK e gigantes vermelhas, esse elemento também apresentou distribuições diferentes, com valores de abundâncias mais baixos que as estrelas de comparação, sobretudo para estrelas com maiores metalicidades. Assim, uma análise interessante seria investigar a origem dessas discrepâncias em maior profundidade.
- A comparação com as estrelas gigantes vermelhas do ASPCAP indicou que as abundâncias de alumínio das anãs M apresentam valores mais baixos, sobretudo para estrelas de metalicidade solar e superior. A investigação da origem dessa discrepância também seria interessante.
- Neste estudo, a análise planetária se limitou às relações com o raio e com as razões elementares de C/O e Mg/Si. Um estudo futuro poderia aprofundar essas análises, investigando, por exemplo, as zonas habitáveis dessas estrelas, o que é de grande interesse para as ciências planetárias e para investigações de vida fora da Terra.

Por fim, vale ressaltar que é crucial ampliar as amostras das estrelas anãs M, de modo a garantir análises cada vez mais precisas e representativas. Além disso, os avanços nos instrumentos de observação no infravermelho, aliados ao desenvolvimento das teorias de modelagem espectral, são essenciais para analisar essas estrelas com mais precisão e confiabilidade. Esses avanços permitirão construir um entendimento mais amplo e detalhado da população estelar mais numerosa da Galáxia e, potencialmente, identificar os ambientes mais favoráveis à existência de planetas similares à Terra.



## Referências Bibliográficas

- ABDURRO'UF, ACCETTA, K., AERTS, C., et al., 2022, “The Seventeenth Data Release of the Sloan Digital Sky Surveys: Complete Release of MaNGA, MaStar, and APOGEE-2 Data”, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 259, n. 2 (mar.), pp. 35. ISSN: 0067-0049. doi: 10.3847/1538-4365/ac4414. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.3847/1538-4365/ac4414>>.
- ADIBEKYAN, V. Z., SOUSA, S. G., SANTOS, N. C., et al., 2012, “Chemical abundances of 1111 FGK stars from the HARPS GTO planet search program. Galactic stellar populations and planets”, *Astronomy and Astrophysics*, v. 545 (set.), pp. A32. ISSN: 0004-6361. doi: 10.1051/0004-6361/201219401. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2012A&A...545A..32A>>. Publisher: EDP ADS Bibcode: 2012A&A...545A..32A.
- AKESON, R. L., CHEN, X., CIARDI, D., et al., 2013, “The NASA Exoplanet Archive: Data and Tools for Exoplanet Research”, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 125, n. 930 (jul.), pp. 989. ISSN: 1538-3873. doi: 10.1086/672273. Disponível em: <<https://iopscience.iop.org/article/10.1086/672273/meta>>.
- ALLENDE PRIETO, C., BEERS, T. C., WILHELM, R., et al., 2006, “A Spectroscopic Study of the Ancient Milky Way: F- and G-Type Stars in the Third Data Release of the Sloan Digital Sky Survey”, *The Astrophysical Journal*, v. 636 (jan.), pp. 804–820. ISSN: 0004-637X. doi: 10.1086/498131. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2006ApJ...636..804A>>. ADS Bibcode: 2006ApJ...636..804A.
- AMARSI, NISSEN, P. E., SKÚLADÓTTIR, Á., 2019, “Carbon, oxygen, and iron abundances in disk and halo stars - Implications of 3D non-LTE spectral line formation”, *AA*, v. 630, pp. A104. doi: 10.1051/0004-6361/201936265. Disponível em: <<https://doi.org/10.1051/0004-6361/201936265>>.
- ASPLUND, M., GREVESSE, N., SAUVAL, A. J., 2005, “The Solar Chemical Composition”. v. 336, p. 25, set. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2005ASPC...336...25A>>. ADS Bibcode: 2005ASPC..336...25A.

- ASPLUND, M., AMARSI, A. M., GREVESSE, N., 2021, “The chemical make-up of the Sun: A 2020 vision”, *Astronomy and Astrophysics*, v. 653 (set.), pp. A141. ISSN: 0004-6361. doi: 10.1051/0004-6361/202140445. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2021A&A...653A.141A>>. ADS Bibcode: 2021A&A...653A.141A.
- BAILER-JONES, C. A. L., RYBIZKI, J., FOUESNEAU, M., et al., 2021, “Estimating Distances from Parallaxes. V. Geometric and Photogeometric Distances to 1.47 Billion Stars in Gaia Early Data Release 3”, *The Astronomical Journal*, v. 161, n. 3 (fev.), pp. 147. ISSN: 1538-3881. doi: 10.3847/1538-3881/abd806. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.3847/1538-3881/abd806>>.
- BATTISTINI, C., BENSBY, T., 2015, “The origin and evolution of the odd-Z iron-peak elements Sc, V, Mn, and Co in the Milky Way stellar disk”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 577 (maio), pp. A9. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/201425327. Disponível em: <<https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2015/05/aa25327-14/aa25327-14.html>>.
- BENSBY, T., FELTZING, S., OEY, M. S., 2014, “Exploring the Milky Way stellar disk - A detailed elemental abundance study of 714 F and G dwarf stars in the solar neighbourhood”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 562 (fev.), pp. A71. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/201322631. Disponível em: <<https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2014/02/aa22631-13/aa22631-13.html>>.
- BOCHANSKI, J. J., HAWLEY, S. L., COVEY, K. R., et al., 2010, “THE LUMINOSITY AND MASS FUNCTIONS OF LOW-MASS STARS IN THE GALACTIC DISK. II. THE FIELD”, *The Astronomical Journal*, v. 139, n. 6 (maio), pp. 2679. ISSN: 1538-3881. doi: 10.1088/0004-6256/139/6/2679. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/0004-6256/139/6/2679>>.
- BOND, J. C., O'BRIEN, D. P., LAURETTA, D. S., 2010, “THE COMPOSITIONAL DIVERSITY OF EXTRASOLAR TERRESTRIAL PLANETS. I. IN SITU SIMULATIONS”, *The Astrophysical Journal*, v. 715, n. 2 (maio), pp. 1050. ISSN: 0004-637X. doi: 10.1088/0004-637X/715/2/1050. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/0004-637X/715/2/1050>>.
- BONFELS, X., GILLON, M., UDRY, S., et al., 2012, “A hot Uranus transiting the nearby M dwarf GJ 3470 - Detected with HARPS velocimetry. Captured in transit with TRAPPIST photometry”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 546 (out.), pp. A27. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/201219623. Dispo-

nível em: <<https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2012/10/aa19623-12/aa19623-12.html>>.

BORUCKI, W. J., KOCH, D., BASRI, G., et al., 2010, “Kepler Planet-Detection Mission: Introduction and First Results”, *Science*, v. 327, n. 5968 (fev.), pp. 977–980. doi: 10.1126/science.1185402. Disponível em: <<https://www.science.org/doi/10.1126/science.1185402>>.

BOWEN, I. S., VAUGHAN, A. H., 1973, “The Optical Design of the 40-in. Telescope and of the Irene DuPont Telescope at Las Campanas Observatory, Chile”, *Applied Optics*, v. 12, n. 7 (jul.), pp. 1430–1435. ISSN: 2155-3165. doi: 10.1364/AO.12.001430. Disponível em: <<https://opg.optica.org/ao/abstract.cfm?uri=ao-12-7-1430>>.

BREWER, J. M., FISCHER, D. A., 2016, “C/O and Mg/Si Ratios of Stars in the Solar Neighborhood”, *The Astrophysical Journal*, v. 831 (nov.), pp. 20. ISSN: 0004-637X. doi: 10.3847/0004-637X/831/1/20. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2016ApJ...831...20B>>. Publisher: IOP ADS Bibcode: 2016ApJ...831...20B.

BREWER, J. M., FISCHER, D. A., 2018, “Spectral Properties of Cool Stars: Extended Abundance Analysis of Kepler Objects of Interest”, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 237, n. 2 (ago.), pp. 38. ISSN: 0067-0049. doi: 10.3847/1538-4365/aad501. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.3847/1538-4365/aad501>>.

BUCHHAVE, L. A., LATHAM, D. W., JOHANSEN, A., et al., 2012, “An abundance of small exoplanets around stars with a wide range of metallicities”, *Nature*, v. 486, n. 7403 (jun.), pp. 375–377. ISSN: 1476-4687. doi: 10.1038/nature11121. Disponível em: <<https://www.nature.com/articles/nature11121>>.

BURBIDGE, E. M., BURBIDGE, G. R., FOWLER, W. A., et al., 1957, “Synthesis of the Elements in Stars”, *Reviews of Modern Physics*, v. 29, n. 4 (out.), pp. 547–650. doi: 10.1103/RevModPhys.29.547. Disponível em: <<https://link.aps.org/doi/10.1103/RevModPhys.29.547>>.

CARRETTA, E., GRATTON, R. G., BRAGAGLIA, A., et al., 2013, “POTASSIUM IN GLOBULAR CLUSTER STARS: COMPARING NORMAL CLUSTERS TO THE PECULIAR CLUSTER NGC 2419\*”, *The Astrophysical Journal*, v. 769, n. 1 (maio), pp. 40. ISSN: 0004-637X. doi: 10.1088/0004-637X/769/1/40. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/0004-637X/769/1/40>>.

- CARROLL, B. W., OSTLIE, D. A., 2017, *An introduction to modern astrophysics, Second Edition*. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2017imas.book.....C>>. ADS Bibcode: 2017imas.book.....C.
- CHEN, Y. Q., NISSEN, P. E., ZHAO, G., et al., 2000, “Chemical composition of 90 F and G disk dwarfs”, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, v. 141, n. 3 (fev.), pp. 491–506. ISSN: 0365-0138, 1286-4846. doi: 10.1051/aas:2000124. Disponível em: <<https://aas.aanda.org/articles/aas/abs/2000/03/ds1800/ds1800.html>>.
- DE SOUZA OLIVEIRA FILHO, K., 2000, *Astronomia e astrofísica*. Ed. Universidade/UFRGS. ISBN: 9788570255396. Disponível em: <<https://books.google.com.br/books?id=lfVwPwAACAAJ>>.
- DELGADO MENA, E., ISRAELIAN, G., GONZÁLEZ HERNÁNDEZ, J. I., et al., 2010, “CHEMICAL CLUES ON THE FORMATION OF PLANETARY SYSTEMS: C/O VERSUS Mg/Si FOR HARPS GTO SAMPLE”, *The Astrophysical Journal*, v. 725, n. 2 (dez.), pp. 2349. ISSN: 0004-637X. doi: 10.1088/0004-637X/725/2/2349. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/0004-637X/725/2/2349>>. Publisher: The American Astronomical Society.
- DELGADO MENA, E., ADIBEKYAN, V., SANTOS, N. C., et al., 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”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 655 (nov.), pp. A99. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/202141588. Disponível em: <<https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2021/11/aa41588-21/aa41588-21.html>>. Publisher: EDP Sciences.
- DOTTER, A., CONROY, C., CARGILE, P., et al., 2017, “The Influence of Atomic Diffusion on Stellar Ages and Chemical Tagging”, *The Astrophysical Journal*, v. 840, n. 2 (maio), pp. 99. ISSN: 0004-637X. doi: 10.3847/1538-4357/aa6d10. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.3847/1538-4357/aa6d10>>.
- FISCHER, D. A., VALENTI, J., 2005, “The Planet-Metallicity Correlation\*”, *The Astrophysical Journal*, v. 622, n. 2 (abr.), pp. 1102. ISSN: 0004-637X. doi: 10.1086/428383. Disponível em: <<https://iopscience.iop.org/article/10.1086/428383/meta>>.
- GARCÍA PÉREZ, A. E., PRIETO, C. A., HOLTZMAN, J. A., et al., 2016, “ASP-CAP: THE APOGEE SLAR PARAMETER AND CHEMICAL ABUNDANCES PIPELINE”, *The Astronomical Journal*, v. 151, n. 6 (maio), pp. 144.

ISSN: 1538-3881. doi: 10.3847/0004-6256/151/6/144. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.3847/0004-6256/151/6/144>>.

GHEZZI, L., CUNHA, K., SMITH, V. V., et al., 2010, “SLAR PARAMETERS AND METALLICITIES OF STARS HOSTING JOVIAN AND NEPTUNIAN MASS PLANETS: A POSSIBLE DEPENDENCE OF PLANETARY MASS ON METALLICITY\*”, *The Astrophysical Journal*, v. 720, n. 2 (ago.), pp. 1290. ISSN: 0004-637X. doi: 10.1088/0004-637X/720/2/1290. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/0004-637X/720/2/1290>>.

GRAY, D. F., 2008, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2008oasp.book.....G>>. ADS Bibcode: 2008oasp.book.....G.

GUNN, J. E., SIEGMUND, W. A., MANNERY, E. J., et al., 2006, “The 2.5 m Telescope of the Sloan Digital Sky Survey”, *The Astronomical Journal*, v. 131, n. 4 (abr.), pp. 2332. ISSN: 1538-3881. doi: 10.1086/500975. Disponível em: <<https://iopscience.iop.org/article/10.1086/500975/meta>>.

GUSTAFSSON, B., EDVARDSSON, B., ERIKSSON, K., et al., 2008, “A grid of MARCS model atmospheres for late-type stars - I. Methods and general properties”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 486, n. 3 (ago.), pp. 951–970. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361:200809724. Disponível em: <<https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2008/30/aa09724-08/aa09724-08.html>>.

HENRY, T. J., JAO, W.-C., WINTERS, J. G., et al., 2018, “The Solar Neighborhood XLIV: RECONS Discoveries within 10 parsecs”, *The Astronomical Journal*, v. 155, n. 6 (jun.), pp. 265. ISSN: 1538-3881. doi: 10.3847/1538-3881/aac262. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.3847/1538-3881/aac262>>.

HOWELL, S. B., SOBECK, C., HAAS, M., et al., 2014, “The K2 Mission: Characterization and Early Results”, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 126, n. 938 (abr.), pp. 398. ISSN: 1538-3873. doi: 10.1086/676406. Disponível em: <<https://iopscience.iop.org/article/10.1086/676406/meta>>.

HUBENY, I., LANZ, T., 2011, “Synspec: General Spectrum Synthesis Program”, *Astrophysics Source Code Library*, (set.), pp. ascl:1109.022. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2011ascl.soft09022H>>. ADS Bibcode: 2011ascl.soft09022H.

IMIG, J., PRICE, C., HOLTZMAN, J. A., et al., 2023, “A Tale of Two Disks: Mapping the Milky Way with the Final Data Release of APOGEE”, *The Astrophysical*

- Journal*, v. 954, n. 2 (ago.), pp. 124. ISSN: 0004-637X. doi: 10.3847/1538-4357/ace9b8. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.3847/1538-4357/ace9b8>>.
- KROUPA, P., 2001, “On the variation of the initial mass function”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 322 (abr.), pp. 231–246. ISSN: 0035-8711. doi: 10.1046/j.1365-8711.2001.04022.x. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2001MNRAS.322..231K>>. ADS Bibcode: 2001MNRAS.322..231K.
- LARIMER, J. W., 1975, “The effect of C / O ratio on the condensation of planetary material”, *Geochimica et Cosmochimica Acta*, v. 39 (mar.), pp. 389–392. ISSN: 0016-7037. doi: 10.1016/0016-7037(75)90204-5. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1975GeCoA..39..389L>>. ADS Bibcode: 1975GeCoA..39..389L.
- LAUGHLIN, G., BODENHEIMER, P., ADAMS, F. C., 1997, “The End of the Main Sequence”, *The Astrophysical Journal*, v. 482, n. 1 (jun.), pp. 420. ISSN: 0004-637X. doi: 10.1086/304125. Disponível em: <<https://iopscience.iop.org/article/10.1086/304125/meta>>.
- MADHUSUDHAN, N., LEE, K. K. M., MOUSIS, O., 2012, “A POSSIBLE CARBON-RICH INTERIOR IN SUPER-EARTH 55 Cancri e”, *The Astrophysical Journal Letters*, v. 759, n. 2 (out.), pp. L40. ISSN: 2041-8205. doi: 10.1088/2041-8205/759/2/L40. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/2041-8205/759/2/L40>>.
- MAJEWSKI, S. R., SCHIAVON, R. P., FRINCHABOY, P. M., et al., 2017, “The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE)”, *The Astronomical Journal*, v. 154 (set.), pp. 94. ISSN: 0004-6256. doi: 10.3847/1538-3881/aa784d. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2017AJ...154...94M>>. ADS Bibcode: 2017AJ....154...94M.
- MASSERON, T., MERLE, T., HAWKINS, K., 2016, “BACCHUS: Brussels Automatic Code for Characterizing High accuracy Spectra”, *Astrophysics Source Code Library*, (maio), pp. ascl:1605.004. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2016ascl.soft05004M>>. ADS Bibcode: 2016ascl.soft05004M.
- MELO, E., SOUTO, D., CUNHA, K., et al., 2024, “Stellar Characterization and Chemical Abundances of Exoplanet-hosting M Dwarfs from APOGEE Spectra: Future JWST Targets”, *The Astrophysical Journal*, v. 973, n. 2 (set.), pp. 90. ISSN: 0004-637X. doi: 10.3847/1538-4357/ad5004. Disponível em:

- <<https://dx.doi.org/10.3847/1538-4357/ad5004>>. Publisher: The American Astronomical Society.
- MICHAUD, G., ALECIAN, G., RICHER, J., 2015, *Atomic Diffusion in Stars*. doi: 10.1007/978-3-319-19854-5. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2015ads..book.....M>>. ADS Bibcode: 2015ads..book.....M.
- MISHENINA, T., GORBANEVA, T., PIGNATARI, M., et al., 2015, “Mn abundances in the stars of the Galactic disc with metallicities  $1.0 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.3$ ”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 454, n. 2 (dez.), pp. 1585–1594. ISSN: 0035-8711. doi: 10.1093/mnras/stv2038. Disponível em: <<https://doi.org/10.1093/mnras/stv2038>>.
- MISHENINA, T. V., SOUBIRAN, C., BIENAYMÉ, O., et al., 2008, “Spectroscopic investigation of stars on the lower main sequence”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 489, n. 2 (out.), pp. 923–930. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361:200810360. Disponível em: <<https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2008/38/aa10360-08/aa10360-08.html>>.
- MISHENINA, T. V., PIGNATARI, M., KOROTIN, S. A., et al., 2013, “Abundances of neutron-capture elements in stars of the Galactic disk substructures”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 552 (abr.), pp. A128. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/201220687. Disponível em: <<https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2013/04/aa20687-12/aa20687-12.html>>.
- MONTES, D., GONZÁLEZ-PEINADO, R., TABERNEIRO, H. M., et al., 2018, “Calibrating the metallicity of M dwarfs in wide physical binaries with F-, G-, and K-primaries – I: High-resolution spectroscopy with HERMES: stellar parameters, abundances, and kinematics”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 479, n. 1 (set.), pp. 1332–1382. ISSN: 0035-8711. doi: 10.1093/mnras/sty1295. Disponível em: <<https://doi.org/10.1093/mnras/sty1295>>.
- MONTGOMERY, D. C., RUNGER, G. C., 2010, *Applied Statistics and Probability for Engineers*. John Wiley & Sons. ISBN: 9780470053041. Google-Books-ID: \_-f4KrEcNAfEC.
- MULDERS, G. D., PASCUCCI, I., APAI, D., 2015, “An Increase in the Mass of Planetary Systems around Lower-mass Stars”, *The Astrophysical Journal*, v. 814 (dez.), pp. 130. ISSN: 0004-637X. doi: 10.1088/0004-637X/814/2/130. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2015ApJ...814..130M>>. ADS Bibcode: 2015ApJ...814..130M.

- NIDEVER, D. L., HOLTZMAN, J. A., PRIETO, C. A., et al., 2015, “THE DATA REDUCTION PIPELINE FOR THE APACHE POINT OBSERVATORY GALACTIC EVOLUTION EXPERIMENT”, *The Astronomical Journal*, v. 150, n. 6 (nov.), pp. 173. ISSN: 1538-3881. doi: 10.1088/0004-6256/150/6/173. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/0004-6256/150/6/173>>.
- NOMOTO, K., KOBAYASHI, C., TOMINAGA, N., 2013, “Nucleosynthesis in Stars and the Chemical Enrichment of Galaxies”, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 51, n. Volume 51, 2013 (ago.), pp. 457–509. ISSN: 0066-4146, 1545-4282. doi: 10.1146/annurev-astro-082812-140956. Disponível em: <<https://www.annualreviews.org/content/journals/10.1146/annurev-astro-082812-140956>>.
- PASCUCCI, I., APAI, D., LUHMAN, K., et al., 2009, “THE DIFFERENT EVOLUTION OF GAS AND DUST IN DISKS AROUND SUN-LIKE AND COOL STARS”, *The Astrophysical Journal*, v. 696, n. 1 (abr.), pp. 143. ISSN: 0004-637X. doi: 10.1088/0004-637X/696/1/143. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/0004-637X/696/1/143>>.
- PLEZ, B., 2012, “Turbospectrum: Code for spectral synthesis”, *Astrophysics Source Code Library*, (maio), pp. ascl:1205.004. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2012ascl.soft05004P>>. ADS Bibcode: 2012ascl.soft05004P.
- PRESS, W. H., 2007, *Numerical Recipes 3rd Edition: The Art of Scientific Computing*. Cambridge University Press. ISBN: 9780521880688. Google-Books-ID: 1aAOdzK3FegC.
- QUEIROZ, A. B. A., ANDERS, F., SANTIAGO, B. X., et al., 2018, “StarHorse: a Bayesian tool for determining stellar masses, ages, distances, and extinctions for field stars”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 476, n. 2 (maio), pp. 2556–2583. ISSN: 0035-8711. doi: 10.1093/mnras/sty330. Disponível em: <<https://doi.org/10.1093/mnras/sty330>>.
- RAMÍREZ, I., FISH, J. R., LAMBERT, D. L., et al., 2012, “LITHIUM ABUNDANCES IN NEARBY FGK DWARF AND SUBGIANT STARS: INTERNAL DESTRUCTION, GALACTIC CHEMICAL EVOLUTION, AND EXOPLANETS”, *The Astrophysical Journal*, v. 756, n. 1 (ago.), pp. 46. ISSN: 0004-637X. doi: 10.1088/0004-637X/756/1/46. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/0004-637X/756/1/46>>.
- RAMÍREZ, I., ALLENDE PRIETO, C., LAMBERT, D. L., 2013, “OXYGEN ABUNDANCES IN NEARBY FGK STARS AND THE GALACTIC CHEMICAL

- EVOLUTION OF THE LOCAL DISK AND HALO”, *The Astrophysical Journal*, v. 764, n. 1 (jan.), pp. 78. ISSN: 0004-637X. doi: 10.1088/0004-637X/764/1/78. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/0004-637X/764/1/78>>.
- REDDY, B. E., LAMBERT, D. L., PRIETO, C. A., 2006, “Elemental abundance survey of the Galactic thick disc”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 367, n. 4 (abr.), pp. 1329–1366. ISSN: 0035-8711. doi: 10.1111/j.1365-2966.2006.10148.x. Disponível em: <<https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.10148.x>>.
- REID, I. N., GIZIS, J. E., 1997, “Low-Mass Binaries and the Stellar Luminosity Function”, *The Astronomical Journal*, v. 113 (jun.), pp. 2246. ISSN: 0004-6256. doi: 10.1086/118436. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1997AJ....113.2246R>>. ADS Bibcode: 1997AJ...113.2246R.
- RIBAS, , BOUY, H., MERÍN, B., 2015, “Protoplanetary disk lifetimes vs. stellar mass and possible implications for giant planet populations”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 576 (abr.), pp. A52. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/201424846. Disponível em: <<https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2015/04/aa24846-14/aa24846-14.html>>.
- RICKER, G. R., WINN, J. N., VANDERSPEK, R., et al., 2014, “Transiting Exoplanet Survey Satellite”, *Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems*, v. 1, n. 1 (out.), pp. 014003. ISSN: 2329-4124, 2329-4221. doi: 10.1117/1.JATIS.1.1.014003. Disponível em: <<https://www.spiedigitallibrary.org/journals/Journal-of-Astronomical-Telescopes-Instruments-and-Systems/volume-1/issue-1/014003/Transiting-Exoplanet-Survey-Satellite/10.1117/1.JATIS.1.1.014003.full>>.
- RYBICKI, G. B., LIGHTMAN, A. P., 1986, *Radiative Processes in Astrophysics*. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1986rpa..book.....R>>. ADS Bibcode: 1986rpa..book.....R.
- SALARIS, M., CASSISI, S., 2005, *Evolution of Stars and Stellar Populations*. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2005essp.book.....S>>. ADS Bibcode: 2005essp.book.....S.
- SALPETER, E. E., 1955, “The Luminosity Function and Stellar Evolution.” *The Astrophysical Journal*, v. 121 (jan.), pp. 161. ISSN: 0004-637X. doi: 10.1086/145971. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1955ApJ...121..161S>>. ADS Bibcode: 1955ApJ...121..161S.

- SANTOS, N. C., ISRAELIAN, G., MAYOR, M., 2004, “Spectroscopic [Fe/H] for 98 extra-solar planet-host stars - Exploring the probability of planet formation”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 415, n. 3 (mar.), pp. 1153–1166. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361:20034469. Disponível em: <<https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2004/09/aa0469/aa0469.html>>.
- SHI, J. R., GEHREN, T., ZHAO, G., 2004, “Sodium abundances in nearby disk stars”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 423, n. 2 (ago.), pp. 683–691. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361:20040203. Disponível em: <<https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2004/32/aa0203-04/aa0203-04.html>>.
- SILVA, R. D., MILONE, A. D. C., ROCHA-PINTO, H. J., 2015, “Homogeneous abundance analysis of FGK dwarf, subgiant, and giant stars with and without giant planets”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 580 (ago.), pp. A24. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/201525770. Disponível em: <<https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2015/08/aa25770-15/aa25770-15.html>>.
- SMITH, V. V., BIZYAEV, D., CUNHA, K., et al., 2021, “The APOGEE Data Release 16 Spectral Line List”, *The Astronomical Journal*, v. 161, n. 6 (maio), pp. 254. ISSN: 1538-3881. doi: 10.3847/1538-3881/abefdc. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.3847/1538-3881/abefdc>>.
- SOUBIRAN, C., GIRARD, P., 2005, “Abundance trends in kinematical groups of the Milky Way’s disk”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 438, n. 1 (jul.), pp. 139–151. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361:20042390. Disponível em: <<https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2005/28/aa2390-04/aa2390-04.html>>.
- SOUSA, S. G., SANTOS, N. C., MAYOR, M., et al., 2008, “Spectroscopic parameters for 451 stars in the HARPS GTO planet search program - Stellar [Fe/H] and the frequency of exo-Neptunes”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 487, n. 1 (ago.), pp. 373–381. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361:200809698. Disponível em: <<https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2008/31/aa09698-08/aa09698-08.html>>.
- SOUTO, D., CUNHA, K., GARCÍA-HERNÁNDEZ, D. A., et al., 2017, “Chemical Abundances of M-Dwarfs from the Apogee Survey. I. The Exoplanet Hosting Stars Kepler-138 and Kepler-186”, *The Astrophysical Journal*, v. 835, n. 2 (jan.), pp. 239. ISSN: 0004-637X. doi: 10.3847/1538-4357/835/2/239. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.3847/1538-4357/835/2/239>>. Publisher: The American Astronomical Society.

- SOUTO, D., CUNHA, K., SMITH, V. V., et al., 2018, “Chemical Abundances of Main-sequence, Turnoff, Subgiant, and Red Giant Stars from APOGEE Spectra. I. Signatures of Diffusion in the Open Cluster M67”, *The Astrophysical Journal*, v. 857, n. 1 (abr.), pp. 14. ISSN: 0004-637X. doi: 10.3847/1538-4357/aab612. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.3847/1538-4357/aab612>>. Publisher: The American Astronomical Society.
- SOUTO, D., CUNHA, K., SMITH, V. V., et al., 2022, “Detailed Chemical Abundances for a Benchmark Sample of M Dwarfs from the APOGEE Survey”, *The Astrophysical Journal*, v. 927, n. 1 (mar.), pp. 123. ISSN: 0004-637X. doi: 10.3847/1538-4357/ac4891. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.3847/1538-4357/ac4891>>. Publisher: The American Astronomical Society.
- SUÁREZ-ANDRÉS, L., ISRAELIAN, G., HERNÁNDEZ, J. I. G., et al., 2017, “CNO behaviour in planet-harboring stars - II. Carbon abundances in stars with and without planets using the CH band”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 599 (mar.), pp. A96. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/201629434. Disponível em: <<https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2017/03/aa29434-16/aa29434-16.html>>.
- SUÁREZ-ANDRÉS, L., ISRAELIAN, G., GONZÁLEZ HERNÁNDEZ, J. I., et al., 2018, “C/O vs. Mg/Si ratios in solar type stars: The HARPS sample”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 614 (jun.), pp. A84. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/201730743. Disponível em: <<https://www.aanda.org/10.1051/0004-6361/201730743>>.
- TESKE, J. K., CUNHA, K., SMITH, V. V., et al., 2014, “C/O RATIOS OF STARS WITH TRANSITING HOT JUPITER EXOPLANETS\*,†”, *The Astrophysical Journal*, v. 788, n. 1 (maio), pp. 39. ISSN: 0004-637X. doi: 10.1088/0004-637X/788/1/39. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/0004-637X/788/1/39>>. Publisher: The American Astronomical Society.
- THIABAUD, A., MARBOEUF, U., ALIBERT, Y., et al., 2015a, “Gas composition of the main volatile elements in protoplanetary discs and its implication for planet formation”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 574 (fev.), pp. A138. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/201424868. Disponível em: <<https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2015/02/aa24868-14/aa24868-14.html>>.
- THIABAUD, A., MARBOEUF, U., ALIBERT, Y., et al., 2015b, “Elemental ratios in stars vs planets”, *Astronomy and Astrophysics*, v. 580 (ago.), pp. A30. ISSN: 0004-6361. doi: 10.1051/0004-6361/201525963. Disponível

- em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2015A&A...580A..30T>>. ADS  
Bibcode: 2015A&A...580A..30T.
- TURRINI, D., SCHISANO, E., FONTE, S., et al., 2021, “Tracing the Formation History of Giant Planets in Protoplanetary Disks with Carbon, Oxygen, Nitrogen, and Sulfur”, *The Astrophysical Journal*, v. 909, n. 1 (mar.), pp. 40. ISSN: 0004-637X. doi: 10.3847/1538-4357/abd6e5. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.3847/1538-4357/abd6e5>>.
- WANDERLEY, F. C., 2024, *PARÂMETROS ATMOSFÉRICOS E CAMPOS MAGNÉTICOS DE ESTRELAS ANÃS M OBSERVADAS PELO LEVANTAMENTO APOGEE*. Tese de Doutorado. Disponível em: <<http://localhost:8080/tede/handle/tede/192>>. Divisão de Programas de Pós-Graduação - DIPPG.
- WANG, H. S., QUANZ, S. P., MAHADEVAN, S., et al., 2024, “Towards characterising rocky worlds: Trends in chemical make-ups of M dwarfs versus GK dwarfs”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 688 (ago.), pp. A225. ISSN: 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/202449467. Disponível em: <<https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2024/08/aa49467-24/aa49467-24.html>>.
- WILSON, J. C., HEARTY, F. R., SKRUTSKIE, M. F., et al., 2019, “The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE) Spectrographs”, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 131, n. 999 (mar.), pp. 055001. ISSN: 1538-3873. doi: 10.1088/1538-3873/ab0075. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/1538-3873/ab0075>>.
- ÖBERG, K. I., MURRAY-CLAY, R., BERGIN, E. A., 2011, “THE EFFECTS OF SNOWLINES ON C/O IN PLANETARY ATMOSPHERES”, *The Astrophysical Journal Letters*, v. 743, n. 1 (nov.), pp. L16. ISSN: 2041-8205. doi: 10.1088/2041-8205/743/1/L16. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/2041-8205/743/1/L16>>.

# Apêndice A

## O Cálculo de Abundâncias

Apresentamos a seguir uma pequena descrição das definições de abundância utilizadas neste trabalho. Para uma descrição mais detalhada, verificar SALARIS e CASSISI (2005) e DE SOUZA OLIVEIRA FILHO (2000), por exemplo.

Definimos abundância absoluta de um elemento X na fotosfera estelar, denotada como  $A(X)$ , como sendo a medida logarítmica da densidade numérica<sup>1</sup> de X ( $N_X$ ) em relação ao número de átomos de hidrogênio:

$$A(X) \equiv \log_{10} \left( \frac{N_X}{N_H} \right) + 12. \quad (\text{A.1})$$

Definimos também a razão da abundância absoluta entre dois elementos X e Y como:

$$X/Y = 10^{A(X)-A(Y)}. \quad (\text{A.2})$$

Utilizando a Equação A.1, podemos definir a abundância relativa à abundância solar

$$[X/Y] = (A(X)_\star - A(X)_\odot) - (A(Y)_\star - A(Y)_\odot). \quad (\text{A.3})$$

Note que, por essa definição, a abundância de um elemento solar em relação a outro é sempre nula, i.e.  $[X/Y]_\odot \equiv 0$ , para quaisquer elementos X e Y. Essa medida é especialmente utilizada, uma vez que o Sol é a estrela mais bem estudada e documentada (ASPLUND *et al.* (2005, 2021)). Particularmente, utilizam-se as abundâncias relativas ao hidrogênio,  $[X/H] = A(X)_\star - A(X)_\odot$ , e ferro solar,  $[X/Fe] = (A(X)_\star - A(X)_\odot) - (A(Fe)_\star - A(Fe)_\odot)$ .

É importante destacar que a metalicidade estelar é comumente definida pela razão  $[Fe/H]$ . Embora o ferro não seja o elemento mais abundante da Galáxia, suas linhas espectrais são bem definidas na faixa do visível, o que facilita a sua determinação. Assim, o ferro é amplamente utilizado como traçador da abundância dos elementos mais pesados que o hélio.

---

<sup>1</sup>Número de átomos por unidade de volume.



# Apêndice B

## Formação de Linhas Espectrais

Esse apêndice visa uma introdução meramente fenomenológica do processo de formação dos espectros estelares e dos processos de alargamento de linhas. Para uma descrição teórica e mais aprofundada, consultar CARROLL e OSTLIE (2017); DE SOUZA OLIVEIRA FILHO (2000); GRAY (2008); RYBICKI e LIGHTMAN (1986).

### B.1 Formação do Espectro e Aproximação ETL

Quase todo o conhecimento da astrofísica estelar vem da luz emitida pelas estrelas através dos seus espectros, que são resultados da interação entre a energia gerada no interior estelar e os processos físicos que ocorrem em suas camadas externas até a emissão na fotosfera.

De maneira resumida, a produção de energia tem início no núcleo, onde reações de fusão nuclear liberam fótons altamente energéticos. À medida que esses fótons se propagam para as camadas mais externas da estrela, eles interagem com a matéria, sofrendo inúmeros espalhamentos e perdas de energia, resultando em fótons de diversos comprimentos de onda. Na fotosfera, essa radiação é finalmente emitida com uma distribuição espectral que se assemelha à de um corpo negro, caracterizando o chamado espectro contínuo.

Após a emissão na fotosfera, a radiação atravessa as camadas superiores da atmosfera estelar, onde pode ser absorvido em determinados comprimentos de onda pelos átomos e íons ali presentes. Como resultado, formam-se as linhas de absorção superpostas ao contínuo, diretamente relacionadas à composição química, temperatura e densidade das camadas atmosféricas.

Todo esse processo de interação dos fótons no interior da estrela até sua atmosfera e posterior observação é regido pela chamada equação do transporte radiativo:

$$\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = -I_\nu + S_\nu, \quad (\text{B.1})$$

onde  $I_\nu$  é a intensidade da radiação em uma dada frequência  $\nu$ ,  $\tau_\nu$  a profundidade ótica

estelar, que mede o quanto a radiação é absorvida ou espalhada à medida que atravessa o meio, e  $S_\nu$  é a função fonte, definida como a razão entre os coeficientes de emissão e absorção, que indica o quanto o meio é eficiente em emitir radiação em relação à sua tendência de absorvê-la.

Ou seja, a equação do transporte radiativo tem uma interpretação quase intuitiva: a variação da intensidade da radiação ao longo do meio resulta do equilíbrio entre o que é absorvido e o que é emitido no interior da estrela. No entanto, a solução exata dessa equação é extremamente complexa. Isso ocorre, pois, na prática, a radiação gerada no núcleo interage com diversas partículas em diferentes estados e condições físicas até sua emissão na fotosfera. Além disso, sua evolução depende de múltiplas variáveis como frequência, posição e da direção de propagação. Assim, para a solução prática da equação de transporte radiativo e conseqüente modelagem espectral, utilizam-se algumas aproximações e simplificações.

A primeira simplificação comum na modelagem atmosférica é assumir que a estrela possui uma estrutura unidimensional (1D), ou seja, as propriedades físicas variam apenas com a profundidade, desprezando qualquer variação lateral. Essa abordagem ignora movimentos dinâmicos como convecção, turbulência ou pulsações estelares, que exigiriam uma modelagem multidimensional e mais complexa.

Outra aproximação é considerar que a atmosfera estelar é formada por camadas finas e paralelas, em uma geometria chamada de plano-paralela. Essa aproximação despreza a curvatura da estrela localmente, o que é razoavelmente válido para estrelas de sequência principal.

Por fim, há a aproximação de equilíbrio termodinâmico local (ETL), que considera que a função fonte é bem aproximada pela função de Planck (de corpo negro):

$$S_\nu \approx B_\nu(T), \quad (\text{B.2})$$

onde  $B_\nu(T)$  é a intensidade de radiação do corpo negro a uma dada temperatura  $T$ .

Note que uma estrela definitivamente não é um corpo negro ideal, uma vez que, por definição, um corpo negro apresenta equilíbrio térmico (mesma temperatura) em todo o sistema. Em uma estrela, contudo, isso não se aplica, pois há um claro gradiente de temperatura: as camadas internas são muito mais quentes do que as externas, devido à proximidade com a região de geração de energia por fusão nuclear. No entanto, é razoável assumir que, ao dividir a estrutura estelar em camadas suficientemente finas, a temperatura dentro de cada uma delas pode ser considerada aproximadamente constante.

Assumindo o ETL, podemos utilizar as distribuições de Boltzmann e Saha, fundamentais para a devida modelagem das linhas espectrais.

Primeiramente, a distribuição de Boltzmann descreve o estado de excitação dos átomos, estando diretamente relacionada a probabilidade de uma transição eletrônica espe-

cífica ocorrer. Considerando os níveis de energia  $i$  e  $j$ , a distribuição de Boltzmann é dada por:

$$\frac{n_j}{n_i} = \frac{g_j}{g_i} e^{-(E_j - E_i)/kT}, \quad (\text{B.3})$$

onde  $n_i$  e  $n_j$  são as populações,  $g_i$  e  $g_j$  são degenerescências (pesos estatísticos) dos níveis de energia,  $E_i$  e  $E_j$  as energias de cada nível,  $k$ , a constante de Boltzmann e  $T$ , a temperatura.

A equação de Saha, por sua vez, fornece o estágio de ionização dos átomos de um elemento, influenciando quais espécies iônicas predominam sob determinadas condições de temperatura e densidade. Para um número  $n$  de átomos no estado neutro (ou ionização  $i$ ) e um número  $n$  de átomos no estado ionizado (ou ionização  $i+1$ ), essa equação é dada por:

$$\frac{n_{i+1} n_e}{n_i} = \left( \frac{2\pi m_e kT}{h^2} \right)^{3/2} \frac{2g_{i+1}}{g_i} e^{-\chi_i/kT}, \quad (\text{B.4})$$

onde  $n_e$  é a densidade de elétrons livres,  $g_i$  e  $g_{i+1}$  os pesos estatísticos dos dois estados,  $\chi_i$  a energia de ionização,  $m_e$  a massa do elétron e  $h$  a constante de Planck.

## B.2 Alargamento de Linhas Espectrais

Como visto, as linhas espectrais são variações na intensidade da radiação em função do comprimento de onda, resultantes da absorção por átomos, moléculas ou íons presentes na atmosfera estelar. Embora a mecânica quântica determine que essa absorção aconteça em níveis de energia quantizados (o que resultaria em linhas espectrais discretas), as linhas observadas no espectro não são perfeitamente estreitas. Isso ocorre devido a vários processos que causam o alargamento das linhas espectrais, fazendo com que cada linha tenha uma largura finita em comprimento de onda. A seguir, apresentamos alguns dos principais processos responsáveis por esse alargamento.

Primeiramente, temos o alargamento natural da linha, decorrente do princípio de incerteza de Heisenberg. Esse princípio estabelece que a incerteza na energia,  $\Delta E$ , de um nível eletrônico está relacionada ao tempo de permanência do elétron nesse estado,  $\Delta t$ :

$$\Delta E \approx \hbar/\Delta t, \quad (\text{B.5})$$

com  $\hbar$  sendo a constante de Planck reduzida.

Dessa forma, como os elétrons em estados excitados permanecem nesses níveis por um tempo finito, a energia desses estados não pode ser precisamente definida. Isso significa que os fótons absorvidos durante as transições entre esses níveis terão uma pequena variação em suas energias (e, conseqüentemente, em seus comprimentos de onda), contribuindo para uma linha espectral alargada.

Outro tipo de alargamento vem como consequência do efeito Doppler: como as partículas na atmosfera da estrela se movem aleatoriamente em todas as direções, aquelas que se afastam do observador, absorvem fótons com comprimentos de onda um pouco maiores que o comprimento  $\lambda$  central da linha. Por outro lado, aquelas que se aproximam, absorvem fótons com comprimentos de onda menores que  $\lambda$ . A combinação desses deslocamentos cria um perfil espectral alargado por “alargamento Doppler”, dado por:

$$\Delta\lambda = \frac{|v_r|}{c}\lambda, \quad (\text{B.6})$$

com  $v_r$  sendo a velocidade radial e  $c$  a velocidade da luz no vácuo.

Assumindo a aproximação ETL, a distribuição das velocidades das partículas na atmosfera estelar é descrita pela distribuição de Maxwell–Boltzmann:

$$\left[ \frac{n(v)}{N} dv \right]_{ETL} = \left( \frac{m}{2\pi kT} \right)^{3/2} 4\pi v^2 e^{-mv^2/2kT} dv, \quad (\text{B.7})$$

onde  $n(v)$  é o número de partículas com velocidade  $v$ ,  $N$  é o número total de partículas,  $m$  é a massa da partícula,  $T$  é a temperatura, e  $k$  é a constante de Boltzmann.

Segundo a distribuição de Maxwell–Boltzmann, a velocidade mais provável (pico da distribuição) é  $v = \sqrt{2kT/m}$ . Assim, o alargamento Doppler das linhas pode ser aproximado por:

$$\Delta\lambda \approx \frac{2\lambda}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m}}. \quad (\text{B.8})$$

Há também o alargamento colisional, gerado pelas colisões entre as partículas na atmosfera estelar. Essas interações perturbam os níveis de energia dos átomos, fazendo com que eles fiquem menos definidos e que as transições correspondentes tenham uma distribuição maior de energias. Considerando a velocidade mais provável da distribuição de Maxwell–Boltzmann e a equação do livre caminho médio  $l = 1/n\sigma$ , onde  $n$  é a densidade de partículas e  $\sigma$  a seção de choque das colisões, temos que o alargamento colisional pode ser aproximado por:

$$\Delta\lambda \approx \frac{\lambda^2}{2c} \frac{n\sigma}{\pi} \sqrt{\frac{2kT}{m}}. \quad (\text{B.9})$$

Desse modo, vemos que quanto maior a densidade  $n$  de partículas no meio, maior o alargamento colisional.

Na escala macroscópica, há o alargamento rotacional, causado pela rotação estelar. Nesse caso, consideramos que parte do disco estelar se aproxima do observador e parte se afasta, causando um deslocamento Doppler (macroscópico, nesse caso). Em geral, contudo, o eixo de rotação da estrela forma um ângulo  $i$  com o observador. Desse modo, a velocidade de rotação observada é, na verdade, uma projeção da velocidade de rotação da estrela. Define-se, portanto, a grandeza  $v \sin i$ , que caracteriza essa projeção. Note que um

valor pequeno de  $v \sin i$  pode indicar tanto que a estrela gira lentamente, quanto que ela está orientada quase de frente para o observador ( $i \approx 0$ ), reduzindo a componente observável da rotação. O deslocamento Doppler máximo gerado pela rotação e, conseqüentemente, o alargamento rotacional da linha espectral, é proporcional a essa componente projetada:  $\Delta\lambda \propto v \sin i$ .

Por fim, as linhas espectrais também são afetadas pelo alargamento instrumental, causado pela resolução<sup>1</sup> finita do espectrógrafo utilizado. Esse alargamento é modelado por uma gaussiana e, como visto no Capítulo 3, pode variar com o comprimento de onda da linha e com a fibra do espectrógrafo utilizada.

Mesmo para espectros de alta resolução, como os espectros APOGEE, esse alargamento pode ser relevante. Na Figura B.1, apresentamos um exemplo de espectro sintético com e sem alargamento instrumental, onde podemos ver a clara diferença na profundidade das linhas espectrais.

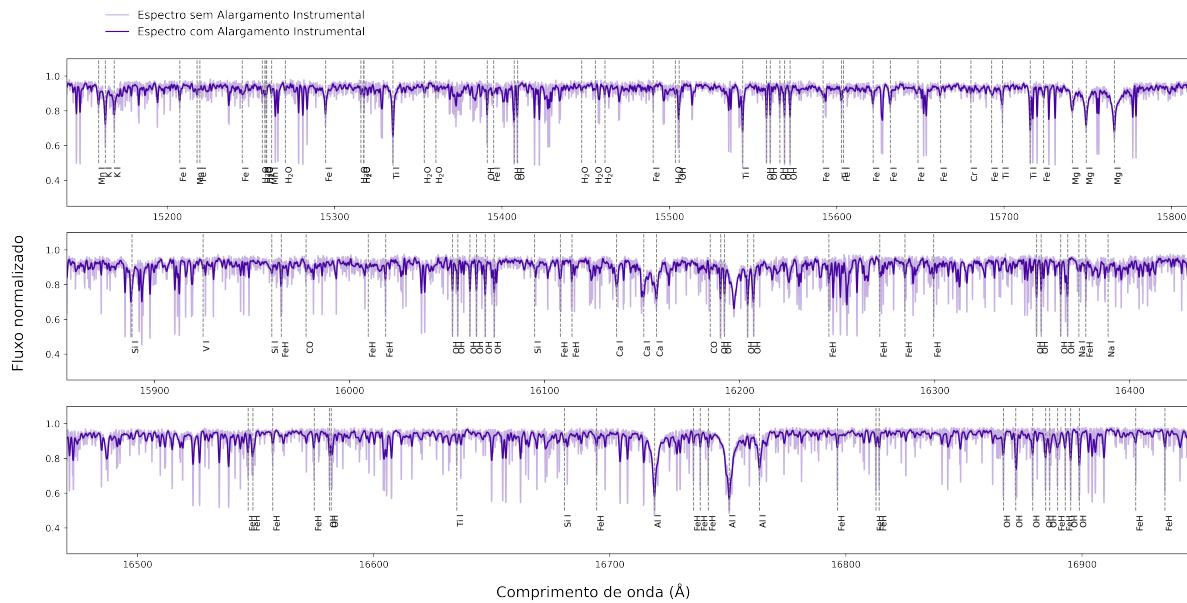


Figura B.1: Espectro sintético com (roxo) e sem (lilás) alargamento instrumental para a estrela 2M08103429-1348514 da amostra desse estudo.

<sup>1</sup>Capacidade de distinguir linhas muito próximas ou muito estreitas.



# Apêndice C

## Exemplos de Espectros

Apresentamos cinco exemplos de espectros modelados neste estudo. Os exemplos selecionados abrangem o intervalo de temperatura efetiva ( $3260 \leq T_{\text{eff}} \leq 3989$  K), gravidade superficial ( $4,62 \leq \log g \leq 5,05$  dex) e metalicidade ( $-0,92 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0,25$ ) da amostra analisada.

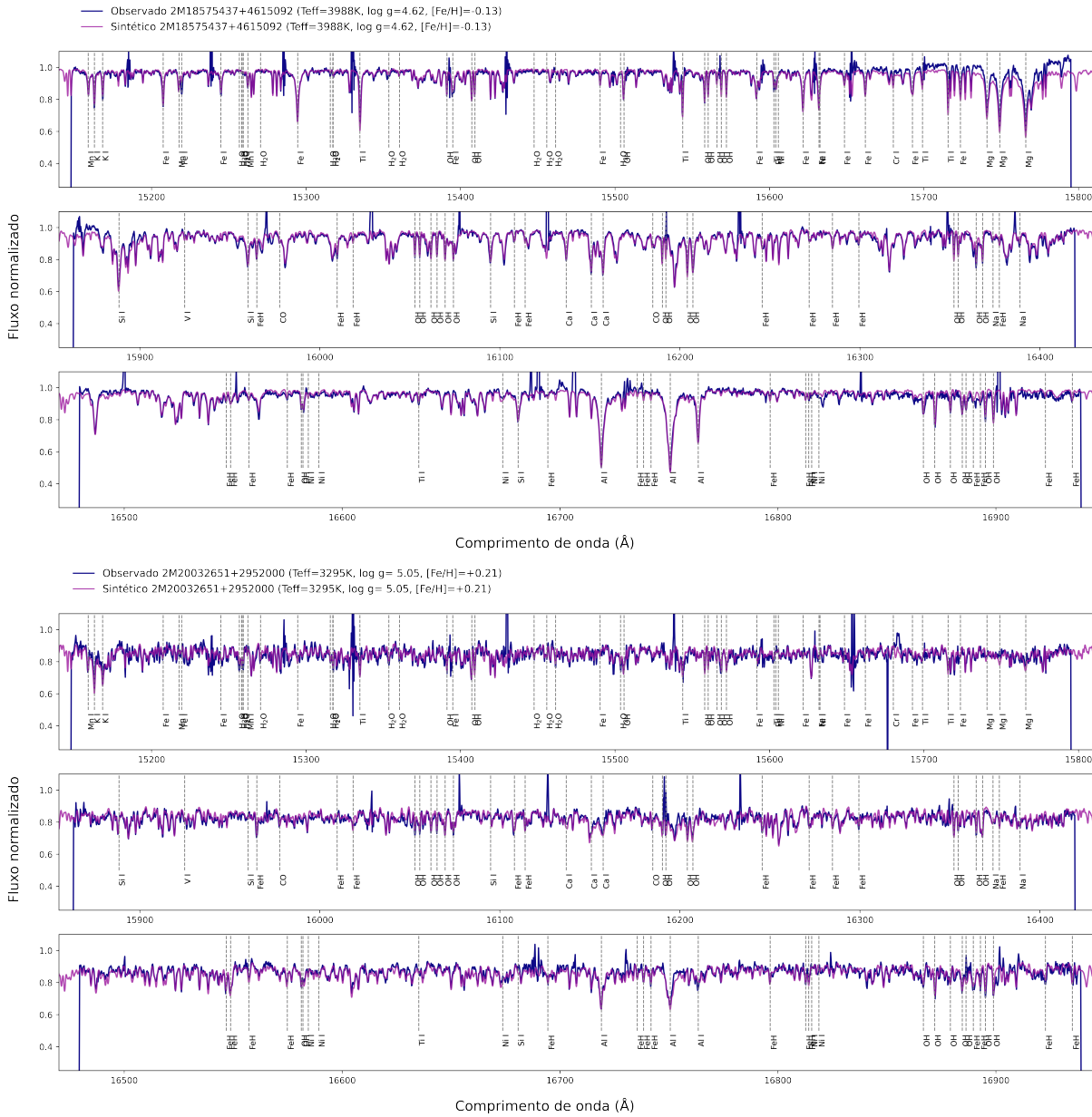


Figura C.1: Espectro observado (roxo) e sintético (rosa) para duas estrelas da amostra: uma estrela mais quente ( $T_{\text{eff}}=3988\text{K}$ ) e com baixa gravidade superficial ( $\log g=4,62$ ) (painel superior), e uma estrela mais fria ( $T_{\text{eff}}=3295\text{K}$ ) e com alta gravidade superficial ( $\log g=5,05$ ) (painel inferior). Nota-se que as linhas diagnósticas do espectro da estrela mais fria são bem menos definidas e o pseudocontínuo é significativamente mais rebaixado em relação ao espectro da estrela mais quente.





# Apêndice D

## Abundâncias em Relação ao Ferro

Abundâncias médias em relação ao ferro ( $[X/Fe]$ ) para todas as estrelas da amostra de anãs M deste estudo. Também são apresentadas as metalicidades,  $[Fe/H]$ , e as razões elementares C/O e Mg/Si.

APOGEE ID	[Fe/H]	[C/Fe]	[O/Fe]	[Na/Fe]	[Mg/Fe]	[Al/Fe]	[Si/Fe]	[K/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]	[V/Fe]	[Cr/Fe]	[Mn/Fe]	C/O	Mg/Si
2M00391724+0716375	0.24	-0.05	-0.05	0.09	-0.19	-0.07	-0.06	-0.08	0.02	-0.1	0.03	0.22	-0.01	0.59	0.81
2M02531581+0003087	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
2M03593637+1533320	-0.15	-0.11	0.01	-0.07	-0.05	-0.04	-0.05	-0.01	-	0.05	0.07	-	-0.14	0.46	1.1
2M04130560+1514520	0.33	-0.04	-0.1	-	-0.4	-0.51	-	-0.14	-0.03	-0.6	-	-	-	0.68	0.95
2M04342248+4302148	0.09	0.02	0.01	0.1	-0.02	-0.07	-0.14	-0.03	0.02	-0.15	-	0.15	-0.06	0.6	1.41
2M04545692-6231205	0.11	-0.02	-0.06	-0.13	-0.12	-0.21	-	-0.12	-0.02	-0.21	-	-	-0.05	0.65	-
2M06282325-6534456	-0.09	0.05	0.06	-0.13	0.19	-0.08	-	-0.12	0.04	-0.2	-	0.2	-0.04	0.58	-
2M07272450+0513329	-0.01	0.14	0.15	-0.06	-	-0.06	-	-0.04	-	-	-	-	-	0.58	-
2M07590587+1523294	0.13	0.02	0.0	0.03	-0.06	-0.14	-	-0.09	0.06	-0.19	-	0.2	-0.07	0.62	-
2M08255432+2021344	0.1	0.07	0.04	0.26	-0.13	-0.13	-0.01	-	0.07	-0.15	0.09	0.24	-0.04	0.63	0.83
2M08372705+1858360	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
2M08383283+1946256	0.2	-0.1	-0.1	-0.09	-0.17	-0.28	-0.33	-0.18	-0.01	-0.27	-	0.01	-0.1	0.59	1.58
2M09052674+2140075	-0.08	-0.05	0.03	0.01	-0.02	-0.09	-0.08	-0.01	0.13	-0.17	-	0.14	-0.19	0.49	1.26
2M09533093+3534171	0.11	-0.02	-0.03	-0.18	0.04	-0.2	-0.08	-	-0.01	-0.17	-	-	-0.18	0.6	1.45
2M10302934+0651492	0.09	-0.12	-0.06	-0.18	-0.04	-0.12	-0.03	-0.13	0.04	-	-	0.21	-0.18	0.51	1.07
2M10374104+0617094	0.08	0.04	0.05	0.0	-0.03	-0.02	-0.04	-0.11	0.07	-0.14	-0.02	0.22	-0.11	0.59	1.15
2M10422263+0426287	-0.52	-0.04	0.09	-0.05	0.17	0.0	-	0.3	0.16	-	-	-	-	0.44	-
2M18543080+4823277	-0.02	-0.09	-0.09	-0.3	0.04	-0.17	0.06	-0.18	0.04	-0.24	-	0.11	-0.13	0.59	1.05
2M18545568+4557315	0.05	0.08	0.04	0.08	-0.07	-0.11	-0.15	0.0	0.07	-0.14	0.05	0.14	-0.09	0.65	1.32
2M18545777+4730586	0.03	-0.05	-0.04	-0.05	-	-0.09	-0.09	-0.06	0.05	-0.23	-0.03	0.03	-0.11	0.59	1.26
2M18575437+4615092	-0.07	-0.02	0.0	0.02	-0.11	-0.11	-0.09	-0.1	0.03	-0.18	-0.01	0.12	-0.16	0.56	1.05
2M18594123+4558206	-0.24	0.08	0.11	-0.08	0.02	-0.09	-0.02	0.05	0.12	-0.09	-	0.11	-0.16	0.55	1.2
2M19000314+4013147	0.26	-0.07	-0.05	0.11	-0.18	-0.05	-0.19	-0.12	-	-0.47	-0.03	-	-0.11	0.58	1.12
2M19023192+7525070	-0.36	0.35	0.36	-0.11	0.2	-0.02	0.14	0.11	0.17	-0.19	-	0.2	-	0.58	1.26
2M19034293+3831155	0.26	-0.07	-0.05	0.07	-0.13	-0.14	-0.12	-	-0.14	-0.3	-	0.03	-0.22	0.56	1.07
2M19062262+3753285	-0.02	-0.14	-0.07	-0.1	-0.11	-0.16	-0.14	-0.05	-0.01	-0.29	-	0.08	-0.17	0.5	1.17
2M19092321+4746226	-0.16	0.05	0.07	-0.06	-0.05	-0.08	-0.08	0.01	0.12	-0.11	0.12	0.2	-0.12	0.56	1.17
2M19130013+4640465	-0.06	-0.11	-0.06	-0.32	0.14	-	-0.05	-0.18	0.07	-0.27	-	0.03	-0.09	0.54	1.7
2M19213157+4317347	-0.24	0.05	0.1	-0.13	0.03	-0.07	-0.03	0.03	0.15	-0.11	-0.13	0.11	-0.19	0.52	1.26
2M19301848+3907151	-0.1	0.14	0.13	-0.07	-0.12	-0.12	-0.23	0.03	0.1	-0.18	-	0.12	-0.14	0.6	1.41
2M19312949+4103513	0.2	0.01	0.01	0.19	-0.2	0.04	-0.05	-0.09	0.02	-0.21	-0.07	0.22	-0.09	0.6	0.79
2M19543665+4357180	-0.11	-0.08	0.0	-0.33	0.06	-0.11	-0.05	-0.15	-0.02	-0.25	-	0.04	-0.22	0.5	1.41
2M20004946+4501053	-0.29	-0.02	0.11	-0.13	0.08	0.01	-0.02	-0.13	0.15	-0.22	-	0.18	-	0.44	1.38
2M22182923-0936444	-0.31	0.11	0.21	-0.16	0.16	-0.02	0.1	0.0	0.02	-0.12	-	-	-	0.48	1.26
2M00182256+4401222	-0.24	0.2	-0.15	-	0.2	-0.11	-	-0.11	0.06	-0.05	-	0.25	0.02	0.5	-
2M02361535+0652191	-0.17	0.26	0.3	-	0.22	0.12	-	0.2	0.3	0.02	-	-	-	0.54	-
2M03044335+6144097	-0.24	0.03	0.15	-0.04	0.27	0.11	0.09	0.2	0.17	-0.06	-	0.27	-0.31	0.45	1.66
2M03150093+0103083	-0.92	0.36	0.51	-	0.45	0.14	0.16	-	0.37	0.14	-	-	-	0.42	2.14
2M03553688+5214291	-0.28	0.09	0.11	-	0.07	-0.15	0.0	0.01	-	-0.13	-	0.23	-	0.56	1.29
2M05413073+5329239	0.14	-0.06	-0.03	-	-0.06	-0.22	-0.08	-0.19	0.04	-0.29	-0.22	0.16	-0.07	0.55	1.15
2M06312373+0036445	-0.44	0.12	0.25	-	0.14	-0.04	-0.03	0.19	0.27	-0.02	-0.12	0.14	-0.19	0.45	1.58
2M08103429-1348514	0.0	-0.09	-0.08	-0.15	0.04	-0.2	-0.04	-0.07	0.04	-0.22	-0.24	0.21	-0.06	0.58	1.35
2M09142298+5241125	-0.11	-0.13	-0.03	-	0.02	-0.16	0.09	-0.04	0.15	-0.14	0.0	0.23	-0.13	0.48	0.93
2M09142485+5241118	0.03	-0.09	-0.05	-	0.1	-0.16	0.14	-0.18	0.02	-0.22	-0.09	0.15	-0.03	0.55	1.0
2M11032023+3558117	-0.41	-0.13	0.11	-	0.29	0.01	-	0.09	0.11	-0.03	0.11	0.42	-	0.35	-
2M12045611+1728119	-0.66	0.0	0.04	-	0.26	-	0.38	-0.01	0.33	-	-	-	-	0.54	0.83
2M14045583+0157230	-0.05	0.01	0.01	-0.02	0.04	-0.15	-0.07	0.0	0.08	-0.22	-0.01	0.23	-0.07	0.59	1.41
2M18244689-0620311	0.09	-0.06	-0.01	-	-0.09	-0.23	0.19	-0.17	0.0	-0.36	-	0.24	-	0.54	0.59
2M18424666+5937499	-0.27	-0.07	0.12	-	0.22	0.02	0.11	0.09	0.07	-0.14	-	-	-0.43	0.38	1.41
2M18424688+5937374	-0.41	0.09	0.21	-	-	0.36	-	0.14	0.31	-0.06	-	-	-	0.46	-
2M20032651+2952000	0.35	0.06	-0.02	-	-	-0.58	-	-0.14	-	-0.56	-	-	-	0.71	-



# Apêndice E

## Abundâncias em Relação ao Hidrogênio

Abundâncias médias em relação ao hidrogênio ( $[X/H]$ ) para todas as estrelas da amostra de anãs M deste estudo.

APOGEE ID	[Fe/H]	[C/H]	[O/H]	[Na/H]	[Mg/H]	[Al/H]	[Si/H]	[K/H]	[Ca/H]	[Ti/H]	[V/H]	[Cr/H]	[Mn/H]
2M00391724+0716375	0.24	0.19	0.19	0.33	0.05	0.17	0.18	0.16	0.26	0.14	0.27	0.46	0.23
2M02531581+0003087	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
2M03593637+1533320	-0.15	-0.25	-0.14	-0.22	-0.2	-0.19	-0.2	-0.16	-	-0.1	-0.08	-	-0.28
2M04130560+1514520	0.33	0.29	0.23	-	-0.07	-0.18	-0.01	0.19	0.3	-0.27	-	-	0.88
2M04342248+4302148	0.09	0.11	0.1	0.18	0.06	0.01	-0.05	0.06	0.1	-0.07	0.03	0.23	0.02
2M04545692-6231205	0.11	0.09	0.05	-0.02	-0.01	-0.1	-	-0.01	0.09	-0.1	-	-	0.06
2M06282325-6534456	-0.09	-0.04	-0.03	-0.22	0.1	-0.17	-	-0.21	-0.05	-0.29	-	0.11	-0.13
2M07272450+0513329	-0.01	0.13	0.14	-0.07	-	-0.07	-	-0.05	-	-0.4	-	-	-
2M07590587+1523294	0.13	0.15	0.13	0.16	0.07	-0.01	-	0.04	0.19	-0.06	0.05	0.33	0.06
2M08255432+2021344	0.1	0.17	0.14	0.36	-0.03	-0.03	0.09	-	0.17	-0.05	0.19	0.34	0.06
2M08372705+1858360	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
2M08383283+1946256	0.2	0.1	0.1	0.11	0.03	-0.08	-0.13	0.02	0.18	-0.07	-	0.21	0.1
2M09052674+2140075	-0.08	-0.13	-0.05	-0.07	-0.1	-0.17	-0.16	-0.09	0.05	-0.25	-	0.06	-0.27
2M09533093+3534171	0.11	0.09	0.08	-0.07	0.15	-0.09	0.03	-	0.1	-0.06	-	-	-0.07
2M10302934+0651492	0.09	-0.03	0.03	-0.09	0.05	-0.03	0.06	-0.04	0.13	-0.18	-0.05	0.3	-0.09
2M10374104+0617094	0.08	0.12	0.12	0.07	0.05	0.05	0.03	-0.03	0.14	-0.06	0.06	0.29	-0.03
2M10422263+0426287	-0.52	-0.56	-0.43	-0.57	-0.35	-0.52	-	-0.22	-0.36	-0.68	-	-	0.08
2M18543080+4823277	-0.02	-0.11	-0.11	-0.32	0.02	-0.19	0.04	-0.2	0.02	-0.26	-0.25	0.09	-0.15
2M18545568+4557315	0.05	0.14	0.1	0.13	-0.02	-0.06	-0.1	0.06	0.12	-0.08	0.1	0.19	-0.03
2M18545777+4730586	0.03	-0.01	-0.01	-0.02	0.0	-0.06	-0.06	-0.03	0.08	-0.2	0.0	0.06	-0.07
2M18575437+4615092	-0.07	-0.09	-0.07	-0.05	-0.18	-0.18	-0.16	-0.17	-0.04	-0.25	-0.08	0.05	-0.23
2M18594123+4558206	-0.24	-0.16	-0.13	-0.32	-0.22	-0.33	-0.26	-0.19	-0.12	-0.33	-	-0.13	-0.4
2M19000314+4013147	0.26	0.19	0.2	0.36	0.08	0.2	0.07	0.14	-	-0.21	0.22	-	0.15
2M19023192+7525070	-0.36	-0.01	0.0	-0.47	-0.16	-0.38	-0.22	-0.25	-0.19	-0.55	-	-0.16	-
2M19034293+3831155	0.26	0.19	0.21	0.33	0.13	0.12	0.14	-	0.12	-0.04	0.07	0.29	0.04
2M19062262+3753285	-0.02	-0.16	-0.09	-0.12	-0.13	-0.18	-0.16	-0.07	-0.03	-0.31	-0.05	0.06	-0.19
2M19092321+4746226	-0.16	-0.11	-0.09	-0.22	-0.21	-0.24	-0.24	-0.15	-0.04	-0.27	-0.04	0.04	-0.28
2M19130013+4640465	-0.06	-0.16	-0.12	-0.37	0.08	-	-0.11	-0.23	0.01	-0.33	-	-0.03	-0.15
2M19213157+4317347	-0.24	-0.19	-0.14	-0.37	-0.21	-0.31	-0.27	-0.21	-0.09	-0.35	-0.14	-0.13	-0.43
2M19301848+3907151	-0.1	0.04	0.03	-0.17	-0.22	-0.22	-0.33	-0.07	0.0	-0.28	-0.06	0.02	-0.24
2M19312949+4103513	0.2	0.21	0.2	0.38	0.0	0.23	0.14	0.11	0.22	-0.01	0.13	0.41	0.11
2M19543665+4357180	-0.11	-0.19	-0.12	-0.44	-0.05	-0.22	-0.16	-0.26	-0.13	-0.36	-	-0.07	-0.33
2M20004946+4501053	-0.29	-0.31	-0.18	-0.42	-0.21	-0.28	-0.31	-0.42	-0.14	-0.51	-	-0.11	-
2M22182923-0936444	-0.31	-0.19	-0.1	-0.47	-0.15	-0.33	-0.21	-0.3	-0.29	-0.43	-	-	-
2M00182256+4401222	-0.24	-0.46	-0.39	-	-0.04	-0.35	-	-0.35	-0.18	-0.29	-	0.01	-0.22
2M02361535+0652191	-0.17	0.09	0.13	-	0.05	-0.05	-	0.03	0.13	-0.15	-	-	-
2M03044335+6144097	-0.24	-0.21	-0.09	-0.28	0.03	-0.13	-0.15	-0.04	-0.07	-0.3	-	0.03	-0.55
2M03150093+0103083	-0.92	-0.56	-0.41	-	-0.47	-0.78	-0.76	-	-0.55	-0.78	-	-	-
2M03553688+5214291	-0.28	-0.19	-0.17	-	-0.21	-0.43	-0.28	-0.27	-	-0.41	-	-0.05	-
2M05413073+5329239	0.14	0.08	0.11	-	0.08	-0.08	0.06	-0.05	0.18	-0.15	-0.08	0.3	0.07
2M06312373+0036445	-0.44	-0.31	-0.19	-	-0.3	-0.48	-0.46	-0.24	-0.17	-0.45	-0.55	-0.3	-0.62
2M08103429-1348514	0.0	-0.08	-0.07	-0.15	0.05	-0.2	-0.04	-0.06	0.05	-0.21	-0.23	0.21	-0.06
2M09142298+5241125	-0.11	-0.23	-0.14	-	-0.08	-0.26	-0.01	-0.14	0.04	-0.24	-0.1	0.13	-0.23
2M09142485+5241118	0.03	-0.05	-0.02	-	0.13	-0.13	0.17	-0.14	0.05	-0.19	-0.06	0.18	0.0
2M11032023+3558117	-0.41	-0.53	-0.3	-	-0.12	-0.4	-	-0.32	-0.3	-0.44	-0.3	0.01	-
2M12045611+1728119	-0.66	-0.66	-0.62	-	-0.4	-	-0.28	-0.67	-0.33	-	-	-	-
2M14045583+0157230	-0.05	-0.04	-0.04	-0.07	-0.01	-0.2	-0.12	-0.05	0.03	-0.27	-0.06	0.18	-0.12
2M18244689-0620311	0.09	0.04	0.08	-	0.01	-0.14	0.28	-0.07	0.09	-0.27	-	0.33	-
2M18424666+5937499	-0.27	-0.34	-0.15	-	-0.05	-0.25	-0.16	-0.18	-0.2	-0.41	-	-	-0.7
2M18424688+5937374	-0.41	-0.31	-0.2	-	-	-0.05	-	-0.27	-0.1	-0.47	-	-	-
2M20032651+2952000	0.35	0.41	0.33	-	-	-0.23	-	0.21	-	-0.21	-	-	-

# Apêndice F

## Abundâncias por Linha Espectral

Abundâncias absolutas para cada linha diagnóstica de todas as estrelas da amostra de anãs M deste estudo. Para fins de visualização, as estrelas estão representadas na tabela pelos últimos quatro dígitos do identificador do APOGEE.

Tabela F.1: Abundâncias por linha – Parte 1

Elemento	$\lambda$ (Å)	6375	3320	4520	2148	1205	4456	3329	3294	1344	6256
C	15977.7	8.65	8.2	8.75	8.57	8.55	8.42	-	8.61	8.62	8.56
C	16184.9	8.65	8.2	8.75	8.57	8.55	8.42	8.59	8.61	8.62	8.56
O	15256.8	8.87	-	8.94	8.81	8.77	8.68	8.84	-	-	-
O	15258.3	-	-	8.92	8.79	8.75	8.65	-	-	-	8.76
O	15258.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	15259.2	8.93	-	-	-	-	-	-	8.83	-	8.86
O	15259.4	8.93	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	15270.6	-	-	-	8.78	-	8.64	8.8	-	-	-
O	15315.7	-	-	-	-	-	-	8.86	-	-	-
O	15317.3	-	-	-	-	8.76	-	8.88	8.83	-	-
O	15317.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	15353.6	-	-	8.96	-	-	8.69	-	8.92	-	8.81
O	15360.5	-	-	8.91	-	8.71	8.63	8.82	-	-	-
O	15391.2	-	-	-	8.76	-	-	8.8	-	-	-
O	15407.3	8.86	-	8.92	8.78	8.73	-	8.82	-	-	8.76
O	15409.3	8.85	8.5	8.91	8.78	8.75	8.7	8.84	-	-	8.74
O	15447.6	-	8.53	8.93	8.8	8.73	8.68	8.81	8.82	-	-
O	15455.8	-	-	-	-	8.74	8.66	-	-	-	-
O	15461.5	-	-	-	8.82	8.74	8.67	-	8.81	-	-
O	15503.6	-	-	-	-	-	8.64	-	8.82	-	-

Continua na próxima página

Tabela F.1: Abundâncias por linha – Parte 1

Elemento	$\lambda$ (Å)	6375	3320	4520	2148	1205	4456	3329	3294	1344	6256
O	15505.8	-	8.49	-	8.8	-	8.65	8.82	8.73	-	-
O	15558.0	-	-	-	-	-	8.68	8.8	-	8.84	-
O	15560.2	-	-	-	8.78	8.71	-	-	-	-	8.74
O	15566.0	-	-	-	8.77	-	8.61	-	-	-	-
O	15568.8	-	-	-	8.81	8.78	-	-	8.81	-	-
O	15572.1	-	-	-	8.76	-	8.64	8.81	-	-	-
O	16052.8	8.85	8.58	8.89	8.77	8.74	8.7	-	8.81	8.8	8.79
O	16055.5	-	8.57	8.89	8.75	8.73	8.65	8.78	8.81	8.8	-
O	16061.7	-	-	-	-	-	8.66	8.83	-	-	-
O	16065.1	-	-	-	-	-	8.62	-	-	-	-
O	16069.5	-	-	-	-	-	8.66	-	-	-	-
O	16074.2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16190.3	-	-	-	8.84	-	8.64	8.91	-	-	-
O	16192.2	-	-	-	8.83	-	8.71	-	-	-	-
O	16204.1	8.9	-	-	8.8	-	-	-	-	-	-
O	16207.2	8.82	8.51	-	8.87	-	-	-	-	8.83	8.77
O	16352.2	-	-	-	8.72	-	-	-	-	-	-
O	16354.6	-	8.5	-	8.79	-	-	-	-	-	-
O	16364.6	-	8.61	-	8.78	8.72	-	-	-	8.89	-
O	16368.1	-	8.53	-	-	8.72	-	-	-	-	-
O	16581.3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16582.0	-	8.54	8.89	-	-	-	-	-	-	8.81
O	16866.7	8.9	8.62	8.92	8.84	8.76	-	-	-	-	-
O	16871.9	8.85	-	-	8.79	8.72	-	-	-	-	-
O	16879.1	8.9	-	8.95	8.78	8.81	-	8.89	-	-	8.77
O	16884.5	-	-	-	8.74	-	-	-	-	-	-
O	16886.3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16895.2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16898.9	-	-	-	8.76	-	-	-	-	-	-
Na	16373.8	6.55	6.0	-	-	6.2	-	-	6.38	-	6.33
Na	16388.9	6.55	6.0	-	6.4	6.2	6.0	6.15	-	6.58	6.33
Mg	15740.7	7.61	7.35	-	7.7	-	7.68	-	7.68	7.6	7.72
Mg	15749.0	7.61	7.35	-	7.6	7.53	7.61	-	7.58	7.52	7.5
Mg	15765.8	7.58	7.35	7.48	7.52	7.55	7.65	-	7.6	7.43	7.52

Continua na próxima página

Tabela F.1: Abundâncias por linha – Parte 1

Elemento	$\lambda$ (Å)	6375	3320	4520	2148	1205	4456	3329	3294	1344	6256
Al	16719.0	6.55	-	-	6.35	6.4	6.25	6.38	6.35	-	-
Al	16750.6	6.55	6.24	6.25	6.43	6.21	6.2	6.28	6.43	6.52	6.2
Al	16763.4	6.7	-	-	6.55	6.38	6.32	6.41	6.48	-	6.5
Si	15888.4	7.65	7.36	7.5	7.47	-	-	-	-	-	7.38
Si	15960.1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Si	16094.8	7.73	7.25	-	-	-	-	-	-	7.6	-
Si	16680.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
K	15163.1	5.23	4.83	5.24	5.14	5.08	4.86	4.99	5.12	-	5.0
K	15168.4	-	4.98	5.28	5.13	5.03	4.86	5.05	5.09	-	5.18
Ca	16136.8	-	-	-	6.4	-	-	-	6.49	-	-
Ca	16150.8	6.54	-	-	6.42	-	6.28	-	6.48	6.45	6.48
Ca	16157.4	6.59	-	6.6	6.39	6.39	6.23	-	6.5	6.5	6.48
Ti	15334.8	-	-	-	-	-	4.5	-	-	4.67	4.7
Ti	15543.8	-	-	-	4.63	4.67	4.51	-	4.77	4.83	4.72
Ti	15602.8	-	-	-	5.05	4.98	4.9	-	-	5.09	5.11
Ti	15699.0	-	-	-	4.92	-	-	-	-	5.07	4.92
Ti	15715.6	5.01	-	4.7	4.8	-	-	4.57	-	4.95	4.8
Ti	16635.2	5.2	4.87	-	5.08	4.97	4.81	-	5.05	-	5.15
V	15924.9	4.17	3.82	-	3.93	-	-	-	3.95	4.09	-
Cr	15680.1	6.08	-	-	5.85	-	5.73	-	5.95	5.96	5.83
Mn	15159.0	5.66	5.14	6.3	5.7	5.6	5.43	-	5.5	-	5.4
Mn	15217.8	5.62	-	-	5.26	-	-	-	5.47	5.48	-
Mn	15262.4	5.65	-	-	5.33	5.35	5.15	-	5.48	-	5.63
Fe	15207.5	7.75	-	-	7.61	7.6	7.43	-	7.65	7.58	7.63
Fe	15219.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15224.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15294.6	-	-	-	7.54	-	7.55	-	7.61	-	-
Fe	15395.0	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15490.3	-	7.3	-	7.53	-	7.4	-	7.59	-	-
Fe	15591.8	-	-	-	-	-	-	-	7.63	-	-
Fe	15604.0	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15621.7	-	-	-	7.6	-	7.47	-	7.7	-	-
Fe	15632.0	-	-	-	-	-	7.49	-	7.68	-	-
Fe	15648.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-

Continua na próxima página

Tabela F.1: Abundâncias por linha – Parte 1

Elemento	$\lambda$ (Å)	6375	3320	4520	2148	1205	4456	3329	3294	1344	6256
Fe	15662.0	-	-	-	7.65	-	7.55	-	7.71	7.61	-
Fe	15692.5	-	-	-	-	-	-	-	7.7	-	-
Fe	15723.5	7.65	-	-	7.63	-	7.5	-	7.68	7.63	7.66
Fe	15965.0	-	-	-	7.55	-	7.32	7.52	7.59	-	-
Fe	16009.6	-	7.38	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16018.5	-	-	-	7.47	-	-	-	-	-	-
Fe	16108.1	-	7.33	-	7.55	-	-	7.5	7.49	-	-
Fe	16114.0	-	-	-	-	-	-	7.32	-	-	-
Fe	16245.7	7.75	-	7.8	-	-	-	7.47	-	-	-
Fe	16271.8	-	-	7.8	-	-	-	-	7.47	7.54	7.75
Fe	16284.7	7.79	-	7.77	7.45	7.5	7.3	-	7.53	7.7	7.58
Fe	16299.4	-	-	-	7.74	-	-	-	7.7	-	-
Fe	16377.4	-	-	-	7.44	-	7.33	-	-	-	-
Fe	16546.8	-	-	-	7.6	-	7.34	7.48	7.57	-	-
Fe	16548.8	-	-	-	7.45	-	7.26	7.43	-	-	-
Fe	16557.2	-	-	-	-	-	7.25	7.4	7.57	-	-
Fe	16574.8	7.76	7.33	7.72	7.58	7.57	7.36	-	7.6	-	7.65
Fe	16694.4	-	-	-	-	-	-	7.57	-	-	-
Fe	16735.4	-	-	-	7.4	-	7.1	-	7.35	-	-
Fe	16738.3	-	-	-	7.45	7.55	7.17	-	7.4	-	-
Fe	16741.7	7.77	-	-	7.5	7.62	7.12	-	7.5	-	-
Fe	16796.4	7.5	-	-	7.5	7.48	-	-	-	7.37	-
Fe	16812.7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16814.1	-	7.28	-	7.52	-	-	7.36	-	7.55	7.65
Fe	16889.6	-	-	-	7.42	-	-	-	-	-	-
Fe	16892.9	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16922.7	-	-	-	7.45	-	-	-	-	-	-
Fe	16935.1	7.6	-	7.86	7.45	-	-	-	-	7.37	-

Tabela F.2: Abundâncias por linha – Parte 2

Elemento	$\lambda$ (Å)	0075	4171	1492	7094	6287	3277	7315	0586	5092	8206
C	15977.7	-	-	8.43	8.58	7.9	8.35	8.6	8.45	8.37	8.3
C	16184.9	8.33	8.55	-	8.58	7.9	8.35	8.6	8.45	8.37	8.3
O	15256.8	8.64	8.77	8.76	8.83	8.25	-	-	8.66	8.68	-
O	15258.3	8.71	-	-	-	-	8.59	-	8.69	-	8.57

Continua na próxima página

Tabela F.2: Abundâncias por linha – Parte 2

Elemento	$\lambda$ (Å)	0075	4171	1492	7094	6287	3277	7315	0586	5092	8206
O	15258.4	8.7	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	15259.2	-	-	-	8.85	-	-	8.82	8.69	-	-
O	15259.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	15270.6	-	-	-	-	-	8.51	-	-	8.64	8.54
O	15315.7	-	-	-	-	-	-	-	8.72	-	-
O	15317.3	8.61	8.8	-	-	-	8.61	-	-	-	-
O	15317.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	15353.6	-	8.82	-	-	8.27	8.68	-	-	-	8.62
O	15360.5	8.6	8.75	-	8.82	-	8.56	8.77	-	-	-
O	15391.2	-	-	-	-	-	8.52	-	-	-	-
O	15407.3	8.61	8.74	-	8.81	8.24	8.56	8.78	8.66	8.63	8.56
O	15409.3	-	8.78	8.67	-	8.26	8.57	8.78	8.66	-	8.56
O	15447.6	-	8.76	8.72	-	8.25	8.57	-	-	-	8.56
O	15455.8	-	8.79	-	-	8.23	-	-	8.63	-	8.57
O	15461.5	-	8.78	-	-	-	8.57	8.84	8.71	-	8.57
O	15503.6	-	-	-	-	-	8.57	-	-	8.62	-
O	15505.8	-	-	-	-	-	8.55	8.79	-	8.62	8.54
O	15558.0	8.62	-	-	-	-	8.57	-	-	-	8.55
O	15560.2	-	-	-	8.83	-	8.58	-	-	-	-
O	15566.0	-	-	-	-	-	8.51	8.77	-	8.63	8.52
O	15568.8	-	-	-	-	-	8.6	-	-	8.59	8.53
O	15572.1	-	-	-	-	-	-	-	-	8.63	8.53
O	16052.8	8.64	8.79	-	8.78	8.27	8.62	8.79	-	8.63	8.6
O	16055.5	8.6	-	-	8.77	8.24	8.56	-	8.67	8.62	-
O	16061.7	-	-	-	-	-	8.63	-	-	8.61	8.55
O	16065.1	-	-	-	-	-	8.59	-	-	-	-
O	16069.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16074.2	-	-	-	-	-	8.55	-	-	-	-
O	16190.3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	8.58
O	16192.2	-	-	-	-	8.31	-	-	-	-	-
O	16204.1	-	-	-	-	-	8.58	-	-	-	-
O	16207.2	8.63	8.8	-	8.84	8.34	-	8.82	8.71	-	8.56
O	16352.2	-	-	-	-	-	-	8.77	-	-	-
O	16354.6	-	-	-	-	-	8.59	-	-	-	-

Continua na próxima página

Tabela F.2: Abundâncias por linha – Parte 2

Elemento	$\lambda$ (Å)	0075	4171	1492	7094	6287	3277	7315	0586	5092	8206
O	16364.6	-	8.74	-	-	8.26	-	8.83	8.74	-	8.54
O	16368.1	-	8.73	-	-	-	8.55	8.76	8.64	8.63	8.54
O	16581.3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16582.0	-	-	-	8.82	-	8.59	-	-	8.61	-
O	16866.7	8.65	-	-	-	-	8.61	8.81	-	8.59	8.57
O	16871.9	-	8.78	-	8.78	-	-	-	8.67	8.62	8.56
O	16879.1	8.62	-	-	-	-	-	8.82	-	8.6	8.56
O	16884.5	-	-	-	-	-	-	8.77	-	8.59	8.55
O	16886.3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16895.2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16898.9	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Na	16373.8	6.15	6.15	6.13	-	5.65	5.85	6.35	6.2	6.17	5.8
Na	16388.9	6.15	6.15	-	6.29	-	5.95	6.35	6.2	6.17	6.0
Mg	15740.7	7.5	7.75	7.6	-	-	7.65	7.6	7.7	7.47	7.36
Mg	15749.0	7.4	7.65	7.6	7.6	-	7.52	7.46	7.5	7.3	7.33
Mg	15765.8	-	-	-	7.6	7.2	7.55	7.52	7.45	7.35	7.3
Al	16719.0	-	6.29	-	-	-	6.22	-	-	-	-
Al	16750.6	6.23	6.29	6.4	6.4	5.85	6.24	6.3	6.31	6.25	6.08
Al	16763.4	6.29	6.45	-	6.55	5.96	6.26	6.44	6.41	6.25	6.12
Si	15888.4	7.35	7.54	7.52	7.48	-	7.55	7.46	7.5	7.3	7.25
Si	15960.1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Si	16094.8	-	-	7.6	7.59	-	-	7.35	7.4	7.4	-
Si	16680.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
K	15163.1	4.96	-	5.02	5.03	4.71	4.81	5.14	5.05	4.89	4.89
K	15168.4	4.99	-	5.04	5.08	5.0	4.93	5.12	5.03	4.91	4.87
Ca	16136.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Ca	16150.8	6.35	6.45	-	6.43	-	6.31	6.42	6.38	6.25	6.19
Ca	16157.4	6.35	6.35	6.43	6.46	5.94	6.32	6.43	6.38	6.27	6.16
Ti	15334.8	4.51	4.64	4.61	-	4.35	4.51	-	4.52	4.47	4.48
Ti	15543.8	4.53	-	-	-	-	4.63	-	-	-	-
Ti	15602.8	4.89	5.01	-	-	-	4.92	-	4.97	4.87	4.78
Ti	15699.0	4.8	-	4.88	-	-	4.71	-	-	4.79	-
Ti	15715.6	4.64	-	4.87	4.73	4.23	4.7	4.72	4.63	4.62	4.55
Ti	16635.2	4.96	4.95	-	5.07	-	4.76	5.05	4.94	4.85	4.76

Continua na próxima página

Tabela F.2: Abundâncias por linha – Parte 2

Elemento	$\lambda$ (Å)	0075	4171	1492	7094	6287	3277	7315	0586	5092	8206
V	15924.9	-	-	3.85	3.96	-	3.65	4.0	3.9	3.82	-
Cr	15680.1	5.68	-	5.92	5.91	-	5.71	5.81	5.68	5.67	5.49
Mn	15159.0	5.14	-	5.35	5.47	5.5	5.3	5.45	5.35	5.2	5.17
Mn	15217.8	-	-	-	5.4	-	5.14	5.39	5.35	5.16	-
Mn	15262.4	5.15	5.35	5.3	5.3	-	5.37	5.32	-	5.22	4.87
Fe	15207.5	-	-	-	7.6	-	7.6	7.6	7.52	7.45	7.25
Fe	15219.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15224.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15294.6	-	-	-	-	-	7.54	-	-	-	-
Fe	15395.0	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15490.3	-	-	7.57	-	-	7.4	7.48	-	7.29	7.25
Fe	15591.8	-	-	-	-	-	7.5	-	-	-	-
Fe	15604.0	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15621.7	-	-	-	-	-	7.56	-	-	7.4	7.31
Fe	15632.0	-	-	-	-	-	7.52	7.59	-	-	7.27
Fe	15648.5	-	-	-	-	-	7.52	-	-	-	-
Fe	15662.0	-	-	-	-	-	7.61	7.53	-	-	-
Fe	15692.5	-	-	-	-	-	7.57	7.63	-	7.5	-
Fe	15723.5	7.35	-	7.55	7.57	-	7.55	7.55	7.6	7.39	7.2
Fe	15965.0	-	-	-	-	-	7.35	-	-	-	7.25
Fe	16009.6	7.4	-	7.52	-	-	-	-	-	7.47	-
Fe	16018.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16108.1	-	-	7.36	7.45	7.1	7.3	7.55	7.47	-	7.26
Fe	16114.0	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16245.7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16271.8	7.42	7.54	-	7.53	-	7.3	7.45	-	7.3	7.27
Fe	16284.7	7.4	7.51	7.62	7.56	7.0	7.4	-	7.48	7.32	7.21
Fe	16299.4	7.58	-	7.79	-	-	7.58	-	-	7.52	7.22
Fe	16377.4	-	-	-	-	-	7.31	-	-	-	-
Fe	16546.8	-	-	-	-	-	7.31	7.5	-	-	7.27
Fe	16548.8	7.45	-	-	-	-	-	7.46	-	-	7.2
Fe	16557.2	-	-	-	-	-	7.42	-	-	-	7.21
Fe	16574.8	-	7.52	-	7.5	7.03	7.45	7.55	7.48	7.34	7.2
Fe	16694.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-

Continua na próxima página

Tabela F.2: Abundâncias por linha – Parte 2

Elemento	$\lambda$ (Å)	0075	4171	1492	7094	6287	3277	7315	0586	5092	8206
Fe	16735.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	7.13
Fe	16738.3	-	-	-	-	-	7.1	7.47	-	-	6.93
Fe	16741.7	-	7.61	-	-	-	7.17	-	-	-	-
Fe	16796.4	7.31	7.61	7.38	-	-	7.44	7.44	7.35	7.22	7.2
Fe	16812.7	7.34	7.52	7.55	-	-	-	7.45	-	-	-
Fe	16814.1	7.35	7.69	-	7.52	6.95	7.36	7.55	-	7.43	-
Fe	16889.6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16892.9	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16922.7	-	-	-	-	6.8	7.23	-	-	-	-
Fe	16935.1	-	-	-	7.33	6.76	7.28	7.3	7.37	7.36	7.0

Tabela F.3: Abundâncias por linha – Parte 3

Elemento	$\lambda$ (Å)	3147	5070	1155	3285	6226	0465	7347	7151	3513	7180
C	15977.7	8.65	-	8.65	8.3	8.35	8.3	8.27	8.5	8.67	8.27
C	16184.9	8.65	8.45	8.65	8.3	8.35	8.3	8.27	8.5	8.67	8.27
O	15256.8	-	8.7	8.88	-	8.6	-	8.54	-	-	-
O	15258.3	8.88	8.7	-	-	-	8.69	-	-	-	8.58
O	15258.4	-	-	-	-	-	8.68	-	-	-	-
O	15259.2	-	-	8.94	-	8.67	-	-	-	-	8.61
O	15259.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	8.59
O	15270.6	-	-	-	-	-	-	8.54	-	-	-
O	15315.7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	8.6
O	15317.3	-	-	-	-	-	-	8.56	-	-	-
O	15317.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	15353.6	-	8.73	-	8.66	-	-	-	-	-	-
O	15360.5	-	8.69	-	-	-	-	8.49	-	-	-
O	15391.2	-	-	-	-	8.58	-	8.56	-	-	-
O	15407.3	8.87	-	-	-	8.57	8.57	8.53	-	8.83	-
O	15409.3	-	8.71	8.87	8.58	8.57	8.6	8.53	-	8.84	-
O	15447.6	-	-	8.93	-	8.64	-	-	-	-	-
O	15455.8	-	8.69	-	8.56	-	-	8.54	-	-	8.57
O	15461.5	8.95	-	-	-	-	-	8.59	-	-	-
O	15503.6	-	-	-	-	8.58	-	-	-	8.86	-
O	15505.8	-	8.67	-	-	-	-	8.54	-	-	-
O	15558.0	8.88	-	-	-	8.61	-	8.56	-	8.86	-

Continua na próxima página

Tabela F.3: Abundâncias por linha – Parte 3

Elemento	$\lambda$ (Å)	3147	5070	1155	3285	6226	0465	7347	7151	3513	7180
O	15560.2	-	-	-	-	8.59	-	8.55	-	8.87	-
O	15566.0	-	-	-	-	8.59	-	8.54	8.72	8.87	-
O	15568.8	-	8.7	-	-	-	-	8.57	8.71	8.89	-
O	15572.1	-	8.66	-	-	8.6	-	8.55	8.72	8.85	-
O	16052.8	8.88	8.7	8.86	8.62	8.58	8.57	8.55	-	8.91	8.64
O	16055.5	8.86	8.68	8.86	8.62	8.56	8.55	8.57	-	8.9	8.44
O	16061.7	-	-	-	8.6	8.54	-	8.52	8.69	-	8.51
O	16065.1	-	-	-	-	-	-	8.57	-	-	-
O	16069.5	-	8.69	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16074.2	-	-	-	-	-	-	8.56	-	-	-
O	16190.3	-	-	-	-	8.61	-	8.57	-	-	-
O	16192.2	-	-	-	-	-	8.52	8.58	-	-	-
O	16204.1	-	-	-	-	-	-	8.52	-	-	-
O	16207.2	8.98	-	-	-	8.6	8.55	8.57	-	-	-
O	16352.2	-	8.66	-	-	-	-	8.47	-	-	-
O	16354.6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16364.6	8.87	8.72	-	-	8.69	-	8.61	-	8.96	8.62
O	16368.1	-	-	-	-	8.57	-	8.54	-	-	8.56
O	16581.3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16582.0	-	-	-	-	-	-	-	8.74	-	-
O	16866.7	-	-	-	-	8.61	8.54	-	8.71	-	-
O	16871.9	-	-	-	8.6	8.57	-	-	8.71	8.85	-
O	16879.1	-	8.68	-	8.55	-	8.48	-	8.73	-	-
O	16884.5	-	-	-	-	-	-	-	8.74	-	8.59
O	16886.3	-	-	-	-	-	-	8.52	-	-	8.55
O	16895.2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16898.9	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Na	16373.8	6.58	5.75	6.55	6.1	6.0	5.85	5.8	6.05	6.6	5.78
Na	16388.9	6.58	-	6.55	6.1	6.0	5.85	5.9	-	6.6	5.78
Mg	15740.7	7.63	7.42	-	7.5	7.4	7.65	7.4	7.43	7.6	7.6
Mg	15749.0	7.67	7.4	7.68	7.4	7.35	7.6	7.35	7.35	7.5	7.46
Mg	15765.8	7.58	7.35	7.67	7.35	7.27	-	7.27	7.2	7.55	7.45
Al	16719.0	-	-	-	-	-	-	6.05	-	-	-
Al	16750.6	6.65	5.96	6.55	6.22	6.15	-	6.14	6.21	6.51	6.15

Continua na próxima página

Tabela F.3: Abundâncias por linha – Parte 3

Elemento	$\lambda$ (Å)	3147	5070	1155	3285	6226	0465	7347	7151	3513	7180
Al	16763.4	6.6	6.13	-	6.27	6.23	-	6.17	6.2	6.8	6.27
Si	15888.4	7.47	7.29	7.65	-	7.23	-	7.27	7.15	7.6	7.34
Si	15960.1	-	-	-	-	-	-	7.17	-	-	-
Si	16094.8	7.68	-	-	7.35	7.31	7.4	7.25	7.2	7.7	7.36
Si	16680.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
K	15163.1	5.19	4.78	-	5.04	4.91	4.97	4.84	4.99	5.21	4.77
K	15168.4	5.23	4.86	-	4.96	4.94	4.7	4.87	5.0	5.16	4.85
Ca	16136.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Ca	16150.8	-	6.15	6.47	6.3	6.26	-	6.22	6.33	6.47	6.19
Ca	16157.4	-	6.07	6.36	6.24	6.25	6.31	6.2	6.27	6.57	6.16
Ti	15334.8	4.75	-	-	4.4	4.45	4.42	4.42	4.45	4.7	4.4
Ti	15543.8	4.74	-	4.79	-	-	4.58	4.52	4.57	4.83	-
Ti	15602.8	-	-	-	4.8	4.84	4.82	4.8	4.84	5.1	4.88
Ti	15699.0	-	-	-	-	4.75	-	4.68	4.75	-	-
Ti	15715.6	4.8	4.42	4.95	4.59	4.62	4.48	4.5	4.61	4.9	4.39
Ti	16635.2	-	-	5.05	4.85	4.84	4.86	4.78	4.9	5.25	4.77
V	15924.9	4.12	-	3.97	3.84	3.86	-	3.76	3.84	4.03	-
Cr	15680.1	-	5.46	5.91	5.67	5.66	5.59	5.49	5.64	6.03	5.55
Mn	15159.0	5.75	-	-	5.3	5.17	-	5.07	5.15	5.5	5.1
Mn	15217.8	-	-	5.46	-	5.13	5.27	4.94	5.2	5.5	5.07
Mn	15262.4	5.39	-	-	5.15	5.11	-	4.95	5.2	5.58	-
Fe	15207.5	-	7.17	7.73	7.48	7.33	7.33	7.28	7.25	7.69	7.47
Fe	15219.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15224.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15294.6	-	-	-	-	7.26	-	7.18	-	-	-
Fe	15395.0	-	-	-	-	-	-	7.33	-	-	-
Fe	15490.3	-	7.12	7.69	-	7.27	-	7.18	-	-	7.34
Fe	15591.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15604.0	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15621.7	-	-	-	-	7.36	-	7.31	-	-	-
Fe	15632.0	-	-	-	-	7.33	-	7.26	-	-	-
Fe	15648.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15662.0	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15692.5	-	-	-	-	7.45	-	7.37	7.42	-	-

Continua na próxima página

Tabela F.3: Abundâncias por linha – Parte 3

Elemento	$\lambda$ (Å)	3147	5070	1155	3285	6226	0465	7347	7151	3513	7180
Fe	15723.5	7.77	-	7.79	7.31	7.38	7.45	7.24	7.32	7.63	7.3
Fe	15965.0	-	-	-	-	-	-	7.19	-	-	-
Fe	16009.6	-	-	7.67	-	7.39	7.48	7.28	7.42	7.67	7.31
Fe	16018.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16108.1	7.68	7.15	7.73	7.41	7.22	-	-	-	7.61	7.22
Fe	16114.0	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16245.7	-	-	-	-	-	-	7.24	-	-	-
Fe	16271.8	-	-	-	-	7.23	7.37	7.2	7.36	7.63	-
Fe	16284.7	-	-	-	7.43	7.32	-	7.19	7.36	-	7.31
Fe	16299.4	-	-	-	7.6	7.24	-	7.35	7.55	-	7.67
Fe	16377.4	-	7.2	-	-	-	-	7.25	-	-	-
Fe	16546.8	-	-	-	-	-	-	7.23	-	-	-
Fe	16548.8	-	-	-	-	-	-	7.2	-	-	-
Fe	16557.2	-	7.03	-	-	-	-	7.26	-	-	-
Fe	16574.8	-	7.03	7.65	7.48	-	-	-	7.4	-	7.13
Fe	16694.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16735.4	-	7.03	-	-	7.21	-	7.1	-	-	-
Fe	16738.3	-	6.87	-	-	7.25	-	6.9	-	-	-
Fe	16741.7	-	-	-	-	7.21	-	7.03	-	-	7.38
Fe	16796.4	7.68	-	-	-	7.22	-	7.11	7.22	-	7.35
Fe	16812.7	-	-	-	-	-	-	7.05	-	7.67	-
Fe	16814.1	7.61	-	7.75	-	7.34	7.4	-	-	-	-
Fe	16889.6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16892.9	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16922.7	-	-	-	-	-	-	7.15	-	-	-
Fe	16935.1	-	-	-	-	-	-	7.08	-	-	7.2

Tabela F.4: Abundâncias por linha – Parte 4

Elemento	$\lambda$ (Å)	1053	6444	4097	3083	4291	6445	8514	8119	7230	0311
C	15977.7	8.15	8.27	8.25	7.9	-	8.15	8.35	7.8	7.42	8.5
C	16184.9	8.15	8.27	8.25	-	8.27	8.15	8.4	-	7.42	8.5
O	15256.8	-	8.61	8.64	8.32	8.51	8.54	8.68	-	8.66	8.78
O	15258.3	-	-	8.63	8.3	8.5	-	-	-	-	8.77
O	15258.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	15259.2	8.54	-	-	-	-	-	8.63	8.06	8.67	8.8

Continua na próxima página

Tabela F.4: Abundâncias por linha – Parte 4

Elemento	$\lambda$ (Å)	1053	6444	4097	3083	4291	6445	8514	8119	7230	0311
O	15259.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	15270.6	-	-	-	-	8.49	-	8.62	-	-	8.76
O	15315.7	8.49	-	-	-	-	-	-	8.07	-	8.76
O	15317.3	-	-	8.62	-	8.53	-	-	8.1	-	8.77
O	15317.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	15353.6	8.57	8.57	8.6	8.29	8.53	8.55	8.69	8.15	8.72	8.82
O	15360.5	8.52	8.58	8.57	8.25	-	-	-	8.08	8.6	-
O	15391.2	-	-	-	-	8.51	-	8.6	8.1	8.63	8.74
O	15407.3	8.51	-	8.58	-	8.54	-	8.62	8.09	-	8.78
O	15409.3	-	8.6	-	-	-	-	8.63	8.12	8.64	8.79
O	15447.6	-	8.57	8.56	8.2	8.51	8.45	-	8.06	8.67	8.76
O	15455.8	8.53	-	8.57	8.26	-	8.47	8.61	8.06	8.63	-
O	15461.5	8.57	8.57	8.54	8.22	8.5	8.5	-	-	8.65	8.75
O	15503.6	-	-	-	-	8.52	-	8.62	-	-	8.77
O	15505.8	-	-	-	-	8.53	-	8.63	8.18	8.66	8.78
O	15558.0	-	-	8.57	-	-	-	8.63	8.03	8.64	-
O	15560.2	-	8.54	-	-	-	-	-	8.04	8.63	8.74
O	15566.0	-	8.49	-	-	8.48	-	8.6	8.04	8.61	8.71
O	15568.8	-	8.57	8.55	-	8.53	8.49	-	-	8.64	8.77
O	15572.1	-	8.63	-	-	8.49	8.49	-	8.13	8.62	-
O	16052.8	-	8.61	8.68	8.36	8.52	8.5	8.64	8.04	8.67	8.8
O	16055.5	8.48	8.55	8.64	-	8.5	-	-	8.07	-	-
O	16061.7	8.52	-	-	-	8.5	-	8.61	8.1	-	8.76
O	16065.1	-	-	-	-	-	-	8.65	-	8.68	-
O	16069.5	-	-	-	-	-	-	-	-	8.62	8.79
O	16074.2	-	-	-	-	8.61	-	-	-	8.68	8.84
O	16190.3	-	-	-	-	8.6	-	-	-	-	-
O	16192.2	-	-	-	-	-	-	-	-	8.67	8.79
O	16204.1	-	-	-	-	-	8.46	-	8.05	8.65	-
O	16207.2	-	8.67	8.71	8.35	-	8.55	-	-	-	-
O	16352.2	-	-	-	-	-	-	8.62	-	8.62	-
O	16354.6	-	-	-	-	8.55	-	-	-	8.64	-
O	16364.6	-	8.59	8.58	-	8.52	-	-	-	-	-
O	16368.1	8.56	-	8.59	-	8.54	-	8.61	8.09	8.62	8.86

Continua na próxima página

Tabela F.4: Abundâncias por linha – Parte 4

Elemento	$\lambda$ (Å)	1053	6444	4097	3083	4291	6445	8514	8119	7230	0311
O	16581.3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16582.0	-	-	8.58	-	-	-	-	-	-	8.79
O	16866.7	-	8.71	8.6	8.28	8.54	8.51	8.65	8.05	-	-
O	16871.9	-	-	-	-	8.51	8.46	-	8.09	8.63	-
O	16879.1	8.44	8.7	-	-	8.52	-	-	8.03	-	8.76
O	16884.5	8.39	-	-	-	-	-	8.6	-	8.6	8.72
O	16886.3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	8.71
O	16895.2	-	-	-	-	-	-	8.59	7.91	-	8.73
O	16898.9	-	-	-	-	-	-	8.56	7.99	-	-
Na	16373.8	5.8	-	6.0	-	-	-	-	-	6.1	-
Na	16388.9	-	5.75	5.87	-	-	-	6.07	-	6.2	-
Mg	15740.7	-	-	7.6	7.15	-	7.4	7.7	-	7.65	7.56
Mg	15749.0	7.45	-	7.55	7.05	7.35	7.2	7.55	7.2	7.52	7.56
Mg	15765.8	7.23	7.4	7.6	7.05	7.32	7.15	7.55	7.1	7.45	7.56
Al	16719.0	-	-	6.3	5.65	6.0	5.85	6.2	-	6.2	6.38
Al	16750.6	-	6.1	6.25	5.6	6.0	5.9	6.2	-	6.2	6.2
Al	16763.4	6.15	-	6.35	5.7	6.0	6.1	6.3	-	6.3	6.3
Si	15888.4	7.2	7.3	7.37	6.75	7.35	7.05	7.48	7.23	7.42	7.79
Si	15960.1	-	-	-	-	-	-	-	-	7.35	-
Si	16094.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Si	16680.8	-	-	7.35	-	7.1	-	7.45	-	7.4	-
K	15163.1	4.49	4.74	5.03	-	4.75	4.83	4.96	4.4	4.98	5.0
K	15168.4	4.8	4.8	5.03	-	4.84	4.83	5.05	-	5.05	5.0
Ca	16136.8	-	-	6.23	-	-	6.08	6.28	-	6.28	6.34
Ca	16150.8	6.21	6.09	6.23	5.75	-	6.15	6.4	-	6.37	-
Ca	16157.4	6.12	5.93	6.23	5.75	-	6.15	6.37	5.97	6.35	6.44
Ti	15334.8	-	4.45	4.51	4.2	4.4	4.4	4.55	-	4.53	4.55
Ti	15543.8	4.37	-	4.59	4.2	-	4.4	4.55	-	4.45	4.58
Ti	15602.8	-	-	4.9	-	4.75	4.7	4.95	-	4.9	5.0
Ti	15699.0	4.63	-	-	4.25	-	4.55	4.8	-	4.82	4.65
Ti	15715.6	4.39	4.48	4.59	4.1	4.4	4.34	4.85	-	4.59	4.63
Ti	16635.2	4.68	4.68	4.75	-	4.65	4.75	4.83	-	4.9	4.78
V	15924.9	-	-	-	-	-	3.35	3.67	-	3.84	-
Cr	15680.1	5.51	-	5.65	-	5.57	5.32	5.83	-	5.8	5.95

Continua na próxima página

Tabela F.4: Abundâncias por linha – Parte 4

Elemento	$\lambda$ (Å)	1053	6444	4097	3083	4291	6445	8514	8119	7230	0311
Mn	15159.0	-	-	5.35	-	-	4.9	5.4	-	5.31	-
Mn	15217.8	-	-	4.5	-	-	4.72	5.33	-	5.31	-
Mn	15262.4	-	-	4.77	-	-	4.78	5.35	-	5.27	-
Fe	15207.5	-	7.34	7.28	6.6	7.2	7.1	7.61	-	7.57	7.55
Fe	15219.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15224.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15294.6	-	-	7.3	6.6	7.3	7.1	7.5	-	7.45	7.55
Fe	15395.0	-	-	-	-	-	-	-	-	7.5	-
Fe	15490.3	-	-	7.33	-	7.35	7.05	7.47	-	7.4	-
Fe	15591.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15604.0	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15621.7	-	-	7.42	-	-	7.07	7.63	7.15	7.58	7.6
Fe	15632.0	-	-	7.33	-	-	7.1	7.63	-	7.6	7.6
Fe	15648.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15662.0	-	-	-	-	-	-	7.62	-	7.5	7.7
Fe	15692.5	-	-	-	-	-	-	7.52	-	7.65	-
Fe	15723.5	-	-	-	-	-	7.0	7.56	-	7.52	-
Fe	15965.0	-	-	7.15	6.5	7.15	-	7.43	-	7.3	7.57
Fe	16009.6	-	-	-	-	-	-	-	-	7.55	-
Fe	16018.5	-	-	-	-	7.07	-	7.3	-	-	7.47
Fe	16108.1	-	7.15	7.2	-	7.2	-	7.4	6.5	7.31	7.6
Fe	16114.0	-	-	-	6.5	7.15	-	7.38	-	-	7.51
Fe	16245.7	-	-	-	6.47	-	7.0	-	-	-	-
Fe	16271.8	7.38	-	-	-	-	6.97	7.4	-	7.25	-
Fe	16284.7	7.05	6.9	7.15	6.47	7.05	7.05	7.42	6.45	7.35	-
Fe	16299.4	-	-	-	-	-	6.87	7.45	-	7.35	-
Fe	16377.4	-	-	7.17	-	7.1	7.07	7.4	-	7.23	7.44
Fe	16546.8	-	-	7.17	-	7.12	-	7.4	-	7.3	7.5
Fe	16548.8	-	-	-	-	7.05	-	7.37	-	-	7.4
Fe	16557.2	-	-	7.0	-	7.0	7.15	7.39	-	7.3	7.3
Fe	16574.8	7.17	6.9	7.0	6.5	7.07	7.15	7.35	-	7.3	7.5
Fe	16694.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	7.6
Fe	16735.4	-	-	-	-	7.05	6.95	7.27	-	-	-
Fe	16738.3	-	7.08	7.1	-	7.05	6.87	7.25	-	7.15	7.5

Continua na próxima página

Tabela F.4: Abundâncias por linha – Parte 4

Elemento	$\lambda$ (Å)	1053	6444	4097	3083	4291	6445	8514	8119	7230	0311
Fe	16741.7	-	-	-	6.43	7.0	6.95	-	-	-	7.43
Fe	16796.4	7.05	6.85	7.05	-	7.18	6.95	7.32	-	7.2	7.64
Fe	16812.7	-	6.92	-	-	-	-	-	-	7.1	7.6
Fe	16814.1	7.3	-	-	6.5	7.2	6.97	7.3	-	7.3	7.58
Fe	16889.6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16892.9	-	-	-	-	-	-	-	6.4	-	-
Fe	16922.7	-	7.0	-	-	7.0	-	-	-	-	-
Fe	16935.1	7.07	-	-	-	7.0	6.85	7.27	-	-	7.46

Tabela F.5: Abundâncias por linha – Parte 5

Elemento	$\lambda$ (Å)	2000	2191	9239	8117	1222	1125	1118	7499	7374
C	15977.7	8.87	-	8.54	-	-	-	-	8.12	8.15
C	16184.9	8.87	8.55	-	7.93	8.0	8.23	8.41	8.12	-
O	15256.8	9.04	8.81	-	8.37	8.33	-	8.74	8.55	8.49
O	15258.3	-	8.78	-	-	-	8.57	-	8.52	8.46
O	15258.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	15259.2	-	-	-	-	-	-	8.75	-	-
O	15259.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	15270.6	8.99	8.78	8.79	8.33	8.33	-	-	-	8.46
O	15315.7	-	-	-	8.36	-	8.58	8.76	8.51	8.47
O	15317.3	-	-	-	8.38	8.27	-	8.72	8.61	8.45
O	15317.5	-	-	-	-	-	8.54	-	-	-
O	15353.6	9.03	-	-	-	-	-	-	8.52	8.5
O	15360.5	9.01	-	-	-	-	8.55	8.65	-	-
O	15391.2	8.97	8.8	-	8.4	8.25	8.51	8.66	8.51	-
O	15407.3	9.05	8.84	-	8.41	-	-	8.64	8.5	8.53
O	15409.3	9.02	8.89	-	8.46	8.32	-	-	8.54	8.55
O	15447.6	9.0	8.8	-	8.32	8.24	8.54	-	-	8.48
O	15455.8	9.06	-	-	8.35	-	-	-	8.53	8.47
O	15461.5	9.04	8.8	-	-	-	-	-	8.47	8.48
O	15503.6	-	8.78	-	8.31	-	8.56	-	-	8.44
O	15505.8	9.0	8.82	-	8.4	8.32	8.56	8.66	-	-
O	15558.0	9.0	-	8.78	-	-	-	8.68	8.56	8.53
O	15560.2	-	-	-	-	-	-	8.65	8.58	-
O	15566.0	8.99	-	-	-	-	-	-	8.47	8.46

Continua na próxima página

Tabela F.5: Abundâncias por linha – Parte 5

Elemento	$\lambda$ (Å)	2000	2191	9239	8117	1222	1125	1118	7499	7374
O	15568.8	9.06	-	8.8	-	-	8.55	-	8.54	-
O	15572.1	-	-	-	-	8.21	8.53	8.65	-	-
O	16052.8	9.04	8.78	-	8.42	8.26	8.53	-	-	8.59
O	16055.5	9.0	-	-	8.33	8.19	8.5	8.66	8.54	8.51
O	16061.7	-	-	-	8.33	8.24	-	8.65	8.56	8.51
O	16065.1	-	-	8.84	8.44	8.31	8.58	8.71	-	-
O	16069.5	-	8.78	-	8.34	8.26	-	8.66	8.58	8.54
O	16074.2	-	8.76	-	-	8.34	8.53	8.68	-	-
O	16190.3	-	8.93	8.8	-	-	8.56	-	8.55	8.54
O	16192.2	-	-	8.78	8.44	8.35	8.52	8.65	-	-
O	16204.1	-	-	-	8.43	8.25	-	8.65	-	-
O	16207.2	-	-	8.81	-	8.35	8.55	8.73	-	-
O	16352.2	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16354.6	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16364.6	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16368.1	8.97	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16581.3	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O	16582.0	9.08	-	-	-	-	-	8.63	-	-
O	16866.7	9.07	8.96	8.82	8.41	8.41	8.57	-	-	-
O	16871.9	8.97	8.93	8.76	8.43	8.34	8.51	8.64	8.54	-
O	16879.1	-	-	-	-	8.32	8.5	-	-	-
O	16884.5	-	-	-	-	8.42	-	8.61	-	-
O	16886.3	-	-	-	8.35	8.37	-	8.6	-	-
O	16895.2	-	-	-	-	8.39	8.57	-	8.53	8.45
O	16898.9	-	-	-	-	8.21	8.48	8.6	-	-
Na	16373.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Na	16388.9	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Mg	15740.7	-	7.5	7.7	7.45	7.55	7.65	7.75	-	-
Mg	15749.0	-	7.65	7.7	7.5	7.52	7.5	7.75	7.45	-
Mg	15765.8	-	7.65	7.5	7.35	7.45	7.25	7.55	7.55	-
Al	16719.0	6.3	7.35	6.35	6.05	6.1	6.13	6.28	6.2	6.35
Al	16750.6	6.1	7.35	-	5.9	6.05	6.13	6.28	6.05	-
Al	16763.4	-	7.45	6.35	6.15	-	6.25	6.35	6.3	6.4
Si	15888.4	-	-	7.5	-	-	-	-	7.35	-

Continua na próxima página

Tabela F.5: Abundâncias por linha – Parte 5

Elemento	$\lambda$ (Å)	2000	2191	9239	8117	1222	1125	1118	7499	7374
Si	15960.1	-	-	7.7	-	-	7.55	7.65	-	-
Si	16094.8	-	-	7.5	-	-	7.45	7.7	-	-
Si	16680.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-
K	15163.1	5.2	5.0	4.95	4.75	4.59	4.88	4.93	4.93	4.8
K	15168.4	5.35	5.2	5.09	4.75	4.84	5.98	4.93	4.84	4.8
Ca	16136.8	-	-	6.45	5.9	-	6.3	6.31	-	6.15
Ca	16150.8	-	6.36	6.5	-	-	6.38	6.37	-	-
Ca	16157.4	-	6.5	6.5	6.1	6.12	6.35	6.37	6.1	6.25
Ti	15334.8	4.64	-	4.65	4.38	-	-	-	4.55	4.45
Ti	15543.8	-	-	4.75	4.38	-	-	-	4.48	4.33
Ti	15602.8	5.07	-	5.05	4.75	4.84	4.8	4.9	-	-
Ti	15699.0	4.7	-	4.95	4.63	4.64	-	4.73	-	-
Ti	15715.6	4.61	4.6	4.7	4.4	4.57	4.5	4.6	4.37	4.42
Ti	16635.2	-	5.03	-	4.64	-	4.9	4.9	4.84	4.8
V	15924.9	-	-	3.82	3.6	-	3.8	3.84	-	-
Cr	15680.1	-	-	5.92	5.63	5.63	5.75	5.8	-	-
Mn	15159.0	-	-	5.52	-	5.2	5.09	5.42	4.84	-
Mn	15217.8	-	-	5.48	-	-	-	-	-	-
Mn	15262.4	-	-	5.48	-	-	5.28	5.42	4.6	-
Fe	15207.5	7.87	-	7.7	-	-	-	-	7.45	7.2
Fe	15219.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15224.8	-	-	-	-	-	-	7.72	-	-
Fe	15294.6	-	-	7.6	7.2	7.35	7.38	7.65	7.2	-
Fe	15395.0	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15490.3	7.81	-	7.67	-	-	7.46	7.48	-	-
Fe	15591.8	-	-	-	-	-	7.55	7.73	-	-
Fe	15604.0	-	-	-	-	-	7.6	-	-	-
Fe	15621.7	-	-	7.75	-	-	-	-	-	-
Fe	15632.0	7.85	-	7.65	-	-	-	-	-	-
Fe	15648.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	15662.0	-	-	7.67	7.2	7.45	7.55	7.67	-	-
Fe	15692.5	-	-	-	-	-	7.65	7.68	-	-
Fe	15723.5	-	-	-	-	7.3	7.57	7.55	-	7.1
Fe	15965.0	7.77	7.3	7.42	6.8	7.05	7.32	7.4	7.05	7.0

Continua na próxima página

Tabela F.5: Abundâncias por linha – Parte 5

Elemento	$\lambda$ (Å)	2000	2191	9239	8117	1222	1125	1118	7499	7374
Fe	16009.6	-	-	7.65	-	-	-	7.7	-	-
Fe	16018.5	-	-	-	-	-	-	7.2	-	-
Fe	16108.1	-	7.3	7.4	7.0	6.95	-	-	7.0	6.9
Fe	16114.0	-	7.4	-	6.95	-	7.15	7.34	7.0	6.9
Fe	16245.7	7.85	7.33	-	6.9	7.0	-	-	7.0	6.95
Fe	16271.8	7.65	-	-	-	-	-	-	7.1	-
Fe	16284.7	7.7	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16299.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16377.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16546.8	8.0	7.37	7.57	6.97	7.07	7.18	-	7.11	7.0
Fe	16548.8	7.75	7.22	7.35	6.9	7.0	7.1	-	-	-
Fe	16557.2	7.73	7.27	7.6	-	-	-	7.42	-	-
Fe	16574.8	-	7.3	7.67	6.9	7.01	7.15	-	7.0	7.0
Fe	16694.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16735.4	-	-	-	-	7.05	7.1	-	-	-
Fe	16738.3	7.81	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16741.7	7.88	-	-	-	7.2	7.0	7.25	-	-
Fe	16796.4	7.65	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	16812.7	7.81	-	-	-	-	-	-	-	7.0
Fe	16814.1	-	-	-	7.0	7.05	7.15	7.37	7.0	-
Fe	16889.6	-	-	-	6.8	-	7.35	-	-	-
Fe	16892.9	-	-	7.55	-	7.15	-	7.2	7.15	-
Fe	16922.7	-	-	-	-	-	-	7.3	-	-
Fe	16935.1	-	7.15	-	-	7.25	-	-	-	-